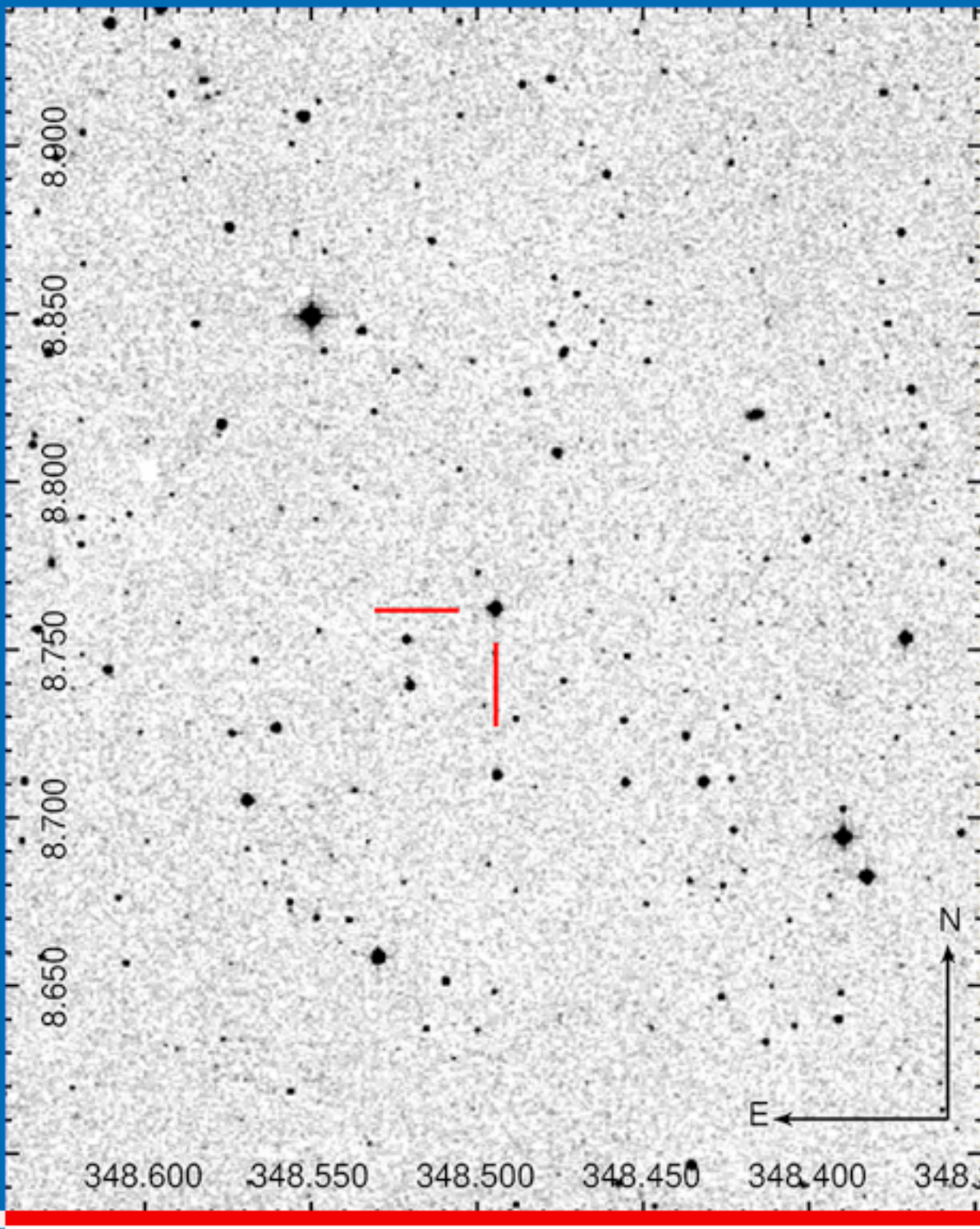
TJAA

Turkish Journal
of Astronomy & Astrophysics



TAD
1954
TÜRK ASTRONOMİ DERNEĞİ
TURKISH ASTRONOMICAL SOCIETY

TJAA is a publication of the Turkish Astronomical Society

dergipark.gov.tr/tjaa

Year: **2025**, Volume: **6**, Special Issue

e-ISSN: 2757-7295

Turkish Journal of Astronomy and Astrophysics (TJAA)

All volumes and issues of the TJAA can be accessed via: dergipark.org.tr/tjaa

TJAA is published by the Turkish Astronomical Society (TAD)

e-ISSN: 2757-7295

Year: **2025**, Volume: **6**, Special Issue

TJAA Editorial Board

(in alphabetical order by surname)

Editor-in-Chief

Selim Osman Selam · Ankara University

Editors

Nazım Aksaker · Çukurova University

Sinan Aliş · İstanbul University

Can Güngör · İstanbul University

Layout Editors

Süleyman Fişek · İstanbul University

Yücel Kılıç · Inst. de Astro. de Andalucía

Sinan Kaan Yerli · Middle East Tech. University

Language Editor

Başar Çoşkunoğlu · İstanbul University

Board Members

Melike Afşar (Ege University), Aysun Akyüz (Çukurova University), Özgür Baştürk (Ankara University), Altan Baykal (Middle East Technical University), Sıtkı Çağdaş İnam (Başkent University), Laurent Jolissaint (University of Applied Science Western Switzerland), Murat Kaplan (Akdeniz University), Irek Khatimov (Kazan Federal University), Ali Kılçık (Akdeniz University), Tolgahan Kılıçoğlu (Ankara University), Mingyu Ge (Chinese Academy of Science), Reynier Peletier (University of Groningen), Pablo Santos-Sanz (Instituto de Astrofísica de Andalucía), Esin Sipahi Kılıç (Ege University).

© 2025 Türk Astronomi Derneği – All rights reserved.

*Cover page is the sky map of **Anadolu** (first named as WASP-52) which contains the exo-planet **Göktürk**.*
The page is designed by Süleyman Fişek, Sinan Kaan Yerli and Nazım Aksaker.

23. Ulusal Astronomi Kongresi

BİLDİRİ KİTABI

2–6 Eylül 2024
İstanbul Üniversitesi, İstanbul

Misafir Editörler
Prof. Dr. Nazım Aksaker
Dr. Öğr. Üye. Sinan Aliş
Dr. Öğr. Üye. Can Güngör
Prof. Dr. Selim Osman Selam
Doç. Dr. Sinan Kaan Yerli

İstanbul 2024

UAK–2024
23. Ulusal Astronomi Kongresi

2-6 Eylül 2024
İstanbul Üniversitesi, İstanbul

© 2025 Türk Astronomi Derneği

İSTANBUL ÜNİVERSİTESİ
1453

Kongre Başkanı
Tansel AK

Bilim Kurulu
Selçuk BİLİR (Başkan)
İnci AKKAYA ORALHAN
Sinan ALİŞ
Funda BOSTANCI GÜVER
Ömür ÇAKIRLI
K. Yavuz EKŞİ
Ersin GÖĞÜŞ
Sıtkı Çağdaş İNAM
Murat KAPLAN
Tolgahan KILIÇOĞLU
Timur ŞAHİN
H. Volkan ŞENAVCI
Faruk SOYDUGAN
Cahit YEŞİLYAPRAK
Mutlu YILDIZ

Yerel Düzenleme Kurulu
Sinan ALİŞ (Başkan)
Funda BOSTANCI GÜVER (Başkan)
Furkan AKBABA
Beste BEGİÇARSLAN
Merve BOZKURT
Tuğba BOZTEPE
Hikmet ÇAKMAK
Ceren Nur ÇALIK
Özcan ÇALIŞKAN
Başar COŞKUNOĞLU
Elif Ece DEVECİOĞLU
Deniz Cennet DURSUN
Ergün EGE
Süleyman FİŞEK
Asuman GÜLTEKİN ANNAK
Can GÜNGÖR
Seda KAPTAN
Elif KÖKSAL
Özgecan ÖNAL TAŞ
Olcay PLEVNE
Mustafa Turan SAĞLAM
Şeyma Ceren ŞANLI
Burçin Tanık ÖZTÜRK
Seval TAŞDEMİR
Burcu ÜLGEN
F. Korhan YELKENCİ
Sinan Kaan YERLİ
Talar YONTAN

TÜBİTAK · ASTROMED · ece TEKS · İBB KÜLTÜR visit istanbul · elit · TAD

uak.info.tr
uak@tad.org.tr

T.C. İSTANBUL ÜNİVERSİTESİ

Önsöz

Değerli meslektaşlarımız,

2-6 Eylül 2024 tarihleri arasında gerçeklesen 23. Ulusal Astronomi Kongresine 408 kişi kayıt yaptırmış ve 310 kişi fiilen katılmıştır. Otuz iki kişi ise kayıt yaptırmadan oturumları dinlemeye gelmiştir.

Kongrede 4 çağrılı ve 98 normal bildiri sunulmuştur. Bunun yanında 12. Ulusal Astronomi Öğrenci Kongresi kapsamında 10 lisans öğrencisi bildiri sunmuştur. Poster sergilenmesi için hazırlanan alanda kongre boyunca 53 poster bildiri sergilenmiştir. Bu poster bildirilerin 44'ü ePoster olarak UAK sayfasından erişilebilir durumdadır. Ayrıca, 46 kişi poster bildirilere verilen 2 dakikalık kısa sunum olanağından da yararlanmıştır.

Sonuç olarak; 23. Ulusal Astronomi Kongresinde 158 konuşma gerçekleştirilmiştir. Son zamanlardaki en geniş katılımlı ve en yoğun programlı kongrelerden birini başarıyla geride bıraktık.

Kongrede sunulan bildirilerin TJAA'da (*Turkish Journal of Astronomy and Astrophysics*) yayınlanması için 3 Ekim 2024'te çağrıya çıkıldı ve 8 Aralık 2024'e kadar tam metin gönderimi kabul edildi. Bu sürede 86 bildirinin tam metni TJAA'ya gönderildi. Bunlardan 10 tanesi süreç içinde çeşitli nedenlerle geri çekildi. TJAA'ya gönderilen her bir çalışma için Bilim Kurulunun belirlediği iki hakemden değerlendirme alındı. Dolayısıyla, 76 bildiri hakem değerlendirmesi sonrasında editoryal süreçleri tamamlayarak **TJAA Vol. 6, Özel Sayısında** yerlerini aldı.

Makalelerin sayıya atanmalarında ve sayfa numaraları almalarında hakem değerlendirmesi ve süreç işlemlerinin bitiş sırası esas alındı ve süreci tamamlanan çalışmalar erken görünümde listelenmeye başladılar. Ayrıca, her bir çalışmanın özgün bir DOI numarası olduğunu da hatırlatmak isteriz.

Bu vesileyle bir kere daha, kongrenin düzenlenmesinde emek ve katkıları olan Bilim ve Düzenleme Kurulları üyelerine, tüm katılımcılara ve tüm destekçilerimize teşekkür ederiz. Özel olarak, bildirilerin tam metinlerinin yayınlanması sürecini üstlenen ve yoğun mesai harcayan TJAA Editör Kuruluna ve bildirileri değerlendiren meslektaşlarımıza şükranlarımızı sunarız.

UAK22 Yerel Düzenleme Kurulu

© 2025 Turkish Astronomical Society (TAD)

Bilim Kurulu

İnci	AKKAYA ORALHAN	Erciyes Üniversitesi
Sinan	ALİŞ	İstanbul Üniversitesi
Selçuk	BİLİR (Başkan)	İstanbul Üniversitesi
Funda	BOSTANCI GÜVER	İstanbul Üniversitesi
Ömür	ÇAKIRLI	Ege Üniversitesi
K. Yavuz	EKŞİ	İstanbul Teknik Üniversitesi
Ersin	GÖĞÜŞ	Sabancı Üniversitesi
Sıtkı Çağdaş	İNAM	Başkent Üniversitesi
Murat	KAPLAN	Akdeniz Üniversitesi
Tolgahan	KILIÇOĞLU	Ankara Üniversitesi
Timur	ŞAHİN	Akdeniz Üniversitesi
H. Volkan	ŞENAVCI	Ankara Üniversitesi
Faruk	SOYDUGAN	Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi
Cahit	YEŞİLYAPRAK	Atatürk Üniversitesi
Mutlu	YILDIZ	Ege Üniversitesi

Yerel Düzenleme Kurulu

Furkan	AKBABA	İstanbul Üniversitesi
Sinan	ALİŞ (Başkan)	İstanbul Üniversitesi
Beste	BEGİÇARSLAN	İstanbul Üniversitesi
Funda	BOSTANCI GÜVER (Başkan)	İstanbul Üniversitesi
Merve	BOZKURT	İstanbul Üniversitesi
Tuğba	BOZTEPE	İstanbul Üniversitesi
Hikmet	ÇAKMAK	İstanbul Üniversitesi
Ceren Nur	ÇALIK	İstanbul Üniversitesi
Özcan	ÇALIŞKAN	İstanbul Üniversitesi
Başar	COŞKUNOĞLU	İstanbul Üniversitesi
Elif Ece	DEVECİOĞLU	İstanbul Üniversitesi
Deniz Cennet	DURSUN	İstanbul Üniversitesi
Ergün	EGE	İstanbul Üniversitesi
Süleyman	FİŞEK	İstanbul Üniversitesi
Asuman	GÜLTEKİN ANNAK	İstanbul Üniversitesi
Can	GÜNGÖR	İstanbul Üniversitesi
Seda	KAPTAN	İstanbul Üniversitesi
Elif	KÖKSAL	İstanbul Üniversitesi
Özgecan	ÖNAL TAŞ	İstanbul Üniversitesi
Olcay	PLEVNE	İstanbul Üniversitesi
Mustafa Turan	SAĞLAM	Erciyes Üniversitesi
Burçin	TANIK ÖZTÜRK	İstanbul Üniversitesi
Seval	TAŞDEMİR	İstanbul Üniversitesi
Burcu	ÜLGEN	İstanbul Üniversitesi
F. Korhan	YELKENCİ	İstanbul Üniversitesi
Sinan Kaan	YERLİ	Orta Doğu Teknik Üniversitesi
Talar	YONTAN	İstanbul Üniversitesi

© 2025 Turkish Astronomical Society (TAD)

Kongre Programı

1. Gün - Pazartesi - 2 Eylül 2024	
Oturum 11	Oturum Başkanı - Prof.Dr. Tolga Güver Oturum Yeri: Fuat Sezgin KKM
09:00	Açılış Konuşmaları (30 dk)
09:30	*NGC 1365'de Aşırı Parlak X-Işın Kaynaklarında Donör Yıldızlarının Rolü : James Webb Uzay Teleskobu Perspektifi* **Aysun Akyüz** (15 dk)
09:45	*Gaz Gezegenlerin Yapısı ve Kimyasal Bileşimi Üzerine* **Mutlu Yıldız; Sibel Örtel; Zeynep Çelik Orhan; Tuğbanur Çakır** (15 dk)
10:00	*Yeryüzünde Nizam Anlayışı Bağlamında Astroloji ve Astronomi İlişkisi: Osmanlı Ahkam-ı Sal Örneği* **Yavuz Unat; Sedef Uysal** (15 dk)
10:15	Ara (30 dk)
1. Gün - Pazartesi - 2 Eylül 2024	
Oturum 12	Oturum Başkanı - Prof.Dr. Aysun Akyüz Oturum Yeri: Fuat Sezgin KKM
10:45	*Yıldız Astrofiziği Temel Bağıntıları: Kütle-Işınım Gücü ve Digerleri* **Zeki Eker** (40 dk)
11:25	*Eliptik Galaksi Kümesi Abell 2304: Gökada Işınım Gücü Fonksiyonu* **Ebru Aktekin Çalışkan; Ayşenur İnce** (15 dk)
11:40	*Geçici-AMXP'lerde Z2 ve Maksimum Olabilirlik Çıkarımı Yöntemleriyle Detaylı Bir Atma Taraması* **Mustafa Turan Sağlam; Can Güngör; Tuğçe Kocabıyık** (15 dk)
11:55	*Ötegezegenlerin Bazı Temel Parametrelerinin Dağılımları Üzerine bir İnceleme* **Celal Gökhan Tunçer; Zeynep Bozkurt** (15 dk)
12:10	*Kataklismik Değişen Yıldızlarda Z Cam Sınıfı Aktivite Farklılıkları* **Gamze Şen; Ferruh Çetin; Rüştü Can Güner; Metin Altan** (15 dk)
12:25	*Cüce Nova HT Cas'ın TESS Gözlemleri* **Okan Can İnce; Belinda Kalomeni** (2 dk)
12:27	*Nova Kabuklarının Gözlemlerinde Poz Süresi, Bant Genişliği ve Ham veya İndirgenmiş Verilerin Astronomik Görüş Ölçümleri Üzerindeki* **Hasan H. Esenoğlu** (2 dk)
12:29	Öğle Arası
1. Gün - Pazartesi - 2 Eylül 2024	
Oturum 13	Oturum Başkanı - Prof.Dr. Mutlu Yıldız Oturum Yeri: Fuat Sezgin KKM
14:00	*Algol Türü Çift Yıldız Sistemlerinin Tayfsal Analizleri: CNO Çevrimi İzlerinin Bileşen Atmosferlerinde Araştırılması* **Ahmet Dervişoğlu; Timur Şahin; Ömür Çakırlı; Barış Hoyman; Dilem Göktaş** (15 dk)
14:15	*Dünya'da Astronomi Sitelerinin Işık Kirliliğinin Güncel Durumu ve Zamansal Değişimi* **Zühal Kurt; Nazım Aksaker; Sinan Kaan Yerli; Murat Bayazıt** (15 dk)
14:30	*Yerel Küme Ötesi Seçilen Galaksilerde Sıkı Yıldız Kümeleri ve X-ışın Çiftlerinin İlişkisinin İncelenmesi* **Seda Acar; İnci Akkaya Oralhan; Aysun Akyüz** (15 dk)
14:45	*Ötegezegenli Yıldızların Kinematik İncelenmesi* **Gamze Bendeş; Faruk Soydugan; Selçuk Bilir** (15 dk)
15:00	*Ay Çarpma Parlamalarının Gözlemsel Olarak İncelenmesi* **Mert Acar; Serdar Evren** (15 dk)

© 2025 Turkish Astronomical Society (TAD)

15:15	*Mavi Bayrak Uygulamaları Kapsamında Eskişehir İli Karanlık Gökyüzü Parkının Belirlenmesi* **Ebru Güven; Metin Altan** (2 dk)
15:17	*Gezegenlerin Çekirdek ve Normal Kütleleri ile Uydu Sayıları Arasındaki İlişkinin Araştırılması, Kütle Çekim Kuramının Yetersizliği* **Tuna Sezgin** (2 dk)
15:19	Ara (26 dk)
1. Gün - Pazartesi - 2 Eylül 2024	
Oturum 14	Oturum Başkanı - Prof.Dr. Selim Osman Selam Oturum Yeri: Fuat Sezgin KKM
15:45	*Düşük Yüzey Parlaklıklı Gelgit Yapılarının Konak Gökadaların Temel Parametleri ile İlişkisi* **Mustafa Kürşad Yıldız; Elisabeth Sola** (15 dk)
16:00	*Süpernova Kalıntısı N132D'nin Ön X-ışın Tayf Analizleri* **Neslihan Alan; Emre Karagöz** (15 dk)
16:15	*25. Güneş Çevrim Süresince LOFAR ile Gözlenen Radyo Patlamaları Üzerine Bir Araştırma* **Beste Begiçarslan; Hasret Atasoy; Z Funda Bostancı** (15 dk)
16:30	*Türkçe'ye Yanlış Çevrilen Astronomi Terimlerinin Ortaya Çıkardığı Sorunlar ve Türkçe Terimlerin Standartlaştırılması* **H. Aziz Kayıhan; Sinem Çoban** (2 dk)
16:32	*Arşiv Verilerinde Güneş Sistemi Nesneleri Araştırması* **Hasan H. Esenoğlu; Adnan Ökten; M Türker Özkan; Ahmet Özcan; Alper Şanlı** (2 dk)
16:34	*Küçük Teleskoplarla Gökada Gözlem Sınırının Belirlenmesi* **Aybike Ediz; Hasan Ali Dal; Ulaş Duman Gerçek** (2 dk)
16:36	Ara (29 dk)
1. Gün - Pazartesi - 2 Eylül 2024	
Oturum 15	Oturum Başkanı - Prof.Dr. Ömür Çakırlı Oturum Yeri: Fuat Sezgin KKM
17:20	*Gezegenimsi Bulutsu Adaylarının Sınıflandırılması ve Fotoiyinizasyon Modelleri* **Nazım Aksaker; Aysun Akyüz; Nurullah Erzincan; Şengül Yalgın** (15 dk)
17:35	*Güneş'te Görülen Plateau Parametresinin Zamanla Değişmesinin Aktif Tek Yıldız AD Leo ve V1005 Ori ile Test Edilmesi* **Hasan Ali Dal; Ezgi Yoldaş** (15 dk)
17:50	*Seçilmiş Açık Kümelerin Fotometrik ve Astrometrik Analizleri* **Hülya Erçay** (15 dk)
18:05	*Güneş Parlamalarındaki Yarı-Periyodik Salınımların Çoklu Dalga Boyu Gözlemlerinde Araştırılması* **Hasret Atasoy; Beste Begiçarslan; Z Funda Bostancı** (15 dk)
18:20	*Örten Çift Yıldız V359 Cas'ın Yörünge Dönemi Değişimi* **Fatma Betül Karcı; Mesut Yılmaz; Hakan Volkan Şenavcı; İbrahim Özavcı** (2 dk)
18:22	*Uzay Durum Farkındalığı (SSA) ve TÜBİTAK Uzay'da Gerçekleştirilen Faaliyetler* **Seda Aydın** (2 dk)
19:30	AÇILIŞ KOKTEYLİ
2. Gün - Salı - 3 Eylül 2024	
Oturum 21	Oturum Başkanı - Prof.Dr. Eda Sonbaş Oturum Yeri: Fuat Sezgin KKM
09:00	*Yıldız Doğumhanelerinden Yaşlı Yıldız Popülasyonlarına: NGC 1055 Galaksisinin Çoklu Dalga Boyu Analizi* **Selçuk Topal** (15 dk)

© 2025 Turkish Astronomical Society (TAD)

09:15	*Samanyolu'nun Kralları* **Talar Yontan** (15 dk)
09:30	*Auriga OB Oymağının Gaia DR3 ile Fotometrik ve Kinematik Olarak İncelenmesi* **Burcu Ülgen; Tansel Ak** (15 dk)
09:45	*İzole Nötron Yıldızı Popülasyonlarının Evrimsel Bağları* **Ali Arda Gençali; Ünal Ertan** (15 dk)
10:00	*Yakın Galaksilerde Bulunan X-ışın Çiftlerinin X-ışın ve Optik Gözlemler Kullanılarak Sınıflandırılması* **Şenay Avdan; Eda Sonbaş; Hasan Avdan** (15 dk)
10:15	*Türkiye'den Gerçekleştirilen Şartlı Asteroit Keşiflerine Dair Bilgiler* **Ulaş Duman Gerçek; H Aziz Kayıhan; Görkem Koray Öz; Yücel Kılıç; Orhan Erece; Mert Koçer** (2 dk)
10:17	*Samanyolundaki Yıldız Oluşum Bölgelerinin Gama Işınlarında Araştırılması* **Muhammet Tekin; Tülün Ergin** (2 dk)
10:19	Ara (31 dk)
2. Gün - Salı - 3 Eylül 2024	
Oturum 22	Oturum Başkanı - Prof.Dr. Kadri Yakut Oturum Yeri: Fuat Sezgin KKM
10:50	*Kara Deliklerde Orta Kütle Aralığının İncelenmesi* **Eda Sonbaş** (40 dk)
11:30	*Güneş Aktivitesi Tahmini Üzerine Makine Öğrenmesi Uygulamaları* **Mirkan Yusuf Kalkan** (15 dk)
11:45	*Line Emission Mapper ile Süpernova Kalıntısı 3C 391'in X-ışın Dalga Boylarında İncelenmesi* **Cihad Deniz; Aytap Sezer; Hicran Bakış** (15 dk)
12:00	*RTT-150 ile Low-z 6 Kuazarın Tayfsal Doğrulaması* **Seyit Hökelek; Enes Selam Kaçan; Nurten Filiz Ak** (15 dk)
12:15	*Yüksek Kütleli X-Işın Çiftlerinde Nötron Yıldızlarının Dönme Evrimi İncelenmesi ve Modellenmesi* **Elif Köksal; Tolga Güver; Erbil Gügercinoğlu** (15 dk)
12:30	*Astronomi Eğitiminde Atölye Tasarımı* **Metin Altan; Memduh Sami Taner; Görkem Koray Öz; Ayşenur Ordukaya** (2 dk)
12:32	*Sorgulamaya Dayalı Öğrenme Yöntemiyle Astronomi Eğitimi* **Ayşegül Yelkenci; Fuat Korhan Yelkenci; Dursun Koçer; Ceren Can** (2 dk)
12:34	*Space Debris Recyling Center* **Gurur Gaye Günal** (2 dk)
12:36	Öğle Arası
12:45	Kongre Fotoğrafı Çekimi
2. Gün - Salı - 3 Eylül 2024	
Oturum 23	Oturum Başkanı - Prof.Dr. Ersin Göğüş Oturum Yeri: Fuat Sezgin KKM
14:15	*Erzurumlu İbrahim Hakkı Hazretleri* **Halil Kırbıyık** (15 dk)
14:30	*Sert X-Işınlarında Belirlenen Galaksi Kümelerinin Optik Özellikleri* **Hatice Bahar Atalı; Sinan Aliş; Eyüp Kaan Ülgen** (15 dk)
14:45	*Dönme Gücü ile Işıma Yapan Pulsarlardaki Anti-glitch Keşfi* **Muhammed Mirac Serim; Youli Tuo; Marco Antonelli; Lorenzo Ducci; Armin Vahdat; Mingyu Ge; Andrea Santangelo; Fei Xie** (15 dk)
15:00	*Mars'taki Cerberus Fossae'nin Jeomorfolojik Haritalanması* **Deniz Yazıcı; Tolga Görüm; Orkan Özcan; Cengiz Yıldırım** (15 dk)

© 2025 Turkish Astronomical Society (TAD)

15:15	*Yüksek Manyetik Alanlı Radyo Pulsarları ve Sönük İzole Nötron Yıldızları Arasındaki Bağın Uzun Dönem Evriminin İncelenmesi* **Şeyda Demirok** (15 dk)
15:30	*VZ CVn Sisteminin gama Dor Türü Zonklama Doğası* **Mehmet Geldi; Esin Sipahi Kılıç** (2 dk)
15:32	*Yoğun Yıldız Oluşumu Bölgesi: Cygnus OB Oymağının Gaia DR3 ile Analizi* **Burcu Ülgen; Tansel Ak; Eyüp Kaan Ülgen** (2 dk)
15:34	*KIC9392702 ve KIC11616594 Sistemlerinin Analizi* **Derviş Ersin Tokbay; Kadri Yakut** (2 dk)
15:36	Ara (24 dk)
2. Gün - Salı - 3 Eylül 2024	
Oturum 24	Oturum Başkanı - Prof.Dr. Esin Sipahi Kılıç Oturum Yeri: Fuat Sezgin KKM
16:00	*Kırmızı Kol Galaksilerinin Derin Öğrenmeyle Sınıflandırılması* **Eyüp Kaan Ülgen; Sinan Aliş; Fuat Korhan Yelkenci** (15 dk)
16:15	*Güneş Benzeri İlkel Yıldızlar ve Moleküler İçerikleri: ALMA FAUST Projesi* **Şeyma Mercimek** (15 dk)
16:30	*Güneş Aktivitesinde X-ışın Flare Davranışının OPEA Modeli ile Belirlenmesi* **Ezgi Yoldaş; Hasan Ali Dal** (15 dk)
16:45	*CN Lyn Sisteminin Detaylı Analizi* **Gökhan Yücel; Remziye Canbay; Volkan Bakış; Neslihan Alan; Selçuk Bilir** (15 dk)
17:00	*Örten Wolf-Rayet Çiftlerinin Fiziksel ve Yörnünge Parametrelerinin Belirlenmesi* **İbrahim Aköz; Kadri Yakut** (15 dk)
17:15	*Seçilen Güneş Sistemi Bileşenlerinin Tayfsal İçeriklerinde Yaşam Barındırabilme Potansiyeline Yönelik İpuçları* **Nujin Dede; Hande Okurlar; Metin Altan** (2 dk)
17:17	*Göktaşlarında Yeryüzünün Kirleticileri Konusuna UUİ Uzay Tozu Ölçümü Girişimi ve Yer Laboratuvarı Toz Sayım Örnekleri* **Hasan H. Esenoğlu; Ferda Paçal; Aris Çakiris; Asum Eslem Şahin; Ersin Kaygısız** (2 dk)
17:19	*Kandilli Rasathanesinde Güneş Gözlemleri ve Jeomanyetik Gözlemler ile Kasım 2023 Manyetik Fırtınasının İncelenmesi* **Elif Çiftçi; Hülya Yeşilyaprak; Cengiz Çelik; Özlem Hacıoğu; Burak Kotan** (2 dk)
17:21	*Eğri Toplanma Disklerinin Kararlılığı* **Anahita Yavari; Suzan Doğan** (2 dk)
17:23	Ara (24 dk)
2. Gün - Salı - 3 Eylül 2024	
Oturum 25	TAD Genel Kurulu Oturum Başkanı - Doç.Dr. Sinan Kaan Yerli Oturum Yeri: Fuat Sezgin KKM
17:45	TAD Genel Kurulu
3. Gün - Çarşamba - 4 Eylül 2024	
Oturum 31	Oturum Başkanı - Doç.Dr. Sinan Kaan Yerli Oturum Yeri: Fuat Sezgin KKM
09:00	*Yer'e Çarpması Olası Asteroitlerin Makine Öğrenmesi Teknikleri ile Yörüngelerinin Tespiti ve Analizi* **Murat Kaplan; Orhan Erece** (15 dk)
09:15	*İki Örten Çift Yıldıza Sahip Olası Dörtlü Yıldız Sistemlerin Fotometrik Çalışması* **Evrim Kıran; Ahmet Dervişoğlu** (15 dk)

© 2025 Turkish Astronomical Society (TAD)

09:30	*Geçici Olarak Yığılan Nötron Yıldızlarının Çekirdek Soğumasının X-ışını Verileriyle Araştırılması* **Kaiser Arf; Kai Schwenzer** (15 dk)
09:45	*Kompakt Çift Sistemlerin Birleşme Simülasyonlarıyla Gravitasyonel Dalga Formları ve Elektromanyetik Karşılıkları* **Kutay Arınç Çokluk; Kadri Yakut** (15 dk)
10:00	*IC 443 Süpernova Kalıntısı İçindeki Kaçan Yıldız* **Baha Dinçel; Günay Paylı; Sinan Kaan Yerli** (15 dk)
10:15	*Kuazarlarda Geniş Soğurma Çizgilerinin Uzun Dönemli Değişim Analizi* **Enes Selam Kaçan; Nurten Filiz Ak** (2 dk)
10:17	*HD132560 Yıldızının Atmosfer Parametreleri* **Ayşegül Şen; Mesut Yılmaz; İbrahim Özavcı; Engin Bahar; Hakan Volkan Şenavcı** (2 dk)
10:19	*F-G-K Tayf Türü Yıldızların Optik ve Kırmızıöte Bölge Tayfsal Analizleri için Kullanışlı bir Çizgi Listesi* **Nur Çınar; Mahmut Marışmak; Sena Aleyna Şentürk; Ferhat Güney; Timur Şahin** (2 dk)
10:21	Ara (24 dk)
3. Gün - Çarşamba - 4 Eylül 2024	
Oturum 32	Oturum Başkanı - Doç.Dr. Murat Kaplan Oturum Yeri: Fuat Sezgin KKM
10:50	*Mirya-M1 Müon Dedektörü, Yapım Süreci ve İlk Sonuçlar* **Tolga Güver** (40 dk)
11:30	*TUG-TFOSC ve DAG-DIRAC Detektörleri için Galaksi Simülasyonları* **Süleyman Fişek; Sinan Aliş; Fuat Korhan Yelkenci** (15 dk)
11:45	*Yakın Erken Tür Galaksilerin AKARI Fotometrik Verilerin Manuel ve Otomatik TED Modelleme Yöntemlerin Karşılaştırması* **Merve Şahin; Mustafa Kürşad Yıldız** (15 dk)
12:00	*Ege Üniversitesi Gözlemevi'nden Asteroit Gözlemleri ve (349) Dembowska Asteroidinin Analizi* **Ulaş Duman Gerçek; Hasan Ali Dal** (15 dk)
12:15	*TUG'da Geliştirilen Gözlemevi ve Teleskop Kontrol Yazılımı: NightAssistant* **Orhan Erece; Yücel Kılıç** (15 dk)
12:30	*Türkiye Ulusal Gözlemevleri Proje ve Süreç Yönetim Mimarisi* **Elif Yağmur; Cahit Yeşilyaprak; Bülent Güçsav; Erkan Şahmalı** (2 dk)
12:32	*DAG Teleskobu'nun İlk Işık Sonrası Gözlem Performans Öngörüleri* **Ebru Uzunçam; Derya Öztürk Çetni; Gizay Yolalan; Seda Baştürk; Bülent Güçsav; Cahit Yeşilyaprak** (2 dk)
12:34	Öğle Arası
3. Gün - Çarşamba - 4 Eylül 2024	
Oturum 33	12. Ulusal Astronomi Öğrenci Kongresi Oturum Başkanı - Doç.Dr. Hasan Ali Dal Oturum Yeri: Fuat Sezgin KKM
14:00	*Düşük Kütleli X-Işın Çifti 4U 1608-522'nin 2020 Parlamasının Tayfsal Evrimi ve Olası Süper-Patlama Gözlemi* **Elif Ece Devecioğlu; Tuğba Boztepe; Tolga Güver; Can Güngör** (5 dk)
14:05	*2004-2022 Yılları Arasındaki Ulusal Astronomi Kongrelerinde Sunulan Çalışmaların Bilimsel Alanlara Göre İncelenmesi* **Melike İlayda Eryılmaz; Sinan Aliş** (5 dk)
14:10	*GIP Ardıl Işınım Emisyon Mekanizmasının Makine Öğrenmesi ile İncelenmesi* **Muhammed Diyaddin İlhan; Kai Schwenzer** (5 dk)
14:15	*Çift Karadelik Sistemlerinin Birleşme Süreçlerinin Modellenmesi* **Alp Saltık; Gökalp Kunurkaya; Kadri Yakut** (5 dk)

© 2025 Turkish Astronomical Society (TAD)

14:20	*Be Türü Iot Lyr Yıldızının Fotometrik ve Tayfsal Değişkenliği* **Hande Okurlar; Metin Altan** (5 dk)
14:25	*LHAASO Kaynaklarıyla Örtüşen Dört Süpernova Kalıntısının (G17.0-0.0, G27.8+0.6, G28.6-0.1 ve G31.9+0.0) Fermi-LAT Uzamsal Analizi* **Asu Nisa Ünver; Tülün Ergin** (5 dk)
14:30	*V523 Cas Örten Çift Sisteminin Yörünge ve Fiziksel Parametreleri* **Göksu Güneş; Şule Uluç; Kadri Yakut** (5 dk)
14:35	*Eksen Dönmesi Gösteren Çift Sistemler Kataloğu* **Soheıl Sharıfıankorkchı; Ömer Lütfi Değirmenci** (5 dk)
14:40	*25. Güneş Çevrimi Süresince Uzay Havası Değişimleri* **Mehmet Geldi; Esin Sipahi Kılıç** (5 dk)
14:45	*Açık Küme Üyesi Sefeid Yıldızlarının Dönem Değişimlerinden Evrim Durumlarının Araştırılması* **Ebrar Taç; Esin Sipahi Kılıç** (5 dk)
14:50	*Shack-Hartmann Dalga Cephesi Sensör Tabanlı Adaptif Optik Sistemi ve Laboratuvar Sonuçları* **Seda Baştürk; Ebru Uzunçam; Derya Öztürk Çetni; Gizay Yolalan; Kemal Rüzgar; Bülent Güçsav; Cahit Yeşilyaprak** (2 dk)
14:52	*Aynalı Teleskoplar için Düşük Maliyetli Düz-Alan (Flat-Field) Panel Üretimi* **Şeyma Pekdemir; Neslihan Arslan; Mustafa Kürşad Yıldız** (2 dk)
14:54	Ara (36 dk)
3. Gün - Çarşamba - 4 Eylül 2024	
Oturum 34	Oturum Başkanı - Prof.Dr. Cahit Yeşilyaprak Oturum Yeri: Fuat Sezgin KKM
15:30	*Astronomik Görüş Ölçüm Monitörü, Yapım Süreci ve Saha Testi Sonuçları* **Erdem Aytekin** (15 dk)
15:45	*Işık Kirliliğinin Sayısal Ortamda Mikrozonlama Yaklaşımı ile Modellenmesi* **Ebru Güven; Metin Altan** (15 dk)
16:00	*Güneş Civarındaki Kinematik Yapının Açık Kümeler Yoluyla İncelenmesi* **Seval Taşdemir; Selçuk Bilir** (15 dk)
16:15	*Kabuk Gökadaların Birleşme Zamanının İllustrisTNG Simülasyonu ile Belirlenmesi* **Tuğba Erol; Mustafa Kürşad Yıldız; Ivana Ebrova** (15 dk)
16:30	*DAG Atmosferik Türbülans Yazılımı (ATLAS)* **Cihan Tuğrul Tezcan; Onur Şatır** (2 dk)
16:32	*DAG Türbülans Profil Sistemi (DAG-TPS)* **Onur Şatır; Cihan Tuğrul Tezcan; Recep Balbay; Sinan Aliş; Süleyman Fişek; Alperen Furkan Eksilmez; Bülent Güçsav; Cahit Yeşilyaprak** (2 dk)
16:34	*Model Tabanlı Sistem Mühendisliği Yaklaşımı ile DAG Aktif Optik Dalga Cephesi Sensör (aOWFS) Sistemi Konsept Çalışması* **Mehmet Kuruçolak; Derya Öztürk Çetni; Kemal Rüzgar; Bülent Güçsav; Cahit Yeşilyaprak** (2 dk)
16:36	Ara (24 dk)
3. Gün - Çarşamba - 4 Eylül 2024	
Oturum 35	Gözlemevleri Paneli Oturum Başkanı - Prof.Dr. Tansel Ak Oturum Yeri: Fuat Sezgin KKM
17:00	TUG ve DAG'da Son Gelişmeler, Teknik Durum (30 dk)
17:30	Türkiye Ulusal Gözlemevleri Araştırma Altyapısı (40 dk)
18:10	Ara (20 dk)

© 2025 Turkish Astronomical Society (TAD)

18:30	Üniversite Gözlemevleri ve Türkiye'de Gözlemsel Astronomi (30 dk)
19:00	Yetişmiş İnsan Kaynağı ve Diğer Konular (30 dk)
4. Gün - Perşembe - 5 Eylül 2024	
Oturum 41	Oturum Başkanı - Doç.Dr. İnci Akkaya Oralhan Oturum Yeri: Fuat Sezgin KKM
09:00	*Gök Mekaniği ve Güncel Uygulamalar* **Orhan Kurt** (15 dk)
09:15	*Güneş Civarından Seçilmiş Dört Metalce Fakir Yıldızın Galaktik Popülasyon Sınıflandırması* **Deniz Cennet Dursun; Selçuk Bilir** (15 dk)
09:30	*Fermi/GBM ile Tespit Edilen SGR J1550-5418 Patlamalarının Zaman Çözünürlüklü Tayfsal İncelemeleri* **Mustafa Demirer; Özge Keskin; Ersin Göğüş** (15 dk)
09:45	*ULX Adaylarının Karakteristikleri Üzerine Çoklu Dalgaboyu Çalışması* **Ege Tunç; Sinan Kaan Yerli; Tenay Saguner Rambaldi** (15 dk)
10:00	*Bayesian Radial Velocity Solver: BRaVe* **Emre Barbaros; Hasan Ak; Nurten Filiz Ak** (15 dk)
10:15	*UZ Lyr ve FL Lyr Yıldızlarının ETV Analizleri* **Anıl Temelci; Selim Osman Selam** (2 dk)
10:17	*HD 1936: Parlak ve Metalce Fakir Bir Yıldızın Kimyasal Bolluk Analizi* **Jannat Alazzawi; Şeyma Çalışkan Türksoy** (2 dk)
10:19	Ara (31 dk)
4. Gün - Perşembe - 5 Eylül 2024	
Oturum 42	Oturum Başkanı - Prof.Dr. Timur Şahin Oturum Yeri: Fuat Sezgin KKM
10:50	*James Webb Uzay Teleskobu'nun Gökada Devrimi* **Ece Kilerci** (40 dk)
11:30	*Klasik Nova V6567 Sgr'nin Fotoinizasyon Analizi ve Bolluk Tayini* **Hasan H. Esenoğlu** (15 dk)
11:45	*NICER ile 4U 1728-34'ten gözlenen termonükleer X-ışın Patlamaları ve Patlama Öncesi Osilasyonlar* **Tuğba Boztepe; Z Funda Bostancı; Tolga Güver; Ersin Göğüş** (15 dk)
12:00	*UPK 185 ve UPK 45 Açık Yıldız Kümelerinin Tayfsal ve Fotometrik İncelenmesi* **Rüya Demirci; İnci Akkaya Oralhan; Cenk Kayhan** (15 dk)
12:15	*Güneş Analoglarındaki Fotometrik ve Tayfsal İçerik Farklılıkları* **Ferruh Çetin; Gamze Şen; Rüştü Can Güner; Hande Okurlar; Metin Altan** (15 dk)
12:30	*HD47777 ve HD47887 Yıldızlarının Kimyasal Bolluk Analizi* **Elif Şura Etişken; Kübra Özge Ünal; Doğuş Özuyar** (2 dk)
12:32	*Seçilen Çift Sistemlerin X - ışın Değişimleri* **Ülkü Asena Çevik; Kadri Yakut** (2 dk)
12:34	*A2384 Galaksi Kümesinin Kimyasal Zenginleşmesi ve Galaksi Kümeleri Arasındaki Köprünün Araştırması* **Elif Naz Toktaş; Nihal Ercan** (2 dk)
12:36	Öğle Arası
4. Gün - Perşembe - 5 Eylül 2024	
Oturum 43	Oturum Başkanı - Prof.Dr. Esma Yaz Gökçe Oturum Yeri: Fuat Sezgin KKM

© 2025 Turkish Astronomical Society (TAD)

14:00	*Yüksek Kütleli X-ışını Atarcası MXB 0656-072'nin Zamanlama Analizleri* **Çağatay Kerem Dönmez; Muhammed Mirac Serim; Danjela Serim; Youli Tuo; Lorenzo Ducci; Altan Baykal; Andrea Santangelo** (15 dk)
14:15	*YY CrB Çift Yıldız Sisteminin Doppler Görüntüleme ile Leke Karakteristiğinin Belirlenmesi* **Eda Burcu Yorulmaz; İbrahim Özavcı; Engin Bahar; Hakan Volkan Şenavcı** (15 dk)
14:30	*Geçici - Milisaniye X-Işını Pulsarı Aql X-1'ın Atma Görülen ve Görülmeyen Zamanlarının Tayfsal Özellikleri* **Tuğçe Kocabıyık; Can Güngör; Mustafa Turan Sağlam; Tolga Güver; Z. Funda Bostancı** (15 dk)
14:45	*Galaksi Atmosferlerinin Soyulması ve Yıldız Rüzgarları ile Yenilenmesi: M89, M86 ve M84 Üzerine bir Vaka Çalışması* **Sinancan Kara; Nihal Ercan** (15 dk)
15:00	*NGC 4321'deki X-ışın Çiftleri* **Serkan Öner; Yasemin Aladağ; Aysun Akyüz** (2 dk)
15:02	*Yıldızlarda Dönme ve Tayf Türü Arasındaki İlişki* **Ahmet Usta; Mert Boran; Cenk Kayhan** (2 dk)
15:04	Ara (31 dk)
4. Gün - Perşembe - 5 Eylül 2024	
Oturum 44	Oturum Başkanı - Doç.Dr. Tolgahan Kılıçoğlu Oturum Yeri: Fuat Sezgin KKM
15:50	*Milisaniye Pulsarların Minimum Dönme Periyotları* **Ünal Ertan; Mehmet Ali Alpar** (15 dk)
16:05	*Gaia DR3 Kataloğundan Seçilen Beyaz Cüce Yıldızlarla LSR Hesaplaması* **Özcan Çalışkan; Selçuk Bilir** (15 dk)
16:20	*Kütleçekimsel Dalgaların Eksen-dışı GRB Takip Gözlemlerinin Araştırılması* **Şeyma Ceren Sanlı** (15 dk)
16:35	*Blazar TED'lerinin Basit Regresyon ile Modellenmesi* **Berker Utku; Nurten Filiz Ak** (15 dk)
16:50	*Galaksi Kümelerinin Merkezi Yoğunluklarının $0.1 < z < 1.0$ Aralığında İncelenmesi* **Ayşenur Köse; Sinan Aliş** (2 dk)
16:52	*Genişleme Paralaksı ile Nova Zarfları Araştırması* **Hasan H. Esenoğlu** (2 dk)
16:54	Ara (29 dk)
4. Gün - Perşembe - 5 Eylül 2024	
Oturum 45	Oturum Başkanı - Prof.Dr. Kutluay Yüce Oturum Yeri: Fuat Sezgin KKM
17:40	*Kataklismik Değişkenlerde Advektif Akışlar ve Disk Yapısı* **Şölen Balman** (15 dk)
17:55	*S5 0716+714 Blazarının Optik Değişkenliği* **Ergün Ege; Aykut Özdönmez; Tansel Ak** (15 dk)
18:10	*Güney Yarımkürede Yer Alan Pişmiş Açık Kümeleri'nin Astrofiziksel Parametre Tayini* **Seliz Koç; Selçuk Bilir** (15 dk)
18:25	*Gaia-Enceladus Sausage Yıldızlarının Çeşitli Analiz Yöntemleriyle Belirlenmesi* **Furkan Akbaba** (15 dk)
18:40	*W UMa Türü Örten Değişen U Pegasi'nin Dönem ve Işık Eğrisi Analizi* **Korhan Kara; Kerem Erdem; Doğuş Özuyar; Zahide Terzioğlu; Hande Gürsoytrak** (15 dk)
18:55	*Yıldız Üretken Galaksi Seçme Yöntemlerinin Kıyaslanması* **Uzay Aydın; Nurten Filiz Ak** (2 dk)

© 2025 Turkish Astronomical Society (TAD)

18:57	*HD 58552 Yıldızının Kimyasal Bolluk Analizi* **Şengül Yalgın; Aslı Elmaslı Akçar** (2 dk)
19:30	Kongre Yemeği
5. Gün - Cuma - 6 Eylül 2024	
Oturum 51	Oturum Başkanı - Doç.Dr. Z. Funda Bostancı Oturum Yeri: Fuat Sezgin KKM
09:00	*Açık Kümelerde Değişen Yıldız Araştırması Üzerine Metodolojik bir Araştırma* **Faruk Soydugan; Esin Soydugan; Selçuk Bilir; Talar Yontan; Gamze Bendeş; Deniz Cennet Dursun; Ayşenur Palitli** (15 dk)
09:15	*Makine Öğrenmesi Yöntemiyle Tayfsal Yolculuk: Anakoldan Devlere Disk Yıldızlarının Metal Bolluğu* **Merve Bozkurt** (15 dk)
09:30	*Gaia Çağında Kataklismik Değişen Yıldızların Kinematik Analizleri* **Remziye Canbay; Tansel Ak; Selçuk Bilir** (15 dk)
09:45	*eROSITA Gökyüzü Taraması ile Keşfedilen Kataklismik Değişen Yıldızlar* **Samet Ok** (15 dk)
10:00	*Uydu Sigortaları: Güncel Gelişmeler ve Riskler Bağlamında Hukuki Değerlendirmeler* **Onur Sabri Durak** (15 dk)
10:15	*NGC 628'deki Aşırı Parlak X-ışın Kaynağının Doğasının Araştırılması* **Hasan Avdan; Şenay Avdan** (2 dk)
10:17	*Değişen Yıldız Gözlemleri İçin Rehber Uygulama* **Muhammed Baki Bayram** (2 dk)
10:19	*Astronomi Eğitimi Odaklı Model-Maket Tasarımı ve Eğitsel Uygulamaları* **Hande Okurlar; Metin Altan** (2 dk)
10:21	Ara (29 dk)
5. Gün - Cuma - 6 Eylül 2024	
Oturum 52	Oturum Başkanı - Doç.Dr. Ayşe Ulubay Oturum Yeri: Fuat Sezgin KKM
10:50	*KIC10256832, KIC3109825 ve KIC9880777 Yıldızlarında Manyetik Aktivite ve Diferansiyel Dönme* **İbrahim Özavcı; Engin Bahar; Eda Burcu Yorulmaz; Hakan Volkan Şenavcı; Mesut Yılmaz** (15 dk)
11:05	*Orion X Bölgesi'ndeki 6 Yıldızın Atmosfer Analizi* **Kübra Özge Ünal; Aslı Elmaslı Akçar; Doğuş Özuyar** (15 dk)
11:20	*Gezegenimsi Bulutsuları Kullanarak Galaksimizin Element Bolluğunu Belirlemek* **Nurullah Erzincan; Nazım Aksaker; Aysun Akyüz** (15 dk)
11:35	*Simbiyotik Sistemlerde Jet ve Rüzgar Yapılarının Nümerik Çözümleri* **Melis Yardımcı** (15 dk)
11:50	*Czernik 41 ve NGC 1342 Açık Kümelerinin Yer ve Uzay Tabanlı Gözlemleri* **Burçin Tanık Öztürk** (15 dk)
12:05	*24. ve 25. Güneş Leke Çevrimlerinin Maksimuma Çıkış Kollarında Güneş Aktivitesinin* **Asuman Gültekin Annak; Sudenur Telli; Adnan Ökten; Damla Su Karaca** (2 dk)
12:07	*Suni Yıldız Düzeneği: LabStar* **Tuncay Özışık; Altuğ Özışık** (2 dk)
12:09	*Seçilen Açık Yıldız Kümelerinin Fotometrisi* **Aybike Ediz; Erkan Güler; Ömer Lütfi Değirmenci** (2 dk)
12:11	Öğle Arası
5. Gün - Cuma - 6 Eylül 2024	

© 2025 Turkish Astronomical Society (TAD)

Oturum 53	Oturum Başkanı - Dr.Öğr.Üyesi Sinan Aliş Oturum Yeri: Fuat Sezgin KKM
14:00	*Galaktik Ziyafetin Zamanını Kırıntılarından Bulmak* **Olcay Plevne** (15 dk)
14:15	*Makine Öğrenimi Teknikleri Kullanılarak Tayfsal Benzerlik Analizi* **Sergen Özdemir** (15 dk)
14:30	*SDSS J141721.79+534102.6 Kuazarında Baldwin Etkisi'nin İncelenmesi* **Suude Bayram; Nurten Filiz Ak** (15 dk)
14:45	*Berkeley 98 Kümesininin Astrofiziksel Parametreleri* **Sabiha Tunçel Güçtekin** (15 dk)
15:00	*Magnetar SGR J1935+2154 Patlamalarının Spektrotemporal Çalışmaları* **Özge Keskin; Ersin Göğüş; Mustafa Demirer** (15 dk)
15:15	*Tek Yıldızlı Ötegezegen Sistemlerinin Sınıflandırılması* **Özgecan Önal Taş; Safahan Başara; Sedanur İyisan; Ayşenur Köse; Ayşenur Ulutaş** (2 dk)
15:17	*WASP-114b'nin Geçiş Zamanları Değişimi Analizi* **Zeynep Zengin; Özgür Baştürk; Ahmet Cem Kutluay; Selim Osman Selam** (2 dk)
15:19	*Çift Yıldızlarda Ötegezegen O-C Analizi* **Selahaddin Serttaş; Mehmet Tanrıver; Mustafa Salman; Ebubekir Atsız; Ahmet Keskin** (2 dk)
15:21	Ara (29 dk)
5. Gün - Cuma - 6 Eylül 2024	
Oturum 54	Oturum Başkanı - Prof.Dr. Selçuk Bilir Oturum Yeri: Fuat Sezgin KKM
15:50	*Güneş Yaş ve Metal Bolluğuna Sahip Yıldızlardan Oluşan M67 Kümesinin Çift Sistemleri* **Dolunay Koçak; Tuğçe İçli; Kadri Yakut** (15 dk)
16:05	*Algol Türü Yıldızlarda Değişken Salma Yapılarının Fotometrik ve Tayfsal Değişkenliği* **Rüştü Can Güner; Metin Altan** (15 dk)
16:20	*UPK 93 ve UPK 40 Açık Yıldız Kümelerinin Tayfsal ve Fotometrik Analizi* **Edanur Çördük; İnci Akkaya Oralhan; Cenk Kayhan** (15 dk)
16:35	*Mezopotamya'da Astronomi* **Hatice Deniz; Nesibe Özel** (15 dk)
16:50	*Galaktik Kalın Diskin Oluşum Mekanizmalarının İncelenmesi* **Serkan Yıldız; Özgecan Önal Taş** (15 dk)
17:05	*1E 1458.8+2249 Blazarının Çeşitli Zaman Ölçeklerinde Çok Bantlı Optik Değişkenliği* **Murat Tekkeşinoğlu; Aykut Özdönmez** (2 dk)
17:07	*Güneş Civarındaki Evrimleşmiş Yıldızlardan Galaksi Model Parametreleri* **Sedanur İyisan** (2 dk)
17:09	*V1018 Cas Eliptik Yörüngeli Örten Çift Yıldız Sisteminin Dönem Analizi* **Mehmet Yüksek; İbrahim Bulut** (2 dk)
17:11	Ara (29 dk)
5. Gün - Cuma - 6 Eylül 2024	
Oturum 55	Oturum Başkanı - Prof.Dr. Tansel Ak Oturum Yeri: Fuat Sezgin KKM
17:40	*Çok Büyük Kütleli Yıldızların (SMS) Galaktik ve Küresel Kümelerdeki Kimyasal Yapıya Etkisi* **Dolunay Koçak** (15 dk)
17:55	*Erken F türü HD181420 Yıldızının Yüzey Parlaklık Dağılımının İlk Kez İncelenmesi* **Engin Bahar; İbrahim Özavcı; Eda Burcu Yorulmaz; Hakan Volkan Şenavcı** (15 dk)

© 2025 Turkish Astronomical Society (TAD)

18:10	*Stock Kümelerinin Kinematik ve Dinamik Özelllikleri* **Hikmet Çakmak** (15 dk)
18:25	*RT Andromedae: Yeni Elde Edilen Hassas Fiziksel Parametreler ve Bileşen Yıldızların Evrim Modelleri* **Tuğçe İçli; Dolunay Koçak; Kadri Yakut** (15 dk)
18:40	*Nötron Yıldızı İçeren Düşük Kütleli X-ışını Çiftlerinde X-ışını Atmaları* **Ndiogou Niang; Ünal Ertan; Ali Arda Gençali; Ozan Toyran; Ayşe Ulubay; Ebru Devlen; Mehmet Ali Alpar; Erbil Gügercinoğlu** (15 dk)
18:55	*Simbiyotik Sistem R Aquarii'ye X-ışınlarında Bakış* **Havva Bostan; Şölen Balman** (15 dk)
19:10	*Aktif Örten Çift Sistem CG Cygni* **Tuğçe İçli** (2 dk)
19:12	Kapanış Konuşmaları

© 2025 Turkish Astronomical Society (TAD)

Table of Contents

23. Ulusal Astronomi Kongresi – UAK 2024
2-6 Eylül 2024, İstanbul, İstanbul Üniversitesi

Conference Paper

5 Eğri Toplanma Disklerinin Kararlılığı
Yavari, A. ve diğ.

16 Suni Yıldız Düzeneği - LabStar
Özışık, T. ve diğ.

26 NGC 628'deki Aşırı Parlak X-ışın Kaynağının Doğasının Araştırılması
Avdan, H. ve diğ.

37 24. ve 25. Güneş Leke Çevrimlerinin Maksimuma Çıkış Kollarında Güneş Aktivitesinin Karşılaştırılması
Annak, A.G. ve diğ.

40 A2384 Galaksi Kümesinin ve Galaksi Kümeleri Arasındaki Köprünün Tayfsal Araştırması
Toktaş, E.N. ve diğ.

48 NGC 5907'deki Aşırı Parlak X-ışın Kaynağı APX1'in Tayfsal Analizi
Dilekçi C. ve diğ.

60 Seçilen Çift Sistemlerin X-ışın Değişimleri
Çevik, Ü.A. ve diğ.

63 UZ Lyr ve FL Lyr Örten Çift Yıldızlarının ETV Analizleri
Temelci, A. ve diğ.

76 Shack-Hartmann Dalga Cephesi Sensör Tabanlı Adaptif Optik Sistemi ve Laboratuvar Sonuçları
Baştürk, S. ve diğ.

88 Yeryüzünde Nizam Anlayışı Bağlamında Astroloji ve Astronomi İlişkisi: Osmanlı Ahkam-ı Sal Örneği
Unat, Y. ve diğ.

93 Erzurumlu İbrahim Hakkı Hazretleri
Kırbıyık

111 Atmosferik Türbülans Gözlemleri Yazılımı:
ATLAS
Tezcan, C.T. ve diğ.

114 HT Cas Kataklismik Değişen Sisteminin TESS Gözlemleri
İnce, O.K. ve diğ.

118 Aynalı Teleskoplar için Düşük Maliyetli Düz-Alan (Flat-Field) Panel Üretimi
Pekdemir, Ş. ve diğ.

128 Çift Yıldızlı Sistemlerde Ötegezegenlerin Geçiş Zamanı Analizi
Serttaş, S. ve diğ.

139 Mezopotamya'da Astronomi
Deniz, H. ve diğ.

144 Türkiye Ulusal Gözlemevleri Proje ve Süreç Yönetim Mimarisi
Yağmur, E. ve diğ.

194 RTT-150 ile 6 Düşük-z Kuazarın Tayfsal Doğrulaması

© 2025 Turkish Astronomical Society (TAD)

Hökelek, S. ve diğ.

204 Kuazarlarda Geniş Soğurma Çizgilerinin Uzun Dönemli Değişim Analizi
Kaçan, E.S. ve diğ.

209 Göktaşlarında Yeryüzünün Kirleticileri Konusuna UUİ Uzay
Tozu Ölçümü Girişimi ve Yer Laboratuvarı Toz Sayım Örnekleri
Esenoğlu, H.H. ve diğ.

217 Genişleme Paralaksı ile Nova Zarfları Araştırması
Esenoğlu, H.H. ve diğ.

248 Model Tabanlı Sistem Mühendisliği Yaklaşımı ile DAG Aktif Optik Dalga Cephesi Sensör (aOWFS) Sistemi Konsept Çalışması
Kuruçolak, M. ve diğ.

259 Ötegezegen Sistemlerinin Sınıflandırılması
Önal Taş, Ö. ve diğ.

264 HD 132560 Yıldızının Atmosfer Parametreleri
Şen, A. ve diğ.

271 Yıldızlarda Dönme ve Tayf Türü Arasındaki İlişki
Usta, A. ve diğ.

306 Eksen Dönmesi Gösteren Çift Yıldızlara İstatistiki Yaklaşım
Sharifiankorkchi, S. ve diğ.

317 NGC 4321'deki X-ışın Çiftleri
Öner, S. ve diğ.

350 Türkiye'den Gerçekleştirilen Şartlı Asteroit Keşiflerine Dair Bilgiler
Gerçek, U.D. ve diğ.

353 Seçilen Açık Yıldız Kümelerinin Fotometrisi
Ediz, A. ve diğ.

357 Sorgulamaya Dayalı Öğrenme Yöntemiyle Astronomi Eğitimi
Yelkenci, A. ve diğ.

370 Arşiv Verilerinde Güneş Sistemi Nesneleri Araştırması
Esenoğlu, H.H. ve diğ.

430 VZ CVn Sisteminin γ Dor Türü Zonklama Doğası
Geldi, M. ve diğ.

434 V359 Cas'ın Yörünge Dönemi Değişimi
Karcı, F.B. ve diğ.

Research Article

1 Simbiyotik Sistemlerde Jet ve Rüzgar Yapılarının Nümerik Çözümleri
Yardımcı, M.

9 TUG'da Geliştirilen Gözlemevi ve Teleskop Kontrol Yazılımı: NightAssistant
Erece, O. ve diğ.

20 SDSS J141721.79+534102.6 Kuazarında İçsel Baldwin Etkisinin İncelenmesi
Bayram, S. ve diğ.

30 Yakın Galaksilerde Bulunan X-ışın Çiftlerinin X-ışın ve Optik Gözlemler Kullanılarak Sınıflandırılması
Avdan, S. ve diğ.

© 2025 Turkish Astronomical Society (TAD)

44 Line Emission Mapper ile Süpernova Kalıntısı 3C 391'in X-ışın Dalga Boylarında İncelenmesi
Deniz, C. ve diğ.

54 Gaia DR3 Kataloğundan Seçilen Beyaz Cüce Yıldızlar ile LSR Hesaplaması
Çalışkan, Ö. ve diğ.

70 Ani Kara Delik Oluşumu ile Sonuçlanan Çift Nötron Yıldız Birleşmeleri: Elektromanyetik Sinyaller ve Kilonova Işık Eğrisi Modelleri
Çokluk, K.A. ve diğ.

81 Güneş Civarından Seçilmiş Dört Metalce Fakir Yıldızın Galaktik Popülasyon Sınıflandırması
Çınar, D.C. ve diğ.

105 Simbiyotik Sistem R Aquarii'ye X-ışınlarında Bakış
Bostan, H. ve diğ.

122 Illustris TNG Simülasyonundaki Kabuk Gökadaların Farklı Bakış Doğrultularıyla İncelenmesi
Erol, T. ve diğ.

149 UPK 45 ve UPK 185 Açık Yıldız Kümelerinin Fotometrik ve Tayfsal İncelenmesi
Demirci, R. ve diğ.

159 Klasik Nova V6567 Sgr'un Fotoiyonizasyon Analizi ve Bolluk Tayini
Esenoğlu, H.H. ve diğ.

167 İki Örten Çift Yıldıza Sahip Olası Dörtlü Yıldız Sistemlerin Fotometrik Çalışması
Kıran, E. ve diğ.

171 Gaz Gezegenlerin Yapısı ve Kimyasal Bileşimi Üzerine
Yıldız, M. ve diğ.

175 Galaktik Kalın Disk Oluşum Mekanizmalarının İncelenmesi
Yıldız, S. ve diğ.

189 Çok Büyük Kütleli Yıldızların Galaktik ve Küresel Kümelerdeki Kimyasal Yapıya Etkisi
Koçak, D.

198 Blazar TED'lerinin Basit Regresyon İle Modellenmesi
Berker, U. ve diğ.

223 Gökada Kümesi Abell 2304: Gökada Işınım Gücü Fonksiyonu
Çalışkan, E.A. ve diğ.

226 ULX Sınıflandırmasında Temel Karadelik Bağıntısının Kullanılabilirliği
Tunç, E. ve diğ.

236 Stock Kümelerinin Kinematik ve Dinamik Özellikleri
Çakmak, H.

243 Erken F Türü HD 181420 Yıldızının Yüzey Parlaklık Dağılımının İlk Kez İncelenmesi
Bahar, E. ve diğ.

256 Dünyadaki Gözlemevlerinde Işık Kirliliğinin Güncel Durumu ve Zamansal Değişimi
Kurt, ve diğ.

268 Gezegenimsi Bulutsuları Kullanarak Galaksimizin Element Bolluğunu Belirlemek
Erzincan, N. ve diğ.

278 Makine Öğrenmesi Yöntemiyle Tayfsal Yolculuk: Anakoldan Devlere Disk Yıldızlarının Metal Bolluğu
Bozkurt, M.

284 KIC 10256832, KIC 3109825 ve KIC 9880777 Yıldızlarında Manyetik Aktivite ve Diferansiyel Dönme

© 2025 Turkish Astronomical Society (TAD)

Özavcı, İ. ve diğ.

289 eROSITA ile Keşfedilen Kataklismik Değişen Yıldızlar
Ok, S.

293 GP Cep Örten Çift Wolf-Rayet Sistemi
Aköz, İ. ve diğ.

297 Kısa-dönemli Örten Çift Sistem RT Andromedae'nın *UBVRI* çok-renk Gözlemleri
İçli, İ. ve diğ.

301 YY CrB Çift Yıldız Sisteminin Doppler Görüntüleme ile Yüzey Parlaklık Dağılım Anormalliğinin Belirlenmesi
Yorulmaz E.B. ve diğ.

330 Ötegezegenlerin Bazı Temel Parametre Dağılımları Üzerine bir İnceleme
Tunçer, C.G. ve diğ.

338 Bayesyen Dikine Hız Çözücü: BRaVe
Barbaros, E. ve diğ.

344 Ege Üniversitesi Gözlemevinden Asteroit Gözlemleri ve (349) Dembowska Asteroidinin Analizi
Gerçek, U.D. ve diğ.

361 Czernik 41 ve NGC 1342 Açık Kümelerinin Yer ve Uzay Tabanlı Gözlemleri
Öztürk, B.T.

379 LHAASO PeVatron Kaynakları ve Molekül Bulutlarla Bağlantılı Olabilecek Süpernova Kalıntılarının *Fermi*-LAT Uzamsal Analizi
Ünver, A.N. ve diğ.

387 UPK 40 ve UPK 93 Açık Yıldız Kümelerinin Tayfsal ve Fotometrik Analizi
Çördük, E. ve diğ.

393 25. Güneş Çevrimi Süresince Uzay Havası Değişimleri
Geldi, M. ve diğ.

399 Seçilmiş Açık Kümelerin Fotometrik ve Astrometrik Analizleri
Karagöz, H. ve diğ.

407 Güneş Aktivitesi Tahmini Üzerine Makine Öğrenmesi Uygulamaları
Kalkan, M.Y. ve diğ.

411 Yakın Erken-Tür Galaksilerin Fotometrik Verileriyle TED Modelleme Yöntemlerinin Karşılaştırması: NGC 680
Şahin, M. ve diğ.

416 Açık Küme Üyesi Sefeid Yıldızlarının Dönem Değişimlerinden Evrim Durumlarının Belirlenmesi
Taç, E. ve diğ.

422 2004-2022 Yılları Arasındaki Ulusal Astronomi Kongrelerinde Yayınlanan Bildirilerin Konularına Göre İncelenmesi
Eryılmaz, M.İ ve diğ.

Review Article

98 James Webb Uzay Teleskobunun Gökada Devrimi
Kilerci, E.

322 Yıldız Astrofiziği Temel Bağıntıları, Kütle Işınım Gücü ve Diğerleri
Eker, Z.

© 2025 Turkish Astronomical Society (TAD)

TJAA Vol. **6**, *Special Issue*, *p.*1–4 (2025). DOI: 10.55064/tjaa.1593859 *Research Article*

Simbiyotik Sistemlerde Jet ve Rüzgar Yapılarının Nümerik Çözümleri

Melis Yardımcı[1] ⋆
[1] *Ege Üniversitesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 35100, İzmir, Türkiye*

Accepted: February 12, 2025. Revised: February 12, 2025. Received: November 30, 2024.

Özet
Simbiyotik sistemler yıldız rüzgarları, jet ve jet benzeri yapılar, sistemi saran soğuk simbiyotik bulutsu gibi birçok karmaşık astrofiziksel bileşenlere sahip çift yıldız sistemleridir. Bu sistemlerin bazılarında jet benzeri yapılarının ya da geçici jet yapılarının görülmesi, jet çıkış süreçlerinin nasıl başladığını ve/veya sürekliliğinin nasıl sağlandığının araştırılması açısından açısından önemli lobaratuvarlardır. Ek olarak, sistemdeki astrofiziksel bileşenlerin birbiriyle etkileşimi ısısal süreçlerin anlaşılması açısından da önemlidir. Bu çalışmada, nümerik çözümler sayesinde simbiyotik yıldızlarda da görülen bükülmüş jet yapılarına ve jet-yıldız rüzgarı etkileşimleriyle ilgili çalışmalara dikkat çekilmesi amaçlanmıştır.

Abstract
Symbiotic systems are binary star systems with many complex astrophysical components, such as stellar winds, jets and jet-like structures, and a cold symbiotic nebula surrounding the system. Observations of jet-like structures or transient jets in symbiotic stars make them important laboratories for investigating how jet ejection launches and/or how their existence is maintained. In addition, the interaction between the astrophysical components in the system is also important for understanding thermal processes. This study aims to highlight the studies of the curved jet structures, observed in various systems such as symbiotic stars, and the jet-stellar wind interactions through numerical simulations.

Anahtar Kelimeler: binaries: symbiotic – stars: winds, outflows, jets – methods: numerical

1 Giriş

Simbiyotik sistemler (SySt'ler) bileşenlerinden biri evrimleşmiş kırmızı dev yıldız ve diğeri sıkışık cisim olan büyük yörünge ayrıklıklarına sahip etkileşen çift yıldız sistemleridir. Sıkışık cisim genellikle bir beyaz cüce, nadiren ise bir nötron yıldızıdır (Chakrabarty & Roche 1997; Masetti ve diğ. 2006). SySt'ler, birkaç yüz günden birkaç on yıla kadar geniş bir aralıkta uzun yörünge dönemlerine sahiptir (Belczyński ve diğ. 2000). Birçok açıdan benzerlik göstermesi nedeniyle bu sistemler, kataklismik değişen yıldızların (CV'ler) büyük yörünge ayrıklığına sahip türevleri olarak bahsedilir (Sokoloski & Kenyon 2003). Simbiyotik sistemler; sistemi saran soğuk simbiyotik bulutsu, bileşenlerin yıldız rüzgarları, sıkışık cismin etrafındaki disk yapı, sıkışık cisimden yıldızlararası ortama yayılan bipolar madde atımları gibi karmaşık yapılar barındırabilir. Yörünge ayrıklığının büyük olması sayesinde bu sistemler, her bir yapının davranışının araştırılmasına uygun bir ortam sağlayabilir.

Bu sistemlerde sıkışık cisim etrafındaki diske madde transferi gerçekleşmektedir. Madde transferinin nasıl olacağı kırmızı dev bileşeninin Roche lobunu doldurup doldurmamasına ve/veya rüzgara sahip olup olmamasına bağlıdır. Kırmızı dev bileşen Roche lobunu doldurduğu durumda baskın madde transferi, Lagrange 1 (L1) noktasından sıkışık cisme doğru gerçekleşir ve *Roche lobu taşımıyla gerçekleşen madde trasferi* olarak adlandırılır (RLOF: Roche lobe overflow, Paczyński 1971). SySt'lerde dev bileşen güçlü yıldız rüzgarına sahip olabilir; bu durumda, Roche lobunu dolduramayan kırmızı dev bileşen için baskın madde transferi güçlü yıldız rüzgarlarıyla gerçekleşir ve bu süreç *rüzgarlarla madde transferi* olarak adlandırılır (Theuns & Jorissen 1993; Bondi & Hoyle 1944). Bu tür sistemler için önerilen bir diğer madde transfer mekanizması ise *rüzgarla Roche lobu taşması*dır (WRLOF: wind Roche lobe overflow, Mohamed & Podsiadlowski 2007). Bu mekanizmada kırmızı devin Roche lobunu dolduran madde, kırmızı dev yıldızın yoğun ve soğuk rüzgarıdır. Roche lobun yoğun rüzgarla dolması sonucu, L1 noktasından sıkışık cisim üzerine madde transferi gerçekleşir. Ancak bu mekanizma ekvator düzleminde bipolar madde çıkışı önerir ve sonuç olarak sistemin etrafında bipolar bulutsu yapısının oluşması gerçekleşebilir (Mohamed ve diğ. 2015).

Elektromanyetik tayfın neredeyse her bölgesinde çalışma fırsatı sunan SySt'ler, yumuşak X-ışın (kT ≤ 2 keV) kaynakları olarak da literatürde yer alır (Mürset ve diğ. 1997). Bununla birlikte, sert X-ışık bölgesinde (kT > 2 keV) salma gösteren simbiyotik yıldızların keşif sayısı her geçen gün artmaktadır (Luna ve diğ. 2013).

Bu çalışmada, simbiyotik sistemlerde de görülen bükük jet yapıları simülasyon çalışmasından (Fendt & Yardımcı 2022) ve soğuk bileşen yıldız rüzgarlarıyla jet etkileşimi simülasyon çalışmasından bahsedilecektir (Yardımcı ve diğ. hazırlık aşm.). §2'de SySt'lerin bipolar madde çıkışları ve yıldız rüzgarları hakkında genel bilgi verilecektir. Nümerik simülasyon için kullanılan koddan ve temellerinden ise §3'te bahsedilecektir. Son olarak, §4'te elde edilen sonuçların tartışılması ve gelecek çalışmalar için öneriler sunulacaktır.

2 SySt'lerde Madde Çıkışları ve Yıldız Rüzgarları

Toplanmaya sahip sistemlerde (aktif gökada çekirdekleri, genç yıldızımsı cisimler, X-ışın çiftleri vb.) jet yapılarının

⋆ melisyardimci@gmail.com

© 2025 Turkish Astronomical Society (TAD)

Çizelge 1. Jet ve jet benzeri yapılar gösteren bazı SySt'lerin temel özellikleri. Kaynaklar: (1) Mikolajewska ve diğ. (1995); (2) Munari ve diğ. (2001); (3) Skopal (2005); (4) Skopal ve diğ. (2009); (5) Crocker ve diğ. (2002); (6) Crocker ve diğ. (2001); (7) Munari ve diğ. (2005); (8) Kafatos & Michalitsianos (1982); (9) Nichols ve diğ. (2007); (10) Melnikov ve diğ. (2018); (11) Rupen ve diğ. (2008); (12) Tomov ve diğ. (2000); (13) Schmid ve diğ. (2001); (14) Brocksopp ve diğ. (2004); (15) Drake ve diğ. (2009); (16) Smith ve diğ. (2001); (17) Skopal ve diğ. (2013).

Sistem Adı	$R_{\rm dev}$ ($R_\odot$)	a (AU)	$M_\odot$ rüzgar ($M_\odot$ yr^{-1})	$M_\odot$ jet ($M_\odot$ yr^{-1})	$l_{\rm jet}$ (AU)	$V_{\rm jet}$ (km s^{-1})	$V_{\rm rüzgar}$ (km s^{-1})	Kaynak
CH Cyg	370	8.5	1.9×10^{-6}	$\sim10^{-8}$	1000	600-2500	20-40	3,5,6
AG Dra	33	1.86	2×10^{-7}	-	6000	800	$\sim$30	1,3
Z And	106	$\sim$2	7×10^{-7}	2×10^{-6}	-	$\geq$1000	$\geq$30	3,4
R Aqr	250-300	$\geq$13	2.7×10^{-7}	$\sim10^{-8}$	1400	$>$300-600	30	8,9,10
RS Oph	-	$\sim$1.5	$\sim10^{-6}$	-	-	3800	20	11,15
V1329 Cyg	$\sim$132	5.8	-	-	-	250	-	3
StHα 190	-	-	-	5×10^{-8}	-	$\geq$1000	$>$40	2,16
Hen 3-1341	-	-	-	-	-	820	-	12
BF Cyg	-	-	-	-	-	$\geq$300	-	17
MWC 560	140$\pm$40	3-5.5	-	$>7\times10^{-9}$	$>$10-100	$\sim$600-2500	-	13
HD 149427(?)	-	-	-	-	-	-	-	14

görülmesi beklenirken, CV'ler ve SySt'ler bu duruma istisnalar göstermektedir. Jet ve jet benzeri yapılarının oluşması ve sürekliliğini sağlayan süreçler günümüzdeki açık problemlerdendir. Jet yapıların oluşumunda gerekli bazı mekanizmalar vardır (Fendt & Zinnecker 1998). Jetin oluşumundaki kilit noktalardan en önemlisi jet kaynağının manyetize diske sahip olmasıdır. Disk üzerinde madde toroidal alan boyunca toplanıp, poloidal alanları takip ederek disk yüzeyinden uzaklaşır. Bu durumda jetin hızı merkez kaynağın kaçma hızından büyük olmalıdır. Böylece toplanan maddenin jet tarafından atılma miktarı yaklaşık $\%10$'dur (Price ve diğ. 2003). Jet kaynağının manyetik alanı ise jetin koşutlanma durumunu belirleyebilen bir olgudur (Livio 1999, 2001; Lynden-Bell 2003).

SySt'lerin yaklaşık $\%5-10$'unda jet ve jet benzeri bipolar madde akışları belirlenmiştir. Gözlemsel olarak bipolar madde çıkışlarının olduğu belirlenen SySt'ler ve bazı temel özellikleri Çizelge 1'de verilmektedir. Jet gösterdiği bilerlenen SySt'lerden biri olan Z Andromedae (Z And) sisteminde olduğu gibi, bu sistemlerde geçici (transient) jetler de görülmektedir (Skopal ve diğ. 2009, 2018). Bu sistemlerdeki jet yapıları genel olarak bükük yapıdadır (Melnikov ve diğ. 2018; Crocker ve diğ. 2002). Bükük jet yapıları (C- ya da S-şekilli) birçok çift sistem ya da genç yıldızımsı nesnelerde gözlenen yapılardır. Optik ve moröte gözlemler bükük jetlerin SySt'lerde de gözlemlendiğini ortaya koymuştur. R Aquarii (R Aqr) sistemi S-şeklindeki jet yapısıyla (Melnikov ve diğ. 2018) bu durum için bir prototip sistem olarak söylenebilir. Bükük jet yapıları yüksek presesyon gösteren mikrokuasarlarda da görülmektedir. Aralarında yüksek kütle farkı olmasına karşın, bu iki astrofiziksel nesne tayfsal olarak da benzerlikler göstermektedir (Zamanov & Marziani 2002).

SySt'lerin soğuk dev bileşeni yoğun yıldız rüzgarlarına sahiptir. Kırmızı dev yıldızlar için rüzgar hızı < 100 km s^{-1}'dir (Espey & Crowley 2008). Çizelge 1'de jet gösteren SySt'lerin dev bileşenine ait belirlenebilen rüzgar hızı ve kayıp kütleleri verilmiştir. Yıldız rüzgarı, sistemi saran yoğun simbiyotik bulutsuya katkıda bulunur. Tayf gözlemlerinden elde edilen akı oranları sonucunda sıcak bileşenin de yıldız rüzgarlarına sahip olduğu önerilir (Wallerstein ve diğ. 1984; Nussbaumer & Vogel 1989; Nussbaumer ve diğ. 1995). Sistemlerin soğuk dev bileşeni Mira benzeri zonklamalar gösteren bir dev yıldız da olabilir (Whitelock 1987). Bu tür yıldızlar genel olarak SySt'lerin büyük ayrıklığa sahip olanlarında yer alır ve yaklaşık 100 güne varan zonklama dönemleri gösterebilir. R Aqr sisteminin Mira türü dev bileşenin yıldız rüzgarının, uzak mesafelere uzanan geniş konili bipolar madde çıkışına katkı sağladığı öngörülmektedir (Melnikov ve diğ. 2018).

3 Nümerik Çözümler

Simülasyonlar, PLUTO (Mignone ve diğ. 2007, 2012) koduyla gerçekleştirilmiştir. Bu kod, akışkan dinamiğindeki kısmi diferansiyel denklemlerin çözümünü gerçekleştiren açık kaynak kodudur. Akışkan hareketlerinin çözümü için Euler grid (ızgara) yöntemi kullanılır. Simülasyon çözünürlüğü ızgara sayısıyla doğru orantılıdır. Kod, astrofiziksel birimlerde çözüme izin verse de kodun yaratıcıları, simülasyonların kararlı çalışması için kod biriminde çalışılmasını tavsiye etmektedir. Burada bahsedilen çalışmaların sonuçları kod biriminde olup, farklı yörünge ve akışkan parametrelerin çalışmalarını içermektedir. Kod biriminde olan tüm parametrelerin astrofiziksel değerlere dönüşümü esastır. Bunun için normalizasyon işlemi uygulanmalıdır. Kod biriminde çalışmanın en büyük avantajı, simülasyon parametrelerinin farklı astrofisiksel kaynaklar için ölçeklendirilebilir olmasıdır.

Fendt & Yardımcı (2022) çalışmasında yörünge hareketi ve presesyon hareketi yapan sistemlerin jet davranışının kısa ve uzun zaman ölçeğindeki davranışları sunulmuştur. 2-boyutlu bir tasarım sonucunda gerçekleştirilen simülasyonlarda bükük yapıdaki jet akışları belirlenmiştir. Bir parametre çalışması olan bu simülasyonlar da farklı başlangıç parametreleri (yörünge dönemi, ayrıklık, presesyon açısı, ortam ve jet yoğunluğu, jet hızı ve manyetik alan şiddeti) seçilmiştir. Jet püskürme bölgesinin (nozzle) yörüngesel hareket yaptığı simülasyonlar jetin C-şekilli bir formda olmasını destekler. Uzun zaman adımlarında jete eğriliğini veren yanal (lateral) kuvvetler azalmaya başlar ve bu jet konisinin genişlemesine sebep olur. R Aqr sisteminin 900 AB mesafelerine uzanan geniş konili bipolar madde çıkışı bu duruma gözlemsel bir örnektir (Melnikov ve diğ. 2018). Az uyartılmış gazla dolu bu koninin merkez kısmında ise, S-şekilli daha yoğun bir jet yapısı bulunmaktadır. Bu jetin geniş koniyi beslediği düşünülmektedir. Jet püskürme noktasının uzaysal hareketinin olmadığı ancak bu

noktanın presesyon hareketi yaptığı simülasyonlarda jet yapıları S-şekilli bir formda olmaya meğillidir. Presesyon açısı arttıkça ($>45^\circ$) jet akışı, merkez kaynaktan uzaklaşamaz hale gelir. Bu durum iyi bilinen bir simbiyotik sistem olan CH Cygnii (CH Cyg) jet gözlemlerine benzerdir (Crocker ve diğ. 2002). Sonuç olarak, jetin morfolojisi üzerine baskın etkisi olan temel parametreler; yörünge ayrıklığı, yörünge dönemi ve jet hızıdır. Ortam manyetik alanı ve jet manyetik alanının poloidal olması, hem presesyon hareketi hem de yörünge hareketi yapan jet kaynağı için manyetik kuvvetlere dengeleyici bir etki sağlamıştır. Hidrodinamik ve düşük manyetik alan değerlerinde (β=100) büyük farklar görülmezken, yüksek manyetik alan değerlerinde (β=10 ve 1) uzun zaman adımlarına gidildikçe jet tarafından tetiklenen yanal genliğin sönümlenmesi sonucu jet daha uzak mesafelere yayılabilmektedir.

Bu sistemlerdeki soğuk bileşenin yoğun rüzgarlarının nasıl etkilendiğinin araştırılması için Fendt & Yardımcı (2022) çalışmasındaki tasarıma yıldız rüzgarı eklenmesi planlanmıştır (Yardımcı ve diğ. hazırlık aşm.). Geometrik tasarımın belirlenmesi için ön simülasyonlar gercekleştirilmiş ve sonuç olarak hesaplama alanı dışında bulunan bölgede küresel yıldız rüzgarı yayan bir kaynak tasarımı oluşturulmuştur. Kaynaktan çıkan rüzgar, hesaplama alanına girerek (yan rüzgar) ortam ve jet akışıyla karşılaşmaktadır. Simülasyon kurulumu bir önceki çalışmada olduğu gibi 2-boyutlu kartezyen koordinat sisteminde oluşturulmuştur. Bununla birlikte, simülasyonlara soğuma kaynak fonksiyonu eklenerek de jet ve rüzgar etkileşimlerini incelemek mümkündür. `PLUTO` kodu, soğuma fonksiyonu ($\Lambda(T)$) için farklı seçenekler sunmaktadır (Teşileanu ve diğ. 2008). Bu çalışmada `PLUTO`'nun içinde bulunan 11 dereceden bir polinomla ifade edilen soğuma fonksiyonu kullanılmıştır. Yapılan ön simülasyon çalışmalarında şok üretimleri belirlenmiştir. Jet ve rüzgar etkileşimlerinin yanı sıra şok üretiminin gözlendiği durumlarda, bu fonkiyon aracılığıyla soğurma ve salma çizgilerinin davranışlarını anlamak için kullanılabilir. Yukarıda presesyona sahip ve yörünge hareketi yapan jet kaynakları için gerçekleştirilen simülasyonlara bahsedilen rüzgar etkilerinin eklenmesiyle jet morfolojisindeki değişimler ve kuvvet dengelerinin araştırılması sağlanmaktadır.

4 Tartışma ve Sonuçlar

Nümerik simülasyonlar aracılığıyla sistemlerdeki süreçlerin oluşması ve zaman içindeki durumunu inceleme imkanı sunmaktadır. Bu çalışmada anlatılan simülasyon çalışmaları sadece SySt'ler için değil, bükük jet yapısı gösteren güçlü jet hızlarına sahip ve rüzgar-jet etkileşimi olan tüm sistemler içindir. Bu çalışmada simülasyon çalışmalarının SySt'lerle uyum gösteren bölümlerine ve sonuçlarına dikkat çekilmiştir. Amacımız her ne kadar belli bir sistem üzerinden gitmek değilse de, SySt'lerin yapısal özellikleri nedeniyle çalışmalarımıza örnek sistemlerdir ve çalışma sonuçlarıyla gözlemler uyum göstermektedir. Bu nedenle, hazırlık aşamasındaki ikinci çalışmamızın kurulumu daha çok simbiyotik yıldızlar gözönüne alınarak oluşturulmaya çalışılmıştır. Gözlemsel olgularla birebir örtüşen geometrik kurulumlar oluşturmak fiziksel süreçlerin yorumlanmasını zorlaştıracağından, jet yayılımının ve jet kaynağının doğasına odaklanmayı tercih ediyoruz.

SySt'ler gibi karmaşık astrofiziksel yapılara sahip sistemlerde, yapıların ayrı ayrı davranışlarını ya da etkileşimlerini incelemek ve fiziksel kökenlerini araştırmak için nümerik simülasyon çalışmaları verimli sonuçlar sunabilir. SySt'ler özelinde literatürde genel olarak hidrodinamik simülasyon çalışmaları mevcuttur (Stute & Sahai 2007; de Val-Borro ve diğ. 2017). Sistemlerle ilgili manyetohidrodinamik çalışmaların az sayıda olması, literatürdeki bir boşluktur.

Simbiyotik sistemler farklı astrofiziksel bileşenleri bir arada barındırması hem gözlemsel hem de teorik açıdan çalışılması açısından zengin bir ortam sunar. Kaynakların her birinin kendine has davranışları olmasına rağmen geniş perspektifte uyumlu davranışlar göstermesi ayrıntılı mekanizmaları incelememizde bir avantaj sağlayabilir. Bu sistemlerin en güçlü çalışılma motivasyonlarından biri temel problemlere ışık tutabilecek kaynaklar olmasıdır. Jet oluşum ve devamlılığının sağlanabilmesi bu açık problemlerden biridir. Sistemlerin bazılarında jet oluşumunun görülmesi ve bunların bir kısmının geçici jet yapıları olması gibi özellikler sayesinde bu temel soruya ışık tutulabilir. Ayrıca, SySt'lerin sıkışık bileşenlerinden yalnızca birkaçı yüksek manyetik alana sahiptir (Sokoloski & Bildsten 1999; Panferov & Mikolajewski 2000; Nichols ve diğ. 2007). Bu durum SySt'lerin X-ışın davranışını etkileyeceğinden, alanın çalışılması literatür açısından önemlidir.

Teşekkür

Nümerik hesaplamalar ve kodun öğrenimi the Max Planck Institute for Astronomy (MPIA)'de gerçekleşmiştir. MPIA ziyareti sırasında sundukları alt yapı ve diğer tüm imkanlarından dolayı MPIA'ya teşekkürlerimizi sunarız. Enstitüde bulunduğu sürece TÜBİTAK 2214 - Doktora Sırası Araştırma Bursu ile desteklenen M.Y. TÜBİTAK'a teşekkürlerini sunar. Ayrıca M.Y., tecrübelerini ve bilgilerini paylaşan Christian Fendt'e teşekkürlerini bir borç bilir.

Kaynaklar

Belczyński K., Mikołajewska J., Munari U., Ivison R. J., Friedjung M., 2000, A&AS, 146, 407
Bondi H., Hoyle F., 1944, MNRAS, 104, 273
Brocksopp C., Sokoloski J. L., Kaiser C., Richards A. M., Muxlow T. W. B., Seymour N., 2004, MNRAS, 347, 430
Chakrabarty D., Roche P., 1997, ApJ, 489, 254
Crocker M. M., Davis R. J., Eyres S. P. S., Bode M. F., Taylor A. R., Skopal A., Kenny H. T., 2001, MNRAS, 326, 781
Crocker M. M., Davis R. J., Spencer R. E., Eyres S. P. S., Bode M. F., Skopal A., 2002, MNRAS, 335, 1100
Drake J. J., ve diğ., 2009, ApJ, 691, 418
Espey B. R., Crowley C., 2008, in Evans A., Bode M. F., O'Brien T. J., Darnley M. J., eds, Astronomical Society of the Pacific Conference Series Vol. 401, RS Ophiuchi (2006) and the Recurrent Nova Phenomenon. p. 166 (arXiv:0803.1170)
Fendt C., Yardımcı M., 2022, ApJ, 933, 71
Fendt C., Zinnecker H., 1998, A&A, 334, 750, ADS
Kafatos M., Michalitsianos A. G., 1982, Nature, 298, 540
Livio M., 1999, Phys. Rep., 311, 225
Livio M., 2001, in Peterson B. M., Pogge R. W., Polidan R. S., eds, Astronomical Society of the Pacific Conference Series Vol. 224, Probing the Physics of Active Galactic Nuclei. p. 225
Luna G. J. M., Sokoloski J. L., Mukai K., Nelson T., 2013, A&A, 559, A6
Lynden-Bell D., 2003, MNRAS, 341, 1360
Masetti N., Orlandini M., Palazzi E., Amati L., Frontera F., 2006, A&A, 453, 295
Melnikov S., Stute M., Eislöffel J., 2018, A&A, 612, A77
Mignone A., Bodo G., Massaglia S., Matsakos T., Tesileanu O., Zanni C., Ferrari A., 2007, ApJS, 170, 228
Mignone A., Zanni C., Tzeferacos P., van Straalen B., Colella P., Bodo G., 2012, ApJS, 198, 7

Mikolajewska J., Kenyon S. J., Mikolajewski M., Garcia M. R., Polidan R. S., 1995, AJ, 109, 1289
Mohamed S., Podsiadlowski P., 2007, in Napiwotzki R., Burleigh M. R., eds, Astronomical Society of the Pacific Conference Series Vol. 372, 15th European Workshop on White Dwarfs. p. 397
Mohamed S., Booth R., Podsiadlowski P., Ramstedt S., Vlemmings W., Maercker M., 2015, in EAS Publications Series. pp 81–86, doi:10.1051/eas/1571015
Munari U., ve diğ., 2001, A&A, 369, L1
Munari U., Siviero A., Henden A., 2005, MNRAS, 360, 1257
Mürset U., Wolff B., Jordan S., 1997, A&A, 319, 201, ADS
Nichols J. S., DePasquale J., Kellogg E., Anderson C. S., Sokoloski J., Pedelty J., 2007, ApJ, 660, 651
Nussbaumer H., Vogel M., 1989, A&A, 213, 137, ADS
Nussbaumer H., Schmutz W., Vogel M., 1995, A&A, 293, L13, ADS
Paczyński B., 1971, ARA&A, 9, 183
Panferov A., Mikolajewski M., 2000, preprint, (arXiv:astro-ph/0007009), ADS
Price D. J., Pringle J. E., King A. R., 2003, MNRAS, 339, 1223
Rupen M. P., Mioduszewski A. J., Sokoloski J. L., 2008, ApJ, 688, 559
Schmid H. M., Kaufer A., Camenzind M., Rivinius T., Stahl O., Szeifert T., Tubbesing S., Wolf B., 2001, A&A, 377, 206
Skopal A., 2005, A&A, 440, 995
Skopal A., ve diğ., 2009, ApJ, 690, 1222
Skopal A., Tomov N. A., Tomova M. T., 2013, A&A, 551, L10
Skopal A., Tarasova T. N., Wolf M., Dubovský P. A., Kudzej I., 2018, ApJ, 858, 120
Smith R. K., Brickhouse N. S., Liedahl D. A., Raymond J. C., 2001, ApJ, 556, L91
Sokoloski J. L., Bildsten L., 1999, ApJ, 517, 919
Sokoloski J. L., Kenyon S. J., 2003, ApJ, 584, 1021
Stute M., Sahai R., 2007, ApJ, 665, 698
Teşileanu O., Mignone A., Massaglia S., 2008, A&A, 488, 429
Theuns T., Jorissen A., 1993, MNRAS, 265, 946
Tomov T., Munari U., Marrese P. M., 2000, A&A, 354, L25
Wallerstein G., Willson L. A., Salzer J., Brugel E., 1984, A&A, 133, 137, ADS
Whitelock P. A., 1987, PASP, 99, 573
Zamanov R., Marziani P., 2002, ApJ, 571, L77
de Val-Borro M., Karovska M., Sasselov D. D., Stone J. M., 2017, MNRAS, 468, 3408

Access:
M25-0331: Turkish J.A&A — Vol.6, Issue 3.

TJAA Vol. **6**, *Special Issue*, *p.*5–8 (2025). DOI: 10.55064/tjaa.1590962 *Conference Paper*

Eğri Toplanma Disklerinin Kararlılığı

Anahita Yavari[1] ⋆, Suzan Doğan[1]
[1] *Department of Astronomy and Space Sciences, Faculty of Science, Ege University, 35100 İzmir, Turkey*

Accepted: February 12, 2025. Revised: February 12, 2025. Received: November 25, 2024.

Özet
Toplanma diskleri, merkezi bir gök cismi etrafında sarmal yörüngelerde dolanan gazın oluşturduğu astrofiziksel yapılardır. Diskler, gezegen ve yıldız oluşumunda, beyaz cüce, nötron yıldızı ya da kara delik gibi sıkışık cisimler içeren çift sistemlerin evrim ve dinamiğinde, merkezlerinde dev kütleli kara delikler barındıran etkin gökada özeklerinde kritik rol oynarlar. Çoğu durumda, toplanma diskleri eğri bir yapıya sahiptir. Çalışmanın amacı, eğri disklerin kararlılığını viskoz tork bileşenleri ile birlikte ele alarak irdelemek ve disklerin hangi koşullarda kararsız hale geldiğini anlamamıza yardımcı olmaktır. Bu çalışmada öncelikle, eğri disklerin evrimini betimleyen eşitliklere kararsızlık analizi uygulanarak gerekli cebirsel işlemlerle dağılma bağıntıları elde edildi. Ardından, farklı parametrelere sahip eğri disklerin kararsızlık davranışlarını incelemek için bu bağıntıların nümerik çözümleri yapıldı. Yüksek çözünürlüklü nümerik çözümler kullanılarak (disk viskozitesi, disk eğriliği) parametre uzayında kararsızlığın büyüme oranları hesaplandı. Bu hesaplamaların sonucunda, kararsızlığın büyüme oranlarının disk viskozitesi ve eğriliğine bağlı olarak nasıl değiştiğini gösteren üç boyutlu grafikler oluşturuldu. Kararsızlığın büyüme oranları ile viskoz torkların ilişkisi irdelendi. Kararsızlığa ait en yüksek büyüme oranları, dikine viskoz torkların azimutal viskoz torka baskın olduğu ve eğrilikle keskin bir değişim gösterdiği bölgelerde gözlenmektedir. Düşük viskoziteli disklerde, akışkanın eğriliğe gösterdiği dirence ilişkin zaman ölçeği ile içe doğru taşınımına ilişkin zaman ölçeği arasında önemli bir farklılık oluşur ve disk akışkanının radyal doğrultudaki iletişimi kısıtlanır. Bu diskler, kritik eğriliğe sahip olduklarında çok kısa zaman ölçeklerinde parçalanma eğilimindedir. Parçalanma süreci, hem açısal momentumun doğrudan yitimine neden olması hem de halkalı yapılar sergileyen güncel disk gözlemleriyle ilişkilendirilmesi bakımından önem taşımaktadır.

Abstract
Accretion discs are astrophysical structures made of spiralling gas around a central gravitating body. Discs have an important role in Astronomy as they are the essential component for a wide range of phenomena, such as planet and star formation, dynamics of binary systems and the physical processes in Active Galactic Nuclei (AGN). Many accretion discs exhibit warped geometries. The aim of this study is to investigate the stability of warped discs in the presence of viscous torques and to understand the conditions under which these discs become unstable. In this study, instability analysis was applied to equations that describe the evolution of warped discs, with dispersion relations obtained through algebraic methods. These relations were then solved numerically to investigate how instability behaves in discs with different parameters. Using high-resolution numerical solutions, we calculated the instability growth rates in the parameter space defined by (disc viscosity, disc warp). The results were visualized with 3D graphs showing how these growth rates vary depending on disc viscosity and warp. The relationship between instability growth rates and viscous torques was also explored. The highest instability growth rates occurred in regions where vertical viscous torques dominate over azimuthal torques and show sharp changes with warp. In low-viscosity discs, there occurs a significant difference between the timescale related to the fluid's resistance to warping and the timescale associated with its inward transport. This disparity restricts the radial communication of the disc fluid. When these discs reach a critical warp, they are likely to break on very short timescales. This breaking process is crucial as it can directly cause angular momentum loss and is connected to recent observations of discs with ring-like structures.

Anahtar Kelimeler: Accretion, accretion discs – instabilities – black hole physics.

1 Giriş

Toplanma diskleri, evrende yaygın olarak bulunan ve çeşitli ölçeklerde ortaya çıkan önemli astrofiziksel yapılardır. En küçük ölçekte, gezegenöncülü diskler, gezegen ve yıldız oluşumu süreçlerinde kilit rol oynar. Daha büyük ölçekte, çift sistemlerde (örneğin, kataklismik değişenler ve X-ışın çiftlerinde) yoldaş bileşenden madde transferi sonucu oluşan diskler, çiftin evrimi ve dinamiği bağlamında önem kazanır. En büyük ölçekte ise, galaksiler ve özellikle aktif galaktik çekirdeklerde (Active Galactic Nuclei) süper kütleli kara delikleri saran diskler, evrendeki en büyük enerji kaynakları olarak bilinir (Balbus & Hawley 1998; Frank ve diğ. 2002). Toplanma diskleri genellikle düzlemsel olmayan bir yapıdadır. Bazen oluşumları sırasında (Bate ve diğ. 2003), bazen de evrimlerinin sonraki aşamalarında dış torklar nedeniyle, örneğin ışınım torkları (Pringle 1996) veya çift sistemdeki ikinci bileşenin ürettiği torklar (Papaloizou & Terquem 1995; Doğan ve diğ. 2015), diskte eğrilmeye neden olabilir. Ayrıca, çok büyük kütleli sıkışık cisimler, relativistik etkiler nedeniyle kütle çekim etkileşimleri yoluyla toplanma disklerinde eğrilmeye yol açabilir (Lense & Thirring 1918; Bardeen & Petterson 1975). Diski oluşturan gaz halkaları,

⋆ anahita.yavari.72@gmail.com

© 2025 Turkish Astronomical Society (TAD)

düz disklerde tek bir düzlemde yer alırken, eğri disklerde halkaların yönelimi radyal ve/veya azimutal doğrultuda değişir. Bu çalışmada, eğri disklerin kararsızlık özellikleri incelenmiştir.

2 Kararsızlık Analizi

Bu çalışmada, eğri disklerin evrimini betimleyen süreklilik eşitliği ve açısal momentumun korunumu eşitliğinden yola çıkılarak kararsızlık analizi uygulanmıştır (Ogilvie 1999; Ogilvie 2000; Ogilvie & Latter 2013):

$$\frac{\partial \Sigma}{\partial t}=\frac{1}{R}\frac{\partial}{\partial R}(Rv_r\Sigma)=0 \tag{1}$$

$$\begin{aligned}\frac{\partial}{\partial t}(\Sigma r^2 l\Omega)+\frac{1}{r}\frac{\partial}{\partial r}(v_r\Sigma r^3\Omega) &= \frac{1}{r}\frac{\partial}{\partial r}(\mathcal{Q}_1\Sigma {c_s}^2 r^2 l)\\ &+\frac{1}{r}\frac{\partial}{\partial r}(\mathcal{Q}_2\Sigma {c_s}^2 r^3\frac{\partial l}{\partial r})\\ &+\frac{1}{r}\frac{\partial}{\partial r}(\mathcal{Q}_3\Sigma {c_s}^2 r^3 l\times\frac{\partial l}{\partial r})\end{aligned} \tag{2}$$

Burada eğrilik genliği $|\psi|=r\frac{\partial l}{\partial r}$ ile tanımlanır ve eğri disklerde eğrilik genliği asla sıfır değildir ($|\psi|\neq 0$) (Ogilvie 2000). Ayrıca, 1 ve 2 eşitliklerinde, Σ yüzey yoğunluğunu ifade eder, v_r dikine ortalama hız ve Ω ortalama açısal hızdır (Ogilvie 1999). $\mathcal{Q}_1$ azimutal doğrultudaki viskoz tork katsayısını, $\mathcal{Q}_2$ ise dikey doğrultudaki viskoz tork katsayısını temsil eder. $\mathcal{Q}_3$ eğik halkaların presesyonundan kaynaklanan tork katsayısıdır ve diğerlerinin yanında ihmal edilebilecek düzeyde küçüktür. Eğri disk eşitliklerinin tedirgin edilmesi ve gerekli cebirsel işlemler sonucunda dağılma bağıntısı aşağıdaki gibi elde edilmiştir (Doğan ve diğ. 2018):

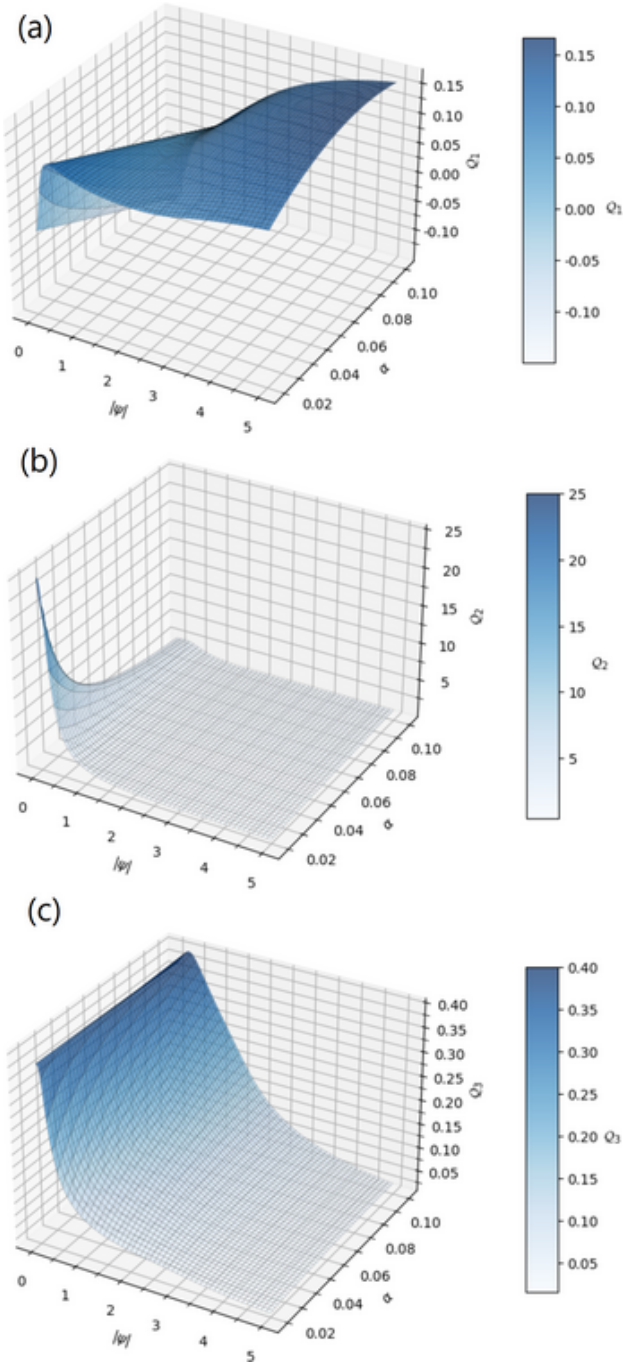
$$\begin{aligned}&s^3-s^2\left[a\mathcal{Q}_1-2\mathcal{Q}_2+|\psi|(a\mathcal{Q}_1'-\mathcal{Q}_2')\right]\\ &-s\left[2a\mathcal{Q}_1\mathcal{Q}_2-\mathcal{Q}_2^2-\mathcal{Q}_3^2\right.\\ &\quad\left.+|\psi|(a\mathcal{Q}_1\mathcal{Q}_2'-\mathcal{Q}_2\mathcal{Q}_2'-\mathcal{Q}_3\mathcal{Q}_3')\right]\\ &-a\left[\mathcal{Q}_1(\mathcal{Q}_2^2+\mathcal{Q}_3^2)\right.\\ &\quad\left.+|\psi|\left(\mathcal{Q}_1\mathcal{Q}_2\mathcal{Q}_2'-\mathcal{Q}_1'\mathcal{Q}_2^2+\mathcal{Q}_1'\mathcal{Q}_3^2+\mathcal{Q}_1\mathcal{Q}_3\mathcal{Q}_3'\right)\right]\\ &=0\end{aligned} \tag{3}$$

Burada kararsızlığın büyüme oranları ($s=-(\frac{\Omega}{c_s k})^2\frac{i\omega}{\Omega}$) ile ifade edilmiştir.

2.1 Viskoz Tork Katsayılarının Hesabı

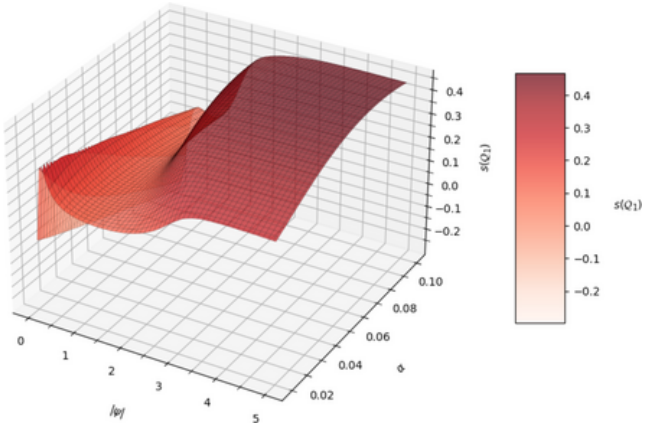
Dağılma bağıntısının sayısal çözümlerinin yapılabilmesi için öncelikle, üç viskoz tork katsayısının (Q_1, Q_2, Q_3) eğrilik ve viskozite ile olan değişimi hesaplanmıştır (Ogilvie 1999; Ogilvie 2000). Eğri disk akışkanının dinamiğine ilişkin doğrusal olmayan teoride, öncelikle akışkanın eğrilen geometrisini izleyen bir koordinat sistemi tanımlanır. Ardından, akışkan dinamiği eşitlikleri bu koordinatlarda yazılır. Cebirsel işlemler sonucunda elde edilen adi diferansiyel denklem sisteminin çözümleri ile viskoz tork katsayılarının hesabı yapılır (Ogilvie 1999; Ogilvie 2000; Ogilvie & Latter 2013).

Bu bölümde, her tork katsayısı, eğrilik genliği ($|\psi|$) ve viskozite (α) cinsinden hesaplanmıştır. Hesaplamalar, disk viskozitesi (α) 0.01'den başlayarak 0.002 adımlarla 0.1'e kadar ve disk eğriliği ($|\psi|$) 0'dan başlayarak 0.001 adımlarla 5'e kadar yapılmış ve her bir tork için 3 boyutlu grafik oluşturulmuştur (bkz. Şekil 1). Her bir tork katsayısı için yaptığımız üç boyutlu grafiklerden iki temel sonuca varılmıştır:

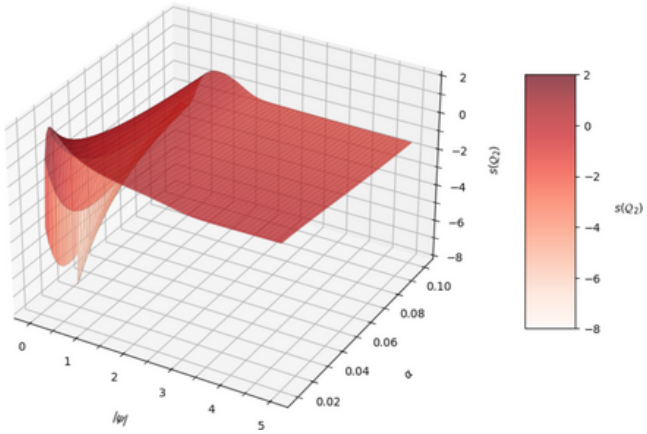


Şekil 1. Viskoz tork katsayıları $\mathcal{Q}_i$, farklı eğrilik genlikleri ($|\psi|$) ve viskozite parametresine (α) bağlı olarak üç boyutlu grafiklerde gösterilmektedir: (a) $\mathcal{Q}_1$, (b) $\mathcal{Q}_2$ ve (c) $\mathcal{Q}_3$. $\mathcal{Q}_i$ değerleri, Ogilvie & Latter (2013) tarafından önerilen yöntemler takip edilerek hesaplanmıştır.

a. Küçük eğrilikler için yani $|\psi|\lesssim 2.5$, dikine tork katsayısı ($\mathcal{Q}_2$) baskın tork katsayısıdır. Bu tork katsayısı, $|\psi|$ ile keskin bir azalma gösterir.
b. Azimutal viskoz tork katsayısı ($\mathcal{Q}_1$) katsayısı, daha büyük eğrilikler için ($|\psi|\gtrsim 2.5$) baskın hale gelir.



Şekil 2. Üç boyutlu renk haritası, ilk basitleştirilmiş çözüm olarak $s(\mathcal{Q}_1)$'in $|\psi|$ ve α'ya bağlı olarak değişimini göstermektedir. Varsayımımız $\mathcal{Q}_2 = \mathcal{Q}_3 = 0$'dır.



Şekil 3. Üç boyutlu renk haritası, ikinci basitleştirilmiş çözüm olarak $s(\mathcal{Q}_2)$'in $|\psi|$ ve α'ya bağlı olarak değişimini göstermektedir. Varsayımımız $\mathcal{Q}_1{=}\mathcal{Q}_3{=}0$'dır.

2.2 Kararsızlığın Büyüme Oranları

Dağılma bağıntısının yüksek çözünürlüklü nümerik çözümleri gerçekleştirilmiştir. Dağılma bağıntısının kökleri $s(\mathcal{Q}_i)$ olarak ifade edilecektir; burada i, hesaplamaya dahil edilen tork katsayılarının sayısını temsil etmektedir. $s(\mathcal{Q}_1)$, yalnızca azimutal viskoz tork $\mathcal{Q}_1$ etkilerini dikkate alarak elde edilen dağılma bağıntısının çözümüdür. Diğer tork bileşenlerini $\mathcal{Q}_2$ ve $\mathcal{Q}_3$ sıfıra eşitleyerek, böylece, $\mathcal{Q}_1$ tork katsayısının diskin kararlılığını tek başına nasıl etkilediğine dair bilgi sahibi oluruz (Doğan ve diğ. 2018).

$$s(\mathcal{Q}_1) = a(\mathcal{Q}_1 + \mathcal{Q}_1'|\psi|) = -a\frac{\partial}{\partial|\psi|}(-\mathcal{Q}_1|\psi|) \qquad (4)$$

Eğer büyüme oranı pozitifse ($R[s(\mathcal{Q}_1)]{>}0$), bu kararsızlığa yol açar. Bu kararsızlık meydana geldiğinde, madde çevresine göre yerel olarak aşırı yoğun olan disk bölgelerine doğru hareket eder. Diskin düşük yoğunluğa sahip bölgesi daha az yoğun hale gelirken, yüksek yoğunluğa sahip bölge daha yoğun hale gelir. Eşitlik 4'de eğrilik genliği $|\psi|$ sıfır olduğunda, yani düz bir disk durumunu gösterdiğinde, kararsızlık kriteri Lightman ve Eardley (1974) tarafından düz diskler için önerilen kararsızlık kriterine indirgenir ($\frac{\partial(\nu\Sigma)}{\partial\Sigma}{<}0$) (Lightman & Eardley 1974; Pringle 1981).

$s(\mathcal{Q}_1)$ değerini Şekil 2'de üç boyutlu renkli harita olarak çiziyoruz. Bu çözümler kapsamında, disk viskozitesi ($0.01{<}\alpha{<}0.1$) ve disk eğriliği ($0{<}|\psi|{<}5$) aralığında kararsızlığın büyüme oranları hesaplanmış ve üç boyutlu grafikler oluşturulmuştur. Bu çözümde büyük eğrilikler (yani, $\psi{\geq}2.5$) için kararsızlığın büyüme oranları daha yüksektir.

Benzer şekilde, $s(\mathcal{Q}_2)$ yalnızca dikey viskoz tork $\mathcal{Q}_2$ etkilerini dikkate alarak dağılma bağıntısının çözümünü temsil eder ($\mathcal{Q}_1{=}\mathcal{Q}_3{=}0$) ve şu şekilde ifade edilir (Doğan ve diğ. 2018).

$$s(\mathcal{Q}_2) = (-\mathcal{Q}_2 + \mathcal{Q}_2'|\psi|) = \frac{\partial}{\partial|\psi|}(\mathcal{Q}_2|\psi|) \qquad (5)$$

Eğer büyüme oranı pozitifse ($R[s(\mathcal{Q}_2)]{>}0$), bu kararsızlığa yol açar. Bu durumda, yüksek eğriliğe sahip bölgeler daha da eğrilir ve diskin kırılmasına yol açabilir. Dikine viskoz tork bileşeni kararsızlığın büyüme oranları üzerindeki etkisi irdelenmiştir ve bu ilişkiler Şekil 3'de gösterilmiştir. Bu çözümde, küçük eğrilikler (yani, $\psi{\leq}2.5$) için kararsızlığın büyüme oranları daha yüksek bulunmaktadır.

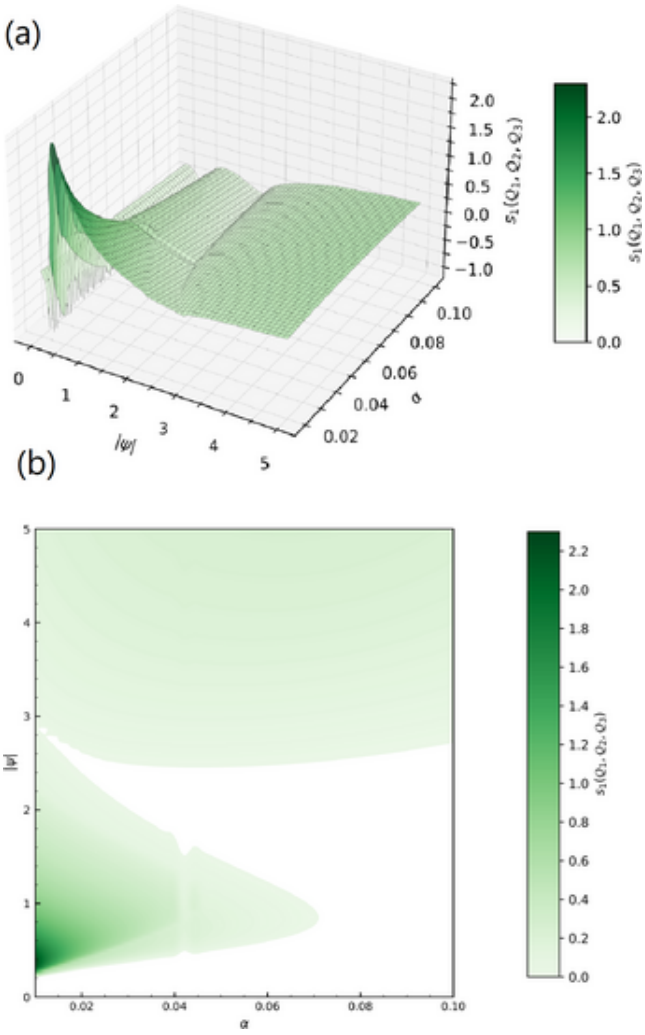
Tüm torklar dağılma bağıntısına dahil edildiğinde, $s(\mathcal{Q}_1, \mathcal{Q}_2, \mathcal{Q}_3)$ çözümü elde edilir. Şekil 4'te, elde ettiğimiz çözümleri eğrilik genliği ($0{<}|\psi|{<}5$) ve disk viskozitesi ($0.01{<}\alpha{<}0.1$) aralığında sunmaktayız. Düşük viskoziteli diskler, çok küçük eğriliklerde bile kararsız davranış sergilemektedir. Şekil 4'te panel (a), üç boyutlu renk haritasında kararsızlığın büyüme oranının disk viskozitesi (α) ve eğrilik genliği ($|\psi|$) ile nasıl değiştiğini göstermektedir. Şekil 4(a)'da görüldüğü gibi, düşük viskoziteli diskler daha yüksek büyüme oranlarına sahip olmaktadır. Bu disklerde kararsızlık daha güçlüdür ve kritik eğriliğe sahip olduklarında çok kısa zaman ölçeklerinde parçalanmaları beklenmektedir.

Şekil 4 panel (b) ise üç boyutlu renk haritasının (α, $|\psi|$) parametre uzayındaki izdüşümünü temsil etmektedir. Şekilden anlaşılacağı üzere, beyaz alanlar ise kararlı bölgelere karşılık gelir. Herhangi bir viskozite değeri için her zaman diskin kararsız kaldığı bir eğrilik değeri vardır. Küçük eğriliklerde ($\psi{\leq}2.5$) oluşan koyu renkli kararsız bölgeler, dikine viskoz torklardan kaynaklanırken, büyük eğriliklerde ($\psi{\geq}2.5$) görülen kararsız bölgeler azimutal viskoz torklardan kaynaklanmaktadır.

3 Sonuçlar

Bu çalışmada, eğri disk kararsızlığının farklı viskoz tork bileşenlerine olan bağlılığı incelenmiştir. Bu analiz, kararsızlığın arkasındaki fiziği daha iyi anlamamıza olanak sağlamaktadır. Kararsızlığa ait en yüksek büyüme oranları, dikine viskoz torkların azimutal viskoz torklara baskın olduğu ve eğrilik ile keskin bir değişim gösterdiği bölgelerde gözlenmektedir. Bunun iki temel sebebi bulunmaktadır:

a. Viskoz zaman ölçekleri: α ve eğriliğin küçük olduğu durumda Papaloizou & Pringle (1983), azimutal viskozitenin (ν_1) α ile, dikine viskozitenin (ν_2) ise $1/\alpha$ ile orantılı olduğunu göstermişlerdir. Bu nedenle, α'nın küçük olduğu disklerde dikine viskoz tork katsayısı ($\mathcal{Q}_2$), azimutal viskoz tork katsayısından ($\mathcal{Q}_1$) çok daha büyüktür. Dolayısıyla, diski düz tutmaya çalışan (disk halkalarını aynı hizaya getirmeye çalışan) tork bileşeni ($\mathcal{Q}_2$), açısal momentumun radyal doğrultuda taşınımından



Şekil 4. Panel (a), üç boyutlu renk haritasında x ekseni eğrilik genliği $|\psi|$, y ekseni viskozite α, z ekseni ise elde edilen tüm nümerik çözümleri $s(\mathcal{Q}_1, \mathcal{Q}_2, \mathcal{Q}_3)$ göstermektedir. Düşük viskoziteli diskler, çok küçük eğrilik değerlerinde bile kararsızlık göstermektedir. Panel (b) ise iki boyutlu renk haritasında x ekseni viskozite (α), y ekseni eğrilik genliği ($|\psi|$) ve renk ölçeği kararsızlığın büyüme oranlarını $s(Q_1, Q_2, Q_3)$ göstermektedir. Küçük eğriliklerde ($\psi \leq 2.5$) oluşan koyu renkli kararsız bölgeler dikine viskoz tork bileşeni, büyük eğriliklerde ($\psi \geq 2.5$) oluşan kararsız bölgeler ise azimutal viskoz tork bileşeni tarafından yönetilmektedir.

ve maddenin radyal olarak içeriye düşmesini sağlayan tork bileşeninden ($\mathcal{Q}_1$) çok daha güçlüdür. Bu durum, iki farklı viskoz tork bileşenine ilişkin zaman ölçekleri arasında bir uçurum yaratır. $\mathcal{Q}_2$ hızlı bir şekilde diski düzleştirmeye çalışırken, $\mathcal{Q}_1$'in maddeyi içeriye taşıması çok daha uzun zaman alır. İki torkun büyüklüğü arasındaki fark açıldıkça diskin radyal olarak bütünlüğünü koruması zorlaşır. Diskin bir bütün halinde kalabilmesi için, her iki tork bileşeninin benzer zaman ölçeklerinde çalışıyor olması gereklidir. Bu olmadığında disk halkalara ayrılır. α'nın büyük olduğu durumda ise, (yani 1'e yaklaştıkça) diskin kendisini düzleştirmesi için gerekli zaman ölçeği, maddenin diskin bir bölgesinden diğerine hareket edebilmesi için gerekli zaman ölçeğine yakınlaşır. Zaman ölçeklerindeki bu benzerlik, diskin kendini bir bütün olarak korumasına yardım eder ve böylece disk kararlı kalır.

b. Viskoz tork katsayılarının eğrilikle değişimi: Kararsızlığın en güçlü olduğu bölgenin α ve $|\psi|$ değerlerinin küçük ve dolayısıyla $\mathcal{Q}_2$ torkunun en keskin biçimde değiştiği bölgeye karşılık geldiğini görüyoruz. Eğriliğin artmasıyla $\mathcal{Q}_2$ difüzyon katsayısının keskin bir şekilde düşmesi kararsızlığa neden olmaktadır. Çünkü, eğrilik artıyor olsa da difüzyon katsayısı düşmektedir ve eğrilik yeterince difüzyona uğrayamamaktadır. Bu da eğriliğin giderek daha da keskinleşmesine ve diskin parçalanmasına sebep olmaktadır.

Sonuç olarak, toplanma diskleri kritik eğriliğe sahip olduklarında çok kısa zaman ölçeklerinde parçalanma eğilimindedir. Parçalanma süreci, hem açısal momentumun doğrudan yitimine neden olması hem de halkalı yapılar sergileyen güncel disk gözlemleriyle ilişkilendirilmesi bakımından önem taşımaktadır.

Teşekkür

Bu çalışma, Türkiye Bilimsel ve Teknolojik Araştırma Kurumu (TÜBİTAK - Proje no: 123F017) tarafından desteklenmiştir.

Kaynaklar

Balbus S. A., Hawley J. F., 1998, Reviews of Modern Physics, 70, 1
Bardeen J. M., Petterson J. A., 1975, ApJ, 195, L65
Bate M. R., Bonnell I. A., Bromm V., 2003, MNRAS, 339, 577
Doğan S., Nixon C. J., King A. R., Pringle J. E., 2018, MNRAS, 476, 1519
Doğan S., Nixon C., King A., Price D. J., 2015, MNRAS, 449, 1251
Frank J., King A., Raine D. J., 2002, Accretion Power in Astrophysics: Third Edition. Cambridge University Press
Lense J., Thirring H., 1918, Physikalische Zeitschrift, 19, 156
Lightman A. P., Eardley D. M., 1974, ApJ, 187, L1
Ogilvie G. I., 1999, MNRAS, 304, 557
Ogilvie G. I., 2000, MNRAS, 317, 607
Ogilvie G. I., Latter H. N., 2013, MNRAS, 433, 2403
Papaloizou J. C. B., Pringle J. E., 1983, MNRAS, 202, 1181
Papaloizou J. C. B., Terquem C., 1995, MNRAS, 274, 987
Pringle J. E., 1981, ARA&A, 19, 137
Pringle J. E., 1996, MNRAS, 281, 357

Access:
M25-0303: Turkish J.A&A — Vol.6, Issue 3.

TJAA Vol. **6**, *Special Issue*, *p.*9–15 (2025). DOI: 10.55064/tjaa.1593152 *Research Article*

TUG'da Geliştirilen Gözlemevi ve Teleskop Kontrol Yazılımı: NightAssistant

Orhan Erece[1,2] ⋆, Yücel Kılıç[3]
[1] *Türkiye Ulusal Gözlemevleri, TUG, 07058 Antalya, Türkiye*
[2] *TÜBİTAK, Tunus Cad., No:80, 06680 Kavaklıdere, Ankara*
[3] *Endülüs Astrofizik Enstitüsü, CSIC, Apt 3004, 18080 Granada, İspanya*

Accepted: February 11, 2025. Revised: February 11, 2025. Received: November 29, 2024.

Özet
Türkiye Ulusal Gözlemevleri, Antalya Yerleşkesi'nde (eski adıyla TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi) yer alan T100 teleskobu ile birlikte teleskop bileşenlerinin kontrolünün sağlanması için kullanılan yazılımın yerine NightAssistant adında kullanıcı dostu bir arayüz geliştirilmiştir. Teleskop kontrolü ve gözlemevi kontrolünün birlikte sağlandığı NightAssistant yazılımı sayesinde veri standartlaştırılması, veri kalitesinin artırılması, gözlemevi kontrolünün sağlanması, gecelik raporların standartlaştırılması ve gözlem kolaylığının sağlanması gibi birçok gelişme hedeflenmiştir.

Abstract
The NightAssistant software has been developed as a user-friendly interface to replace the software previously used for controlling the T100 telescope and its components at Türkiye National Observatory, Antalya Campus (formerly known as the TÜBİTAK National Observatory). This software facilitates the integrated control of both the telescope and the observatory, aiming to achieve several improvements such as data standardization, enhanced data quality, observatory management, standardized nightly reports, and overall ease of observation.

Anahtar Kelimeler: observatories – telescopes – software

1 Giriş

Türkiye Ulusal Gözlemevleri Antalya Yerleşkesi'nde (eski adıyla TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi) yer alan T100 teleskobu optik bölgede çalışan 1 metre ayna çapına sahip tam otomatik bir teleskoptur (Çizelge 1). 7 Ekim 2009 tarihinde ilk ışığın alındığı teleskop, ACE firmasından satın alınmıştır. Geniş görüş alanına sahip T100 teleskobu yüksek hassasiyetli çok-renk ışıkölçüm (fotometri) ve konum belirleme (astrometri) amaçlı gözlemler için kullanılmaktadır.

Günümüze kadar değişen yıldızlar, galaksiler, ötegezegenler, küçük gezegenler, yıldız örtülmeleri ve takip gözlemleri gibi birçok farklı alanda yüksek hassasiyetli bilimsel gözlemlerde kullanılan T100 teleskobunda 2021 yılı Ağustos ayında yazılım güncellemesi ile birlikte bazı donanım güncellemeleri gerçekleştirilmiştir. Yapılan güncelleme sonrasında teleskop kontrol arayüzü tamamen değişmiş ve ACE Connector isimli yeni bir yazılım kullanılmaya başlanmıştır. Hem eski ACE hem de yeni ACE Connector yazılımları kullanıcı isteklerine uygun özelliklere sahip olmamaları sebebiyle gözlem verimliliğinin artırılmasına yönelik yeni geliştirmeler yapılması kaçınılmaz olmuştur. Bu sebeple kullanıcı hatalarının azaltılması, gözlem verimliliğinin ve kalitesinin artırılması, kullanım kolaylığının sağlanması gibi sebeplerle, hem gözlemevi hem de teleskop kontrol yazılımı özelliklerine sahip kullanıcı dostu grafik arayüzleri geliştirilmiştir. 2013 yılı itibarıyla eski ACE yazılımı ile birlikte kullanılan *T100 Gözlem ve Rapor Sistemi* isimli yazılım geliştirilmiş ve 2021 yılındaki güncellemeye kadar kullanılmıştır. Yenilenen T100 arayüzü ile birlikte *T100 Gözlem ve Rapor Sistemine* benzer, eski alışkanlıklara uygun olacak şekilde tasarlanan, daha fonksiyonel, pratik ve verimliliği artıran özelliklere sahip `NightAssistant` isimli yazılım geliştirilmiştir.

Çizelge 1. T100 teleskobu teknik özellikleri.

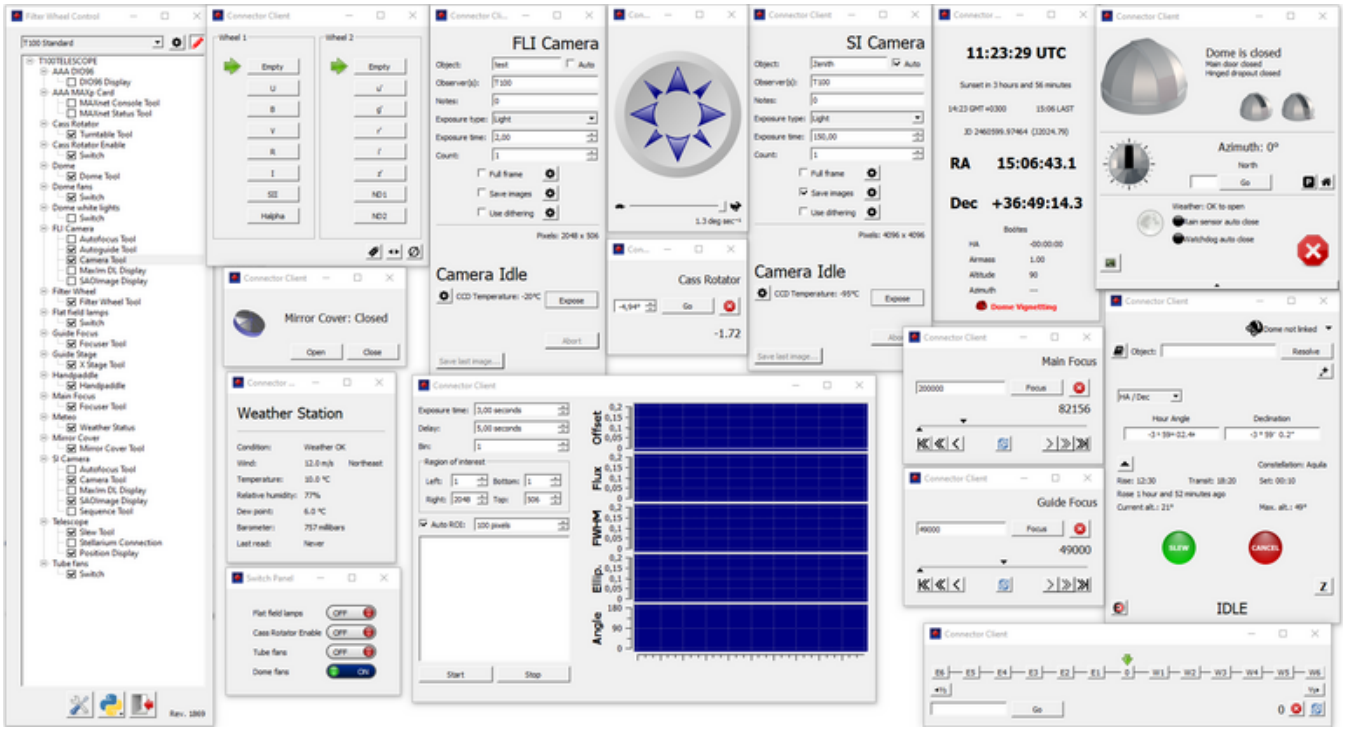
Optik dizayn:	Ritchey-Chrétien
Ana ayna çapı:	1000 mm
Odak uzunluğu:	10000 mm
Odak oranı:	f/10
Ayırma gücü:	0.11"
Plak eşeli:	20"/mm
Piksel boyutu:	15μ x 15μ
Görüş alanı:	21' x 21'
CCD kamera:	SI 1100 4K x 4K

2 `NightAssistant`

Astronomik gözlemlerin sağlıklı bir şekilde yürütülebilmesi; teleskop kontrolü, kamera kontrolü, odak kontrolü, anlık hava durumu kontrolü, gecelik detaylı gözlem raporu, ham verilerin kaydedilmesi ve kullanıcıya iletilmesi gibi birçok detay içermektedir. Kullanıcının tüm bu detayları takip edebilmesi kullanıcı dostu bir arayüz ile mümkün olabilir. T100 teleskobunda yer alan kontrol arayüzü karmaşık bir yapıya sahip olması nedeniyle `NightAssistant` (`NA`) adında kullanıcı dostu bir arayüz geliştirilmiştir. Gözlemci alışkanlıklarına yönelik tasarlanmaya çalışılan `NA` yazılımı sayesinde kullanıcı hataları en aza indirilmeye çalışılmış, veri standartlaştırılması sağlanmış, veri kalitesi artırılmış, gözlemevi kontrolü anlık olarak sağlanmış, gecelik raporlar standartlaştırılmış ve gözlem kolaylığı sağlanmıştır.

⋆ orhan.erece@tubitak.gov.tr

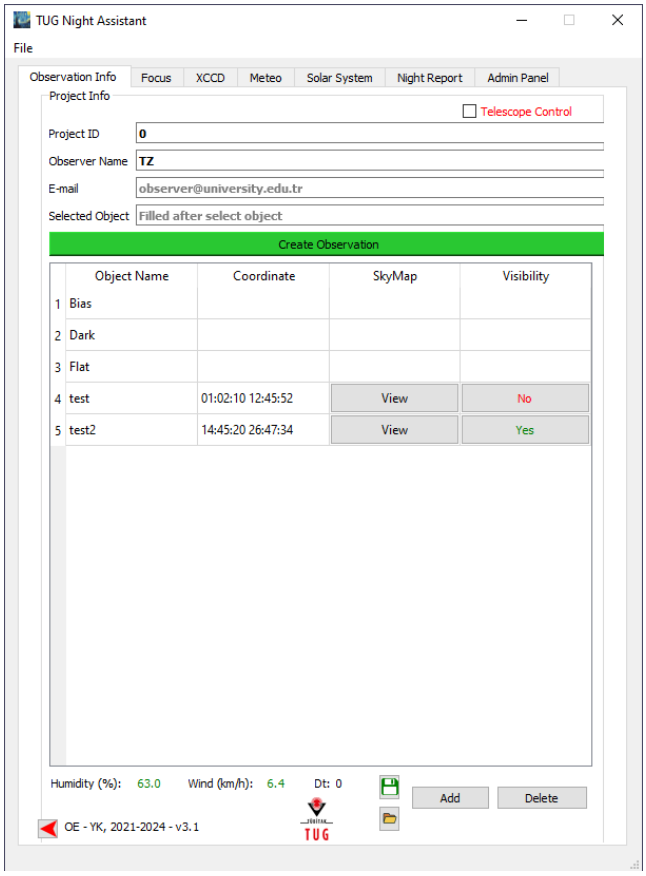
© 2025 Turkish Astronomical Society (TAD)



Şekil 1. ACE Connector yazılımının görüntüsü.

T100 teleskobunun ana kontrol yazılımı olan ACE Connector, MS Windows 10 işletim sistemi üzerinde çalışmaktadır. ACE Connector, karmaşık modüler yapısı nedeniyle kullanıcı için pratik ve kullanışlı değildir (Şekil 1). Bu sebeple hem T100 teleskobunun performansını artırmak hem de gözlemleri standart ve kolay hale getirebilmek için `NA` yazılımı geliştirilmiştir. `NA`, arayüz geliştirme aracı olan `Qt`'nin özelliklerini `Python` programlama dili ile birleştiren ve platformlar arası geliştirmeyi destekleyen `PyQt5` kütüphanesi kullanılarak geliştirilmiştir. Bu geliştirme ortamının seçilmesinin sebebi hem çapraz platform desteği sunması hem de `Qt` geliştirme ortamının sunduğu zengin seçenekler ve `Python` programlama dilinin kolay kullanımı sayesinde, hızlı ve etkili bir şekilde modern masaüstü uygulamaları geliştirilebilmesi olmuştur.

`NA` yazılımı, tek bir pencere üzerinde farklı sekmelere sahip bir arayüz içermektedir (Şekil 2). Her bir sekme altında farklı işlevsel özellikler bulunmaktadır. `NA` temel olarak; teleskop bileşenlerini kontrol etme, ilgili projenin nesnelerini çağırma, gecelik standart klasörleri oluşturma, veri kaydetme yollarını hazırlama, teleskobu kaydırma (offset), küçük gezegenlerin anlık koordinatları ile birlikte fiziksel parametrelerini elde etme, anlık meteoroloji verilerini ve tüm gökyüzü kamera görüntüsünü sağlama, gecelik detaylı gözlem raporunu otomatik oluşturma ve ilgili veritabanına gönderme kabiliyetlerine sahiptir.



Şekil 2. NA yazılımının görüntüsü ve Observation Info sekmesi.

2.1 `Observation Info` sekmesi

`Observation Info` sekmesi proje sahibinin ve proje cisimlerinin bilgilerinin yer aldığı sekmedir (Şekil 2). Bu bilgiler proje başvurusu sırasında proje sahibi tarafından Gözlem Projeleri Başvuru ve Takip Sistemi'ne (TUG-PTS) sağlanan bilgilerdir ve `NA` her gece için bu bilgileri

TUG-PTS'den çağırmaktadır. Cisimlerin listeye eklenmesi sonrasında isim ve koordinat bilgilerinin yanı sıra ilgili koordinat için gökyüzü görüntüsü (`SkyMap`) ve gözlenebilirlik grafiği de NA tarafından gözlemciye sağlanmaktadır. Şekil 2'de `Visibility` kolonunda görülen `Yes` ve `No` bilgileri anlık olarak ilgili koordinatın gözlenebilir olup olmadığını göstermektedir. Böylece gözlemciye hangi cisimlerin gözlenebilir olduğu bilgisi hızlı bir şekilde sağlanmaktadır. Cisim listesine yeni bir cisim eklemek için `Add` butonu, var olan cismi listeden silmek için ise `Delete` butonu kullanılmalıdır. Elde edilen yeni listeyi kaydetmek için disk şeklinde görülen buton kullanılmalıdır. Daha önce kaydedilmiş bir liste ise klasör butonu kullanılarak içe aktarılabilmektedir.

Gözlemi başlatmadan önce sisteme ilgili kayıt yolunun ve kaydedilecek dosya adının bildirilmesi gerekmektedir. Bunun için Şekil 2'de görülen `Create Observation` butonu kullanılmaktadır. Gözlemi yapılacak cisim seçildikten sonra bu butona basıldığında ilgili güne ve seçilen cisme ait klasörler oluşacak ve kayıt yolu ile birlikte cismin adının yer aldığı dosya ismi bilgisi sisteme iletilmiş olacaktır. Kullanıcı desteğine ihtiyaç duyulmadan gerçekleştirilen bu adımlar ile birlikte hem kullanıcı hatalarının önüne geçilmiş hem de veri kaydetme sorunları ortadan kaldırılarak standart hale getirilmesi sağlanmıştır.

Teleskobun yönlendirilmesi de yine bu sekme altından gerçekleştirilebilmektedir. `Telescope Control` kutucuğunun işaretlenmesi sonrasında listede yer alan koordinatlar aktif hale gelmektedir. Eğer cisim gözlenebilir yükseklikte ise istenilen koordinatın üstüne tıklandıktan sonra teleskop yönlendirilebilmektedir. Bu aşamada ACE Connector yazılımı, diğer teleskop bileşenlerinin kontrolünün sağlanmasında da olduğu üzere `NA` tarafından arayüz olarak kullanılmaktadır.

2.2 `Focus` sekmesi

Focus sekmesi teleskobun odak kontrolünün yapıldığı sekmedir (Şekil 3). Gözlem kalitesini belirleyen en önemli etkenlerden biri olan doğru odak değerleri T100 teleskobunda farklı filtreler için belirlenmiş, filtre ve yüksekliğe bağlı odak modelleri elde edilmiştir. Belirlenen bu değerler bir liste halinde gözlemciye uygun odak değeri olarak bu sekmede önerilmektedir. Önerilen odak değerinin yanı sıra sistemin anlık odak değeri (`Current Val.`) de görülebilmektedir. Eğer bu değer önerilen uygun odak değerine karşılık geliyorsa yeşil, önerilen uygun odak değerinden kısmi uzaklıkta ise turuncu, uygun odak değerinin dışında ise kırmızı görünmektedir. T100 teleskobunun önemli özelliklerinden birisi olan otomatik odak özelliği ise `AutoFocus` kutucuğunun seçilmesi ile aktif hale gelmektedir. Bu kutucuğun seçilmesi durumunda sistemin odak değeri ile modelden elde edilen uygun odak değeri sürekli karşılaştırılmakta ve sistemin odak değeri uygun odak değerine `NA` tarafından otomatik olarak taşınmaktadır. Odak dışı gözlem yapan gözlemciler ise istedikleri fark değerini `offset` kutusuna yazdıklarında uygun odak değerinden sürekli aynı fark değerinde odağı sabitlemiş olurlar. `NA` tarafından sorunsuz bir şekilde sağlanan bu özelliğin T100 teleskobu ile alınan verilerin kalitesinin artmasında çok önemli bir etkisi olmuştur. Son olarak bu sekmede anlık yükseklik bilgisi, kullanılan filtre ve tüm gökyüzü kamerasından elde edilen güncel görüntü gösterilmektedir.

2.3 `XCCD` sekmesi

Gözlemci, teleskobu yönlendirdiği merkez koordinatın veya görüntü içerisindeki kaynakların yerini görüş alanı içerisinde değiştirmek isteyebilir. Bunun için yeri değiştirilmek istenen kaynağın ve kaynağın taşınacağı yerin fiziksel koordinatlarının (x, y) bilinmesi yeterlidir. Şekil 4'teki `Star X` ve `Star Y` kutucukları belirlenen kaynağın en son alınan görüntüdeki fiziksel koordinatlarının, `Target X` ve `Target Y` kutucukları ise kaynağın taşınacağı hedef konumun fiziksel koordinatlarının girileceği alanlardır. Bahsedilen koordinatlar `SAOImage DS9` yazılımı üzerinden kolaylıkla belirlenebilir. Koordinatlar girildikten sonra aynı görüntünün binning değeri seçilir ve `Calculate` butonuna basılır. Bu aşamadan sonra teleskop yeni hesaplanan koordinatlara `Goto Offset` butonu ile gönderilir. Hesaplanan koordinatlar, daha sonra aynı kaynağın aynı konumda gözlenebilmesi için cisim listesine kaydedilir.

Bu sekmede ayrıca görüntü kırpma işlemi için gerekli bilgiler de hesaplanmaktadır. Farklı binning değerleri için yapılacak kırpma işlemi sonrasında okuma hızı ve elde edilecek görüş alanı bilgileri kullanıcıya sunulmakta ve aynı zamanda kırpma işlemi için gerekli piksel değerleri de hesaplanmaktadır. Özellikle yüksek zaman çözünürlüğü isteyen kullanıcıların faydalandığı bu özellik sonucunda kırpma büyüklüğüne bağlı olarak okuma süresi, dosya boyutu ve görüş alanı azalmaktadır.

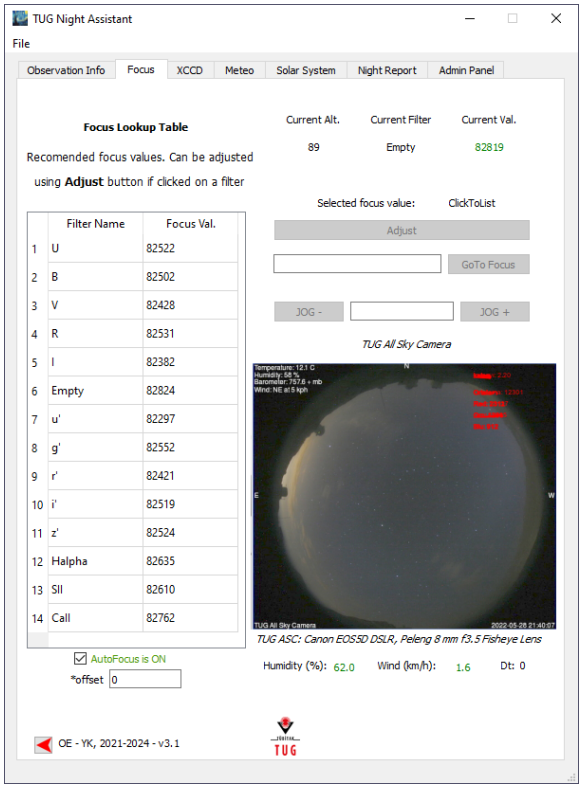
2.4 `Meteo` sekmesi

Teleskop ve bileşenlerinin sorunsuz çalıştığı bir durumda gözlemin yürütülebilmesi için öncelikli koşul hava durumu değerlerinin belirlenen limitler içerisinde olmasıdır. T100 teleskobu için rüzgar hızı limit değeri 45 km saat^{-1}, nem limit değeri ise %90'dır. T100 teleskop binasının hemen yanında bulunan meteoroloji istasyonun ölçtüğü değerler `NA` yazılımı tarafından anlık olarak kullanıcı ile `Meteo` sekmesinden paylaşılmaktadır (Şekil 5). Verilerin güncel olup olmadığı bilgisi ise yazılım üzerinde yer alan istasyondan gelen son veri zamanının gösterildiği `Last Meteo Value` ve bu zaman ile sistem zamanının farkını gösteren `Dt` değeridir. Eğer `Dt` değeri 0'dan farklı ise istasyondan alınan verinin güncel olmadığı anlaşılmaktadır. Böyle bir durumda `NA` yerleşke içerisinde yer alan diğer teleskoplara ait meteo sunucularına da bağlantı sağlayabilmektedir (bkz. §2.7).

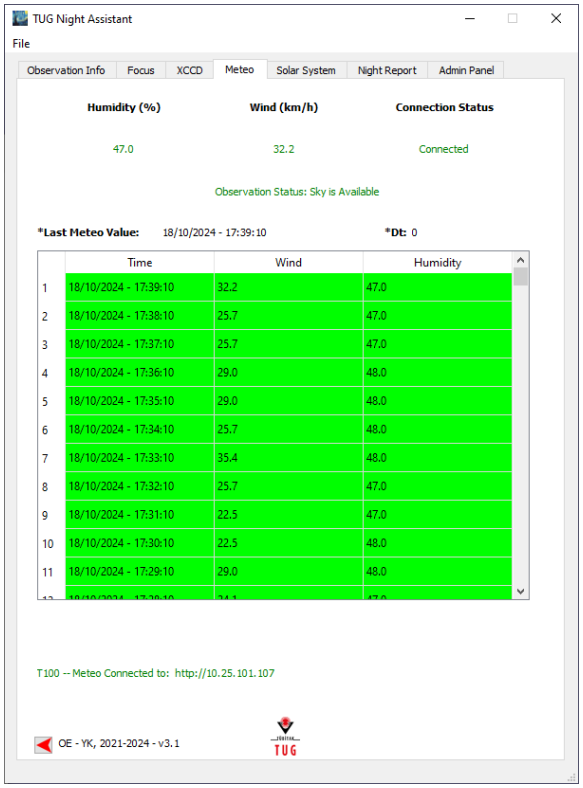
Rüzgar ve nem değerlerinin limitler içerisinde olduğu yani bulutluluk haricinde hava durumunun gözleme elverişli olduğu durumlarda Şekil 5'te görüldüğü üzere ilgili değerler yeşil, yazılımın rengi ise beyaz renkte görünmektedir. Limit aşımı durumlarında ise ilgili değerler kırmızı renkte görünmektedir. Eğer anlık olarak hava durumu uygun ancak son 15 dakika içerisinde ilgili değerlerden en az biri limit dışına çıktığı durumlarda ise yazılımın rengi açık kırmızı renkte görünmektedir (Şekil 6). Anlık olarak değerler limit dışında ise yazılımın rengi koyu kırmızı olarak görünmektedir (Şekil 7). Bu durum kullanıcının `NA` yazılımına ilk baktığı anda bilgilenmesini sağlamaktadır.

2.5 `Solar System` sekmesi

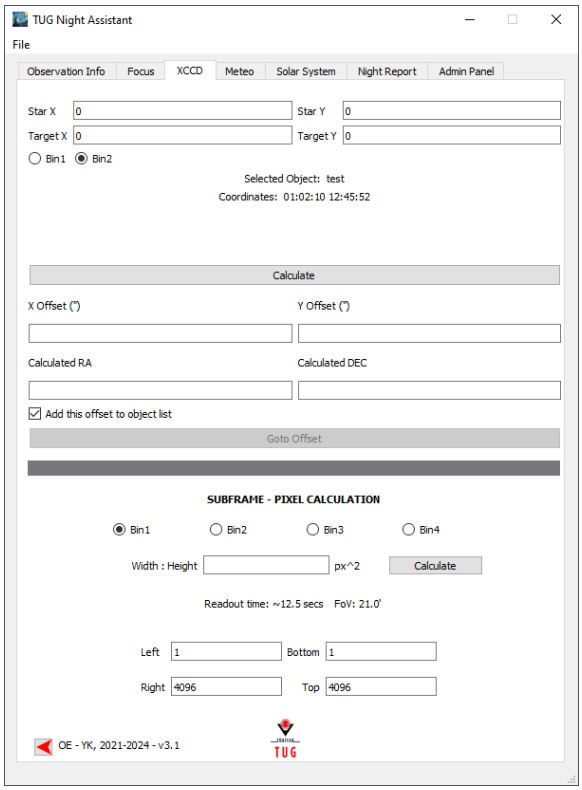
T100 teleskobu ile gökyüzünde sabit kabul edilen kaynakların yanı sıra küçük gezegenlerin ya da diğer bir deyişle Güneş sistemi içerisindeki hareketli cisimlerin gözlemleri de sıklıkla yürütülmektedir. Bu cisimlerin gökyüzündeki koordinatları ise hareketlerine bağlı olarak sürekli değişmektedir. Hareketli cisim gözlemi yapan gözlemciler ise gözlem öncesinde gözlenecek hareketli cismin koordinatını efemeris üreten bir sistem üzerinden elde edebilmek, teleskobu buna göre yönlendirmek ve aldıkları görüntü içerisinde hareketli cismi bulabilmek için



Şekil 3. Focus sekmesinin görüntüsü.



Şekil 5. Meteo sekmesinin görüntüsü.



Şekil 4. XCCD sekmesinin görüntüsü.

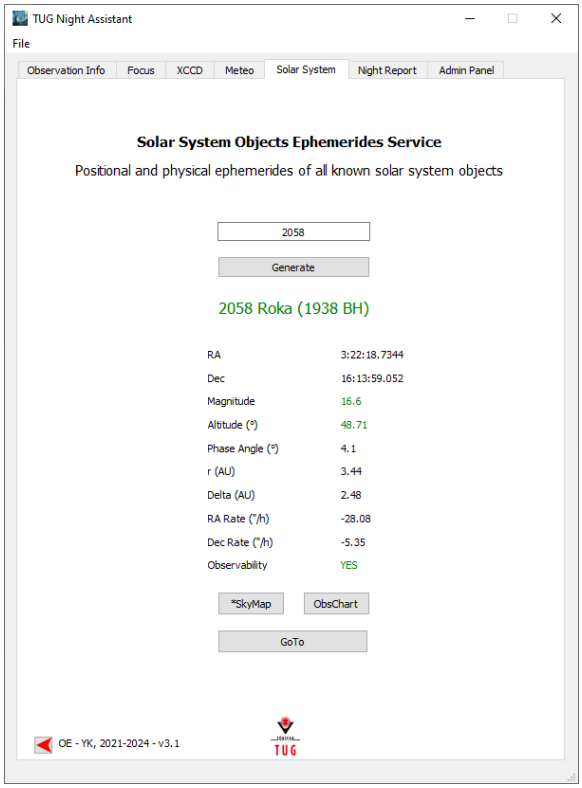
oldukça zaman harcamak durumundadırlar. Solar System sekmesi (Şekil 8) altında geliştirilen bu sistem sayesinde JPL/Horizons veritabanı kullanılarak gözlemciler hızlı bir şekilde ilgilendikleri cisim ile ilgili anlık koordinat bilgisi ile birlikte cismin şekilde görülen gerekli bazı fiziksel ve dinamik bilgilerini elde edebilir, gözlenebilirlik durumuna göre (bkz. Şekil 9) teleskobu hızlı bir şekilde cisme yönlendirebilirler. Cismin o andaki görsel parlaklık değeri 18 kadirden daha sönükse kırmızı daha parlak ise yeşil olarak belirecektir. Hareketli cisim gözlemcileri için önemli bilgilerden bir diğeri ise cismin hareket yönü ve hızıdır. SkyMap butonu kullanılarak, cismin görüntü içerisindeki konumu ve aynı zamanda hareket yönü ve yer değiştirme hızı da görülebilmektedir (Şekil 10). Bu sayede gözlemci, cismi görüntü içerisinde kolayca bulabilmekte ve hareket yönüne ve hızına uygun olarak görüntü içerisinde yerleştirebilmektedir.

2.6 Night Report sekmesi

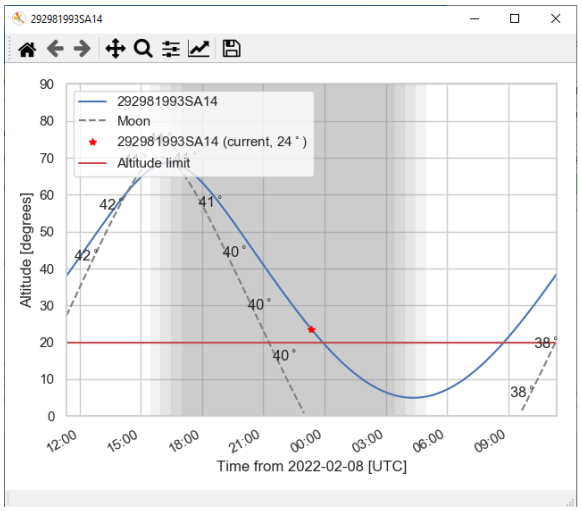
Gecelik gözlem raporlarının detaylı ve belirli standartlar içerisinde oluşturulması hem gözlemlerde yaşanan durumlar ve çözümler ile ilgili hafıza oluşturmak hem de istatistik üretmek açısından, profesyonel her gözlemevi için son derece önemlidir. T100 teleskobu gecelik gözlem raporu (Şekil 11) içerisinde tarih, proje numarası, proje gözlemcisi, yerleşkede bulunan teknisyen, gece gözlem sorumlusu ve gece ile ilgili yaşanan her türlü durumu içeren açıklama kısmı yer almaktadır. Doğru ve hızlı istatistik elde edebilmek adına özellikle açıklama kısmı içerisinde yer alan bilgiler belirli anahtar kelimeler içermelidir. Bu amaçla Night Report sekmesi içerisinde hava koşulları ve yaşanabilecek teknik sorunlar standart cümlelerden oluşturulmuştur (Şekil 12). Böylece kişisel yazım farklılıklarının önüne geçilmesi hedeflenmiş ve uzun zaman

Şekil 6. Hava durumunun anlık limitler içerisinde olduğunu ancak son 15 dakika içerisinde limit dışına çıktığını gösteren arayüz rengi.

Şekil 7. Anlık hava durumunun limit dışında olduğunu gösteren arayüzün rengi.

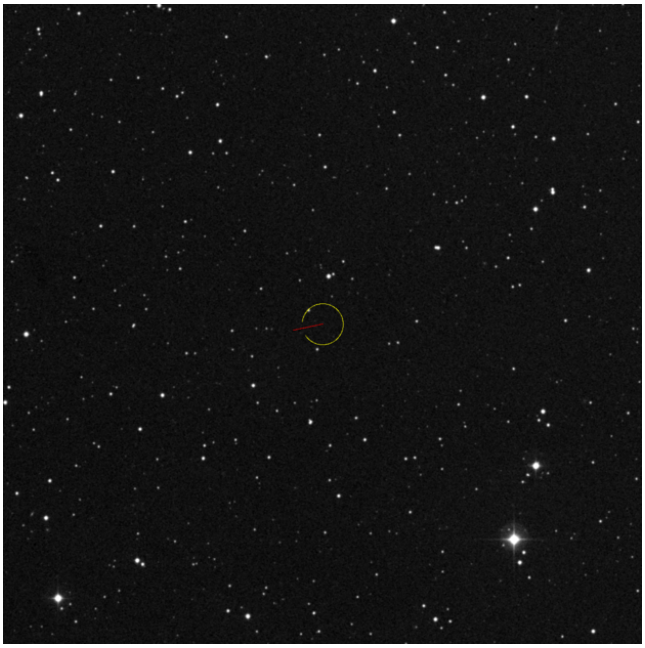


Şekil 8. `Solar System` sekmesinin görüntüsü.

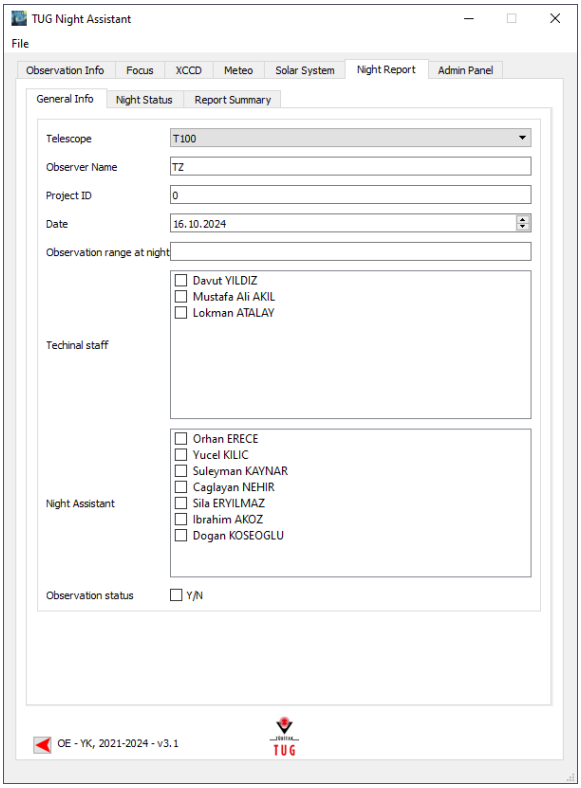


Şekil 9. `Visibility` kolonu ya da `ObsChart` butonu ile elde edilen gözlenebilirlik grafiği.

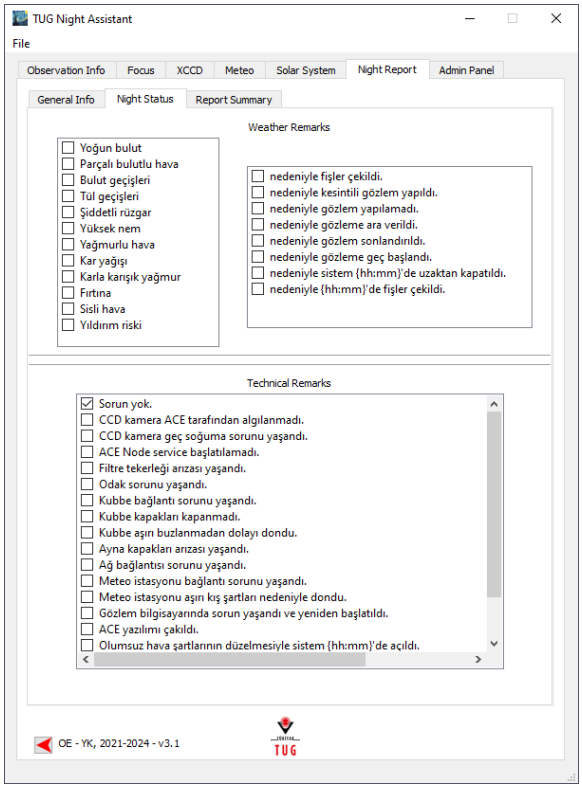
içerisindeki benzer durumların hızlı ve etkili bir şekilde istatistik olarak ortaya çıkarılması sağlanmaya çalışılmıştır. Bunun yanı sıra gözlem yapılan saat aralığı, toplam gözlem süresi ve gözlem bilgisayarı içerisinde kalan veri kapasitesi bilgisi de `NA` tarafından otomatik olarak hesaplanarak açıklamanın sonuna eklenmektedir (Şekil 13). Gözlem yapılan saat aralığı hesaplanırken verilerin başlığında yer alan gözlem zamanı bilgisinden faydalanılmaktadır. Ardışık görüntüler arasında 20 dakikadan az zaman farkı olan görüntüler kesintisiz gözlem zamanı olarak değerlendirilerek gecelik gözlem aralıkları ve



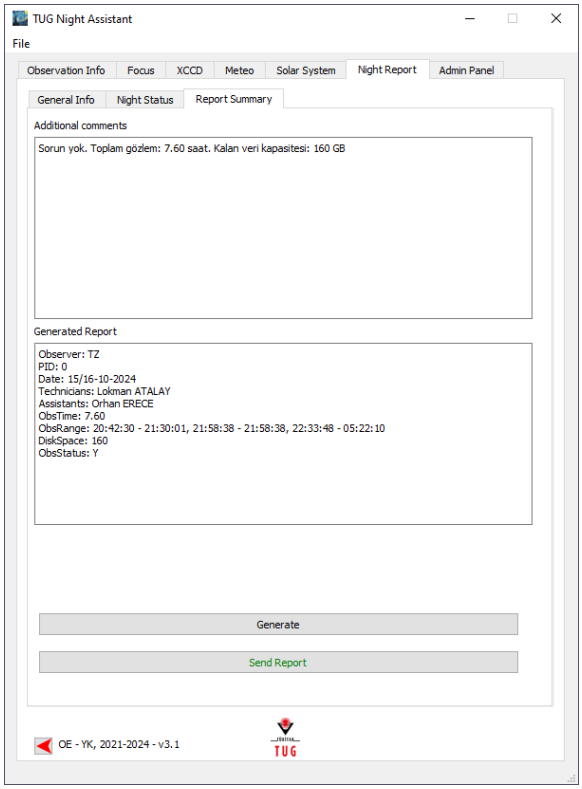
Şekil 10. Skymap butonu ile elde edilen gökyüzü görüntüsü ve hareketli cismin konumu ile birlikte hareket yönü. Sarı halkanın merkezi cismin konumunu gösterirken kırmızı ile görülen çizginin uzunluğu cismin bir saatlik hareketini ve yönünü göstermektedir. Görüntü, T100 teleskobundan alınan görüntü ile aynı büyüklüğe ve oryantasyona sahiptir.



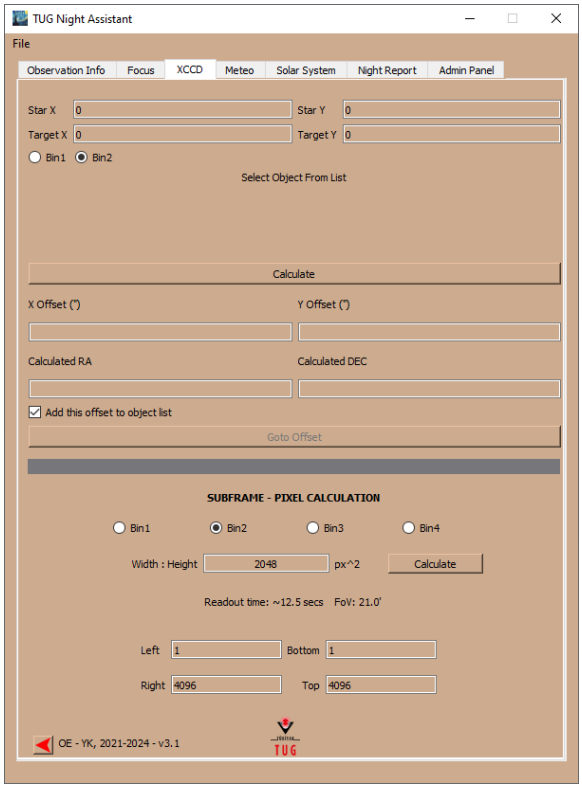
Şekil 11. Raporda bazı bilgileri içeren alt sekmenin görüntüsü.



Şekil 12. Açıklama kısmında yer alacak anahtar kelimeleri içeren alt sekmenin görüntüsü.



Şekil 13. Nihai raporun oluşturulacağı alt sekmenin görüntüsü.



Şekil 14. Teleskobun anlık yükseklik değerinin limite yaklaştığını gösteren arayüz rengi.

toplam gözlem süresi hesaplanmaktadır. Böylece gecelik gözlem süresi bilgisinin yanı sıra istatistik olarak her bir projenin gözlem yaptığı süreler elde edilebilmektedir. Ayrıca, uzun zaman aralığında raporlarda yer alan kalan veri kapasitesi bilgisi kullanılarak T100 teleskobu ile aylık, yıllık ya da dönemsel bazda üretilen veri büyüklükleri ve disk kapasitesinin dolma zamanı tahmini kolaylıkla yapılabilmektedir.

2.7 `Admin Panel` sekmesi

Bu sekmede, ön tanımlı olarak yerel bilgisayar içerisindeki veri yolu bilgisi, odak modelinin okunacağı yol, rüzgar ve nem limit değerleri ile bağlantı kurulması istenen meteoroloji sunucusu yer almaktadır. İhtiyaç duyulması durumunda belirtilen özellikler değiştirilebilmektedir. Ayrıca, projeye ait yürütücü, proje numarası ve cisim listesi gibi tüm bilgiler ilgili sunucudan bu sekme altında yer alan buton sayesinde çağırılmaktadır. Bu sekmenin yönetimi gözlem sorumlusu tarafından gerçekleştirilmektedir.

3 Diğer özellikler

`NA` yazılımı ilgili sekmelerdeki özellikler dışında da arka planda bazı işler yürütmektedir. T100 teleskobunun yükseklik, azimut, kubbe ve ayna kapağının anlık durum bilgileri farklı sunuculara `NA` tarafından sürekli iletilerek teleskobun durumu dışarıdan da takip edilebilmektedir. Gözlem sonucunda elde edilen verilerin aktarıldığı, projeye özel olarak ayrılan uzak veri sunucusu içerisinde gecelik tüm klasörlerin oluşturulması yine `NA` tarafından sağlanmaktadır. Teleskobun limit yükseklik değeri olan 20°'ye yaklaştığı anda (25° ve altı) ise yine gözlemciyi görsel olarak uyarabilmek adına `NA` yazılımının rengi kahverengi görünmektedir (Şekil 14).

4 Sonuç

T100 teleskobu için geliştirilen `NA` yazılımı hem gözlemevi hem de teleskop kontrolüne yönelik olarak çok işlevli geliştirilmeye çalışılmıştır. Bu sayede tek bir arayüz yardımı ile hem gözlemci deneyiminin iyileştirilmesi, hem de gözlemevi ve teleskop kontrolü ile birlikte veri kalitesinin artırılması hedeflenmiştir. Çapraz platform özelliği sayesinde `NA` yazılımı, T100 teleskobunda gelecekte gerçekleşebilecek işletim sistemi benzeri güncellemelerde de kullanılabilecek ve aynı zamanda T100 haricindeki farklı sistemlere de kolaylıkla entegre olabilecek şekilde tasarlanmıştır.

Teşekkür

`NA` yazılımının geliştirilmesinde ilham kaynağı olan *T100 Gözlem ve Rapor Sisteminin* geliştiricisi Dr. Murat Koçak'a ve geliştirilme sürecisinde öneri/görüşlerini ileten ve beta testçisi olarak geri dönütlerde bulunan tüm T100 ekibine çok teşekkür ederiz.

Access:
M25-0318: Turkish J.A&A — Vol.6, Issue 3.

TJAA Vol. **6**, *Special Issue*, *p.*16–19 (2025). DOI: 10.55064/tjaa.1593320 *Conference Paper*

Suni Yıldız Düzeneği - LabStar

Tuncay Özışık[1]⋆, Altuğ Özışık[2]
[1] *TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi, 07070 Antalya, Türkiye*
[2] *Sprutcam Tech Yazılım Ltd. Şti., 34776 İstanbul, Türkiye*

Accepted: February 13, 2025. Revised: February 13, 2025. Received: November 29, 2024.

Özet
Bu çalışmada, astronomi ve uzay bilimleri alanında cihaz geliştirme veya mevcut gözlemsel donanımların bakım/onarım veya test/kalibrasyon süreçlerinde "yıldız simulatörü" gibi kullanılabilecek düşük maliyetli ve pratik bir nokta ışık kaynağının yapılışı anlatılmıştır. Laboratuvar ortamında veya açık havada kullanılabilecek bu cihaz istendiğinde sabit parlaklıkta bir nokta ışık kaynağı gibi, kalibrasyonu yapıldığında da belirli bir uzaklıkta görünen parlaklığı ayarlanabilen bir yıldız gibi davranabilmektedir.

Abstract
In this study, we describe the construction of a low-cost and practical point light source that can be used as a "star simulator" in the field of instrument development in astronomy and space sciences or for maintenance/repair or testing/calibration of existing observational equipment. This device, which can be used in a laboratory environment or outdoors, can act as a point light source with constant brightness when desired, and as a star with adjustable visible brightness at a certain distance when calibrated.

Anahtar Kelimeler: point light source – star simulator – astronomical instrumentation

1 Giriş

Astronomi ve uzay bilimlerinde kullanılan teleskoplar, CCD kameralar, tayfçekerler, uydularda kullanılan yıldız takip sistemleri gibi gözlemsel donanımların geliştirilme veya test/ayar süreçlerinde nokta ışık kaynaklarına ihtiyaç duyulur. İdeal olan, sözkonusu donanımı kaliteli bir gökyüzünde gerçek bir yıldız ile test etmek veya ayarlamaktır. Fakat bunun için gece gökyüzüne ihtiyaç duyulması, iyi hava şartlarının beklenmesi, ışık kirliliği vb sebeplerle Ar-Ge sürecinde etkin bir yol olmadığı için ve dünya atmosferinin bozucu etkisini sürece karıştırmamak için laboratuvar ortamlarında simulatörlere ihtiyaç duyulur. Literatürde bu tür simulatörlerle ilgili çalışmalara bakıldığında genellikle uydulardaki yıldız takip sistemlerinin geliştirilmesi amacıyla hazırlanmış yazılımsal ya da hibrit (yazılım-donanım) simulatörlere rastlanmaktadır (Şengil & Stambouli 2021; Ardi ve diğ. 2018). Donanımsal olarak üretilmiş bir yıldız simulatörüne ötegezegen polarimetresi konusunda bir çalışmanın içinde rastlanmıştır (Jeffers ve diğ. 2008). Bu çalışmada m_v=0 olacak şekilde bir yıldızı temsil eden fiber destekli bir nokta ışık kaynağı dizaynı yapılmıştır. Diğer bir çalışmada ise m_v=0−5 arasında değiştirilebilen ve ayrıca zemin şiddeti de ayarlanabilen bir nokta ışık kaynağının dizayn edildiği karmaşık bir sistem geliştirilmiştir (Sun ve diğ. 2017).

TÜBİTAK Ulusal Gözlemevinde (TUG) kullanılan teleskoplar, CCD kameralar, astronomik görüş sistemleri, gökyüzü kameraları gibi donanımlarla ilgili arıza, test veya bakım çalışmalarını gökyüzünden bağımsız olarak bir laboratuvar ortamında kolay ve hızlı bir şekilde gerçekleştirebilme ihtiyacı sonucunda bu pratik sistem geliştirilmiştir. İlk olarak sadece sabit parlaklıkta bir nokta ışık kaynağı şeklinde bir prototip hazırlanmış ve 20 cm ayna çaplı bir teleskobun ikincil aynasının kolimasyon ayarı sırasında test edilerek olumlu sonuç alınmıştır. Pratik olduğu görülen bu düzenek daha sonra, parlaklık kontrollü ve kullanımı kolay `LabStar` adını verdiğimiz bir ürün haline getirilmiştir.

2 Yapısı

Bir optik sistem ve odağına yerleştirilmiş elektronik bir görüntüleme/foton sayma alıcısı ile algılanabilecek ve parlaklığı hassas olarak kontrol edilebilecek bir ışık kaynağının, belirli bir uzaklıktan yıldız gibi bir nokta ışık kaynağını gerçekçi bir şekilde temsil edebilmesi ve kullanımının da yeterince pratik olması öngörülmüş, tasarım bu özellikleri sağlayacak şekilde gerçekleştirilmiştir.

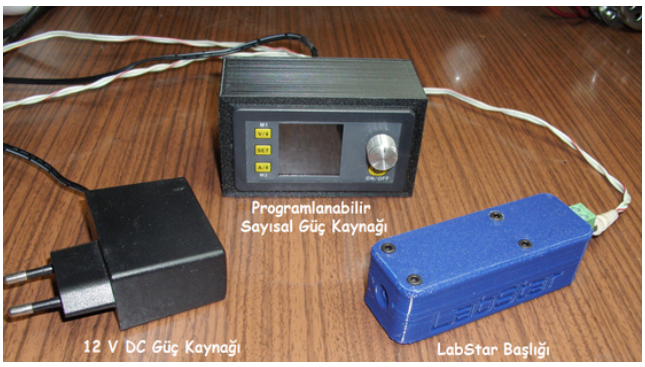
LabStar, temel olarak çıkış voltajı çok hassas (±0.01 V DC) ayarlanabilen programlanabilir bir Sayısal Güç Kaynağı (DPS) ve içinde bir mini ışık kaynağının beslediği fiber-optik (f/o) bir kablonun olduğu bir başlıktan oluşmaktadır. Işık kaynağı olarak filamentli mini ampul veya parlak led kullanılabilir. Mini ampul kullanılması durumunda ışık yayan filamentin zamanla ısınması dolayısıyla ışığın çok kararlı olmadığı görülmüş ve sadece noktasal ışık kaynağı şeklinde kullanılabileceği anlaşılmıştır (Model B). Hassas ve kararlı bir şekilde parlaklığı kontrol edilebilen tasarımda ise parlak led kullanılmıştır (Model L). Programlanabilen DPS sabit akım ve sabit gerilim verebilme özelliğine sahip olduğundan, doğrudan beslendiğinde parlaklığı değiştirilemeyen bir ledin parlaklığını geniş bir aralıkta olmak üzere hassas bir şekilde değiştirebilir ve kararlı tutabilir. Işığı taşıyan ve yayan malzeme olarak bilgisayar ağlarının bağlantılarında kullanılan seramik başlıklı "f/o patch" kullanılmıştır. Işığın çıktığı son fiber noktasının (cladding) çapı 125 mikrondur ve kullanımda tercih edilen 12 m'lik LabStar uzaklığındaki açısal çapı 2.15″ olmaktadır. Kapalı bir sistem olan LabStar başlığı ile DPS kutulaması ise bilgisayar ortamında

⋆ basri.tembeler@gmail.com

© 2025 Turkish Astronomical Society (TAD)

Çizelge 1. LabStar modelleri ve özellikleri. Her iki modelde f/o "ST, 50/125, MM" olarak kullanılmıştır. Kolon tanımları: V_b: Besleme Voltajı; m_{ty}: Temsili Yıldız Parlaklığı (LabStar uzaklığı: 12 m). Notlar: (1) "Straw Hat" Süper Parlak 5 mm Led, 6000-6500 K; (2) Mini tip, 3 mm çap, 12 V, 30 mA.

Model	Işık Kaynağı	V_b	m_{ty}
LabStar-L	Led (1)	0-3.5 V DC	$-0.5^m - +7.5^m$
LabStar-B	Mini Ampul (2)	0-12 V AC/DC	-



Şekil 1. LabStar düzeneği.

tasarlanmış ve 3-Boyutlu yazıcıda basılmıştır (Şekil 1). Üretilen iki farklı model LabStar'a ait özellikler Çizelge 1 de verilmiştir.

3 Kalibrasyon ve Test

LabStar'ın bir yıldızdan gelen ışığı temsil edebilmesi ancak bir kalibrasyon işlemi ile mümkündür. Bu kalibrasyon sayesinde belirli görünür parlaklıklara sahip yıldızlar bilinen bir uzaklığa yerleştirilmiş LabStar ile temsil edilebilir. Kalibrasyon işlemi iki aşamadan oluşmaktadır:

a. Astronomik bir gözlem sistemi (teleskop+CCD kamera, teleobjektif+DSLR kamera vb.) ile gökyüzünde çeşitli görünür parlaklıklardaki yıldızların gözlemleri.
b. Aynı gözlem sistemi ve gözlem ayarları ile (açıklık, poz süresi, ASA vb.) belirli bir uzaklığa yerleştirilmiş LabStar gözlemleri.

Bu çalışmada kalibrasyon ve testler için Orion StarMax 102 EQ modeli Maksutov-Cassegrain türü bir teleskop (D: 102 mm, f/12.7) ve `MaxIm DL` yazılımı ile kontrol edilen Canon EOS 50D DSLR kamera kullanılmıştır. Bu sistem ile elde edilen görüntüler 2385×1589 piksel formatında ve 14-bit olarak kaydedilmiş, görüntülenen alan $48' \times 32'$ ve görüntü ölçeği de $1.22''$ piksel^{-1} olmuştur. Görüntülere sadece "kara akım" düzeltmesi uygulanmıştır. Kalibrasyonun ilk aşamasında Avcı ve Büyük Ayı takımyıldızları bölgesinden temiz ve aysız bir gecede farklı görünür parlaklıktaki yıldızlar gözlenmiş (Çizelge 2), gözlem verilerinin fotometrik analizleri de SAO DS9 programıyla yapılarak Şekil 2'de verilen grafik elde edilmiştir.

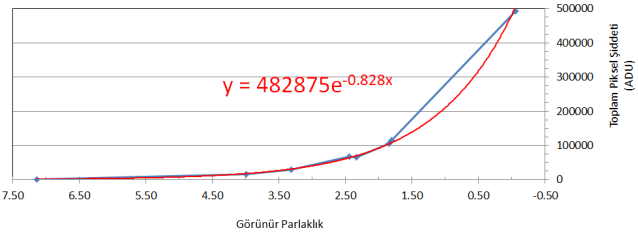
Kalibrasyonun ikinci aşaması için gözlem sistemi karanlık bir ortamda LabStar'ın 12 m uzağına yerleştirilmiştir. Burada dikkat edilecek en önemli nokta, kullanılan gözlem sisteminin ve ayarlarının (teleskop, CCD, poz süresi, ASA vb) ilk aşamada yapılan gece gözleminde olduğu gibi aynı şekilde muhafaza edilmesidir. Bu kurgu kullanılarak, adım adım belirli parlaklıklara ayarlanan LabStar'ın görüntüleri alınmıştır. Görüntüler, gökyüzü gözlemlerinin indirgenmesinde kullanılan ayarlarla aynı olacak şekilde, yani "Fotometrik Açıklık Çapı: 18 piksel" ve "Açıklıktaki Piksel Sayısı: 255" değerleri kullanılarak SAO DS9 programı ile analiz edilmiş ve Şekil 3'de verilen grafik elde edilmiştir.

Bu şekilde iki tür gözlem verisi elde edildikten sonra seçtiğimiz uzaklıkta (12 m) LabStar'a ait "Volt–Görünür Parlaklık" ilişkisini bulabilmek için gözlem setlerine ait "Görünür Parlaklık–Toplam Şiddet" (Şekil 2) ve "Volt–Toplam Şiddet" (Şekil 3) grafikleri ve bunlara uygun fit denklemleri kullanılarak aşağıda verilen "Volt–Görünür Parlaklık" bağıntısı oluşturulmuştur:

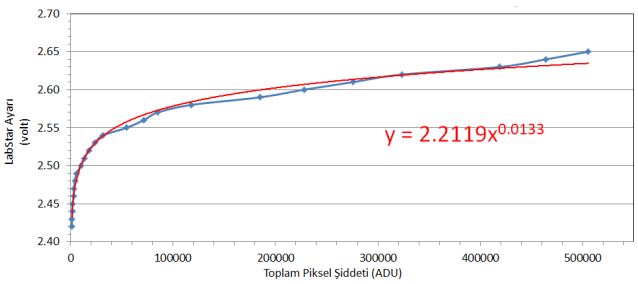
$$\text{Voltaj} = 2.2119\,(482875\ \text{EXP}\,(-0.828 \times \text{MV}))^{0.0133} \qquad (1)$$

Çizelge 2. LabStar kalibrasyonu için gökyüzü gözlemleri. Tüm çekimlerde kamera 100 ASA değerine ayarlanmıştır. Kolon tanımları: m_v: Görünür Parlaklık, t: Poz Süresi, d: Fotometrik Açıklık Çapı, N: Açıklıktaki Piksel Sayısı, T_C: Toplam Şiddet.

Yıldız	m_v	t (s)	d (px)	N	T_C (ADU)
Arcturus	-0.05	0.7	18	255	493935
Dubhe	1.81	0.7	18	255	115529
Alkaid	1.85	0.7	18	255	105592
Merak	2.34	0.7	18	255	65383
Phecda	2.44	0.7	18	255	68210
Megrez	3.32	0.7	18	255	29989
Alcor	3.99	0.7	18	255	16753
SAO 15379	7.14	0.7	18	255	13338



Şekil 2. LabStar kalibrasyonunun ilk aşamasında yapılan gökyüzü gözlemleri. Mavi noktalar ve çizgiler yıldız ölçümlerini, kırmızı noktalar ve çizgi "Exponansiyel Uyumu" göstermektedir.



Şekil 3. LabStar kalibrasyonunun ikinci aşaması için laboratuvarda yapılan gözlemler. Mavi noktalar ve çizgiler LabStar gözlemlerini, kırmızı noktalar ve çizgi "Power Uyumunu" göstermektedir.

Çizelge 3. Farklı kalibrasyon setleri kullanıldığında aynı parlaklıklara karşılık aynı LabStar ayarları elde edilmiştir. LabStar uzaklığı 2 m olarak alınmıştır.

SET	m_v	LabStar (V)
1	3	2.45
	6	2.38
2	3	2.45
	6	2.38

Bu bağıntı, istenen bir görünür parlaklık (MV, kadir) için ayarlanması gereken Labstar gerilim değerini (Volt) verebilmektedir. Bu değere ayarlanan LabStar, çalışılan sistemden 12 m uzağa yerleştirildiğinde seçilen görünür parlaklığı verecek şekilde ışıma yapacaktır. Tüm bu denklem ve hesaplamalar bir `Excel` çalışma sayfasında toparlanarak LabStar ayarının ve testlerinin kolaylıkla yapılabilmesi sağlanmıştır.

LabStar'ın belirli bir uzaklıktan görünür parlaklığı ayarlanabilen bir yıldız gibi ışık yayabildiğini göstermek için yukarıda anlatılan kalibrasyon işlemlerinin aşağıdaki iki farklı algoritma ile test edilmesi gerekir.

- Farklı kalibrasyon düzeneklerinde aynı uzaklıklardaki LabStar ayarlarının karşılaştırılması.
- Belirli bir kalibrasyon düzeneğindeki LabStar gözlemleri ile gerçek gökyüzü gözlemlerinin doğrudan fotometrik olarak karşılaştırılması.

Bu algoritmaları denemek için 50 mm, f/1.8–16 bir objektif ile RPi V2 CCD kameradan oluşan bir gözlem düzeneği daha hazırlanmıştır. Bu donanım ile farklı objektif/CCD ayarlarında (odak oranı, poz süresi vb) gökyüzü ve objektiften 2 m uzaklığa yerleştirilmiş olan LabStar gözlemlerinden oluşan ve aşağıda detayları verilen kalibrasyon setleri analiz edilerek `Excel` çalışma sayfasına girilmiştir (setlerde Rpi V2 CCD kamera ve 2 m LabStar uzaklığı kullanılmıştır):

SET 1:	50 mm f/8 objektif,	5 s poz
SET 2:	50 mm f/4 objektif,	0.75 s poz

Yapılan karşılaştırmalarda aynı LabStar uzaklığı için farklı kalibrasyon setlerinin kullanıldığı LabStar ayarlarının *aynı görünür parlaklık için aynı kaldığı* görülmüştür. Örnek olarak seçilen iki parlaklığa ait sonuçlar Çizelge 3'te verilmiştir.

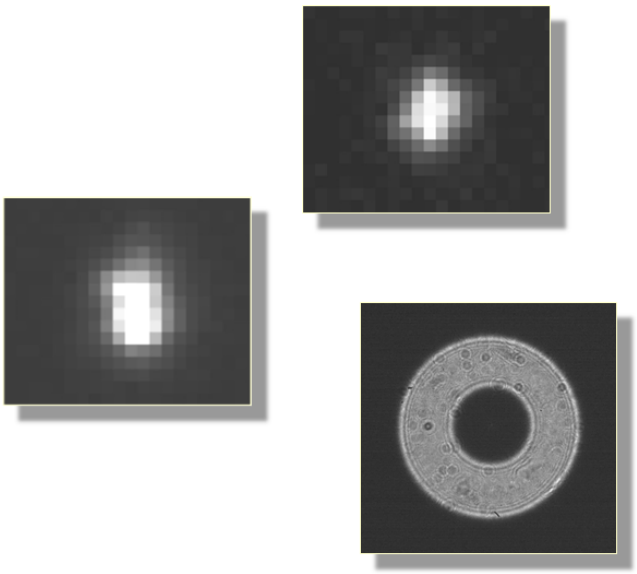
Fotometrik olarak LabStar testi için; aynı bir kalibrasyon setinde önce bir gökyüzü gözlemine ait görüntüdeki birkaç yıldızın uygun bir yazılım ile (örn. MaxIm DL) fotometrisi yapılır. Aynı yazılımda bu sefer aynı kalibrasyon setine ait LabStar görüntülerinden herhangi biri açılır ve yazılımın fotometri ayarlarını değiştirmeden doğrudan LabStar'ın ürettiği yıldız görüntüsünün parlaklığı ölçülür. Bu parlaklık değeri Denklem 1'de kullanıldığında elde edilen LabStar gerilim değeri ile açılan LabStar gözlemine ait ayar geriliminin aynı veya birbirine çok yakın olması gerekir. Aşağıda bu teste ait iki örnek verilmiştir.

4 Sonuçlar

İki farklı test algoritmasının gösterdikleri ve diğer testlerle birlikte LabStar için aşağıdaki sonuçlar verilebilir:

Çizelge 4. LabStar testi için yapılan iki ölçüm sonuçları. İlk kolon `MaximDL`'de kullanılan setleri, m_{cal} parlaklık kalibrasyon değerini, m_{ap} "aperture fotometri" değerini (Excel'e girilen) ve LabStar kolonu ise LabStar'da ayarlanan gerilim değerini gösterir.

MaxIM DL	m_{cal}	m_{ap}	LabStar (V)
set3-dubhe.fit	1.81		
set3-2.51V.fit		4.26	2.51
set1-SAO132406.fit	3.77		
set3-2.45V.fit		2.92	2.45



Şekil 4. LabStar'ın ürettiği odaklanmış ve odak dışı yıldız görüntüleri.

- LabStar, çalışılacak astronomik gözlem sisteminden belirli bir uzaklıkta görünür parlaklığı ayarlanabilen bir yıldız ışığını temsil edebilmiştir. 2 m ve 12 m gibi farklı uzaklıklara yerleştirilmiş LabStar-L modeli çeşitli gözlem sistemleri ile başarılı bir şekilde denenmiştir.
- Kalibrasyon için farklı parlaklıklarda çok sayıda yıldızın gözlenmesi ile LabStar'ın doğruluğu ve temsil edebileceği yıldız parlaklık aralığı arttırılabilir. Bu çalışmada test edilen LabStar-L $-0.5^{\rm m}$ ila $+7.5^{\rm m}$ aralığındaki yıldızları temsil edebilmiştir.
- Kullanılan sayısal güç kaynağının ayar kabiliyeti ($\pm$0.01 Volt) LabStar'ın "kadir" hassasiyetini belirlemiş ve doğruluğu $\pm 0.35^m$ olarak hesaplanmıştır.
- Piyasada bulunabilecek malzemelerle ve oldukça ekonomik bir maliyetle üretebilecek LabStar'ın kalibrasyonu bir kere dikkatlice yapıldıktan sonra kullanımı kolay ve güvenilirdir.
- LabStar şimdiye kadar çeşitli çaplarda birkaç seyyar teleskobun optik kolimasyon ayarında, TUG Astronomik Görüş Sisteminin onarımı ve ayarında, TUG Alta U47 CCD pozlayıcısının (shutter) onarımında ve çeşitli TUG CCD testlerinde başarıyla kullanılmıştır (Şekil 4).
- Astronomik donanımlara ait arıza/bakım/test süreçlerinde zamandan ve açık gökyüzünden bağımsız olarak LabStar ile çalışabilmek önemli bir avantaj olarak gözükmektedir.

Teşekkür

LabStar kalibrasyon gözlemlerinde kamera desteği için Doç. Dr. Hasan Esenoğlu'na, f/o başlık hazırlığında yardımları için Uzm. Tekn. Ali Tat'a ve imkanlarından yararlandığımız TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi'ne teşekkür ederiz.

Kaynaklar

Ardi N., ve diğ., 2018, 6th International Seminar of Aerospace Science and Technology, Journal of Physics: Conf. Series, 1130

Jeffers S., ve diğ., 2008, Proc. of SPIE, The International Society for Optical Engineering, 7014

Sun G., ve diğ., 2017, Chin. J. Space Sci., 37, 760

Şengil N., Stambouli O., 2021, 11th Ankara International Aerospace Conference, 1

Access:
M25-0320: Turkish J.A&A — Vol.6, Issue 3.

TJAA Vol. **6**, *Special Issue*, *p.*20–25 (2025). DOI: 10.55064/tjaa.1632501 *Research Article*

SDSS J141721.79+534102.6 Kuazarında İçsel Baldwin Etkisinin İncelenmesi

Suude Bayram[1] ⋆, Nurten Filiz Ak[2,3]
[1] *Erciyes Üniversitesi, Fen Bilimleri Enstitüsü, Astronomi ve Uzay Bilimleri Ana Bilim Dalı, 38039, Kayseri, Türkiye*
[2] *Erciyes Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Ana Bilim Dalı, 38039, Kayseri, Türkiye*
[3] *Erciyes Üniversitesi, UZAYBIMER Gözlemevi, Araştırma ve Uygulama Merkezi, 38039, Kayseri, Türkiye*

Accepted: February 12, 2025. Revised: February 12, 2025. Received: February 3, 2025.

Özet
Kuazarlar, karakteristik yapıları itibariyle parlaklıklarında zamana bağlı değişimler göstermektedir. Tayflarında bulunan salma çizgileri incelendiğinde, ışınımın artmasıyla Hα, Hβ ve [OIII] gibi çizgilere ait eşdeğer genişliklerin azalmaya eğilimli oldukları görülmektedir. Salma çizgi şiddetleri ile sürekli ışınım arasındaki bu ilişki Baldwin etkisi olarak tanımlanır ve çok sayıda kuazarın incelenmesi ile varlığı belirlenen bu etkinin tek bir kuazarın uzun zamanlı gözlemlerinde de görülebildiği tespit edilmiştir. Bu çalışmada, SDSS J141721.79+534102.6 kuazarının uzun dönemli tayfsal ve fotometrik gözlemleri analiz edilmiş ve hem geniş çizgilerde hem de yasaklı dar çizgilerde Baldwin etkisinin varlığı gözlenmiştir. Geniş ve dar çizgilerin süreklilik değişimine karşı şiddet değişimleri ölçülerek kıyaslanmıştır. Ayrıca, Baldwin Etkisi'nin yalnızca optik verilerle değil, aynı zamanda kızılötesi verileriyle de incelenmesi için WISE ışık eğrileri ile kıyaslamalar yapılmıştır. Süreklilik değişimlerinin optik ve kızılötesi bölgelerde uyumlu olması ve tek bir kuazarın tayfında görülen Baldwin etkisinin hem geniş hem de dar çizgiler için varlığı, bu etkiye kuazar eğim açısının sebep olamayacağını göstermiştir.

Abstract
The brightness of quasars varies over time due to their intrinsic properties. Analyzing the emission lines in quasar spectra reveals that the equivalent widths of lines such as Hα, Hβ, and [OIII] tend to decrease as the continuum luminosity increases. This relationship between emission line strength and continuum luminosity is known as the Baldwin Effect, initially identified through studies of multiple quasars. Interestingly, this effect has also been observed in long-term monitoring of individual quasars. In this study, we examine the long-term spectroscopic and photometric observations of the quasar SDSS J141721.79+534102.6, confirming the presence of the Baldwin Effect in both broad and forbidden narrow lines. We compare the intensity variations of these lines with changes in the continuum luminosity and extend our analysis to WISE light curves to explore the Baldwin Effect in both optical and infrared wavebands. The consistency of continuum variations across optical and infrared regions, combined with the detection of the Baldwin Effect in both broad and narrow lines within a single quasar, suggests that this phenomenon cannot be explained by changes in the inclination angle of quasars.

Anahtar Kelimeler: galaxies: active – quasars: emission line – quasars: general

1 Giriş

Merkezlerinde aktif, süper kütleli bir karadelik bulunduran ve elektromanyetik tayfın tüm bölgeleri boyunca güçlü ışınım gösteren kuazarlar, parlaklıkları nedeniyle çok uzaklarda olmalarına rağmen gözlenebilmektedirler. Bu gök cisimleri yıldız benzeri nokta kaynak görünümüne (Schmidt 1963) ve güçlü radyo ışınımına sahiptirler. Aktif galaksilerin alt türlerinden biri olan kuazarlar, düzensiz ışık değişimlerine sahip olan gökcisimleridir. Yapılarındaki bu değişim birkaç saatten birkaç yıla kadar uzanabilmektedir (Vanden Berk ve diğ. 2004). Düzensiz ışık değişimlerine sebep olan etken henüz tam olarak bilinmemekle beraber en çok kabul gören yaklaşım kuazarın sahip olduğu yığılma diskindeki kararsızlıktan kaynaklanan bir etki olduğu yönündedir.

Kuazarların doğasını anlamak için X-ışın, (Kaspi ve diğ. 2007; Timlin ve diğ. 2020) morötesi ve optik bölgedeki tayfsal ve fotometrik değişimler (Yang ve diğ. 2016) ayrıntılı olarak incelenmiştir. Kuazarlarda ışık değişimlerinin genel davranışı herhangi bir periyoda sahip olmayan rastgele değişimler şeklindedir. Ancak az sayıda kaynağın yarı-periyodik değişimler sergileyebildiği görülmüştür Komossa ve diğ. (2024). Vanden Berk ve diğ. (2004) çalışmasında kuazarların ışık değişimlerinin fiziksel parametrelere bağlılığı araştırılmış ve düşük ışınım gücüne sahip olan kuazarların daha şiddetli değişimler gösterdiği görülmüştür.

1.1 Baldwin Etkisi

Kuazarların tayfları incelendiğinde, power-law dağılımına uygun bir süreklilik üzerinde güçlü salma çizgileri sergiledikleri görülmüştür. Kaynakların ışınımlarının artmasıyla beraber salma çizgi şiddetlerinde azalma meydana geldiği görülmektedir (Baldwin 1977). Salma çizgilerinin şiddetini tanımlamak için kullanılan eşdeğer genişlik (EG) ile parlaklık arasındaki bu ters ilişki, "Baldwin Etkisi" olarak bilinmektedir. Baldwin Etkisi ilk kez Baldwin (1977) çalışmasında 20 adet kuazar üzerinde

⋆ suudebyr@gmail.com

© 2025 Turkish Astronomical Society (TAD)

yapılan incelemeler sonucunda CIV salma çizgisi üzerinde görülmüş ve çizginin eşdeğer genişliğinin, süreklilik ışınımlarında meydana gelen artışla beraber sistematik olarak azalmaya eğilimli olduğunu göstermiştir. Baldwin Etkisi, aktif galaksilerin moröte ve optik bölgedeki geniş salma çizgilerinde (CIV, Hα, Hβ gibi) gözlemlenmekle beraber, bu çizgilerin oluşum mekanizmaları hakkında önemli bilgiler sağlamaktadır. Baldwin Etkisi'nin kuazar tayfında görülen farklı çizgilerde var olup olmadığını anlamak için daha önce birçok kaynak incelenmiş ve üzerinde çalışmalar yapılmıştır (örn.; Kinney ve diğ. 1990).

Literatüre bakıldığında, çalışmalarda iki farklı Baldwin Etkisi'nin varlığı görülmektedir:

– Genel Baldwin Etkisi (GBE); çok sayıda objenin tayfları incelendiğinde EG ve süreklilik ışınımı arasında görülen ters korelasyondur.
– İçsel Baldwin Etkisi (İBE); ise tek bir objenin birden fazla tayfının incelenmesi sonucunda EG ve süreklilik ışınımı arasında görülen ters korelasyondur.

Baldwin etkisi çok sayıda kaynak kullanılarak birçok çalışmada incelenmiş olmasına rağmen (Boroson & Green 1992; Xu ve diğ. 2008; Bian ve diğ. 2012) tek bir kaynak üzerinde de bu etkinin var olduğunun anlaşılması ilk kez Wamsteker & Colina (1986) çalışması ile ortaya konmuştur. İçsel Baldwin Etkisi'nin incelenmesi için aynı kaynağa ait çok sayıda tayfın elde edilmesi gerektiğinden bu etki üzerinde Genel Baldwin Etkisi'nde olduğu kadar fazla çalışma bulunmamaktadır.

Baldwin etkisinin arkasında yatan mekanizmaların anlaşılması için hem GBE hem de İBE analizlerinin kıyaslanması gerekir. Ayrıca, İBE'nin optik ve morötesi süreklilik ile incelemelerinin yanı sıra, kızılötesi bantlarında da nasıl bir eğilim izlediğinin araştırılması bulgulara katkı sağlayacaktır. Bu çalışmada, tek bir objenin 71 adet tayfı üzerinde İçsel Baldwin Etkisi incelenerek optik ve kızılötesi ışık eğrileri üzerinde analizler gerçekleştirilmiştir.

2 Yöntem

İçsel Baldwin Etkisini incelemek üzere SDSS J141721.79+534102.6 kuazarının hangi kriterlere göre seçildiği, kuazara ait tayfsal ölçüm ve fotometrik ışık eğrisi verilerinin nasıl elde edildiği bu bölümde sunulmuştur. Ayrıca, fotometrik ışık eğrilerinin analizlere hazır hale getirilmesi için uygulanan yaklaşımlar açıklanmıştır.

2.1 Kuazar Seçimi

Çalışmada, Sloan Digital Sky Survey (York ve diğ. 2000, kısaca SDSS) tarafından elde edilen tayfsal gözlemler kullanılmıştır. SDSS, otomatik sınıflandırmalar ile gözlenen kaynakların kuazar olma durumlarını ve kırmızıya kaymalarını belirlemektedir (Bolton ve diğ. 2012). SDSS tarafından elde edilen verileri inceleyerek kümülatif olarak sunan kuazar kataloğunda (Lyke ve diğ. 2020, kısaca DR16Q), 750 414 kaynak yer almaktadır. Katalogda bulunan kuazarlar arasında gözlenen tayf sayısı 70 ve üzerinde olanlar seçilerek bu çalışma için uygun kaynak sayısı 647 kuazara düşürülmüştür. Tayfların kalitesi, yapılacak çizgi şiddeti ölçümlerine doğrudan etki edeceğinden, örneklemdeki kaynakların tayflarının sinyal gürültü oranları (S/N) bir seçim kriteri olarak kullanılmıştır. Kuazarlar içerisinden S/N oranı 10'dan yüksek olanlar seçildiğinde ise geriye 107 adet kuazar kalmaktadır. Seçilecek olan objenin ışık eğrilerinde belirgin değişkenliğe sahip olması, çalışma kapsamında incelenecek olan ışık eğrileri ve çizgi değişimlerinin kıyaslanabilmesi için önemlidir. Bu nedenle seçilecek olan kuazarın ışık eğrisinde değişkenlik seviyesi ve 1000 veri noktasından fazla ölçüme sahip olması bir seçim kriteri olarak belirlenmiştir.

Bu çalışma için hem optik hem de kızılötesi bölgede yeterli sayıda gözlemsel verisi bulunan ve ışık eğrilerinde belirgin değişim sergileyen bir kaynak olan SDSS J141721.79+534102.6 kuazarı seçilmiştir. SDSS tarafından kullanılan otomatik ölçümlerle kırmızıya kayma değeri z=0.193 olarak belirlenen bu kaynağın farklı zamanlarda gözlenmiş 71 adet tayfı bulunmaktadır.

2.2 Işık Eğrisi Verileri

Bu çalışmanın amacında, tayfsal çizgi şiddetleri ile kaynağın sürekli ışınımındaki ilişki inceleneceğinden, çok sayıda tayfsal veri ile beraber optik ve kızılötesi bantlarda alınmış fotometrik ölçümlere ihtiyaç vardır. Bu nedenle seçilen kuazarların optik bölgede gözlenmiş ışık eğrileri için Palomar Tansient Facility (Law ve diğ. 2009, PTF) ve Zwicky Transient Facility (Bellm ve diğ. 2019, ZTF) veritabanları kullanılmıştır. Ayrıca, kızılötesi bölgedeki fotometrik veriler için Wide-field Infrared Survey Explorer (Wright ve diğ. 2010, WISE) veri tabanı kullanılarak ışık eğrileri elde edilmiştir.

PTF ve ZTF, Palomar Gözlemevi'nde bulunan 48 inçlik (122 cm) Schmidt teleskobuyla kuzey yarıküreyi her iki günde bir taramakta ve bu sayede çok uzun dönemli ışık eğrileri elde edebilmektedir. PTF, 2009 yılından 2012 yılına kadar g ve r filtrelerinde gözlemler yapmıştır. Güncellemeler ile yerini ZTF'e bırakarak g, r ve i filtrelerindeki gözlemlerine 2018 yılından bu yana devam etmektedir.

Kızılötesi bölgede tekrar eden fotometrik ölçümlerin yer aldığı AllWISE ve NEOWISE katalogları Wright ve diğ. (2010) WISE gözlemlerinin sonuçlarını içeren uzantılarıdır. AllWISE tüm gökyüzünü taramakta, NEOWISE ise objeleri W1 ve W2 filtrelerinde tekrarlı olarak gözlemektedir.

Seçilen kuazarın ZTF ve PTF veri tabanlarından elde edilen uzun süreli fotometrik ışık eğrilerinin aynı gecede alınan verilerinin sayısı 3 ila 4 arasında değişmektedir. Bu çalışmada uzun dönemli ışık değişimlerine bakıldığından, aynı gecede alınan gözlemlerin tek bir değer olarak belirlenebilmesi için gecelik ağırlıklı ortalamalarının hesaplanması uygun görülmüştür. Ağırlıklı ortalamaların elde edilmesinde Suberlak ve diğ. (2017) çalışmasında ele alınan yöntemi kullanılarak hesaplamalar yapan Sayili & Filiz Ak (2022a,b) çalışmaları takip edilmiştir. Gecelik ortalama parlaklık değeri Denklem 1'de gösterildiği şekilde hesaplanmıştır.

$$m_{\text{ort}} = \frac{\sum_{i=1}^{n} w_i m_i}{\sum_{i=1}^{n} w_i} \quad (1)$$

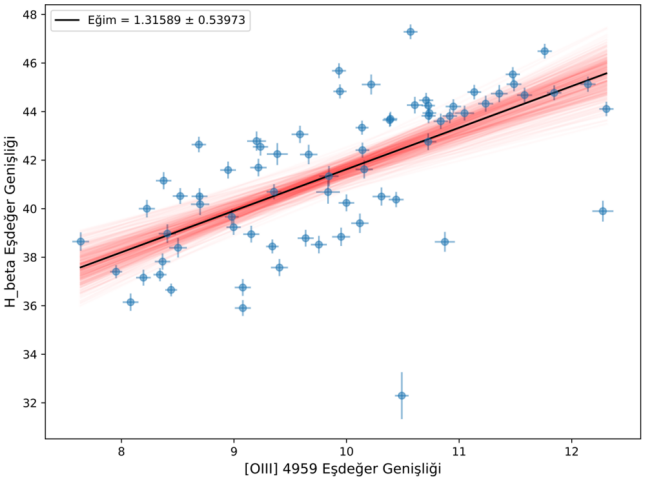
Burada m_{ort}; gecelik ağırlıklı ortalamaları, w_i; aynı gecede alınmış olan noktaların ağırlığını ve m_i: her bir veri noktası için parlaklık değerlerini temsil etmektedir.

2.3 Tayf Verileri

Literatürde, Baldwin Etkisi'nin geniş salma çizgileri üzerindeki varlığı kapsamlı bir şekilde çalışılmış olmasına rağmen dar çizgilerde bu etkinin varlığı üzerinde çok sayıda çalışma bulunmamaktadır. Bu çalışmada, İBE'nin incelenmesinde hem dar hem de geniş çizgilerin seçilmesi kararlaştırılmıştır. Seçilen kuazar, görece küçük kırmızıya kayma değerine sahip

Çizelge 1. Spearman Korelasyon Değerleri

Salma Çizgisi	ρ
Hα	-0.506
Hβ	-0.627
[OIII]4959	-0.941
[OIII]5007	-0.940



Şekil 1. [OIII] 4959 çizgisinin Hβ çizgisi ile korelasyonu gösterilmektedir. Kırmızı doğrular LINMIX'in tüm sonuçlarını, siyah doğru ise en iyi sonucunu temsil etmektedir.

olduğundan bu objede belirgin görülen [OIII] 5007, [OIII] 4959 dar çizgileri ve Hα, Hβ geniş çizgileri inceleme için ele alınmıştır. SDSS, otomatikleştirilmiş bir rutin kullanarak ilk önce gözlenen tayflardaki kırmızıya kaymayı, daha sonra da tayflarda görülen salma ve soğurma çizgilerini belirlemektedir. Tayfta yer alan Hα, Hβ, [OIII] ve CIV gibi baskın çizgilerin şiddetlerini ölçen SDSS, belirlenen gerekli parametreleri kullanarak çizgilerin merkezindeki süreklilik seviyesini de hesaplamaktadır. Parametreler hesaplanırken parametrelerin hatalarını da belirleyerek DR16Q kataloğunda yayımlamaktadır. Bu çalışma için belirlenen çizgilerin EW ve süreklilik ışınımı gibi parametreleri hataları ile beraber SDSS'in otomatik ölçümlerinden alınmıştır. Baldwin Etkisinin önceki çalışmalarına benzer olarak çizgi şiddeti tanımlaması için EW parametresi tercih edilmiştir. EW hesabı, Denklem 2'de verilen şekilde yapılmaktadır:

$$\mathrm{EG} = \int_{\lambda_{\min}}^{\lambda_{\max}} \frac{f_c - f'_\lambda}{f_c} d\lambda \qquad (2)$$

Burada, $\lambda_{\min}$ ve $\lambda_{\max}$ çizginin başlangıç ve bitiş dalgaboyu; f_c tayfsal süreklilik; f'_λ normalize edilmemiş akı yoğunluğudur.

3 Analizler

Bu bölümde seçilen kuazarın parlaklık değişimi ile tayfsal bileşenlerinde meydana gelen değişimler arasındaki ilişkiler incelenerek İBE'nin bu kaynak üzerindeki varlığı araştırılmaktadır. Elde edilen bulgular bu bölüm içerisinde sunulmaktadır.

Çizelge 2. Salma çizgileri eğim ölçümleri

Salma Çizgisi	$m \pm m_{\mathrm{err}}$
Hα	-5.455 ± 1.184
Hβ	-0.826 ± 0.327
[OIII] 4959	-0.580 ± 0.034
[OIII] 5007	-1.804 ± 0.107

3.1 İçsel Baldwin Etkisi Analizleri

SDSS J141721.79+534102.6 kuazarında, EW ölçümleri yapılan dar ve geniş salma çizgileri ile tayftan ölçülen süreklilik değerleri arasında herhangi bir korelasyon olup olmadığını incelemek için öncelikle Spearman ρ korelasyon testi yapılmıştır. Tayfsal süreklilik ölçümleri her çizginin yakınındaki dalgaboyu aralığından alınmıştır. Spearman korelasyon testinden elde edilen sonuçlar Çizelge 1'de sunulmuştur. Bu sonuçlara göre, tüm salma çizgileri güçlü korelasyonlar göstermektedir. Bununla beraber, dar salma çizgileri; geniş salma çizgilerine kıyasla daha güçlü korelasyona sahiptir.

Çizelge 1'de sunulan değerler, geniş ve dar salma çizgilerinin şiddetleri arasında doğrusal bir korelasyon olduğuna işaret etmektedir. Şekil 1'de [OIII] 4959 çizgi şiddeti ile Hβ çizgi şiddeti arasındaki korelasyon incelenmiştir.

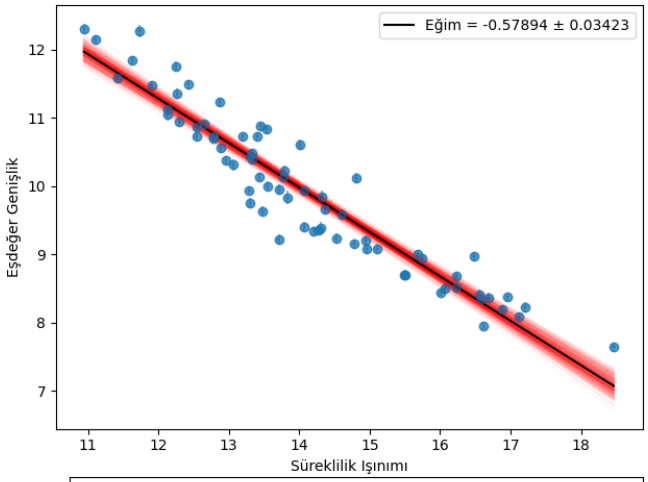
Arasında korelasyon olan parametrelerde regresyon analizi yapılabilmesi için hem parametrelerin hem de ölçüm hatalarının dahil edilerek modelleme yapılması gerekir. Belirlenen parametrelerin korelasyonunun ve dağılımının incelenebilmesi için, Python'da Bayesian yaklaşımıyla olasılık dağılımı oluşturan LINMIX modülü kullanılmıştır (Kelly 2007). LINMIX, verilere en uygun eğim ve kesişimi bulabilmek için olasılık dağılımında 1.000 iterasyonluk bir Markov Chain Monte Carlo (MCMC) zinciri oluşturmaktadır. İterasyonları gerçekleştirirken parametreleri güncellemekte ve değişkenlerdeki hataları, veri belirsizliklerini ve içsel saçılmaları da dikkate alarak olasılıkları belirlemektedir. Oluşturulan model için eğim ve kesişim değerleri her bir iterasyondan elde edilen olasılıkların ortalamasının alınmasıyla elde edilmektedir.

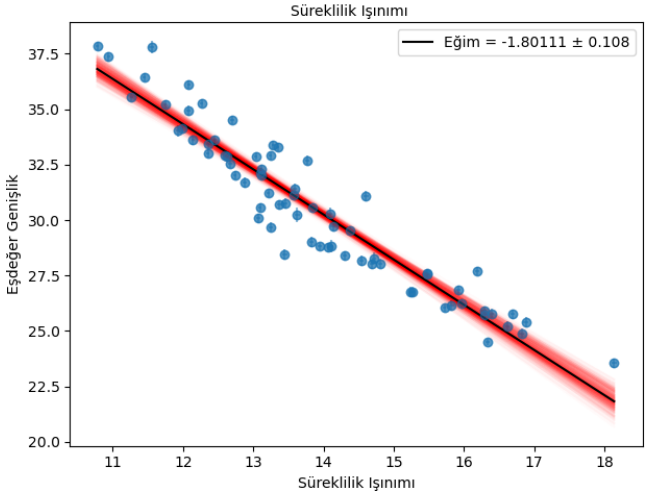
Şekil 2'de, [OIII] 4959 ve [OIII] 5007 çizgileri için elde edilmiş eşdeğer genişliğe karşı süreklilik lüminositelerinin bulunduğu grafikler sunulmaktadır. Grafiklerde ters bir korelasyonun varlığı açıkça görülmekte ve bu korelasyon, [OIII] çizgilerinde Baldwin Etkisi'nin varlığını doğrulamaktadır. Aynı etki kuazarın Hα ve Hβ çizgilerinde de görülmektedir (Şekil 3).

Baldwin Etkisinin ifadesi f_c; süreklilik seviyesi ve m ise eğim olmak üzere $f_c \propto \mathrm{EW}^m$ şeklinde gösterilir. Ölçüm hatalarını dikkate alan regresyon analizleri yapılarak her bir çizgi için içsel Baldwin Etkisinin eğimi hesaplanmış ve sonuçlar Çizelge 2'de verilmiştir. Regresyon analizleri ile elde edilen eğim değerleri incelendiğinde, en büyük eğimin Hα çizgisinde en zayıf eğimin ise [OIII] 5007 çizgisinde olduğu bulunmuştur.

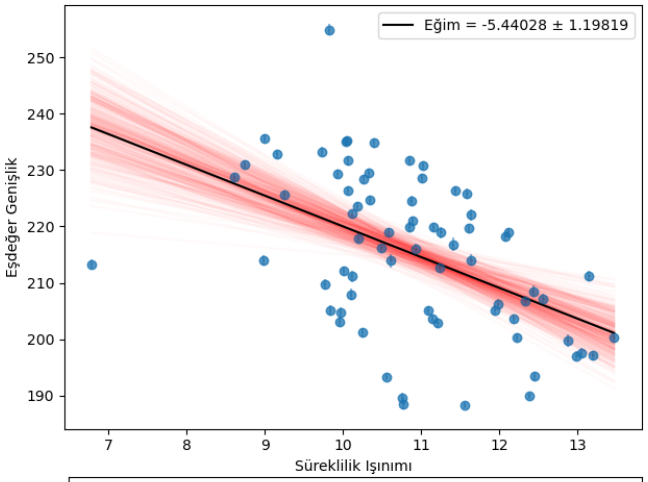
3.2 Optik Işık Eğrisi Analizleri

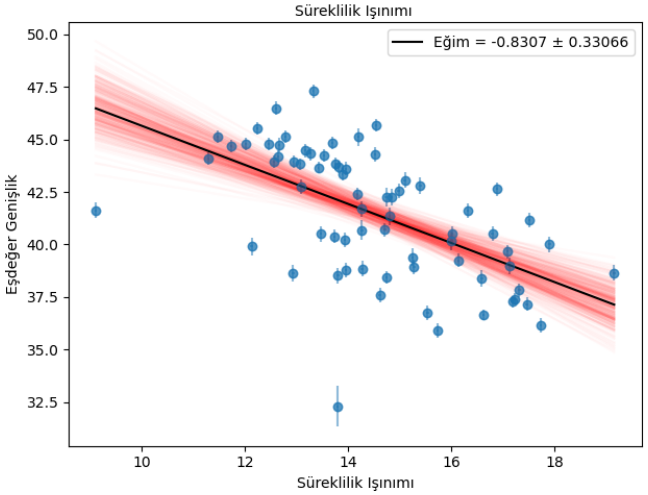
Kuazarların sürekliliği ve çizgi şiddetleri arasındaki ters korelasyonun varlığını göstermek için sıklıkla tayftan elde edilen süreklilik değerleri kullanılmaktadır. Süreklilikteki değişimin yalnızca küçük bir dalgaboyu aralığında mı yoksa tüm dalgaboyu aralıklarında mı gerçekleştiğinin anlaşılması için hem kızılötesi hem de optik bölgede alınmış ışık eğrileri incelenmiştir. ZTF ve PTF üzerinden alınan ışık eğrileri ile tayfta var olan Hα, Hβ ve [OIII] gibi çizgilerin EG'lerinin





Şekil 2. [OIII] 4959 (üst panel) ve [OIII] 5007 (alt panel) çizgilerinin süreklilik ışınımlarına karşı eşdeğer genişlikleri (Å biriminde) gösterilmektedir. Kırmızı ile gösterilen doğrular `LINMIX` kullanılarak oluşturulan olasılıklardır. Siyah olarak gösterilen fit ise bu olasılıkların ortalamasının alınması ile elde edilmiştir ve belirlenen eğim değerleri grafik üzerinde verilmiştir.





Şekil 3. Grafikte Hα ve Hβ çizgilerinin süreklilik ışınımlarına karşı eşdeğer genişlikleri gösterilmektedir.

zamana göre değişimleri incelenmiştir. Yapılan analizler sonucunda hem salma çizgilerinin şiddetlerinin hem de optik ışık eğrilerinin parlaklıklarının zamana göre İBE'ye uygun değişimler gösterdikleri görülmektedir. Şekil 4'te ZTF ve PTF ışık eğrileri ile $[OIII]\ 4959$ çizgisinin eşdeğer genişliğinin zamana bağlı değişim grafiği gösterilmektedir. Tayfsal verilerin elde edildiği zaman aralığı ile ışık eğrilerinin alındığı zaman aralığında yalnızca küçük bir çakışma bölgesi vardır. Çakışan verilerin sayıca az olmasından ötürü korelasyon analizleri gerçekleştirilememiş, bu nedenle ışık eğrisi ve salma çizgisi arasındaki uyum görsel olarak analiz edilmiştir.

3.3 WISE Işık Eğrisi Analizleri

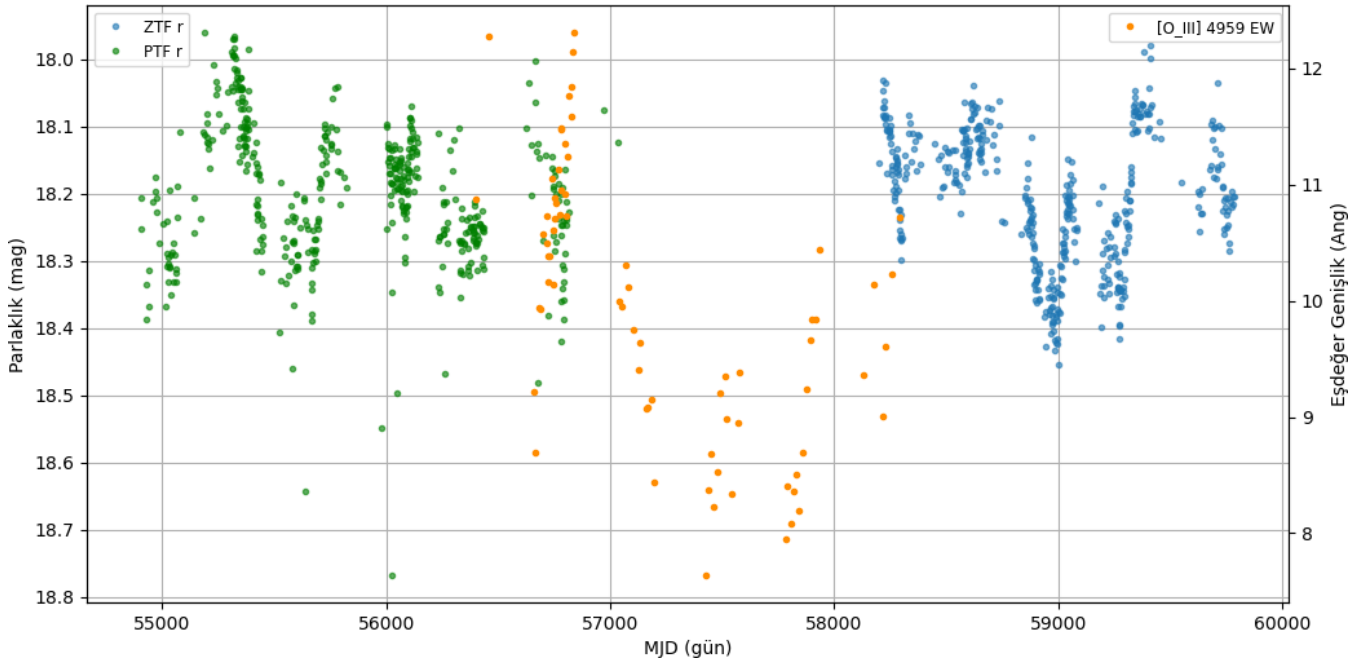
Kuazarların parlaklıklarında meydana gelen değişimleri incelemek amacıyla kızılötesi ışık eğrileri elde edilmiştir. Şekil 5'te, NEOWISE ve AllWISE ışık eğrileri gecelik ağırlıklı ortalamaları ile birlikte sunulmuştur. Grafikte [OIII] 4959 çizgisine ait eşdeğer genişliklerin zamana bağlı değişimleri mor renk ile gösterilmiştir. Hem salma çizgisinin hem de ışık eğrisinin zamana bağlı benzer değişimler sergiledikleri gözlemlenmiştir.

4 Tartışma ve Sonuçlar

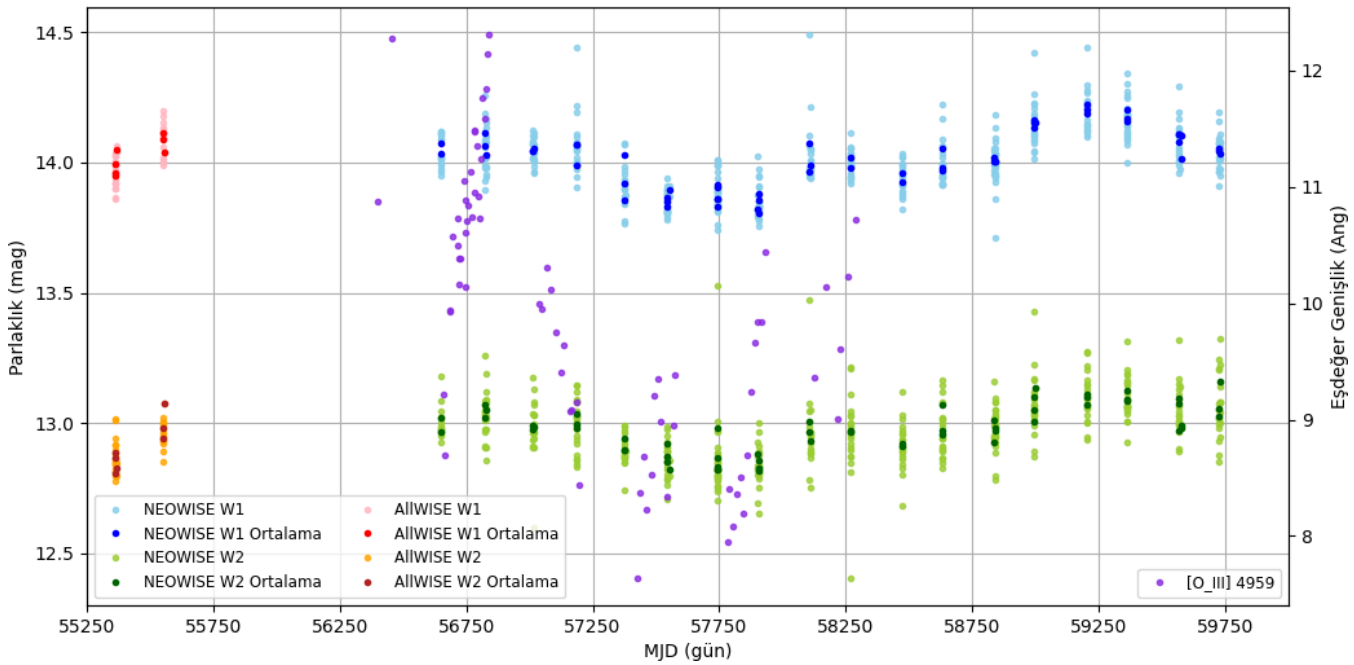
Tek bir kuazarın çok sayıda gözlemleriyle içsel Baldwin Etkisi'nin incelendiği bu çalışmada, gerekli seçim kriterleri uygulanarak SDSS J141721.79+534102.6 kuazarı ana obje olarak belirlenmiştir. Seçilen objeye ait optik ışık eğrisi verileri ZTF ve PTF üzerinden, kızılöte bölgeye ait ışık eğrisi verileri ise WISE üzerinden elde edilmiştir. Kuazara ait tayfların alınmasında SDSS DR16 kataloğu kullanılmış ve gerekli parametreler bu katalog üzerinden belirlenmiştir.

İBE'nin incelenmesinde çeşitli çizgilerin seçilmesi, bu etkinin hem dar hem de geniş salma çizgiler üzerindeki varlığının karşılaştırılabilmesine olanak sağlamaktadır. Bu nedenle çalışmada incelenmek üzere [OIII] 4959, [OIII] 5007, Hα ve Hβ çizgileri analiz için ele alınmıştır. Çizgilerin eşdeğer genişlikleri ile süreklilik ışınımlarının ilişkilerine bakıldığında ters bir korelasyonun varlığı tespit edilmiştir. Analizler için ele alınan dört çizgiden en güçlü korelasyonu [OIII] 5007 çizgisinin sergilediği, genel olarak tüm çizgilerde korelasyon katsayısının -0.5'den küçük olduğu ve yasaklı dar çizgilerin korelasyon katsayısının -0.9'dan büyük olduğu gözlenmiştir. Katsayıların başındaki "$-$" işareti ters korelasyon olduğunu, sayının değerinin 1'e yakın olması da korelasyonun güçlülüğünü göstermektedir.

Bu korelasyonlar, `LINMIX` yöntemi kullanılarak regresyon



Şekil 4. PTF (yeşil) ve ZTF (mavi) r bandı ışık eğrileri ile [OIII] 4959 çizgisine ait EG'lerin zamana bağlı değişimi (turuncu) gösterilmektedir. Işık eğrilerinin ağırlıklı gecelik ortalamaları alınmıştır. eşdeğer genişlik değerleri sağdaki y ekseninde gösterilmiştir.



Şekil 5. Grafikte NEOWISE ve AllWISE veri tabanlarından alınan ışık eğrilerinin W1 ve W2 bant parlaklıkları (sol y ekseni) ve [OIII] (λ 4959) çizgisine ait eşdeğer genişlik değerleri (sağ y ekseni) yer almaktadır. Işık eğrileri üzerindeki koyu renkli noktalar gecelik ağırlıklı ortalamaları göstermektedir. Korelasyonun belirgin olması için parlaklık ekseni ters alınmıştır.

analizleri için ele alınmıştır. Baldwin etkisinin tanımlanmasında kullanılan eğim değerleri hataları ile beraber ölçülmüştür. Buna göre en güçlü eğim süreklilik ve Hα arasında gözlenirken en zayıf eğim ise [OIII] 4959 çizgisinde görülmüştür. Genel Baldwin etkisinin varlığı daha önce [OIII] çizgisi için birden fazla kuazar kullanılarak ölçülmüş ve sonuçlar, hem çizgi şiddetlerinin hem de hızlarının ışınım ile ilişkili olduğunu göstermiştir (Zhang ve diğ. 2011; Marziani ve diğ. 2016). Bu çalışma kapsamında, yalnızca tek bir kuazar kullanılarak Hα, Hβ ve [OIII] salma çizgileri üzerinde İçsel Baldwin Etkisi'nin varlığı gösterilmiştir.

Süreklilikteki değişimlerin yalnızca tayfın sınırlı bölgesindeki dalgaboylarında olup olmadığını incelemek

için PTF ve ZTF veritabanlarından alınan ışık eğrileri ile WISE veritabanından alınan kızılötesi ışık eğrileri analizlere dahil edilmiştir. Alınan ışık eğrilerinin ve çizgi şiddeti değişimlerinin karşılaştırılması sonucunda SDSS J141721.79+534102.6 kuazarına ait olan Hα, Hβ ve [OIII] salma çizgileri üzerinde Baldwin Etkisi'nin var olduğu görülmüştür. Optik bölgede elde edilen ışık eğrilerinin gözlendiği zamanlar ve tayfların elde edildiği zamanlar yalnızca kısa bir aralık için çakışmaktadır. Bu nedenle korelasyon ve regresyon analizleri yapılamamıştır. Benzer şekilde WISE veritabanından alınan kızılötesi gözlemler ile tayf ölçümlerinin yapıldığı zamanlar birebir çakışık olmadığından korelasyon ve regresyon analizleri yapılamamıştır. Ancak, gözle yapılan kıyaslamalardan korelasyonun doğrudan görülebilecek kadar güçlü olduğu tespit edilmiştir.

Aktif galaksiler, parlaklıklarının zamana bağlı değişim gösterdiği karakteristik yapılara sahiptir. Bu kaynakların tayflarına bakıldığında tayflarındaki salma çizgilerinin de zamana bağlı bir değişim gösterdiği bilinmektedir. Kuazarlarda, sahip oldukları enerjinin büyük bir kısmı, yığılma diskinden merkezi karadelik üzerine olan madde akışı sonucu elde edilmektedir. Enerji oluşumu göz önüne alındığında, hem tayflarda bulunan salma çizgilerinin değişimini hem de tüm dalgaboylarındaki genel ışık değişimlerini tetikleyen mekanizmanın aynı olması beklenmektedir. Bu çalışmadan elde ettiğimiz bulgular beklentiye uygun bir ilişkinin varlığını gözlemsel olarak ortaya koymuştur.

Baldwin etkisinin ortaya çıkmasının arkasındaki süreçler hala tam olarak anlaşılamamış olmakla beraber yaygın olarak kabul edilen üç yaklaşım mevcuttur: (1) Parlaklığın artması ve iyonlaşma miktarının değişmesi ile beraber çizgiyi oluşturan element bolluğunun azalması; (2) kuazarların genel ışınımının kaynağı ile salma çizgilerinin kaynağı olan bölgelerin izdüşümsel alan oranlarının değişmesi (genel ışınımın artması ile salmaları oluşturan bölgelerdeki ışınım katkısı azalmış olarak görülecektir) ve (3) yığılma diskinin eğim açısındaki değişim nedeniyle gelen ışınımda artış ya da azalmanın görülmesi (Peterson 1997).

Bu çalışmada, tek bir kuazarın tayfları üzerinde incelemeler yapılmış ve Baldwin etkisinin Hα, Hβ ve [OIII] çizgileri üzerinde açıkça var olduğu belirlenmiştir. Bu bulgular ışığında, Baldwin etkisine sebep olduğu düşünülen süreçlerden üçüncü sırada verilen kuazar disk eğim açısı etkisi yaklaşımının geçerli olma ihtimalinin yok sayılabileceği ortaya konmuştur. Çok sayıda kuazardan eğim açısı düşük ya da yüksek olanlar arasında bir ayrıştırma olması mümkün olmakla beraber, tek bir kuazarın eğim açısının kısa sürelerde bir değişim göstermeyeceği, dolayısıla bir kuazar için görülen Baldwin etkisinin bu açı değişimi ile açıklanamayacağı görülmüştür. Hem genel Baldwin etkisinin hem de içsel Baldwin etkisinin arkasında yatan mekanizmaların aynı olması beklendiğinden, eğim açısına bağlı yaklaşım gözardı edilebilmiştir.

Bu çalışmanın yeterli sayıda tayfsal gözlemi bulunan ve daha uyumlu ışık eğrileri mevcut olan kuazarlar için ayrıntılı analizlerle genişletilmesi, Baldwin etkisine sebep olan süreçlerin anlaşılmasına katkı sağlama potansiyeline sahiptir. Daha sonraki çalışmalarda bu öngörüler doğrultusunda yeni yaklaşımlar yapılması planlanmaktadır.

Teşekkür

Bu çalışma, Türkiye Bilimsel ve Teknolojik Araştırma Kurumu (TÜBİTAK) tarafından Bilim İnsanı Destek Programları Başkanlığı (BİDEB) aracılığıyla yürütülen 2209-A Programı kapsamında, 2209A-1919B012221946 numaralı proje ile desteklenmiştir. Sağladığı destek için TÜBİTAK'a teşekkür ederiz.

Kaynaklar

Baldwin J. A., 1977, ApJ, 214, 679
Bellm E. C., ve diğ., 2019, PASP, 131, 018002
Bian W.-H., Fang L.-L., Huang K.-L., Wang J.-M., 2012, MNRAS, 427, 2881
Bolton A. S., ve diğ., 2012, AJ, 144, 144
Boroson T. A., Green R. F., 1992, ApJS, 80, 109
Kaspi S., Brandt W. N., Maoz D., Netzer H., Schneider D. P., Shemmer O., 2007, ApJ, 659, 997
Kelly B. C., 2007, ApJ, 665, 1489
Kinney A. L., Rivolo A. R., Koratkar A. P., 1990, ApJ, 357, 338
Komossa S., ve diğ., 2024, preprint, (arXiv:2408.00089)
Law N. M., ve diğ., 2009, PASP, 121, 1395
Lyke B. W., ve diğ., 2020, VizieR Online Data Catalog, p. VII/289, ADS
Marziani P., Sulentic J. W., Stirpe G. M., Dultzin D., Del Olmo A., Martínez-Carballo M. A., 2016, Ap&SS, 361, 3
Peterson B. M., 1997, An Introduction to Active Galactic Nuclei. Cambridge University Press
Sayili O., Filiz Ak N., 2022a, Journal of advanced research in natural and applied sciences (Online), pp 149–162
Sayili O., Filiz Ak N., 2022b, Erciyes Üniversitesi Fen Bilimleri Enstitüsü Dergisi, pp 568–579
Schmidt M., 1963, Nature, 197, 1040
Suberlak K., Ivezić Ž., MacLeod C. L., Graham M., Sesar B., 2017, MNRAS, 472, 4870
Timlin John D. I., Brandt W. N., Zhu S., Liu H., Luo B., Ni Q., 2020, MNRAS, 498, 4033
Vanden Berk D., Wilhite B., Kron R., Ivezic Z., Pereyra N., SDSS Collaboration 2004, in American Astronomical Society Meeting Abstracts. p. 120.02
Wamsteker W., Colina L., 1986, ApJ, 311, 617
Wright E. L., ve diğ., 2010, AJ, 140, 1868
Xu Y., Bian W.-H., Yuan Q.-R., Huang K.-L., 2008, MNRAS, 389, 1703
Yang G., ve diğ., 2016, ApJ, 831, 145
York D. G., ve diğ., 2000, AJ, 120, 1579
Zhang K., Dong X.-B., Wang T.-G., Gaskell C. M., 2011, ApJ, 737, 71

Access:
M25-0376: Turkish J.A&A — Vol.6, Issue 3.

TJAA Vol. **6**, *Special Issue*, *p.*26–29 (2025). DOI: 10.55064/tjaa.1593742 *Conference Paper*

NGC 628'deki Aşırı Parlak X-ışın Kaynağının Doğasının Araştırılması

Hasan Avdan[1] ⋆, Şenay Avdan[1]
[1] *Adıyaman Üniversitesi, Fizik Bölümü, 02040, Adıyaman, Türkiye*

Accepted: February 12, 2025. Revised: February 12, 2025. Received: November 29, 2024.

Özet
NGC 628 galaksisinde bulunan aşırı parlak X-ışın kaynağının (ultraluminous X-ray source, ULX) X-ışın tayfsal ve zamansal özellikleri farklı tarihli X-ışın arşiv gözlemleri kullanılarak çalışılmıştır. X-ışın tayf analizleri XMM-Newton ve Chandra uydularının arşiv verileri ile yapılmıştır. Kısa dönemli zamansal değişiminin araştırılması için, her bir gözlemde kaynağın Lomb-Scargle periyodogramı oluşturulmuştur. Daha önce literatürde farklı yöntemler kullanılarak keşfedilmiş 0.1-0.4 mHz aralığındaki yarı-periyodik salınım, Lomb-Scargle yöntemi ile yeni gözlemlerde de belirlenmiştir. Ayrıca uzun dönemli zamansal değişiminin incelenmesi için Swift uydusunun arşiv verileri de kullanılmış ve ULX'in 22 yıllık bir dönemi kapsayan uzun dönemli ışık eğrisi elde edilmiştir. Uzun dönemli ışık eğrisinde kaynağın akısının yaklaşık 200 kat değiştiği görülmüştür. Hubble Uzay Teleskopu (HST) ile yapılmış arşiv gözlem verileri ile ULX'in optik karşılık adayları da araştırılmıştır ve HST/WFC3 görüntüsünde kaynak için iki optik karşılık adayı bulunmuştur. X-ışın tayfına en iyi uyum veren disk model parametreleri kullanılarak sistemdeki sıkı cismin 5-28 $M_\odot$ kütleli bir karadelik olabileceği hesaplansa da, kaynağın uzun dönemli değişkenliği ve tayfsal geçişleri nötron yıldızı içeren ULX'lere de benzerlik göstermektedir.

Abstract
The X-ray spectral and temporal properties of a ultraluminous X-ray source (ULX) in NGC 628 have been studied using archival X-ray observations. X-ray spectral analyses were performed using the archival XMM-Newton and Chandra data. To investigate short-term temporal variability, the Lomb-Scargle periodogram of the source was generated for each observation. A quasi-periodic oscillation in the 0.1-0.4 mHz range, previously discovered in the literature using different methods, was also detected in the new observations through the Lomb-Scargle method. Additionally, to examine long-term variability, archival data from the Swift satellite were utilized, and a long-term light curve spanning 22 years was obtained. The long-term light curve revealed that the flux of the source varied by approximately a factor of 200. Archival data from the Hubble Space Telescope (HST) were also used to investigate the optical counterparts of the ULX and we identified two optical counterpart candidates for the source in the HST/WFC3 images. Using the best-fit disk model parameters for the X-ray spectrum, the compact object in the system was estimated to be a black hole with a mass of 5-28 $M_\odot$. However, the long-term variability and spectral transitions of the source also show similarities to the ULXs containing neutron stars.

Anahtar Kelimeler: galaxies: individual: NGC 628 – X-rays: binaries – accretion, accretion discs

1 Giriş

Aşırı parlak X-ışın kaynakları (ultraluminous X-ray source, ULX), galaksilerin merkezi dışında bulunan ve X-ışın ışıma güçleri 10 $M_\odot$ bir karadelik için Eddington limitini aşan noktasal X-ışın kaynakları olarak tanımlanmaktadır (Kaaret ve diğ. 2017). ULX'lerin yüksek ışıma güçlerini açıklayabilmek için öne sürülen en yaygın modeller sistemdeki sıkı cismin orta kütleli bir karadelik (Colbert & Mushotzky 1999; Miller ve diğ. 2004) veya süper-Eddington oranda madde aktarımı gerçekleşen yıldız kütleli bir karadelik içermesi üzerinedir (King ve diğ. 2001; Walton ve diğ. 2013; Middleton ve diğ. 2015). Fakat son yıllarda yapılan çalışmalar sonucunda bazı ULX'lerin nötron yıldızı içerdiği de tespit edilmiştir (Bachetti ve diğ. 2014; Fürst ve diğ. 2016; Gúrpide ve diğ. 2021).

ULX'lerin X-ışın tayfsal ve zamansal özellikleri bize sistemdeki sıkı cismin doğası ile yığılma diski ve yığılma oranı hakkında önemli bilgiler sunabilmektedir (Feng & Soria 2011). Genellikle ULX'lerin X-ışın tayfsal özellikleri, çoğunlukla Eddington oranında madde aktarımı gerçekleşen, Galaktik karadelik çiftlerininkinden farklılık göstermektedir (Gúrpide ve diğ. 2021). Bunun nedeni, madde aktarım oranının süper-Eddington düzeyde gerçekleşmesi veya sistemdeki sıkı cismin nötron yıldızı içeriyor olması olabilir. Son zamanlarda ULX'lerin tayflarında, XMM-Newton uydusunda bulunan RGS (Reflection Grating Spectrometer) cihazı ile yapılan tayfsal analizler sonucu, süper-Eddington madde aktarımı durumunda görülmesi beklenen ve madde atımlarına işaret eden maviye kayan çizgiler belirlenmiştir (Poutanen ve diğ. 2007; Pinto ve diğ. 2016).

X-ışın gözlemlerinin yanında, ULX'lerin optik karşılıklarının belirlenmesi de yoldaş yıldızın tayfsal sınıfını ve kütlesini belirlemede yardımcı olabilmektedir. Hubble Uzay Teleskobu (HST) verileri kullanılarak yapılan çalışmalarda birçok ULX'in optik karşılığı belirlenmiştir. Kaynakların görünür parlaklıkları 21-26 kadir aralığında hesaplanmıştır (Fabrika ve diğ. 2021). Bazı kaynakların yıldız oluşum bölgeleri veya bulutsular ile ilişkili olduğu görülmüştür (Koliopanos ve diğ. 2017; Fabrika ve diğ. 2021).

Bu çalışmada, NGC 628 (M74) galaksisinde belirlenmiş ULX X-1 kaynağının X-ışın özellikleri ve optik karşılığı

⋆ avdan.hsn@gmail.com

© 2025 Turkish Astronomical Society (TAD)

Çizelge 1. Çalışmada kullanılan arşiv gözlem verileri.

İsim	Gözlem No. (Filtre)	Tarih	Poz süresi (ks)
XM1	0154350101	01.02.2002	37
XM2	0154350201	07.01.2003	25
XM3	0864270101	13.01.2021	112
C1	2057	19.06.2021	46
C2	2058	19.10.2001	46
C3	4753	20.11.2003	5
C4	4754	18.12.2003	5
C5	14801	21.08.2013	10
C6	16000	21.09.2013	44
C7	16001	07.10.2013	15
C8	16484	10.10.2013	15
C9	16485	11.10.2013	9
C10	16002	14.11.2013	38
C11	16003	15.12.2013	40
C12	21000	30.09.2018	10
H1	ICDM20030 (F275W)	17.10.2013	2.36
H2	ICDM20040 (F336W)	17.10.2013	1.12
H3	ICDM20050 (F555W)	17.10.2013	0.96
H4	ID9609020 (F555W)	04.10.2016	0.71
H5	ID9609010 (F814W)	04.10.2016	0.78
H6	IDI102020 (F555W)	04.12.2017	0.71
H7	IDI102010 (F814W)	04.12.2017	0.78
H8	IEB314020 (F555W)	19.08.2021	0.71
H9	IEB314010 (F814W)	19.08.2021	0.78
H10	IEB349020 (F438W)	15.02.2021	0.71

çalışılmıştır. NGC 628 yıldız oluşumu devam eden ve 9.7 Mpc uzaklıkta sarmal bir galaksidir (Tully 1988). X-1 ilk olarak ROSAT ve Einstein kataloglarında parlak bir geçici kaynak olarak sınıflandırılmıştır. Daha sonra yapılan çalışmalarda kaynağın ışıma gücünün belirgin (∼24 kat) değişikenlik gösterdiği belirlenmiştir (Soria & Kong 2002; Krauss ve diğ. 2005). Liu ve diğ. (2005), kaynağın ışık eğrisinde iki saatlik bir yarı-periyodik salınım keşfetmişlerdir. Sistemdeki sıkı cismin kütlesini, kırılma frekansı ve kütle ilişkini kullanarak, yaklaşık $10^4\,M_\odot$ olarak hesaplamışlardır.

2 Gözlemler ve Veri Analizi

ULX'in X-ışın tayfsal ve kısa/uzun dönemli zamansal analizleri için, yaklaşık 22 yılı kapsayan XMM-Newton, Chandra ve Swift arşiv gözlem verilerinden yararlanılmıştır. Kaynağın optik karşılığının araştırılması için HST/WFC3 arşiv görüntüleri incelenmiştir. Çalışmada kullanılan gözlem verileri Çizelge 1'de verilmiştir. Çizelge 1'in birinci sütunundaki gözlem isimleri verilirken XMM-Newton, Chandra ve HST gözlemleri için sırasıyla XM, C ve H kısaltması kullanılmıştır.

XMM-Newton ve Chandra gözlemlerinin analizleri `sas v21.0` (Gabriel ve diğ. 2004) ve `ciao v4.12` (Fruscione ve diğ. 2006) yazılımları kullanılarak yapılmıştır. Kaynağın her iki uydudaki X-ışın tayfsal ve zamansal verileri 0.3-10 keV enerji aralığında elde edilmiştir. X-ışın enerji tayflarına model fit etme işlemleri `heasoft` paketindeki `xspec v12.13.1` yazılımı (Arnaud 1996) ile yapılmıştır.

ULX'in, Swift uydusunun XRT (X-ray Telescope) kamerası ile 2001-2023 yılları arasında 54 gözlemi bulunmaktadır. İstatistik yeterli olmadığı için, bu gözlemler sadece uzun dönemli ışık eğrisinin incelenmesinde kullanılmıştır. Swift/XRT analizleri için `heasoft` paketinde bulunan `xselect v2.4` yazılımı (Blackburn 1995) kullanılarak gerçekleştirilmiştir.

Kaynağın optik karşılığının incelenmesi için HST/WFC3/UVIS gözlemleri kullanılmıştır. HST verilerinin indirgenmesi ve fotometri `dolphot v2.0` yazılımı (Dolphin 2000, 2016) ile yapılmıştır.

2.1 Astrometri

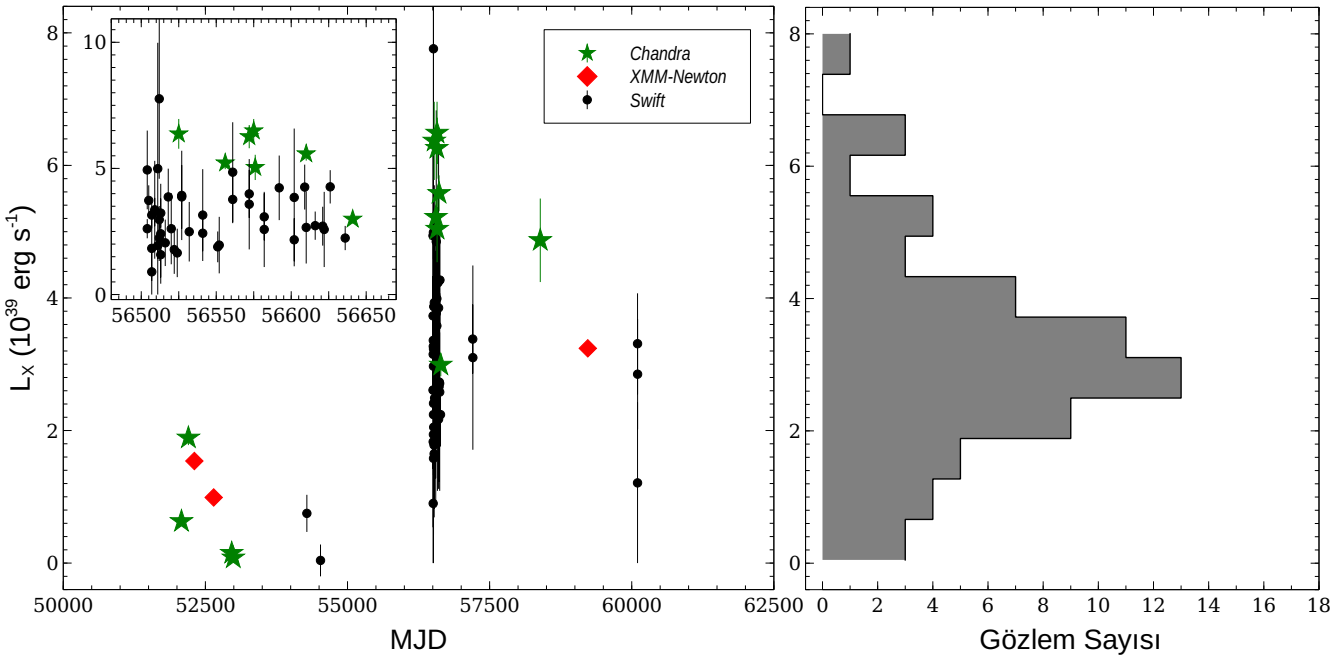
X-1'in optik karşılığını belirleyebilmek için öncelikle HST/WFC3 ve Chandra görüntüleri arasında astrometrik düzeltme yapılmıştır. Bu işlem, HST/WFC3 F336W ile 16003 numaralı Chandra gözlemleri kullanılarak yapılmıştır. Her iki görüntüde belirlenen iki nokta kaynak referans alınarak, görüntüler arasındaki koordinat farkı hesaplanmıştır. Düzeltme sonrasında X-1'in HST/WFC3 F336W görüntüsündeki koordinatı ($0\farcs3$ belirsizlikle) RA=$01^h36^m51^s.0766$, Dec=$+15°45'46\farcs968$ olarak belirlenmiştir.

3 Sonuçlar ve Tartışma

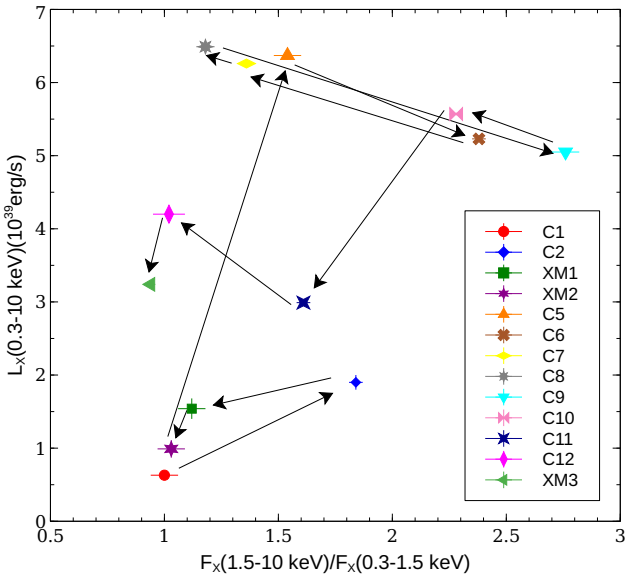
X-1'in X-ışın tayfı çoğunlukla güç-yasası modeli (XSPEC'te PO) ile iyi uyum vermiştir. En yüksek istatistiğe sahip gözlemde kaynağın enerji tayfı, disk karacisim modeli (XSPEC'te DISKPBB) ile iyi uyum vermiştir ($kT_{\rm in}$∼2.4 keV, χ^2_ν=0.92). Modelde, p parametresi 0.5 olarak hesaplanmıştır. Bu değer ULX'teki yığılma diskinin slim disk özelliği taşıdığını ve yığılmanın süper-Eddington oranında gerçekleştiğini göstermektedir (Watarai ve diğ. 2000; Poutanen ve diğ. 2007). DISKPBB modelinden elde edilen normalizasyon parametresi ve kütle-iç disk yarıçapı arasındaki ilişki (Makishima ve diğ. 2000) kullanılarak X-1'deki sıkı cismin 5-28 $M_\odot$ kütleli bir karadelik olabileceği hesaplanmıştır. Kütle değeri elde edilirken tayfsal sertleşme faktörü 3 (Watarai & Mineshige 2003) ve kütle düzeltme faktörü 1.2 (Vierdayanti ve diğ. 2008) olarak alınmıştır.

X-1'in ışık eğrisinde önceki çalışmalarda belirlenmiş yarı-periyodik sinyali incelemek için Lomb-Scargle yöntemi (Lomb 1976; Scargle 1982) kullanılmıştır. Kaynağın her bir gözlemde Lomb-Scargle periyodogramları `astropy` paketinde (Astropy Collaboration ve diğ. 2022) bulunan `LombScargle` (VanderPlas ve diğ. 2012; VanderPlas & Ivezić 2015) komutu ile elde edilmiştir. (1-3)$\times10^{-4}$ Hz aralığında yarı-periyodik sinyaller XM1, C1, C2, C9 ve C10 gözlemlerinde belirgin bir şekilde ($>3\sigma$) görülmüştür. Bulunan frekans aralığı Liu ve diğ. (2005) tarafından elde edilen sonuçlar ile uyum içindedir.

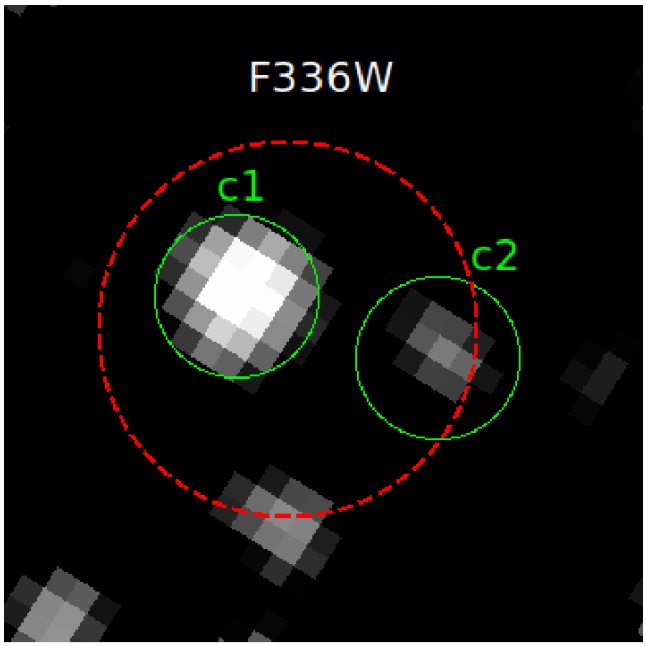
Kaynağın uzun dönemli değişimini incelemek için, 22 yılı kapsayan XMM-Newton, Chandra ve Swift arşiv gözlemleri ile elde edilen uzun dönemli ışık eğrisi, 0.3-10 keV enerji aralığındaki ışıma gücü değerleri kullanılarak elde edilmiştir. Yeterli istatistiğe sahip olmayan Swift/XRT verilerinde kaynağın enerji tayfına model fit edilememiştir. Bu yüzden, Swift/XRT verilerinden elde edilen sayım oranları `pimms` paketi kullanılarak akı değerine dönüştürülmüştür. Dönüşüm esnasında güç-yasası modeli göz önüne alınmış ve kaynağın enerji tayfına en iyi uyum veren tayfsal indislerin ortalaması (Γ∼1.9) ile Galaktik soğurma değeri (0.05×10^{-22} cm^{-2}, Dickey & Lockman 1990) kullanılmıştır. X-1'in uzun dönemli ışık eğrisi ve ışıma gücü değerlerinin histogramı Şekil 1'de verilmiştir. X-1'in ışıma gücünün zaman içerisinde ∼ 200 kat değişim gösterdiği görülmektedir. Genelde nötron yıldızı içeren ULX'lerin histogramlarında karşılaşılan bimodal akı dağılımı,



Şekil 1. X-1'in uzun dönemli ışık eğrisi (solda) ve ışıma gücü değerlerinin histogramı (sağda). Işıma gücü değerleri 0.3-10 keV enerji aralığında hesaplanmıştır.



Şekil 2. X-1'in ışıma gücünün farklı enerji aralığındaki akı oranlarından elde edilen sertlik değerlerine karşı grafiği.



Şekil 3. X-1'in HST/WFC3 F336W görüntüsü. Kırmızı daire, ULX'in düzeltilmiş pozisyonunu temsil etmekte ve $0\farcs3$ yarıçap değerine sahiptir. Yeşil daireler, hata yarıçapı içerisinde belirlenen optik karşılık adaylarını göstermektedir.

X-1'in ışıma gücü histogramında görülmemektedir (Gúrpide ve diğ. 2021).

Tayfsal durum geçişlerini, diğer çalışılmış ULX'ler ile kıyaslamak için X-1'in sertlik-ışıma gücü grafiği de elde edilmiş ve Şekil 2'de verilmiştir. X-1'in uzun dönemli değişimi ve tayfsal geçişleri, nötron yıldızı içeren NGC 1313 X-2 ile benzerlik göstermekte ve sıkı cismin nötron yıldızı da olabileceğine işaret etmektedir (Gúrpide ve diğ. 2021).

Chandra ve HST/WFC3 görüntüleri arasında yapılan astrometrik düzeltme sonrası, hata yarıçapı $0\farcs3$ içerisinde iki tane optik karşılık adayı (c1 ve c2) belirlenmiştir. HST/WFC3 F336W görüntüsü üzerinde ULX'in düzeltilmiş pozisyonu ve karşılık adayları Şekil 3'te gösterilmektedir. Optik karşılık adaylarının fotometrik sonuçları ise Çizelge 2'de verilmiştir.

Çizelge 2. Optik karşılık adaylarının kızarma çıkarılmış parlaklık değerleri.

	VEGAmag	
Gözlem	c1	c2
H1	24.568±0.165	25.000±0.255
H2	24.761±0.159	25.470±0.285
H3	25.772±0.089	26.272±0.139
H4	26.090±0.117	26.480±0.150
H5	25.159±0.117	...
H6	26.122±0.121	26.455±0.155
H7	25.690±0.206	...
H8	26.340±0.164	26.880±0.533
H9	25.883±0.216	...

Kaynakların parlaklık değerleri daha önce çalışılmış ULX'lerin değerleri ile benzerlik göstermektedir (Kaaret ve diğ. 2017; Fabrika 2017).

ULX'in gelecekteki X-ışını gözlemleri, sistemdeki sıkı cismin gerçek doğasını ortaya çıkarabilir. Özellikle, yüksek istatistiğe sahip ve daha yüksek enerjili bölgelere uzanan gözlemler, kaynağın X-ışını yayınımını daha ayrıntılı bir şekilde incelememize yardımcı olacaktır.

Teşekkür

Bu çalışma, Türkiye Bilimsel ve Teknolojik Araştırma Kurumu (TÜBİTAK) bünyesinde TÜBİTAK Bilim İnsanı Destek Programları Başkanlığı (BİDEB) tarafından yürütülen 2218-Yurt İçi Doktora Sonrası Araştırma Burs Programı kapsamında 122C042 numaralı proje ile desteklenmiştir. Katkılarından dolayı E. Sonbaş ve K. S. Dhuga'ya teşekkür ederiz.

Kaynaklar

Arnaud K. A., 1996, in Jacoby G. H., Barnes J., eds, Astronomical Society of the Pacific Conference Series Vol. 101, Astronomical Data Analysis Software and Systems V. p. 17
Astropy Collaboration ve diğ., 2022, ApJ, 935, 167
Bachetti M., ve diğ., 2014, Nature, 514, 202
Blackburn J. K., 1995, in Shaw R. A., Payne H. E., Hayes J. J. E., eds, Astronomical Society of the Pacific Conference Series Vol. 77, Astronomical Data Analysis Software and Systems IV. p. 367
Colbert E. J. M., Mushotzky R. F., 1999, ApJ, 519, 89
Dickey J. M., Lockman F. J., 1990, ARA&A, 28, 215
Dolphin A. E., 2000, PASP, 112, 1383
Dolphin A., 2016, DOLPHOT: Stellar photometry, Astrophysics Source Code Library, record ascl:1608.013 (ascl:1608.013)
Fabrika S., 2017, in Balega Y. Y., Kudryavtsev D. O., Romanyuk I. I., Yakunin I. A., eds, Astronomical Society of the Pacific Conference Series Vol. 510, Stars: From Collapse to Collapse. p. 395 (arXiv:1702.05508), doi:10.48550/arXiv.1702.05508
Fabrika S. N., Atapin K. E., Vinokurov A. S., Sholukhova O. N., 2021, Astrophysical Bulletin, 76, 6
Feng H., Soria R., 2011, New Astron. Rev., 55, 166
Fruscione A., ve diğ., 2006, in Silva D. R., Doxsey R. E., eds, Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series Vol. 6270, Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series. p. 62701V, doi:10.1117/12.671760
Fürst F., ve diğ., 2016, ApJ, 831, L14
Gabriel C., ve diğ., 2004, in Ochsenbein F., Allen M. G., Egret D., eds, Astronomical Society of the Pacific Conference Series Vol. 314, Astronomical Data Analysis Software and Systems (ADASS) XIII. p. 759
Gúrpide A., Godet O., Koliopanos F., Webb N., Olive J. F., 2021, A&A, 649, A104
Kaaret P., Feng H., Roberts T. P., 2017, ARA&A, 55, 303
King A. R., Davies M. B., Ward M. J., Fabbiano G., Elvis M., 2001, ApJ, 552, L109
Koliopanos F., Vasilopoulos G., Godet O., Bachetti M., Webb N. A., Barret D., 2017, A&A, 608, A47
Krauss M. I., Kilgard R. E., Garcia M. R., Roberts T. P., Prestwich A. H., 2005, ApJ, 630, 228
Liu J.-F., Bregman J. N., Lloyd-Davies E., Irwin J., Espaillat C., Seitzer P., 2005, ApJ, 621, L17
Lomb N. R., 1976, Ap&SS, 39, 447
Makishima K., ve diğ., 2000, ApJ, 535, 632
Middleton M. J., Heil L., Pintore F., Walton D. J., Roberts T. P., 2015, MNRAS, 447, 3243
Miller J. M., Fabian A. C., Miller M. C., 2004, ApJ, 614, L117
Pinto C., Middleton M. J., Fabian A. C., 2016, Nature, 533, 64
Poutanen J., Lipunova G., Fabrika S., Butkevich A. G., Abolmasov P., 2007, MNRAS, 377, 1187
Scargle J. D., 1982, ApJ, 263, 835
Soria R., Kong A. K. H., 2002, ApJ, 572, L33
Tully R. B., 1988, Science, 242, 310, ADS
VanderPlas J. T., Ivezić Ž., 2015, ApJ, 812, 18
VanderPlas J., Connolly A. J., Ivezic Z., Gray A., 2012, in Proceedings of Conference on Intelligent Data Understanding (CIDU. pp 47–54 (arXiv:1411.5039), doi:10.1109/CIDU.2012.6382200
Vierdayanti K., Watarai K.-Y., Mineshige S., 2008, PASJ, 60, 653
Walton D. J., Miller J. M., Harrison F. A., Fabian A. C., Roberts T. P., Middleton M. J., Reis R. C., 2013, ApJ, 773, L9
Watarai K.-y., Mineshige S., 2003, ApJ, 596, 421
Watarai K.-y., Fukue J., Takeuchi M., Mineshige S., 2000, PASJ, 52, 133

Access:
M25-0327: Turkish J.A&A — Vol.6, Issue 3.

TJAA Vol. **6**, *Special Issue*, *p.*30–36 (2025). DOI: 10.55064/tjaa.1593757 *Research Article*

Yakın Galaksilerde Bulunan X-ışın Çiftlerinin X-ışın ve Optik Gözlemler Kullanılarak Sınıflandırılması

Şenay Avdan[1] ⋆, Eda Sonbaş[1], Hasan Avdan[1]
[1] *Adıyaman Üniversitesi, Fizik Bölümü, 02040, Adıyaman, Türkiye*

Accepted: February 19, 2025. Revised: February 19, 2025. Received: November 29, 2024.

Özet
Seçilen galaksilerde Chandra arşiv verileri kullanılarak X-ışın çiftleri (XRB) belirlenmiş ve X-ışın tayfları elde edilerek X-ışın akı değişimleri hesaplanmıştır. 0.3-8 keV enerji aralığındaki akı değerleri kullanılarak uzun dönemli X-ışın değişimleri, X-ışın renk-renk grafikleri ve X-ışın ışıma gücü dağılımları elde edilmiştir. Seçilen iki galakside (NGC 300 ve NGC 6946) toplamda 115 XRB adayı belirlenmiştir. Bu kaynakların X-ışın renk-renk grafikleri elde edilerek büyük kütleli ve düşük kütleli X-ışın çiftleri olarak ayrımı yapılmıştır. Sonuç olarak, toplamda 58 kaynak büyük kütleli ve 24 kaynak ise düşük kütleli X-ışın çiftleri olarak sınıflandırılmıştır. Sınıflandırılan kaynakların bir çoğunun büyük kütleli ve düşük kütleli X-ışın çiftlerinden beklenen X-ışın akı değişkenliğine sahip oldukları görülmüştür. Ayrıca Hubble Uzay Teleskobu arşiv verileri kullanılarak yaklaşık 60 XRB'nin optik karşılığı belirlenmiş ve kaynakların renk-parlaklık grafikleri elde edilerek yoldaş yıldızın kütlesi hesaplanmıştır.

Abstract
In the selected galaxies, X-ray binaries (XRBs) were identified using Chandra archival data, and X-ray spectra were obtained to calculate X-ray flux variations. Long-term X-ray variations, X-ray color-color diagrams, and X-ray luminosity distributions were obtained using the calculated flux values in the 0.3-8 keV energy range. A total of 115 XRB candidates were identified in two selected galaxies (NGC 300 and NGC 6946). X-ray color-color diagrams were generated for these sources to distinguish them as high-mass or low-mass X-ray binaries. As a result, 58 sources were classified as high-mass X-ray binaries, while 24 were classified as low-mass X-ray binaries. It was observed that many of the classified sources exhibit the expected X-ray flux variability of high-mass and low-mass X-ray binaries. Additionally, using archival data from the Hubble Space Telescope, the optical counterparts of approximately 60 XRBs were identified, and color-magnitude diagrams of the sources were generated to calculate the mass of their companion stars.

Anahtar Kelimeler: galaxies: individual: NGC 300 – galaxies: individual: NGC 6946 – X-rays: binaries

1 Giriş

Galaksilerden gelen X-ışın yayınımının büyük bir kısmı X-ışın çiftlerinden (XRB) kaynaklanmaktadır. XRB'ler, gravitasyonel olarak birbirine bağlı sıkı nesne ile anakol/dev yoldaş yıldızdan oluşan ikili yıldız sistemleridir. Bu sistemlerdeki sıkı nesne bir karadelik ya da nötron yıldızı olabilir. Gelen X-ışın yayınımının kaynağı yoldaş yıldızdan sıkı nesne üzerine madde aktarımıdır. XRB'ler sistemdeki yoldaş yıldızın kütlesine bağlı olarak genel olarak iki sınıfa ayrılırlar. Yoldaş yıldızın kütlesi $<1\,M_\odot$ ise Düşük Kütleli X-ışın Çiftleri (LMXB'ler), $>8\,M_\odot$ ise Büyük Kütleli X-ışın Çiftleri (HMXB'ler) olarak adlandırılırlar (Gilfanov 2004). Madde aktarımı LMXB'lerde Roche lobunun dolmasıyla L1 noktasından, HMXB'ler de ise yıldız rüzgarları yoluyla gerçekleşmektedir (Casares ve diğ. 2017; Islam ve diğ. 2021). Bu iki sınıfın arasında yer alan, yoldaş yıldızın kütlesi 2-7 $M_\odot$ olan XRB'ler de orta kütleli X-ışın Çiftleri (Intermediate X-ray Binaries, IMXB'ler) olarak sınıflandırılırlar ve bu sistemlerin X-ışın yayınımının kaynağı tıpkı LMXB'ler gibi Roche lobu dolmasıyla oluşan madde aktarımıdır (Gilfanov 2004; Casares ve diğ. 2017; Johns Mulia ve diğ. 2019). Ayrıca, XRB'ler kompakt nesnenin nötron yıldızı ya da karadelik olmasına göre de sınıflandırılmaktadır. Hem LMXB'ler hem de HMXB'ler donor yıldızın kütlesine, kompakt nesnenin türüne ve madde atım süreçlerine bağlı olarak geniş tayfsal ve zamansal özelliklere sahiptirler (Islam ve diğ. 2021).

HMXB'ler ve LMXB'ler, madde aktarım mekanizmaları da dahil olmak üzere fiziksel özellikleri bakımından önemli ölçüde farklılık gösterir ve farklı galaktik ortamlarla ilişkilidirler. HMXB'ler kısa yaşam sürelerine ($\geq 10^6 - 10^7$ yıl) sahipken LMXB'lerin yaşam süreleri ise çok daha uzundur ($\sim 10^9 - 10^{10}$ yıl) (Fabbiano 2006; Mineo ve diğ. 2012; Ducci ve diğ. 2013). Bu durum her iki sınıfın yıldız oluşum süreçlerinin birbirinden farklı olduğunu göstermektedir. Kısa yaşam süresine sahip HMXB'ler yıldız oluşum evresinde ve hemen sonrasında kısa süre boyunca ışıma yaparken LMXB'ler yıldız oluşum evresinden itibaren çok daha uzun süre ışıma yapabilirler. Hatta LMXB'ler için bu süre ev sahibi galaksinin yaşam süresiyle kıyaslanabilir ve dolayısıyla da galaksinin toplam yıldız kütlesiyle orantılıdır (Grimm ve diğ. 2003; Mineo ve diğ. 2012).

XRB'lerin X-ışın tayfsal özellikleri her iki sınıf için de çok benzerlik göstermektedir. XRB'lerin X-ışın tayfları genel olarak güç yasası (power law, po) ile iyi uyum vermektedir ve tayfsal indis değerleri ∼1.5-2.5 aralığındadır. Bu durum tayfsal model ile XRB'leri sınıflandırmayı güçleştirmektedir. Ancak sertlik oranı (hardness ratio, HR) çok keskin olmasa da bu iki sınıf arasında sınırlandırma getirmektedir. Genel olarak HMXB'ler sert tayfa LMXB'ler ise yumuşak tayfa sahiptirler. Prestwich

⋆ kayaci.s@gmail.com

© 2025 Turkish Astronomical Society (TAD)

Çizelge 1. Çalışmada kullanılan Chandra gözlemleri.

	No.	Tarih	Süre (ks)
NGC 300	9883	2008-07-08	10
	12238	2010-09-24	63
	16028	2014-05-16	64
	16029	2014-11-17	61
	22375	2020-04-26	48
NGC 6946	1043	2001-09-07	60
	4404	2002-11-25	30
	4631	2004-10-22	30
	4632	2004-11-06	30
	4633	2004-12-03	30
	13435	2012-05-21	20
	17878	2016-09-28	40
	19040	2017-06-11	10

ve diğ. (2003) yaptıkları çalışmada LMXB, HMXB, süpernova kalıntıları (Supernova Remnants, SNRs) ve yüksek soğurmaya sahip kaynaklar için oluşturdukları X-ışın renk-renk grafiği XRB'lerin sınıflandırılması için sıklıkla kullanılan bir yöntemdir. Bu grafik LMXB ve HMXB'lerin farklı renk değerlerine sahip olduklarını göstermektedir.

XRB'lerin sadece yukarıda bahsedilen X-ışın özellikleri kullanılarak sınıflandırılması ya da doğalarının belirlenmesi oldukça zordur. Çoğu kaynağın değişken akı değerleri ya da geçici özellik göstermesi sınıflandırma için kullanılan renk-renk grafiklerinde konumlarının değişmesine neden olmakta ve sınıflandırılma yapılmasını zorlaştırmaktadır. Bu durumda optik gözlemlerin katkısıyla XRB'lerin belirlenen optik karşılıklarının fotometrik özellikleri sınıflandırmaya oldukça yardımcı olduğu görülmektedir. Hubble Uzay Teleskobunun (HST) geniş filtre aralığı ve yüksek çözünürlüklü görüntü kapasitesi XRB'lerin optik karşılıklarının incelenmesine olanak sağlamaktadır. Belirlenen optik adayların farklı filtrelerdeki parlaklık değerleri kullanılarak sistemdeki yoldaş yıldızın kütlesi, yaşı ve tayfsal sınıfı gibi özelliklerinin belirlenmesi XRB'lerin sınıflandırılmasında büyük önem taşımaktadır (Vulic ve diğ. 2014; Chandar ve diğ. 2020; Hunt ve diğ. 2021; Avdan ve diğ. 2023).

Bu çalışmada NGC 300 ve NGC 6946 galaksilerinde belirlenen XRB'lerin X-ışını ve optik özelliklerini araştırdık. NGC 300 sarmal galaksisi 1.88 Mpc uzaklıkta bulunmaktadır (Carpano ve diğ. 2018). NGC 6946 ise 7.8 Mpc uzaklıkta bulunan sarmal bir galaksidir (Murphy ve diğ. 2018). Chandra arşiv verileri kullanılarak galaksilerin D_{25} alanı içerisinde belirlenen XRB'lerinin X-ışını tayfları, ışık eğrileri ve renk-renk diyagramları incelendi. Ek olarak, X-ışın kaynaklarının optik karşılıklarını belirlemek ve sistemdeki yoldaş yıldızın özelliklerini araştırmak amacıyla HST/ACS arşiv verileri kullanılarak fotometrik analizler gerçekleştirildi. X-ışın ve optik gözlemler ile analiz yöntemleri §2'de, X-ışın ve optik analiz sonuçlarının detaylı incelenmesi §3'te verilmektedir.

2 Gözlemler ve Analizler

NGC 300 ve NGC 6946 galaksilerinin X-ışın analizleri için kullanılan Chandra arşiv gözlemleri Çizelge 1'de verilmektedir. Ayrıca kaynakların optik analizleri için farklı filtrelerde alınmış HST/ACS arşiv verileri kullanılmıştır. Kullanılan HST/ACS gözlemleri ise Çizelge 2'de verilmiştir.

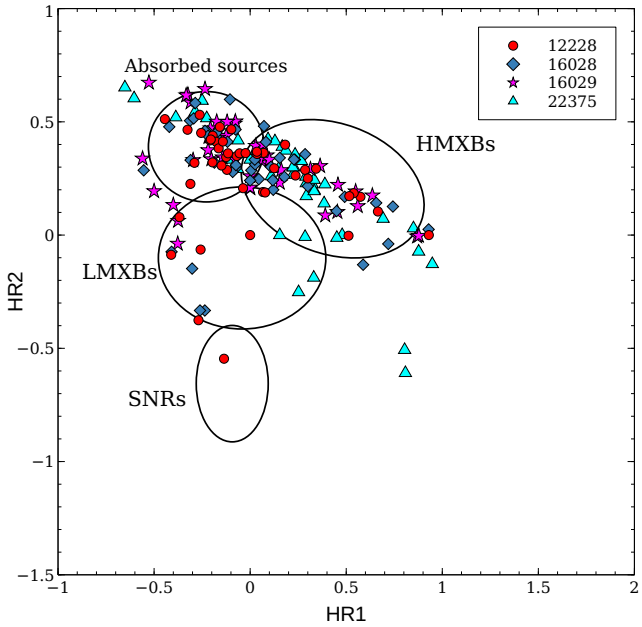
Çizelge 2. Çalışmada kullanılan HST/ACS gözlemleri.

	No.	Filtre	Tarih	Süre (s)
NGC 300	J8D702010	F435W	2002-07-19	1080
	J8D706010	F435W	2002-09-26	1080
	J8D703010	F435W	2002-09-28	1080
	J8D705010	F435W	2002-12-25	1080
	J8D702020	F555W	2002-07-19	1080
	J8D706020	F555W	2002-09-26	1080
	J8D703020	F555W	2002-09-28	1080
	J8D705020	F555W	2002-12-25	1080
	J8D702030	F814W	2002-07-19	1080
	J8D706030	F814W	2002-09-26	1080
	J8D703030	F814W	2002-09-28	1080
	J8D705030	F814W	2002-12-25	1080
	J9RA10020	F606W	2006-11-08	1510
	J9RA11020	F606W	2006-11-09	1510
	J9RA10030	F814W	2006-11-08	1540
	J9RA11030	F814W	2006-11-09	1540
	JCFP02010	F606W	2014-06-30	2400
	JCFP04010	F606W	2014-07-12	2400
	JCFP02020	F814W	2014-06-30	2550
	JCFP04020	F814W	2014-07-12	2550
NGC 6946	JD9G01010	F435W	2016-10-28	5610
	JD9G02010	F435W	2016-11-02	5610
	JD9G01010	F606W	2016-10-28	4470
	JD9G02020	F606W	2016-11-02	4480
	JD9G03010	F606W	2016-10-26	2430
	JD9G03020	F814W	2016-10-26	2570
	JDK409020	F435W	2018-12-10	2700
	JDK409010	F606W	2018-12-10	2570
	JDK406010	F606W	2019-01-26	2530
	JDK406010	F814W	2019-01-26	3710
	JE3Y06020	F435W	2020-11-11	6410
	JE3Y11020	F435W	2020-11-13	6410
	JE3Y13020	F435W	2020-11-07	6410
	JE3Y06010	F606W	2020-11-11	1660
	JE3Y11010	F606W	2020-11-13	1660
	JE3Y13020	F606W	2020-11-06	1660
	JE3Y58020	F435W	2021-05-04	6190
	JE3Y58010	F606W	2021-05-04	1660

2.1 X-ışın Analizleri

Gözlem verileri `CIAO v4.14` (Chandra Interactive Analysis of Observations) programı ve kalibrasyon dosyaları `CALDB v4.9.6` kullanılarak analiz edilmiştir. Öncelikli olarak 0.3-8 keV enerji aralığında elde edilen görüntülerde `wavdetect` komutu kullanılarak kaynak belirleme işlemi yapılmıştır. Galaksi içindeki D_{25} alanı dışında bulunan kaynakların muhtemelen arka plan nesneleri olabileceği göz önünde bulundurularak, yalnızca D_{25} alanında tanımlanan kaynaklar çalışmada kullanılmıştır. Belirlenen kaynaklardan istatistiği yüksek tutmak için beş sayım değerinin üstünde olanlar seçilmiştir. Her bir gözlem için ayrı ayrı yapılan bu işlemler sonucunda en az üç gözlemde ortak olarak görülen ve beş sayım değerinin üzerinde olan kaynaklar belirlenmiştir. Bu kaynaklardan daha önce kataloglanmış SNR'lar ile uyuşanlar listeden çıkarılmıştır.

Belirlenen ve XRB adayı olarak seçilen kaynakların `chandra_repro` komut dosyası kullanılarak, olay dosyaları dört enerji bandında oluşturulmuştur: 0.3-1 keV – yumuşak (S), 1-2 keV – orta (M), 2-8 keV – sert (H) ve 0.3-8 keV – toplam (T). Bu XRB'lerin sayım değerleri, kaynaklar etrafında



Şekil 1. NGC 300 galaksisinde belirlenen XRB'lerin X-ışın renk-renk grafiği. Her renk farklı gözlem verisini temsil etmektedir.

seçilen dairesel bölgelerden elde edilmiştir. Kaynak fotonları 5-8″ yarıçaplı dairesel bölgeler seçilerek ve arka plan fotonları ise X-ışını kaynaklarıyla aynı çip üzerindeki kaynaksız bölgelerden çıkarılmıştır. Daha sonra, yukarıda belirtilen dört enerji aralığında, kaynak ve arka plan sayımları CIAO yazılımındaki `specextract` komutu kullanılarak elde edilmiştir. Bir gözlemde görülmeyen kaynaklar için, o gözlemdeki üst limit %90 güven düzeyinde `srcflux` komutu kullanılarak hesaplanmıştır.

2.2 HST Analizleri

X-ışın kaynaklarının optik karşılıklarının belirlenebilmesi için kaynak konumları hassas olarak belirlenmelidir. Bunun için Chandra ve HST görüntüleri arasında astrometrik düzeltme yapılması gerekmektedir. Chandra ve HST görüntüleri arasındaki koordinat kaymasını hesaplayabilmek için GAIA EDR3 (Early Data Release 3) kataloğu referans görüntü olarak kullanılmıştır. Öncelikli olarak HST ve GAIA görüntüleri arasında uyuşan referans kaynaklar belirlenmiştir. HST'nin GAIA'ya göre kayma miktarı hesaplanmıştır. Daha sonra benzer şekilde Chandra ile GAIA arasındaki referans kaynaklar belirlenerek iki görüntü arasındaki kayma miktarı hesaplanmıştır. Sonuç olarak her iki durumda belirlenen kayma miktarları XRB'lerin bilinen Chandra koordinatlarına uygulanarak HST görüntüsünde kaynakların düzeltilmiş koordinatları elde edilmiştir. XRB'lerin koordinat belirsizlikleri ise HST-GAIA ve Chandra-GAIA arasındaki ortalama kayma miktarı ile her bir XRB'nin X-ışın hatasının ortalaması alınarak hesaplanmıştır. Koordinat düzeltilmesi uygulandıktan sonra hata alanı içine düşen kaynaklar ilgili XRB'lerin olası optik karşılıkları olarak belirlenmiştir.

Olası optik adayların parlaklık hesabı için `DOLPHOT v2.0` yazılımı kullanılmıştır. Kaynakların çoğuna PSF fotometri uygulanırken bazı kaynaklar için açıklık fotometrisi daha iyi sonuçlar vermiştir. Çizelge 2'de verilen gözlemlerin veri dosyaları (.flc ve .drc) MAST web sayfasından indirilmiştir. `DOLPHOT` kılavuzunda verilen standart adımlar izlenerek veri indirgeme işlemleri gerçekleştirilmiştir (Dolphin 2016). Görüntülerdeki kötü pikselleri maskelemek ve gökyüzü görüntüsünü oluşturmak için sırasıyla `acsmask` ve `calcsky` komutları kullanılmıştır. Son olarak kaynakların belirlenmesi ve fotometri hesabı için `dolphot` komutu çalıştırılmıştır. Hesaplamalar sırasında sıfır noktaları (zeropoints) ve açıklık düzeltmeleri için varsayılan DOLPHOT parametreleri kullanılmıştır.

3 Sonuçlar ve Tartışma

3.1 NGC 300

Yapılan X-ışın analizleri sonucu galaksinin D_{25} alanı ($11\times7\farcm5$; de Vaucouleurs 1991) içerisinde 50 X-ışın kaynağı belirlenmiştir. Bu kaynaklardan daha önceki çalışmalarda SNR olarak kataloglanmış üç kaynak listeden çıkarılmıştır. Geriye kalan 47 kaynak XRB olarak kabul edilmiş ve ayrıntılı olarak incelenmiştir. Seçilen kaynakların listesi ve X-ışın özellikleri Çizelge 3'te verilmiştir.

Çizelge 3'te verilen X-ışın ışıma güçleri 0.3-8 keV enerji aralığında belirlenen akı değerleri ve ev sahibi galaksinin uzaklığı D=1.88 Mpc alınarak hesaplanmıştır. Kaynakların uzun dönemli değişkenliklerini araştırmak için değişkenlik parametresi (variability parameters, S) ve akı oranları hesaplanmıştır (bkz. Çizelge 3). Değişkenlik parametresi

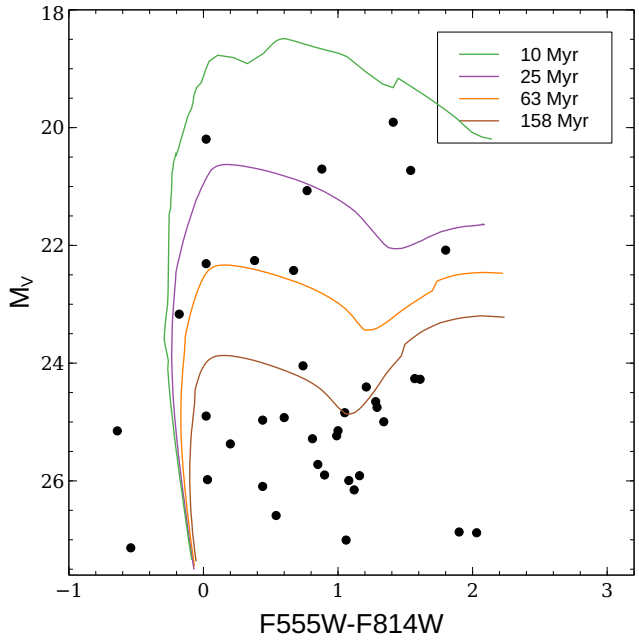
$$S = \frac{F_{\rm max} - F_{\rm min}}{(\sigma^2_{\rm max} + \sigma^2_{\rm min})^{1/2}} \qquad (1)$$

bağıntısı ile hesaplanmıştır (Jin & Kong 2019). Kaynaklardan 21 tanesi S>3 değerine sahiptir ve bu kaynaklar değişken (variable, v) kaynak olarak sınıflandırılmıştır. $F_{\rm max} - F_{\rm min}$ değeri 10'dan büyük olan 2 kaynak ise geçici (transient, t) kaynak olarak sınıflandırılmıştır.

X-ışın kaynaklarının özellikle de XRB'lerin sınıflandırılması için literatürde sıklıkla kullanılan yöntemlerden biri olan X-ışın renk-renk grafiğini oluşturmak için Chandra verileri ile dört farklı enerji aralığında belirlenen sayım değerleri kullanılarak sertlik oranları hesaplanmıştır. Sert renk değeri H_1=$(H-M)/T$ ve yumuşak renk değeri ise H_2=$(M-S)/T$ bağıntıları ile hesaplanmıştır. Tüm kaynaklar için elde edilen renk-renk grafiği Şekil 1'de verilmiştir. 9883 nolu gözlemde kaynakların bir çoğu gözlem alanı dışında kaldığından dolayı bu gözlemde kaynak sayısı yeterli istatistiğe sahip değildir. Bu nedenle buradan sonraki yapılan çalışmalarda bu gözlem ihmal edilmiştir. Grafikte de görüldüğü gibi kaynakların bazıları farklı gözlemlerde farklı bölgelere düşmektedir. Bu durum o kaynakların sınıflandırılmasını güçleştirmektedir. Bu grafik dikkate alınarak kaynaklar için yapılan sınıflandırma Çizelge 3'te son sütunda (3) verilmiştir.

Koordinat düzeltilmesi uygulandıktan sonra hata alanı içine düşen kaynaklar ilgili XRB'lerin olası optik karşılıkları olarak belirlenmiştir. 27 XRB'den beş tanesi için hata alanı içinde herhangi bir optik karşılık belirlenememiştir. Diğer 22 XRB ise hata alanı içinde en az bir optik adaya sahiptir. Bu 22 kaynaktan dokuz tanesi hata alanı içerisinde tek optik adaya sahipken kalan 13 kaynak ise çoklu optik adaya sahiptir.

XRB'lerden gelen optik ışımanın büyük bir kısmının ya da tamamının sistemdeki yoldaş yıldızdan geldiği varsayılırsa farklı filtrelerde alınan parlaklık değerleri kullanılarak yoldaş yıldızın kütlesi ve yaşı tahmin edilebilir. Bunun için F555W ve F814W filtreleri kullanılarak belirlenen olası optik adayların renk-parlaklık diyagramı (Color-Magnitude



Şekil 2. NGC 300 galaksisinde bulunan XRB'lerin olası optik adaylarının renk-parlaklık diyagramı. Siyah noktalar olası optik karşılıkları, renkli çizgiler ise farklı yaşlardaki Parsec eş-yaş çizgilerini temsil etmektedir. Eş-yaş çizgilerine A_V=0.035 kadir sönümleme düzeltilmesi yapılmıştır.

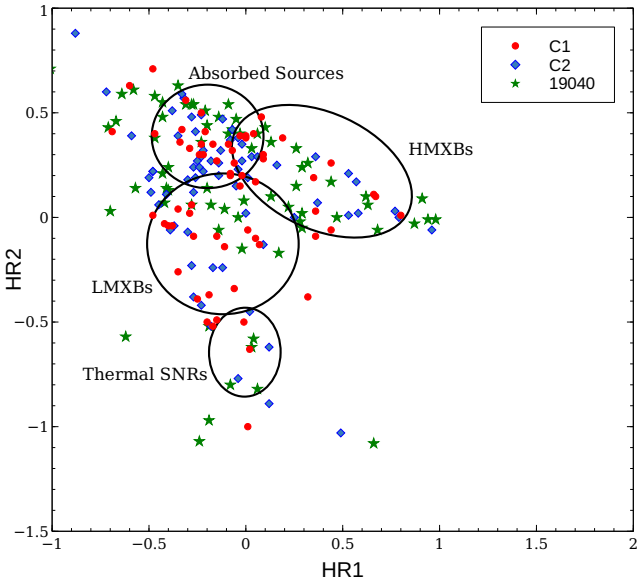
Diagram, CMD) oluşturulmuştur. CMD oluşturulurken Parsec (Padova and Trieste Stellar Evolution Code) eş-yaş çizgileri kullanılmıştır (Bressan ve diğ. 2012). NGC 300 galaksisi için Güneş metal bolluğu seçilerek HST/ACS ile uyumlu eş-yaş çizgileri STEV/Padova web adresinden indirilmiştir. Ayrıca galaksinin uzaklık modülü DM=26.4 ve Galaktik kızarma değeri $E(B-V)$=0.011 (Schlafly & Finkbeiner 2011) olarak alınmıştır. Belirlenen optik adaylar için elde edilen CMD Şekil 2'de verilmiştir. X-ışın renk-renk diyagramı kullanılarak yapılan sınıflandırmada belirlenen HMXB ve LMXB adayları ile olası optik adayların belirlenen kütle değerleri karşılaştırıldığında birbirleri ile uyumlu oldukları görülmektedir.

3.2 NGC 6946

Burada, NGC 300 galaksisi için yukarıda ayrıntılı bahsedilen X-ışın analizleri benzer şekilde yapılmış ve analizler sonucunda NGC 6946 galaksisinin D_{25} alanı ($11\farcm2\times10\farcm0$; Walsh ve diğ. 2002) içerisinde 78 X-ışın kaynağı belirlenmiştir. Bu kaynaklardan 10 tanesi SNR olarak kataloglanmış olduğundan dolayı listeden çıkarılmıştır. Sonuç olarak listemizde 68 X-ışın kaynağı XRB adayı olarak kabul edilmiş ve ayrıntılı olarak incelenmiştir. Bu kaynaklar ve X-ışın özellikleri Çizelge 4'te verilmiştir.

Kaynakların X-ışın ışıma güçleri ev sahibi galaksinin uzaklığı 7.8 Mpc alınarak ve 0.3-8.0 keV enerji aralığında belirlenen akı değerleri dikkate alınarak hesaplanmıştır. Tüm kaynaklar için S parametresi ve akı oranı hesaplanarak kaynağın uzun dönemli X-ışın değişkenliği araştırılmıştır. Kaynaklar için hesaplanan değerler Çizelge 4'te verilmiştir.

Belirlenen XRB'lerin sertlik değerleri kullanılarak oluşturulan X-ışın renk-renk diyagramı Şekil 3'te verilmiştir.



Şekil 3. NGC 6946 galaksisinde belirlenen XRB'lerin X-ışın renk-renk grafiği. Her renk farklı gözlem verisini temsil etmektedir.

X-ışın renk-renk grafiği dikkate alınarak yapılan sınıflandırma Çizelge 4'te 3. sütunda verilmiştir.

Chandra ve HST görüntüleri arasında yapılan koordinat düzeltmesi sonrasında 68 kaynaktan 66'sı en az bir HST alanı içine düşmektedir. Geriye kalan iki kaynak ise maalesef HST gözlemine sahip değildir. HST gözlemi olan 66 kaynaktan 39 tanesi hata alanı içerisine düşen en az bir olası optik adaya sahiptir. Diğer 27 kaynak ise ya optik adayı belirlenemeyecek şekilde yoğun bölgelerde bulunmakta ya da hata alanı içerisine herhangi bir optik kaynak düşmemektedir.

Optik karşılıkları belirlenen XRB'lerin sistemdeki yoldaş yıldızının kütlesini belirleyebilmek için CMD'leri elde edilmiştir. Oluşturulan CMD'ler Şekil 4'te gösterilmiştir. NGC 6946 için Parsec eş-yaş çizgileri indirilirken Güneş metal bolluğu ve HST/ACS filtreleri seçilerek indirilmiştir. Ayrıca galaksinin uzaklık modülü DM=29.5 ve Galaktik kızarma değeri $E(B-V)$=0.27 (Schlafly & Finkbeiner 2011) olarak alınmıştır. Her iki CMD incelendiğinde kaynakların geneli 4-100 Myıl yaş aralığında bulunmaktadır. Burada belirlenen yaşlar ve kaynakların M_V değerleri kullanılarak Parsec eş-yaş çizgilerinden kaynakların kütle değerlerinin genel olarak 1-30 $M_\odot$ aralığında olduğu belirlenmiştir. Burada belirlenen kütle değerleri ile X-ışın verileri kullanılarak yapılan HMXB ve LMXB sınıflandırması karşılaştırıldığında birbirleri ile uyumlu olduğu görülmüştür.

Teşekkür

Bu çalışma, Türkiye Bilimsel ve Teknolojik Araştırma Kurumu (TÜBİTAK) bünyesinde TÜBİTAK Bilim İnsanı Destek Programları Başkanlığı (BİDEB) tarafından yürütülen 2218-Yurt İçi Doktora Sonrası Araştırma Burs Programı kapsamında 122C042 Numaralı proje ile desteklenmiştir. Yararlı yorumları için K. S. Dhuga'ya teşekkürlerimizi sunarız.

Kaynaklar

Avdan S., Akyuz A., Acar S., Akkaya Oralhan I., Allak S., Aksaker N., 2023, MNRAS, 519, 4826

Çizelge 3. NGC 300 galaksisinde belirlenen XRB'lerin X-ışın ışıma güçleri ve X-ışın özellikleri. Notlar: (ad) gözleme ait görüntüde kaynak, görüntü alanı dışında kalmaktadır. (1): kaynaklar için hesaplanan değişkenlik parametresi (variability parameters; Jin & Kong 2019); (2) en yüksek ve en düşük akı oranı $F_{\rm max}/F_{\rm min}$; (3) v: S değeri 3'den büyük olan değişken kaynakları, t: $F_{\rm max}/F_{\rm min}>$ 10 olan geçici kaynakları, n: $S<3$ ve $F_{\rm max}/F_{\rm min}<$10 olan kaynakları göstermektedir; (4) H: büyük kütleli X-ışın çiftleri (HMXB), L: düşük kütleli X-ışın çiftleri (LMXB), A: X-ışın renk-renk grafiğinde yüksek soğurma bölgesinde düşen kaynaklar, uc: kesin bir sınıflandırma yapılamayan kaynaklar.

	Kaynaklar için $L_{\rm X}$ (erg s^{-1})					S	oran	sınıf
Gözlem No	9883	12238	16028	16029	22375	(1)	(2)	(3)
1	1.24E+36	1.16E+37	1.12E+37	7.85E+36	7.63E+36	7.98	9.37	H
2	ad	3.41E+36	3.66E+36	4.56E+36	ad	1.19	1.34	A
3	7.14E+36	2.66E+36	1.04E+37	9.49E+36	1.18E+37	5.53	4.45	H
4	ad	3.57E+36	5.22E+35	3.56E+36	2.11E+36	4.33	6.84	uc
5	6.52E+36	6.82E+36	7.74E+36	4.47E+36	7.79E+36	2.37	1.74	H
6	ad	1.58E+36	6.10E+35	2.56E+36	9.73E+35	3.08	4.19	A
7	2.49E+35	1.75E+36	7.84E+35	1.19E+36	4.87E+35	3.13	7.00	H
8	2.17E+36	2.99E+36	2.18E+36	2.74E+36	5.03E+36	2.05	2.31	H
9	4.04E+36	2.83E+36	2.18E+36	3.74E+36	1.46E+36	1.83	2.76	uc
10	2.17E+36	3.57E+36	1.65E+36	3.19E+36	1.95E+36	2.48	2.16	A
12	7.77E+36	8.73E+36	1.22E+36	5.29E+36	6.98E+36	7.40	7.16	L
13	1.18E+37	3.67E+37	2.97E+37	3.45E+37	1.14E+37	10.96	3.23	H
14	4.66E+36	1.99E+36	2.35E+36	1.46E+36	2.92E+36	2.38	3.19	uc
15	ad	2.33E+36	3.31E+36	2.10E+36	ad	1.45	1.58	uc
16	ad	6.90E+36	9.75E+36	1.28E+37	3.89E+36	6.30	3.28	uc
17	ad	5.07E+36	9.58E+35	1.00E+36	1.30E+36	5.35	5.29	H
18	ad	1.83E+36	2.35E+36	1.37E+36	9.73E+35	1.75	2.42	L
20	ad	2.58E+36	2.44E+36	3.29E+36	1.30E+36	2.47	2.53	A
21	ad	1.91E+36	2.35E+36	1.46E+36	4.87E+35	3.08	4.83	L
22	2.74E+35	1.41E+36	1.74E+36	1.00E+36	2.99E+35	3.44	6.36	H
23	4.04E+36	1.58E+36	2.53E+36	2.37E+36	2.27E+36	1.83	2.56	H
24	ad	3.16E+36	2.35E+36	8.22E+35	1.14E+36	3.59	3.84	L
25	1.24E+36	6.49E+36	6.10E+35	1.29E+37	3.89E+36	10.59	21.10	H
26	ad	7.73E+36	2.35E+36	4.84E+36	3.73E+36	5.38	3.29	L
27	2.23E+38	1.92E+38	2.25E+38	1.59E+38	2.34E+38	11.94	1.47	A
28	2.17E+36	6.65E+35	2.61E+35	8.22E+35	8.11E+35	2.01	8.32	H
29	ad	6.07E+36	2.79E+36	9.67E+36	2.60E+36	5.66	3.73	A
30	ad	6.65E+35	6.10E+35	1.28E+36	2.11E+36	2.00	3.46	H
31	ad	4.16E+35	9.58E+35	5.47E+35	1.46E+36	1.67	3.51	A
32	4.35E+36	5.32E+36	8.10E+36	2.92E+36	5.03E+36	4.97	2.77	uc
33	ad	4.24E+36	5.57E+36	5.66E+36	9.73E+35	5.21	5.82	uc
34	ad	1.66E+36	8.71E+35	7.30E+35	9.73E+35	1.73	2.28	H
35	1.24E+36	7.48E+35	1.48E+36	1.09E+36	1.46E+36	1.39	1.98	H
36	ad	5.49E+36	4.44E+36	2.65E+36	2.60E+36	2.48	2.11	A
37	ad	2.58E+36	5.31E+36	4.02E+36	2.43E+36	2.73	2.18	H
38	3.41E+35	1.16E+36	1.13E+36	1.73E+36	2.11E+36	2.81	6.19	L
39	4.66E+36	4.74E+36	8.79E+36	2.10E+36	9.57E+36	5.23	4.56	H
40	ad	7.65E+36	3.05E+36	5.47E+36	7.26E+35	6.99	10.53	H
41	ad	1.41E+36	6.10E+35	1.00E+36	1.14E+36	1.54	2.32	H
43	ad	5.07E+36	1.22E+36	2.74E+36	2.27E+36	4.38	4.16	uc
44	ad	5.74E+36	6.70E+36	6.48E+36	5.84E+36	0.86	1.17	H
45	1.55E+36	6.90E+36	4.62E+36	9.86E+36	9.25E+36	6.39	6.35	uc
46	ad	3.57E+36	3.48E+36	2.10E+36	3.24E+36	0.00	1.66	H
47	ad	9.48E+36	7.31E+36	5.20E+36	7.30E+36	3.60	1.82	H
48	ad	4.65E+36	4.09E+36	7.30E+36	5.03E+36	2.91	1.78	H
49	ad	9.14E+35	1.48E+36	1.55E+36	2.11E+36	1.32	2.31	H
50	2.36E+37	ad	5.92E+36	1.44E+37	2.27E+37	7.63	3.84	A

Bressan A., Marigo P., Girardi L., Salasnich B., Dal Cero C., Rubele S., Nanni A., 2012, MNRAS, 427, 127

Carpano S., Haberl F., Maitra C., Vasilopoulos G., 2018, MNRAS, 476, L45

Casares J., Jonker P. G., Israelian G., 2017, in Alsabti A. W., Murdin P., eds, , Handbook of Supernovae. Springer International Publishing AG, p. 1499, doi:10.1007/978-3-319-21846-5_111

Chandar R., Johns P., Mok A., Prestwich A., Gallo E., Hunt Q., 2020, ApJ, 890, 150

Dolphin A., 2016, DOLPHOT: Stellar photometry, Astrophysics Source Code Library, record ascl:1608.013

Ducci L., Sasaki M., Haberl F., Pietsch W., 2013, A&A, 553, A7

Fabbiano G., 2006, ARA&A, 44, 323

Gilfanov M., 2004, MNRAS, 349, 146

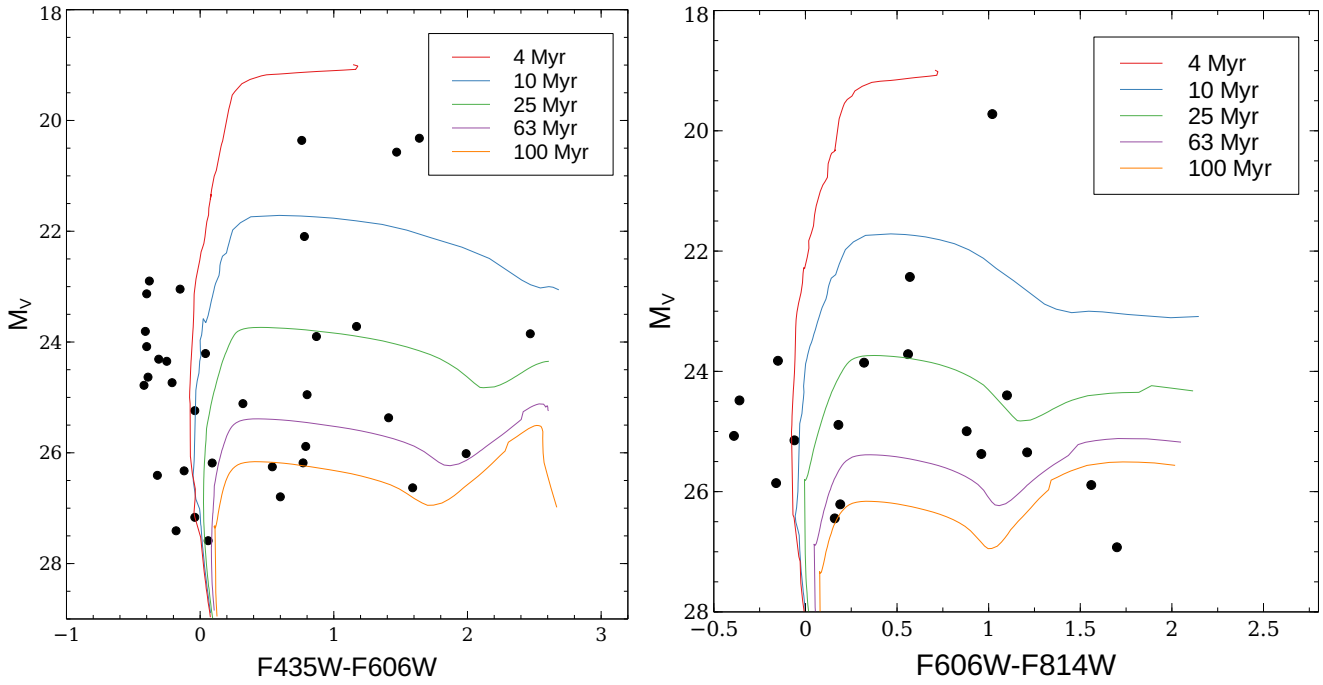
Grimm H. J., Gilfanov M., Sunyaev R., 2003, MNRAS, 339, 793

Hunt Q., Gallo E., Chandar R., Johns Mulia P., Mok A., Prestwich A., Liu S., 2021, ApJ, 912, 31

Islam N., ve diğ., 2021, New Astron., 85, 101514

Çizelge 4. NGC 6946 galaksisinde belirlenen XRB'lerin X-ışın ışıma güçleri ve X-ışın Özellikleri

	Kaynaklar için L_X (erg s^{-1})								S	oran	sınıf
Gözlem No.	1043	4404	4631	4632	4633	13435	17878	19040	(1)	(2)	(3)
1	93.37	82.06	85.97	106.27	103.01	71.19	73.14	84.31	14.67	1.49	L
2	21.27	20.26	14.03	14.11	13.56	7.80	9.01	10.29	18.58	2.73	L
4	9.72	4.30	-	-	2.83	7.79	-	3.88	15.63	3.44	H
5	9.84	14.90	-	10.79	11.64	6.93	-	10.92	10.46	2.15	L
6	4.52	3.31	3.94	4.39	6.09	4.73	6.18	4.79	6.03	1.86	H
7	4.47	4.42	6.92	5.37	5.38	3.48	6.00	5.23	6.04	1.99	H
8	4.17	2.63	2.96	2.93	4.51	5.32	6.12	6.00	7.61	2.33	H
9	5.14	2.81	3.90	5.14	4.90	-	10.30	4.64	13.29	3.66	H
10	3.75	2.68	2.69	3.24	4.14	3.91	1.12	0.39	7.53	3.70	L
11	2.76	2.92	2.92	2.30	3.30	1.50	-	2.51	4.35	2.20	H
12	2.38	1.95	3.50	1.29	3.44	0.48	3.73	1.22	9.54	7.77	H
13	2.30	0.05	-	-	0.19	0.02	-	2.40	4.55	142.64	H
14	2.15	1.27	2.57	3.16	3.87	2.52	1.92	1.76	6.56	3.05	H
15	1.98	1.62	2.25	1.69	2.45	1.27	1.05	1.65	4.26	2.33	H
16	1.20	1.23	-	1.05	2.51	1.19	-	2.87	3.03	2.74	L
17	1.21	0.94	1.54	1.49	1.51	1.66	1.04	1.13	2.45	1.76	H
18	0.75	0.47	-	-	0.09	0.22	-	0.46	5.56	8.40	H
19	0.78	0.87	0.49	0.77	0.93	0.09	0.75	0.44	4.20	10.87	L
20	0.74	0.16	-	-	0.03	0.40	-	1.37	3.28	50.67	A
22	0.62	0.01	-	-	0.00	0.48	-	0.00	7.15	45.06	H
23	0.78	0.22	0.20	0.20	0.47	0.49	-	0.80	1.83	4.04	H
24	0.54	0.37	0.62	0.60	0.81	0.69	0.70	0.51	2.25	2.17	H
26	0.45	0.41	-	0.03	0.54	0.06	-	0.07	3.43	19.95	uc
27	0.38	0.64	-	-	-	0.48	-	-	1.87	1.71	H
28	0.42	0.80	-	-	0.00	0.00	-	0.98	1.58	2.33	H
30	0.52	0.36	-	-	0.27	0.00	-	0.41	1.97	1.93	uc
31	0.35	0.39	0.55	0.58	0.45	0.16	0.20	0.31	2.44	3.63	L
32	0.92	0.39	1.07	0.87	1.11	-	0.95	0.92	3.33	2.88	L
33	0.37	0.54	0.55	0.49	0.70	0.63	0.59	0.79	1.31	2.14	H
34	0.75	3.34	2.58	0.03	0.26	-	3.86	0.10	11.94	113.11	H
35	0.29	0.37	0.10	0.00	0.11	0.15	0.04	0.25	2.93	9.33	H
37	0.30	0.76	-	-	0.00	0.00	-	0.37	3.09	2.49	H
38	0.31	0.36	0.35	0.53	0.38	0.19	0.16	0.21	2.38	3.22	H
39	0.30	0.28	0.18	0.04	0.20	0.00	-	0.35	1.22	8.13	uc
41	0.30	0.54	0.49	0.31	0.51	0.17	0.29	0.54	1.25	3.25	L
42	0.23	0.24	0.32	0.17	0.00	0.09	0.28	0.10	0.73	1.90	uc
44	0.19	0.30	-	0.20	0.06	0.03	-	0.10	2.06	8.69	H
46	0.18	0.18	0.06	0.18	0.05	0.11	0.13	0.10	1.51	3.61	L
47	0.19	0.16	0.07	0.05	0.22	0.11	0.12	-	1.34	4.88	H
48	0.44	0.42	0.39	0.62	0.93	0.24	0.47	0.41	3.17	3.87	H
49	0.20	2.59	0.11	0.34	2.56	1.67	0.15	0.27	9.91	24.26	L
50	0.28	0.19	0.12	0.16	0.21	0.02	0.33	0.36	0.93	2.94	L
51	0.25	0.28	-	-	0.12	0.05	-	0.00	1.98	5.12	L
52	0.19	0.22	0.46	0.60	0.51	-	0.00	0.95	2.14	5.00	H
53	0.17	0.26	0.30	0.30	0.04	0.04	-	0.00	2.08	7.59	A
55	0.45	0.65	1.17	0.51	0.30	0.14	0.90	0.70	4.84	8.34	L
56	0.13	0.24	-	0.11	0.00	0.17	-	0.00	1.16	2.18	A
57	0.15	1.35	0.09	0.35	0.41	0.66	0.10	0.09	6.61	15.86	H
58	0.14	0.26	-	-	0.10	0.00	-	0.00	1.27	2.47	L
59	0.16	0.23	0.48	0.69	0.72	0.66	0.90	0.56	4.53	5.76	A
60	0.11	0.19	0.27	0.14	0.05	0.05	0.13	0.01	1.36	31.50	L
61	0.14	0.42	0.28	0.33	0.09	0.00	0.00	0.74	1.99	8.56	H
62	0.06	2.91	0.71	0.58	0.60	0.30	0.12	0.20	11.23	45.19	H
63	-	0.57	0.35	0.49	0.19	0.58	1.08	0.47	4.56	5.65	H
64	0.12	0.30	0.18	0.12	0.20	0.40	0.09	0.08	1.59	5.07	H
65	0.15	0.30	0.52	0.40	0.15	0.05	0.40	0.50	3.22	9.54	L
66	0.22	0.18	0.46	0.36	0.12	-	0.13	0.18	2.22	3.93	L
67	-	0.03	5.89	4.78	5.07	0.18	0.19	0.06	14.46	215.62	H
69	0.18	-	0.00	0.66	0.68	-	0.92	0.08	3.81	10.97	H
70	-	0.12	0.41	0.43	0.53	-	0.27	0.16	2.64	4.27	L
71	0.31	0.25	0.33	0.39	0.33	0.10	0.18	0.00	2.10	3.87	L
72	0.09	0.09	0.24	0.32	0.09	0.13	0.31	0.14	1.70	3.40	H
73	0.09	0.08	0.32	0.18	0.22	0.16	0.14	0.41	1.23	5.23	H
74	0.14	0.04	0.28	0.26	0.00	0.00	0.07	0.00	2.20	7.26	L



Şekil 4. NGC 6946 galaksisinde belirlenen XRB'lerin olası optik adaylarının farklı renk değerlerine göre elde edilen CMD'leri. Siyah noktalar olası optik karşılıkları, renkli çizgiler ise farklı yaşlardaki Parsec eş-yaş çizgilerini temsil etmektedir. Eş-yaş çizgilerine A_V=0.85 mag. sönümleme düzeltilmesi yapılmıştır.

Jin R., Kong A. K. H., 2019, ApJ, 879, 112
Johns Mulia P., Chandar R., Rangelov B., 2019, ApJ, 871, 122
Mineo S., Gilfanov M., Sunyaev R., 2012, MNRAS, 419, 2095
Murphy J. W., Khan R., Williams B., Dolphin A. E., Dalcanton J., Díaz-Rodríguez M., 2018, ApJ, 860, 117
Prestwich A. H., Irwin J. A., Kilgard R. E., Krauss M. I., Zezas A., Primini F., Kaaret P., Boroson B., 2003, ApJ, 595, 719
Schlafly E. F., Finkbeiner D. P., 2011, ApJ, 737, 103
Vulic N., Gallagher S. C., Barmby P., 2014, ApJ, 790, 136
Walsh W., Beck R., Thuma G., Weiss A., Wielebinski R., Dumke M., 2002, A&A, 388, 7
de Vaucouleurs G., 1991, Science, 254, 1667, ADS

Access:
M25-0329: Turkish J.A&A — Vol.6, Issue 3.

TJAA Vol. **6**, *Special Issue*, *p.*37–39 (2025). DOI: 10.55064/tjaa.1630250 *Conference Paper*

24. ve 25. Güneş Leke Çevrimlerinin Maksimuma Çıkış Kollarında Güneş Aktivitesinin Karşılaştırılması

Asuman Gültekin Annak[1] ⋆, Sudenur Telli[2], Adnan Ökten[1]
[1] *İstanbul Üniversity, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, İstanbul 34119, Türkiye*
[2] *İstanbul Üniversity, Fen Bilimleri Enstitüsü,Türkiye*

Accepted: February 20, 2025. Revised: February 20, 2025. Received: January 30, 2025.

Özet
Güneş aktivitesindeki zamana bağlı değişimler uzay havasını belirlemektedir. Bu bağlamda Güneş çevrimi süresince aktivitenin şiddetini öngörmek, günlük yaşamımızı etkileyen çeşitli teknolojik ve çevresel faktörler açısından büyük önem taşımaktadır. Bulunduğumuz 25. çevrimin maksimum seviyesine ilişkin literatürde farklı tahminler yer almaktadır. Bu çalışmada, 24. ve 25. Güneş leke çevrimlerinin maksimuma çıkış kolundaki aktivite şiddetinin yanı sıra yarı küreler arasındaki şiddet farklılıkları ortaya konulmaya çalışılmıştır. Ayrıca, aynı dönemlerde jeomanyetik indekslerden Kp indeksinin şiddetli jeomanyetik fırtınaları temsil eden değerlerinin sıklığı hesaplanarak iki çevrim arasındaki farklar karşılaştırmalı olarak sunulmaktadır. Birçok araştırmacı tarafından 25. çevrimin Gleissberg çevriminin sonuncusu olması beklentisi ile düşük bir aktivite göstereceği tahmin ediliyordu. Ancak Ağustos 2024'e kadar olan gözlemler de çalışmamıza dahil edildiğinde bulunduğumuz çevrimde aktivitenin, gerek rölatif leke sayılarından gerekse jeomanyetik fırtınalar açısından bir önceki çevrime kıyasla daha fazla olduğu görülmektedir.

Abstract
Time-dependent variations in solar activity determine space weather. In this framework, predicting the intensity of solar activity during the solar cycle is of great importance for various technological and environmental factors that affect our daily lives. In the literature, different predictions are presented regarding the maximum level of the ongoing solar cycle 25. This study aims to reveal the intensity of solar activity during the rising phase of the solar cycles 24 and 25, as well as the intensity differences between the hemispheres. Additionally, the differences between the two cycles are comparatively presented by calculating the frequency of the Kp index values, which represent severe geomagnetic storms during the same periods. Many researchers have predicted that the solar cycle 25 would exhibit low activity, as it is expected to be the final cycle of the Gleissberg cycle. However, when observations up to August 2024 are included in this study, it is seen that the activity in the current cycle is higher than that of the previous cycle, both in terms of relative sunspot numbers and the frequency of geomagnetic storms.

Anahtar Kelimeler: Sun: activity – sunspots – solar–terrestrial relations

1 Giriş

Güneş'teki aktif olayların bir sonucu olarak Dünya'nın iyonosferi ve jeomanyetik alanı etkilenmekte ve teknolojimizi etkileyen jeomanyetik fırtınalar geçekleşmektedir. Güneş lekelerinin en iyi örneklerinden biri olduğu bu aktif olaylar periyodik değişimler göstermektedir (Hathaway 2015). Bir Güneş çevriminin doğru bir şekilde tahmin edilmesi, çevrimin farklı aşamalarında ortaya çıkabilecek potansiyel risklere karşı önlemler alınmasını ve Güneş aktivitesinin olumsuz etkilerini azaltılmasını sağlayabilir. Bu amaçla bulunduğumuz 25. Güneş çevrimi için de literatürde çeşitli tahminler yapılmaktadır. Pishkalo & Vasiljeva (2023) 25. Güneş çevriminin 24. çevrimden daha güçlü olacağını tahmin ederken bazı çalışmalar 25. çevrimin 24. çevrime benzer ya da 24. çevrimden daha zayıf olacağını bildirmişlerdir (Upton & Hathaway 2023; Brajša ve diğ. 2022). Bu çalışmada SILSO (WDC-SILSO, Royal Observatory of Belgium, Brussels) verileri kullanılarak 24. ve 25. Güneş leke çevrimlerinin rölatif Güneş leke sayısı ve GFZ-German Research Centre for Geosciences'den alınan Kp indeksi kullanılarak jeomanyetik aktivite bakımından bir karşılaştırılması yapılmaktadır.

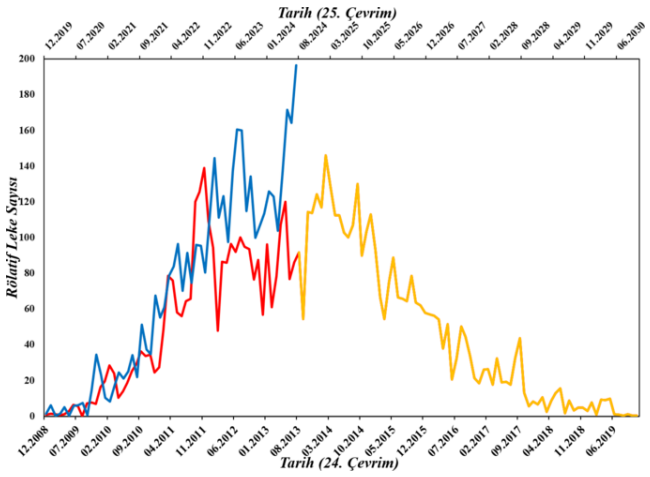
2 24. ve 25. Güneş Leke Çevrimlerinin İlk Beş Yılı

2.1 24. ve 25. Güneş Çevrimlerinin Rölatif Leke Sayılarının Karşılaştırması

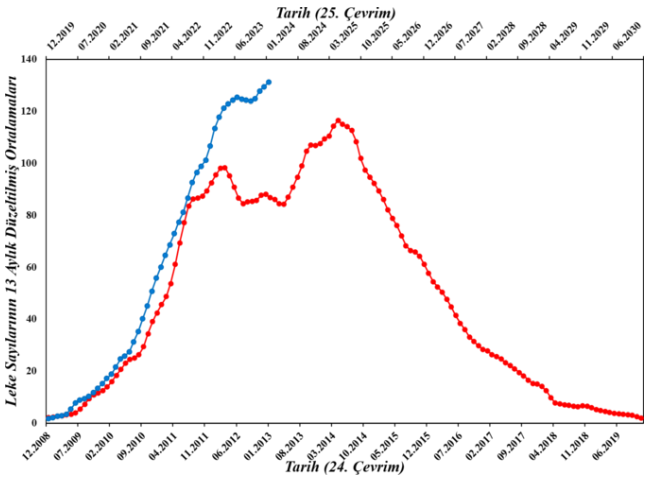
Şekil 1 ve 2'de 24. ve 25. Güneş leke çevrimlerinin rölatif leke sayılarının aylık ortalamalarının ve 13 aylık düzeltilmiş ortalamalarının aylara göre değişimi verilmektedir. Şekil 1'de minimum ve çıkış evresindeki bu değişimler, 24. çevrim için kırmızı, 25. çevrim için ise mavi ile gösterilmektedir. Sarı renk ile gösterilen kısım 24. çevrimin sonraki yıllarına aittir. 24. ve 25 çevrimlerin minimum tarihleri sırasıyla Aralık 2008 ve Aralık 2019 olarak alınmıştır. Şekil 2'de, 25. Güneş çevrimi için Ocak 2024'e kadar olan 13 aylık düzeltilmiş aylık ortalama leke sayılarının, 24. Güneş çevriminin minimum ve çıkış kolundaki leke sayılarından genel olarak daha büyük olduğu diğer bir değişle çevrimlerin ilk 5 yılında, 25. Güneş leke çevriminin, 24. Güneş leke çevriminden daha güçlü olduğu görülmektedir.

⋆ asumang@istanbul.edu.tr

© 2025 Turkish Astronomical Society (TAD)



Şekil 1. 24. Güneş leke çevriminin ilk beş yılına (kırmızı ve turucu) ve 25. Güneş leke çevrimininkine (mavi ve yeşil) ait aylık ortalama leke sayısı. 24. çevrimin Ağustos 2013'den sonrasına ait veriler sarı renkte gösterilmiştir.



Şekil 2. 24. Güneş leke çevrimine (kırmızı) ve 25. Güneş leke çevrimine (mavi) ait leke sayılarının 13 aylık düzeltilmiş ortalamaları.

2.2 Kuzey – Güney Yarı Kürelerindeki Aktivite

Şekil 3'te çevrimlerin kuzey - güney yarı kürelerindeki leke sayılarının (KGLS) zamana göre dağılımı verilmiştir. Grafiğin solunda 24. ve sağında 25. Güneş leke çevrimlerinin minimum ve çıkış kollarında (Aralık 2008 – Temmuz 2013 ve Aralık 2019 – Ocak 2024) kuzey ve güney yarı kürelerine ait 13 aylık düzeltilmiş ortalama leke sayıları sırasıyla kırmızı ve mavi olarak gösterilmektedir. 24. çevrimin kuzey yarı küresi çevrimin başında daha baskınken, diğer yarısında yeşil ile gösterildiği gibi güney yarı küre baskın olmuştur. 25. çevrimde de kuzey yarı küre güneye göre daha baskın görünmektedir. Bununla birlikte çevrimler karşılaştırıldığında yaklaşık ilk beş yıl için 25. çevrimin gerek kuzey yarı küresi gerekse güney yarı küresi, 24. çevrimin ilgili yarı kürelerine göre daha yüksek leke sayısına sahiptir. Bununla birlikte çevrimlerin ilk beş yılında kuzey ve güney yarı küreler arasındaki görünen asimetri 24. çevrimde daha büyüktür.

2.3 Jeomanyetik aktivite

24. ve 25. çevrimleri jeomanyetik aktivite açısından da karşılaştırabilmek için en sık kullanılan indekslerden biri olan Kp indeksi kullanılmıştır (Bartels 1949). Kp indeksi dünya üzerinde 13 farklı jeomanyetik gözlemevinden 3 saatte bir yapılan ölçümlerle elde edilen bir indekstir. Bu çalışmada iki çevrim boyunca Kp'nin 5 ve 5'den büyük değerlerinin yani en şiddetli fırtınaların sıklığı hesaplanmıştır. 24. çevrimin ilk beş yılı için (Aralık 2008 – Temmuz 2013) Kp'nin 5 ve 5'ten büyük değerleri aldığı gözlemlerin sayısı toplam 182'dir. Bu olayların %73'ünde Kp'nin değeri 5-6 arasında; %22.5'i 6-7; yaklaşık %4'ü 7-8 arasında olup Kp'nin 8-9 arasında olduğu ölçümler bir adettir. Bu yıllarda ve bütün çevrim boyunca da Kp'nin 9 olduğu bir olay olmamıştır. 25. çevrimin ilk beş yılı için (Aralık 2019 – Temmuz 2024) Kp'nin 5 ve 5'ten büyük değerleri aldığı gözlemlerin sayısı toplam 211'dir. Bu olayların yaklaşık %64'ünde Kp'nin değeri 5-6 arasında; %21'i 6-7; yaklaşık %7'si 7-8 arasında ve yaklaşık %5'i 8-9 arasında olup, ağustos ayına kadar Kp'nin 9 olduğu 2 olay gerçekleşmiştir. İki çevrimin ilk beş yılında ölçülen olayların sayıları Şekil 4'te de gösterilmektedir.

3 Sonuçlar

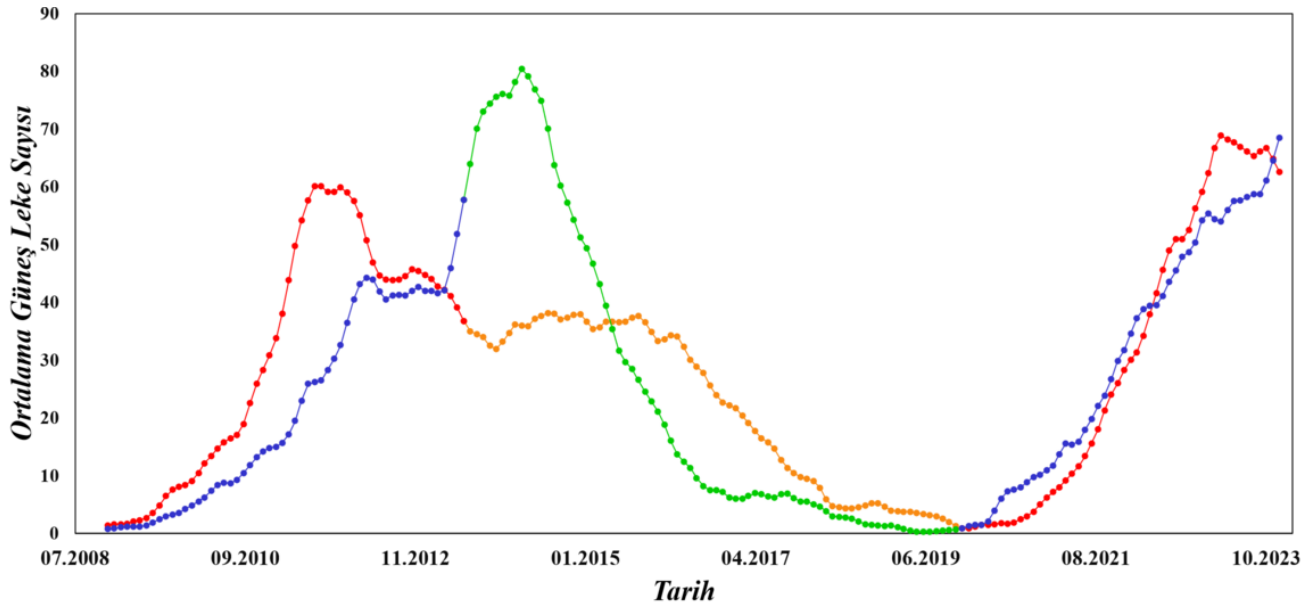
Literatürde mevcut güneş çevrimlerin genliğini tahmin etmek için çeşitli çalışmalar yapılmıştır. Çevrimlerin tahmin edilmesi konusu jeomanyetik fırtınalar ve onların dünyadaki teknolojiye olumsuz etkileri olan bağlantısından dolayı günümüzde daha da büyük öneme sahiptir. Bunun için çeşitli yöntemler kullanılmıştır (Petrovay 2020; Choudhuri ve diğ. 2007; Asensio Ramos ve diğ. 2023). Bu tahmin çalışmalarından Pishkalo & Vasiljeva (2023), 25. çevrimin genliğinin 24. çevrimden daha büyük olacağını bildirmiştir (Ağustos 2024'te 155.6±42.4 veya Haziran 2024'te 172.1±46.5). Ayrıca 25. çevrimde güney yarı kürenin kuzey yarı küreden biraz daha aktif olacağını bulmuşlar ve kuzey-güney yarı kürelerdeki maksimum genlikleri sırasıyla 86.9±41.1 ve 91.7±29,7 olarak vererek kuzey yarıkürenin daha önce tepe noktasına varacağını öngörmektedirler. Brajša ve diğ. (2022) ise, 25. çevrimin genliğini 24. çevriminki ile benzer veya ondan daha düşük olarak tahmin etmiştir. Javaraiah (2015) çalışmasında 25. çevrimin 24. çevrimden %37 daha zayıf olacağı tahmin ederken, Javaraiah (2022)'de ise 25. çevrimin 24. çevrimden biraz daha güçlü olacağını belirtmiştir. Ayrıca yine bu çalışmada 25. çevrimde güney yarı kürenin daha baskın olacağı tahmin edilmektedir. Cao ve diğ. (2024) kullandıkları model ile 25. çevrimin 24. çevrimden daha güçlü bir zayıf-orta çevrim olacağını ve iki yarı küre arasında da önemli asimetri olacağını, güney yarı kürenin kuzeye göre daha baskın olacağını bildirmiştir.

25. Güneş leke çevriminin ilk beş yılına bakıldığında 24. çevrimden daha aktif olduğu gerek rölatif leke sayılarından gerekse jeomanyetik fırtına indeksinden anlaşılmaktadır. Kuzey yarı küre güneye göre 24. çevrimde olduğu gibi çevrim başında daha aktif görünmekte ancak asimetri ve asenkronizasyon 24. çevrim kadar olmadığı anlaşılmaktadır. Gelecekte aktivite karşılaştırılmasının İ.Ü. Gözlemevi verileri ve diğer jeomanyetik indeksler kullanılarak yapılması planlanmaktadır.

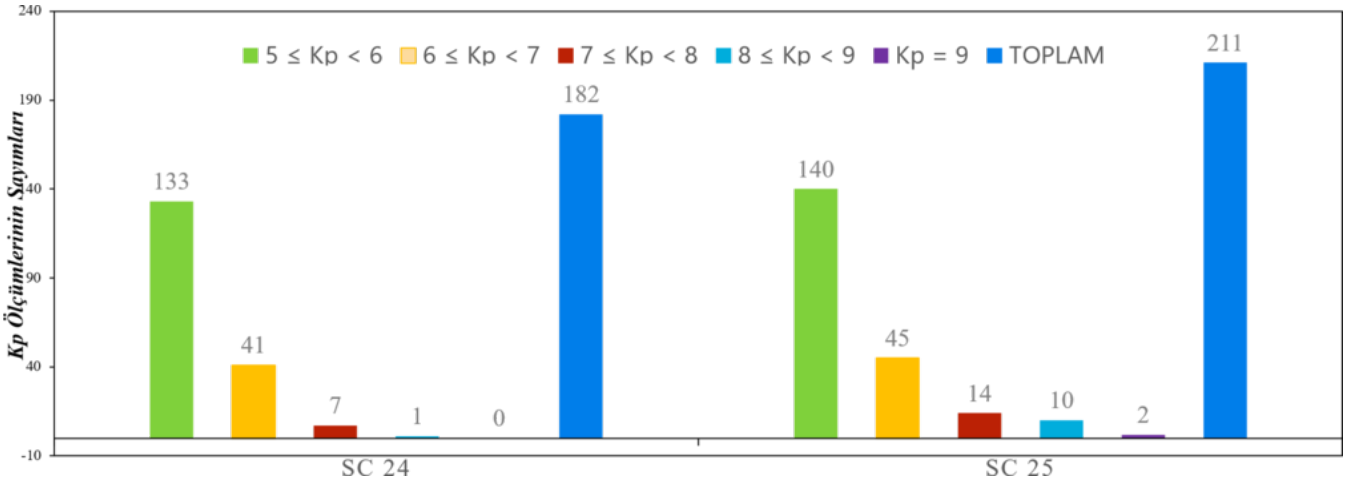
Kaynaklar

Asensio Ramos, A., Cheung, M. C. M., Chifu, I., Gafeira, R., 2023, LRSP, 20, 4.

Brajša R., Verbanac G., Bandić M., Hanslmeier, A., Skoki´c, I., Sudar, D., 2022, AN 343 .



Şekil 3. 24. ve 25. Güneş leke çevrimlerinin kuzey ve güney yarı kürelerinin 13 aylık düzeltilmiş ortalama leke sayılarının dağılımı. Çevrimlerin çıkış kollarında kuzey yarı küre kırmızı, güney yarı küre mavi ile gösterilmektedir.



Şekil 4. 24. (sol) ve 25. (sağ) Güneş leke çevrimlerinin ilk beş yılında değerinin 5'e eşit ve 5'den büyük olduğu ölçümlerin sayısı.

Bartels J., 1949, IATME Bulletin, 12b, 97.
Cao, J, Xu, T., Deng, L., Zhou, X., Li, S., Liu, Y., Wang, W., Zhou, W., 2024, ApJ, 969, 120.
Choudhuri, A. R., Chatterjee, P., Jiang, J., 2007, PhRvL 98 131103.
Hathaway, D. H., 2015, Living Rev. Sol. Phys. 12, 4.
Javaraiah, J., 2015, New Astronomy, Volume 34, 54-64.
Javaraiah, J., 2022, Solar Physics 297.
Petrovay, K., 2020, Living Rev. Sol. Phys., 17, 2.
Pishkalo, M.I., Vasiljeva, I.E., 2023, Kinematics and Physics of Celestial Bodies, 39,4, 225-238.
Upton, L., Hathaway, D. H., 2023, J. Geophys. Res. Space Physics, 128.

Access:
M25-0368: Turkish J.A&A — Vol.6, Issue 3.

TJAA Vol. **6**, *Special Issue*, *p.*40–43 (2025). DOI: 10.55064/tjaa.1593123 *Conference Paper*

A2384 Galaksi Kümesinin ve Galaksi Kümeleri Arasındaki Köprünün Tayfsal Araştırması

Elif Naz Toktaş[1] ⋆, Stefeno Ettori[2], Enise Nihal Ercan[1],
[1] *Boğaziçi Üniversitesi, Fizik Bölümü, İstanbul, Türkiye*
[2] *INAF, Osservatorio di Astrofisica e Scienza dello Spazio, Bologna, İtalya*

Accepted: February 20, 2025. Revised: February 20, 2025. Received: November 28, 2024.

Özet
Bu çalışmada, birleşme sonrası galaksi kümesi olarak bilinen, Abell 2384 ($z{\approx}0.0943$) incelenmektedir. A2384(G) ve A2384(K) kümeleri ve bu kümeler arasında uzanan köprünün XMM-Newton/EPIC ve Chandra/ACIS-I gözlemleri analiz edilmiş olup sıcaklık ve metal bolluğu profilleri sunulmaktadır. Yapılan modellemeler, Köprü 1 ve Köprü 2 bölgelerinin, A2384(K) ve A2384(G) bölgelerine kıyasla daha sıcak, daha aktif ve metal bolluğu açısından daha zengin olduğunu göstermektedir. Chandra ve XMM-Newton gözlemleriyle elde edilen verilere dayanan modellemeler, A2384(G) bölgesine yaklaştıkça metal bolluğunun arttığını, ancak bu artışın A2384(G) bölgesine doğru azalmaya başladığını ortaya koymaktadır. Bu durum, Parekh ve diğ. (2019) çalışmalarında da belirtilen radyo kaynağının daha ayrıntılı bir şekilde incelenmesi gerektiğini işaret etmektedir.

Abstract
In this study, the post-merger galaxy cluster known as Abell 2384 ($z{\approx}0.0943$) is examined. The XMM-Newton/EPIC and Chandra/ACIS-I observations of the A2384(S) and A2384(N) clusters, along with the bridge connecting these clusters, have been analyzed, and the temperature and metallicity profiles are presented. The model results indicate that the Bridge 1 and Bridge 2 regions are hotter, more active, and richer in metals compared to the A2384(N) and A2384(S) regions. Based on the data from Chandra and XMM-Newton, the models show that the metal abundance increases towards the A2384(S) region, but this increase diminishes in the lower regions. This finding suggests that the radio source mentioned in Parekh et al. (2019) studies requires more detailed investigation.

Anahtar Kelimeler: Galaxy Cluster – X-ray Spectroscopy – Intracluster Medium

1 Giriş

Evrende kütle çekimsel olarak birbirine bağlı en büyük yapılar galaksi kümeleridir. Yüzlerce, hatta binlerce galaksiden oluşan bu devasa sistemler, hem sıradan (baryonik) hem de karanlık madde açısından son derece zengin yapılardır. Galaksi kümesine üye galaksiler karanlık madde ve kümeyi çevreleyen sıcak gazla birlikte büyük bir kütle çekimsel potansiyel altında bir arada tutulur. Barındırdığı galaksiler tarafından milyarlarca yıl boyunca kimyasal olarak zenginleştirilen galaksi kümelerinin kimyasal zenginleşmesinin başlıca kaynağı çekirdek çökmesi süpernovaları (SNcc) ve Ia tipi süpernovalar (SNIa) olarak bilinen süpernova patlamalarıdır.

En az 8-10 Güneş kütlesine sahip yıldızların çekirdeklerinin çökmesi sonucu meydana gelen SNcc patlamaları sırasında kümeiçi ortama yüksek miktarda alfa elementleri olarak bilinen Fe, O, Ne, Mg, S ve Si atılır (Werner ve diğ. 2008). Bunun yanı sıra düşük kütleli beyaz cüce yıldızların patlamasıyla meydana gelen Ia tipi Süpernova (SNIa) patlaması sırasında Fe, Ni ve Co gibi demir-tepesi elementleri üretilir (Mitchell ve diğ. 1976). Bu patlamalar sırasında oluşan şok dalgaları kümeiçi ortamı ısıtır ve X-ışını gözlemlerinde baskın olan termal bremsstrahlung (frenleme) radyasyonunu güçlendirir (Werner ve diğ. 2008), üye galaksilerin içerisinde barındırdığı süpernovaların patlamaları sonucu galaksilerden atılan ağır elementler sayesinde metaller kümeiçi ortamı ("Intracluster Medium", ICM) zenginleştirmektedir. Galaksi kümelerinin baryonik maddesinin büyük bir kısmı, yıldızların aksine, sıcak ve iyonize gaz halinde, kümelerin iç ortamında bulunur.

Galaksi kümelerinin barındırdığı bu sıcak gaz, kümenin kütle çekim potansiyeli sayesinde milyonlarca dereceye kadar ısıtılmaktadır (Mernier, F. ve diğ. 2015), ve bu sayede ısınan gaz X-ışını yaymaktadır. X-ışını gözlemleri, galaksi kümeleri üzerinde çalışırken önemli bir role sahiptir, çünkü bu gözlemler aracılığıyla kümeiçi ortamın sıcaklık, metallik, entropi, ve kimyasal bileşimi hakkında bilgi edinebiliriz.

İlk olarak Uhuru uydusu ile keşfedilen X-ışını yayan plazma (Gursky ve diğ. 1972), galaksi kümelerindeki baryonik maddenin büyük bir kısmını oluşturan sıcak gazın doğasını anlamamıza katkı sağlamıştır. Bu keşiflerden sonra, Einstein, ROSAT, XMM-Newton ve Chandra gibi X-ışını teleskoplarıyla yapılan gözlemler, galaksi kümeleri üzerindeki incelemeleri derinleştirmiştir. X-ışını gözlemleri, kümeiçi ortamın termal yapısını ve bu gazın nasıl zenginleştiğini anlamamız için en güçlü araçlardan biridir.

Bu çalışmada kırmızıya kayma değeri $z{\approx}0.0943$ olan ve birleşme sonrası özellikler sergileyen Abell 2384 (A2384) galaksi kümesini ele alacağız. Bu küme, A2384(K) ve A2384(G) olarak adlandırılan iki alt kümeden oluştuğu ve bu alt kümelerin, yaklaşık 700 kpc uzunluğunda, sıcak, X-ışını yayan bir gaz köprüsüyle birbirine bağlı olduğu gözlemlenmiştir.

Birleşme sonrası sistemler, kütle çekimsel olarak hala aktif

⋆ elif.toktas@std.bogazici.edu.tr

© 2025 Turkish Astronomical Society (TAD)

Çizelge 1. A2384 Galaksi kümesinin XMM-Newton ve Chandra uydularından alınan gözlem verileri listelenmiştir.

Uydu	ID	Tarihi	Pozlama Süresi (ks)
XMM-Newton	0201902701	2004-10-28	26 (19.4)
Chandra	4202	2002-11-18	31.4 (31.2)

bir evrim geçirmekte olan kümelerdir. Galaksi kümeleri bu kümelerin çarpışması sırasında açığa çıkan enerji, büyük şok dalgaları ve türbülans etkisiyle kısmen düzensiz hale gelirler. Bu şok dalgaları, küme içindeki gazın sıkışarak ısınmasına ve türbülansın artmasına neden olur, bu da kümeiçi ortamın metal bolluğu profillerini etkilemektedir (Markevitch & Vikhlinin 2007).

Birleşme olayları birkaç evreden oluşur. İlk aşamada galaksi kümeleri arasındaki kütle çekim etkisi ile hızlanan kümeler, kümeiçi ortamda sıkışma ve şok dalgaları etkisiyle yapılar oluşturur. Bu tür yapılar, birleşmenin ilk aşamalarında yüksek sıcaklıklara ve düzensiz yoğunluk profillerine yol açar (Ferrari ve diğ. 2006). Birleşmenin ileri aşamalarında, şok dalgaları ve türbülans etkisiyle kümeiçi ortamda gaz düzensiz bir yapı kazanarak sıcaklık ve metal dağılımında büyük ölçekli değişiklikler gösterir (Mazzotta ve diğ. 2001). Galaksi kümelerinde oluşan şok dalgalarının soğuk cepheler (cold fronts) ile etkileşimini inceleyerek, bu süreçlerin kümeiçi ortamda gaz dağılımına olan katkısını ayrıntılı olarak açıklamaktadır (Markevitch & Vikhlinin 2007).

Kütle çekimsel etki ile tekrar düzenli hale gelmeye çalışan galaksi kümesinin kümeiçi ortamı, sıcaklık, yoğunluk ve metal bolluğu açısından farklılaşmaya başlar. Çekirdek çökmesi süpernovaları (SNcc) ve Tip Ia süpernovaların (SNIa) etkileriyle bu yoğun gaz zenginleşmiş olur ve galaksi kümelerinin kimyasal tarihçesi hakkında önemli bilgiler sunmaktadır (Mernier, F. ve diğ. 2017).

Maurogordato ve diğ. (2011) çalışmasında, bu iki alt kümenin birleşmesinin kümeiçindeki sıcak gazın dinamik dağılımını nasıl etkilediği vurgulanmıştır. Biz de bu makalede birleşme sürecinin kümeiçi ortamda yarattığı değişiklerin yanı sıra, birleşme sırasında ortaya çıkan şok dalgaları ve türbülanslar sonucu olarak metallik ve tekil element profilleri XMM-Newton ve Chandra uydularını kullanarak gözlemlemekte ve analiz etmekteyiz.

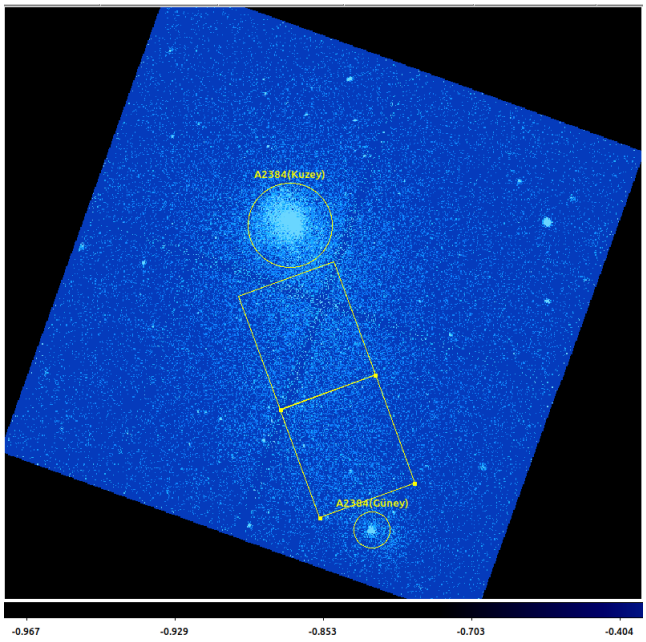
2 Gözlemsel Veriler ve İndirgeme

2.1 Gözlem

Abell 2384 galaksi kümesinin tayfsal analizinde XMM-Newton ve Chandra uydularının verileri kullanılmıştır (Çizelge 2).

XMM-Newton analizi için gözlem verisi ESA Science Archive'dan indirilmiş ve kullanılmış olup 0.5-10 keV enerji bandındaki tayfsal analiz incelemesi yapılmıştır. XMM-Newton EPIC verileri HEASoft (v6.31.1) ve Science Analysis System (SAS, v21.0) yazılımı ile analiz edilmiştir.

Chandra X-ışını Gözlemevi'nden elde edilen, ACIS-I dedektörü ile gözlemlenmiş gözlem verisi Chandra Data Archieve'dan indirilmiştir. Veri indirgeme sürecinde, `CIAO (v4.16)` (Chandra Interactive Analysis of Observations) yazılımı ve `CALDB (v4.11.2)` (Chandra Calibration Database) kalibrasyon dosyaları kullanılmıştır.



Şekil 1. A2384 galaksi kümesinin DS9 yardımıyla oluşturulmuş Chandra görseli üzerinden seçilen bölgeler (sırasıyla A2384(K), Köprü 1, Köprü 2, A2384(G)) gösterilmektedir.

2.2 Verilerin İndirgenmesi

A2384 galaksi kümesinin XMM-Neton verilerinin indirgenme işlemi için Kuntz & Snowden (2008) tarafından önerilen metotlar izlenmiştir. Verinin indirgenme işemleri için `epchain`, `emchain`, `pnspectra` ve `mosspectra` komutları kullanılmıştır. Noktasal kaynaklar, CIAO (v4.16)'da bulunan `wavdetect` paketi ile XMM-Newton verilerinden çıkarılmıştır. MOS ve pn dedektörleri için 0.4-7.2 keV bandında tayf ve arka plan dosyaları `pnspectra` ile `mosspectra`, ve `pnback` ile `mosback` komutları uygulanmıştır.

Chandra Verileri `CIAO (v4.16)` yardımı ile `chandra_repro` komutu ve güncel kalibrasyon dosyaları `CALDB (v4.11.2)` ile indirgenme işlemi uygulanmıştır. Noktasal kaynakların çıkarılması ve tayfsal analizdeki diğer işlemler için `wavdetect` ve `dmfilth` gibi komutlar kullanılarak galaksi kümesi içinde ve köprü bölgelerinde nokta kaynaklarının temizlenmesi sağlanmıştır. İşlenen Chandra gözlem verisi, 0.5-7.0 keV enerji bandında oluşturulmuştur.

Verilerin indirgenmesinin ardından, DS9 görüntüleme programı kullanılarak seçilecek bölgeler belirlenmiş olup Şekil 1'de gösterilen A2384(K) ve A2384(G) bölgeleri için iki eşmerkezli dairesel bölge ve Köprü 1 ile Köprü 2 bölgesi için iki dikdörtgensel bölgeye ayrılmıştır. Seçilen bölgeler için `pnspectra` and `mosspectra` komutları bu bölgerin koordinatları ile tekrar çalıştırılmış olup her bir bölge için tayf (arf) ve tepkisel (rmf) matriks dosyaları oluşturulmuştur. Her bir bölge için elde edilen veriler, `XSPEC` programı ile `phabs`, apec ve vapec modelleri kullanılarak A2384 galaksi kümesinin tayfsal analizi yapılmıştır.

2.3 Tayfsal Analiz ve Model Uyarlama

Chandra ve XMM-Newton gözlemlerine dayalı olarak gerçekleştirilen A2384 galaksi kümesinin kimyasal ve termal

Çizelge 2. XMM-Newton analizi için en iyi tayfsal model üzerinden elde edilen sonuçlar

Bölge	Sıcaklık (keV)	Metal Bolluğu ($Z_\odot$)	χ^2 (dof)
A2384 (K)	$2.87^{+0.15}_{-0.14}$	$0.35^{+0.08}_{-0.07}$	2228 (2599)
Köprü 1	$3.32^{+0.25}_{-0.23}$	$0.11^{+0.08}_{-0.08}$	2091 (2610)
Köprü 2	$4.35^{+0.74}_{-0.60}$	$0.22^{+0.12}_{-0.12}$	2742 (2601)
A2384 (G)	$1.67^{+0.12}_{-0.11}$	$0.18^{+0.17}_{-0.10}$	31601 (2769)

Çizelge 3. XMM-Newton analizi için seçilen bölgeler için uygulanan en iyi tayfsal model üzerinden elde edilen element bollukları

Element	A2384 (K)	Köprü 1	Köprü 2	A2384 (G)
Fe	$0.30^{+0.10}_{-0.12}$	$0.15^{+0.15}_{-0.13}$	$0.23^{+0.15}_{-0.13}$	$0.20^{+0.25}_{-0.10}$
Ne	$0.63^{+0.54}_{-0.63}$	$0.14^{+1.3}_{-0.14}$	-	-
Mg	$0.17^{+0.36}_{-0.17}$	$0.78^{+0.76}_{-0.62}$	$0.34^{+0.59}_{-0.34}$	-
Si	$0.31^{+0.40}_{-0.31}$	$0.51^{+0.57}_{-0.51}$	-	$0.31^{+0.29}_{-0.25}$
S	$0.68^{+0.61}_{-0.59}$	-	$0.65^{+0.51}_{-0.46}$	$0.24^{+0.47}_{-0.24}$

Çizelge 4. Chandra veri analizi için en iyi tayfsal model üzerinden elde edilen sonuçlar.

Bölge	Sıcaklık (keV)	Metal Bolluğu ($Z_\odot$)	χ^2 (dof)
A2384 (K)	$3.74^{+0.15}_{-0.14}$	$0.31^{+0.07}_{-0.06}$	549 (368)
Köprü 1	$4.64^{+0.38}_{-0.34}$	$0.27^{+0.13}_{-0.11}$	428 (437)
Köprü 2	$4.28^{+0.55}_{-0.51}$	$0.19^{+0.18}_{-0.15}$	559 (437)
A2384 (G)	$1.67^{+0.27}_{-0.21}$	$0.26^{+0.19}_{-0.12}$	1364 (403)

Çizelge 5. Chandra veri analizi için en iyi tayfsal model üzerinden elde edilen sonuçlar

Element	A2384 (K)	Köprü 1	Köprü 2	A2384 (G)
Fe	$0.23^{+0.05}_{-0.06}$	$0.21^{+0.11}_{-0.09}$	$0.15^{+0.16}_{-0.11}$	-
Ne	$0.76^{+0.76}_{-0.68}$	$0.16^{+1.3}_{-0.16}$	$0.33^{+1.8}_{-0.33}$	-
Mg	$0.53^{+0.57}_{-0.51}$	$0.25^{+0.92}_{-0.25}$	$0.38^{+1.2}_{-0.38}$	-
Si	-	-	-	$0.26^{+0.33}_{-0.24}$
S	$0.40^{+0.41}_{-0.39}$	$0.16^{+0.80}_{-0.16}$	-	$0.77^{+0.70}_{-0.52}$

yapısını anlamak amacıyla yapılan tayfsal analizde, kümeiçi ortamdaki plazmanın sıcaklık ve metal zenginliğini incelemek için her bölgeye phabs $*$ vapec modeli uygulanmış, sonuçlar ise Çizelge 2, 3, 4 ve 5'de sunulmuştur. Bu model, X-ışını tayflarında gözlemlenen emisyon çizgilerini fiziksel parametrelerle ilişkilendirerek, plazmanın temel özelliklerini (sıcaklık, metal bolluğu, yoğunluk, iyonlaşma dengesi) ortaya koymaktadır.

Modelde kullanılan *phabs* (photoelectric absorption) bileşeni, X-ışınlarının galaksilerarası ortamdan geçerken maruz kaldığı soğurma etkisini modellemek için kullanılmaktadır. Öte yandan, *vapec* (Variable Abundance APEC - Astrophysical Plasma Emission Code) bileşeni, kümeiçi ortamdaki plazmanın termal ve kimyasal özelliklerini anlamak için kullanılmakta olup plazmanın sıcaklığı ve element bolluklarını ortaya koymaktadır (Simionescu ve diğ. 2017).

Yapılan modelleme sonucunda, A2384 galaksi kümesinde gözlemlenen X-ışını emisyonlarının modellenmesi ve özellikle Fe, O, Ne, Mg ve Si gibi ağır elementlerin tayfta gözlemlenen emisyon çizgileri, kümeiçi ortamın kimyasal zenginleşmesi hakkında bilgi vermektedir.

3 Sonuçlar

Bu çalışmada, birleşme sonrası galaksi kümesi olarak bilinen Abell 2384 ($z \approx 0.0943$) incelenmiş olup, yapılan tayfsal analiz ve modelleme, A2384 galaksi kümesinin birleşme sonrası dinamiklerinin ICM üzerindeki etkilerini anlamamızda kritik rol oynamaktadır. phabs×vapec ve phabs×apec modelleri ile yapılan detaylı analiz sonucunda, A2384(K) ve A2384(G) alt kümeleri ve bu kümeler arasında uzanan köprünün XMM-Newton/EPIC ve Chandra/ACIS gözlemleri analiz edilmiş, sıcaklık ve metal bolluğu profillerinin analizi sunulmuş ve galaksi kümesinin farklı bölgelerinden elde edilen sıcaklık ve metal bolluğu değerleri karşılaştırılmıştır.

XMM-Newton analiz sonuçları, A2384(K) bölgesinde sıcaklık değerinin 2.87 keV iken, Köprü bölgelerinde sırasıyla 3.32 ve 4.35 keV olarak ölçülmüş olup bu sıcaklık farkının birleşme sonrası köprü bölgelerinde oluşan şok dalgalarıyla ile kümeiçi ortamın ısındığı açıkça görülmektedir. Yapılan modellemeler sonucunda seçilen bölgelerin metallikleri sırasıyla 0.35 $Z_\odot$, 0.11 $Z_\odot$, 0.22, ve 0.18 $Z_\odot$ olarak ölçülmüştür.

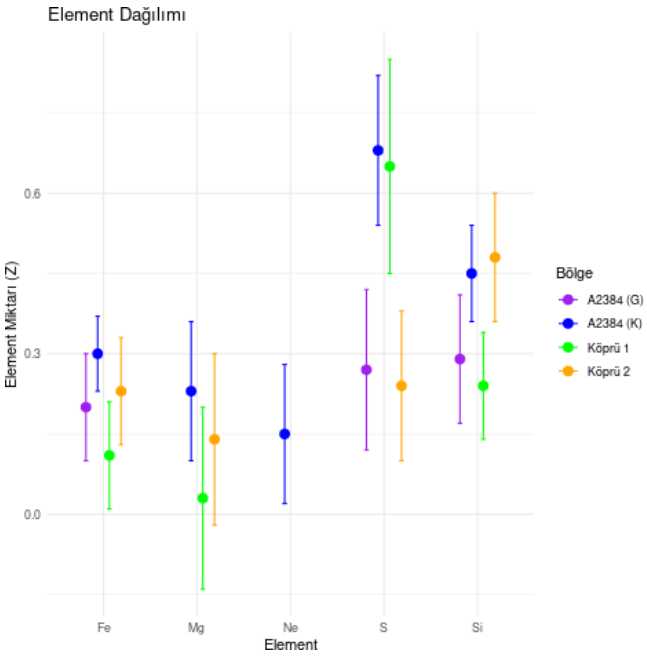
Chandra analiz sonuçlarına göre, A2384(K) bölgesinde sıcaklık değeri 3.74 keV iken, Köprü 1 ve Köprü 2 bölgelerinde bu değer sırasıyla 4.64 keV ve 4.28 keV'a kadar yükselmektedir. A2384(G) bölgesinde ise sıcaklığın 1.67 keV değerine düştüğü gözlemlenmiştir.

Metallik değerleri, A2384(N) bölgesi için 0.31 $Z_\odot$, Köprü 1 için 0.27 $Z_\odot$ iken Köprü 2 için 0.19 $Z_\odot$'a düşmekte ve A2384(G) bölgesinde ise 0.26 $Z_\odot$'ya yükselmektedir. Bu durum, A2384(K) ve A2384(G) bölgelerinin, Köprü 1 ve Köprü 2 bölgelerine kıyasla metal bolluğu açısından daha zengin olduğunu göstermektedir.

İki uydu ile yapılan gözlem ve analiz sonucunda gözlemlenen sıcaklık farkı, birleşme sonrası köprü bölgelerinde oluşan şok dalgalarının kümeiçi ortamı ısıttığını açıkça ortaya koymaktadır. Yapılan modellemeler ile A2384(K), Köprü 1, Köprü 2 ve A2384(G) bölgelerinin tekil element bollukları ölçülmüş ve Çizelge 3 ve 5'de verilmekte ve Şekil 2'de gösterilmektedir.

Her bölge için belirlenen kümeiçi gazın sıcaklık ve metal bolluk profilleri, metal zenginliğinin galaksilerdeki süpernova patlamaları ile nasıl arttığına dair önemli bilgiler sunmaktadır. Demir ve diğer ağır elementlerin bolluk oranları, birleşme sonrası süpernova katkılarıyla şekillenen kimyasal zenginleşmenin etkilerini yansıtmaktadır. Özellikle, köprü bölgelerinde gözlemlenen artan metal bolluğu, galaksi kümeleri arasındaki gaz akışı ve şok dalgalarının, kümeiçi ortamın kimyasal zenginleşmesine doğrudan katkı sağladığını göstermektedir. Köprü bölgelerinde gözlemlenen bu farklı metal bollukları, galaksi kümelerinin birleşme süreçlerinde meydana gelen gaz hareketlerinin ve şok etkilerinin kümeiçi ortamın kimyasal yapısını nasıl etkilediğine dair önemli ipuçları sunmaktadır (Mernier, F. ve diğ. 2017).

XMM-Newton gözlemlerine dayanan modellemeler, A2384 (G) bölgesine yaklaştıkça metal bolluğunun arttığını, ancak bu artışın daha uzak alt bölgelerde azalmaya başladığını göstermektedir. Bu durum, Parekh ve diğ. (2019) çalışmasında da vurgulandığı gibi, bu alanda tespit edilen radyo kaynağının daha ayrıntılı bir şekilde incelenmesi gerektiğini işaret



Şekil 2. Çizelge 2, 3, 4 ve 5'de gösterilen tekil elementlerin değerleri ve değişimi seçilen dört bölge için gösterilmektedir.

etmektedir. Bu bulgular, A2384 galaksi kümesinin birleşme sonrası evrimsel sürecinin, kümeiçi gazın kimyasal ve termal yapısını nasıl etkilediğine dair önemli bilgiler sunmaktadır.

Teşekkür

Bu araştırma fırsatını ve beraberindeki fonu sağladığı için AHEAD (TNA) programına ve TÜBİTAK'a 122F305 kodlu projemiz için verdiği maddi destek için teşekkür ederiz. Ayrıca E.N.E. Boğaziçi Üniversitesi BAP 13760 nolu proje desteği için teşekkür eder.

Kaynaklar

Ferrari C., Benoist C., Maurogordato S., Cappi A., Soucail G., 2006, Space Sci. Rev., 134, 93
Gursky H., Solinger A., Kellogg E. M., Murray S., Tananbaum H., Giacconi R., Cavaliere A., 1972, ApJ, 173, L99
Kuntz K. D., Snowden S. L., 2008, A&A, 478, 575
Markevitch M., Vikhlinin A., 2007, Phys. Rep., 443, 1
Maurogordato S., Cappi A., Ferrari C., Benoist C., Soucail G., Arnaud M., 2011, A&A, 525, A79
Mazzotta P., Markevitch M., Vikhlinin A., Forman W. R., David L. P., VanSpeybroeck L., 2001, AJ, 555, 205
Mernier, F. de Plaa, J. Lovisari, L. Pinto, C. Zhang, Y.-Y. Kaastra, J. S. Werner, N. Simionescu, A. 2015, A&A, 575, A37
Mernier, F. ve diğ., 2017, A&A, 603, A80
Mitchell R. J., Culhane J. L., Davison P. J. N., Ives J. C., 1976, MNRAS, 175, 29P
Parekh V., Lagana T. F., Thorat K., van der Heyden K., Iqbal A., Durret F., 2019, MNRAS, , ADS
Simionescu A., Werner N., Urban O., 2017, MNRAS, 469, 1476
Werner N., Finoguenov A., Kaastra J. S., Simionescu A., Dietrich J. P., Vink J., Böhringer H., 2008, A&A, 482, L29

Access:
M25-0317: Turkish J.A&A — Vol.6, Issue 3.

TJAA Vol. **6**, *Special Issue*, *p.*44–47 (2025). DOI: 10.55064/tjaa.1630278 *Research Article*

Line Emission Mapper ile Süpernova Kalıntısı 3C 391'in X-ışın Dalga Boylarında İncelenmesi

Cihad Deniz[1] ⋆, Aytap Sezer[2], Hicran Bakış[1]
[1] *Department of Space Sciences and Technologies, Akdeniz University, Antalya 07058, Turkey*
[2] *Department of Computer Engineering, Avrasya University, Trabzon 61250, Turkey*

Accepted: February 25, 2025. Revised: February 25, 2025. Received: January 30, 2025.

Özet
Karışık-morfolojili süpernova kalıntıları (MM SNK'lar), radyo dalga boylarında kabuk benzeri bir yapı sergilerken X-ışını dalga boylarında merkezde yoğunlaşan emisyon gösterirler. Bilinen 310 Galaktik SNK'nın yaklaşık 40 tanesi bu kategoriye dahildir. Bazı X-ışını uyduları (örneğin; Chandra, Suzaku ve XMM-Newton) MM SNK'ları gözlemiş ve X-ışını özelliklerini belirlemiştir. MM SNK'ların X-ışını emisyonu ısısaldır ve kalıntıların sıcak gaz içeriği hakkında bilgi sağlar. 2030'larda fırlatılması planlanan Line Emission Mapper (LEM) X-ışın teleskobu, 0.2-2.0 keV enerji bandında 1-2 eV'lik tayfsal çözünürlüğe sahip olacaktır. Bu özellik, MM SNK'lardaki zayıf emisyon çizgilerini parlak Galaktik arka plandan ayırmayı mümkün kılacaktır. Bu çalışmada, LEM'in büyük etkin alanı ve mükemmel tayfsal çözünürlüğü sayesinde MM SNK 3C 391'in element çizgilerini tespit etme yeteneğini araştırdık. Elde ettiğimiz LEM simülasyon tayflarında O, Ne ve Mg elementlerinin K-kabuğu ve Fe-L kabuğu çizgilerinin çözümlendiği görülmüştür.

Abstract
Mixed-morphology supernova remnants (MM SNRs) feature a shell-like structure in radio wavelengths while exhibiting centrally concentrated emission in X-rays. Among the known 310 Galactic SNRs, approximately 40 belong to this category. Several X-ray satellites (e.g., Chandra, Suzaku, and XMM-Newton) have observed MM SNRs and determined their X-ray properties. The X-ray emission of MM SNRs is thermal, providing information on the hot gas content of the remnants. The Line Emission Mapper (LEM), an X-ray probe scheduled for launch in the 2030s, will have a spectral resolution of 1-2 eV in the 0.2-2.0 keV energy band. This capability will enable the disentanglement of faint emission lines in MM SNRs from the bright Galactic foreground. In this study, we assess LEM's capability to detect the elemental lines of MM SNR 3C 391 due to its excellent spectral resolution and large effective area. The obtained LEM simulation spectra reveal well-resolved K-shell lines of O, Ne, and Mg, along with Fe-L shell lines.

Anahtar Kelimeler: ISM: supernova remnants (3C 391, G31.9+0.0) – X-rays: ISM – instrumentation: detectors – X-rays: individual: Line Emission Mapper (LEM)

1 Giriş

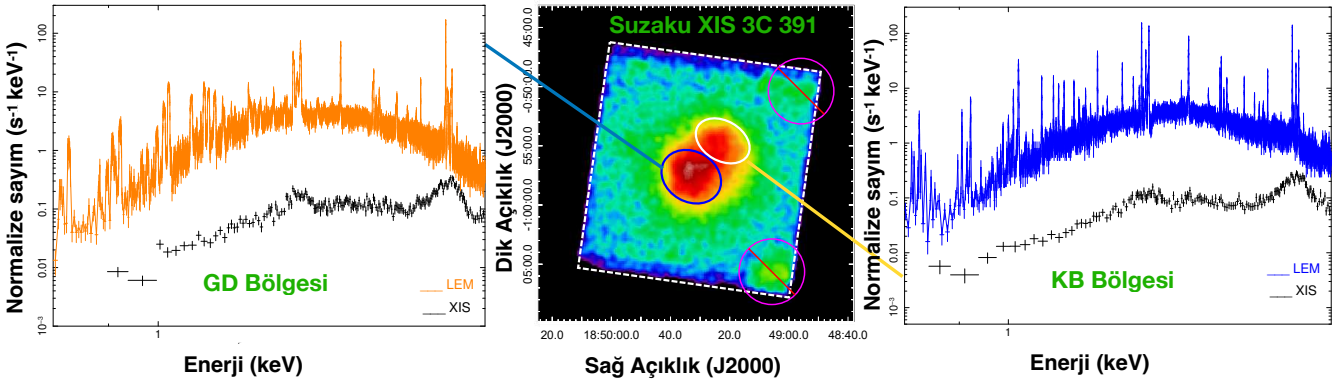
Yumuşak X-ışın dalga boylarında yüksek çözünürlüklü tayfsal çalışmalar, süpernova kalıntıları (SNK), yıldız oluşum bölgeleri, aktif galaktik çekirdekler, galaksi kümeleri gibi kaynakların evrim süreçleri de dahil olmak üzere yıldızlararası ve galaksiler arası ortamın fiziksel özelliklerini araştırmak için yeni bir pencere açacaktır. Elektron-volt seviyesindeki tayfsal çözünürlük, büyük görüş alanı ve büyük etkin alan özellikleri dikkate alınarak gelecek nesil uydular planlanmaktadır. Yumuşak X-ışın dalga boylarında, NASA tarafından Line Emission Mapper (LEM; Kraft ve diğ. 2022; Patnaude ve diğ. 2023) ve Çin Uzay Ajansı tarafından Hot Universe Baryon Surveyor (HUBS; Cui ve diğ. 2020; Bregman ve diğ. 2023) planlanan uydular arasındadır.

Galaksimizde yaklaşık 310 tane yaygın kaynak radyo dalga boylarında yapılan gözlemlerle SNK olarak tanımlanmış ve kataloglanmıştır (Green 2025). SNK'lar, radyo ve X-ışın dalga boylarında sergiledikleri morfolojik özelliklere göre; Kabuk tipi, Plerionlar, Kompozit ve Karışık morfoloji (MM) olarak sınıflandırılmaktadır. Örneğin, MM SNK'lar radyo dalga boylarında kabuk şeklinde görünürken, X-ışın dalga boylarında içi dolu bir morfoloji sergilerler (Rho & Petre 1996, 1998). SNK'lardan yaklaşık 40 tanesinin bu sınıfa dahil olduğu bilinmektedir (ör. Vink 2020). Chandra, Suzaku ve XMM-Newton gibi bazı X-ışın uyduları ile yapılan gözlemler MM SNK'ların X-ışın özelliklerini ortaya çıkarmıştır. Özellikle X-ışın tayf analizleri bu ışımanın ısısal olduğunu ve birkaç tanesinde yeniden birleşen (YB) plazma şeklinde olduğunu göstermiştir (ör. Yamaguchi 2020).

3C 391 (G31.9+0.0) MM sınıfa dahil bir kalıntıdır ve radyo dalgaboylarında "breakout" olarak isimlendirilen bir yapıya sahiptir (Rho & Petre 1996; Chen & Slane 2001). Bu yapı; genişleyen kalıntının yıldızlararası ortamda (YAO) molekül bulutu gibi yoğun bir bölge ile karşılaştığında, şok dalgasının hızının azalması ve kalıntının daha az yoğunluğa sahip olan ortama doğru hızla genişlemesi sonucu ortaya çıkar. Bu nedenle; Very Large Array (VLA) teleskobu ile ∼5 yay dakikalık yarıçapa sahip bir kabuk yapısıyla keşfedilen (Reynolds & Moffett 1993; Moffett & Reynolds 1994) bu SNK'nın radyo emisyonunun Kuzeybatı (KB) bölgesinde parlak, Gündeydoğu (GD) bölgesine doğru ise sönük olduğu tespit edilmiştir. 1720 MHz OH gözlemleri ise SNK'nın GD and kuzeydoğu (KD) kenarlarında iki maser noktası olduğunu göstermiştir (Frail ve diğ. 1996).

⋆ cihad.dnz@gmail.com

© 2025 Turkish Astronomical Society (TAD)



Şekil 1. 3C 391'in 0.3-10.0 keV enerji aralığındaki Suzaku XIS3 görüntüsü orta panelde verilmiştir. Arka plan analizine ayrılan bölge beyaz kesikli kutu ile gösterilmiştir. Elipsler analiz için seçilen bölgeleri, köşelerdeki daireler ise kalibrasyon bölgelerini temsil etmektedir. 3C 391'in GD ve KB bölgelerinin 50-ks'lik simüle edilmiş 0.8-2.0 keV enerji aralığındaki LEM tayfları ise sırasıyla sol ve sağ panellerde verilmiştir. LEM tayflarında O, Ne ve Mg elementlerinin K-kabuğu geçişleri ve Fe-L kabuğu çizgileri açıkça görülmektedir.

SNK 3C 391, X-ışın dalga boylarında Einstein, ROSAT, ASCA, Chandra ve Suzaku tarafından gözlenmiştir. Einstein uydu gözlemleri SNK'nın genişleyen bir kabuğa sahip orta yaşlı bir kalıntı olduğunu göstermiştir (Wang & Seward 1984). ROSAT verisinden elde edilen tayf tek sıcaklıklı ısısal bir plazma modeli ile tanımlanmıştır (Rho & Petre 1996). ASCA verisi ile yapılan tayfsal analizler, plazmanın iyonizasyon dengesine ulaştığını ya da dengeye yakın olduğunu göstermiştir (Chen & Slane 2001; Kawasaki ve diğ. 2005). Chen ve diğ. (2004) Chandra gözlemini kullanarak SNK'nın 17 bölgesinin analizini yapmış, merkezdeki gazın normal metal bolluk değerlerinde ve plazmanın iyonizasyon dengesinde olduğunu belirlemiştir. Suzaku X-ışın verileri SNK'da YB plazmanın varlığını göstermiştir (Ergin ve diğ. 2014; Sato ve diğ. 2014).

GeV enerji bandında, Fermi-LAT uydusu ile 3C 391'den yayılan gama ışınları keşfedilmiş (Atwood ve diğ. 2009) ve sonraki yıllarda yapılan Fermi-LAT gözlemleriyle SNK'dan gelen bu ışınların kökeni araştırılmıştır (Castro & Slane 2010; Ergin ve diğ. 2014; Suzuki ve diğ. 2022).

SNK 3C 391'in uzaklığı konusunda literatürde bir kaç çalışma bulunmaktadır. Caswell ve diğ. (1971), HI gözlemlerini kullanarak SNK'nın kinematik uzaklığının 8.5-13.4 kpc aralığında olduğunu tahmin etmiştir. HI gözlemlerinden Radhakrishnan ve diğ. (1972) ise, uzaklığı 7.2-11.4 kpc olarak vermiştir. VLA Galactic Plane Survey gözlemlerini kullanarak Su ve diğ. (2014), SNK'nın uzaklığını 7.2-10.4 kpc olarak hesaplamıştır. HI (Ranasinghe & Leahy 2017) ve HII gözlemleri (Lee ve diğ. 2020) ile yapılan iki ayrı çalışma, SNK'nın kinematik uzaklığını ∼7.1 kpc olarak güncellemiştir.

SNK'lar yumuşak X-ışın bandında K-kabuğu (ör., C, N, O, Ne ve Mg) ve Fe-L kabuğu (E∼0.7-1.2 keV) emisyon çizgileri gösterirler. LEM 2030'larda fırlatılması planlanan ve 0.2-2.0 keV enerji bandında 1-2 eV tayfsal çözünürlüğe sahip bir uydu olacaktır. Bu özelliği ile SNK'lardan gelen sönük ışımayı parlak Galaksi arka plan ışımasından ayırmaya olanak tanır. Bu çalışmada, mükemmel tayfsal çözünürlüğü ve geniş etkin alanı sayesinde LEM'in MM SNK sınıfından 3C 391'in yumuşak X-ışın dalga boylarında element çizgilerini çözümleme yeteneği araştırılmıştır. 3C 391 için LEM'in tayfsal simülasyonları yapılmış ve ilk sonuçlar sunulmuştur. Simülasyonların elde edilmesinde kullanılan yöntemler §2'de detaylandırılmış olup elde edilen sonuçlar §3'de tartışılmıştır.

2 LEM Simülasyonları

2.1 Ön hazırlık: Suzaku gözlemi, veri indirgemesi ve tayf modellemesi

LEM simülasyonlarına temel olarak; 3C 391'in arşivlenmiş Suzaku X-ışın verisi kullanılmıştır. Bu veri (Gözlem no: 505007010, PI: K.Koyama) X-ray Imaging Spectrometer (XIS; Koyama ve diğ. 2007) ile 22 Ekim 2010'da 99.4 ks poz süresi ile alınmıştır.

Veri indirgemesi `HEASoft` paketinin 6.26 sürümü ile yapılmıştır. Tayf modellemesinde ise `XSPEC` (Arnaud 1996) paketinin 12.9.1 sürümü ile `AtomDB` (Foster ve diğ. 2012) atomik veri tabanının 3.0.9 sürümü kullanılmıştır.

Şekil 1'in orta panelinde, 3C 391'in 0.3-10.0 keV enerji aralığındaki Suzaku X-ışın görüntüsü verilmiştir. XIS tayf analizi için KB ve GD olmak üzere iki bölge seçilmiş ve bu bölgeler Şekil 1'de elipslerle gösterilmiştir.

Arka plan analizi için, SNK ve köşedeki kalibrasyon kaynaklarından gelen ışıma çıkarılarak XIS'in tüm görüş alanı kullanılmıştır (bkz. Şekil 1, beyaz kesikli kare). Bu ışımadan aletsel arka planın etkisi `xisnxbgen` (Tawa ve diğ. 2008) aracı kullanılarak giderilmiştir. Arka plan modellemesi için, SNK'nın Galaksideki konumu nedeniyle kozmik X-ışın arka planı, Galaktik çıkıntı X-ışın emisyonu ve ön plan emisyonu olmak üzere üç etki gözönüne alınmıştır. XIS tayflarının fit edilmesi için `XSPEC` paketinde bulunan `vpshock`, `vmekal` ve `vvrnei` modelleri kullanılmıştır. Galaktik soğurma için bu modellere `TBabs` modeli (Wilms ve diğ. 2000) dahil edilmiştir. Tayf analizleri XIS'in duyarlı olduğu 0.3-10.0 keV enerji aralığında yapılmış olup LEM simülasyonları için LEM'in duyarlı olduğu 0.2-2.0 keV enerji aralığı kullanılmıştır.

2.2 LEM simülasyon tayflarının elde edilmesi

3C 391'in KB ve GD bölgelerinin 50-ks'lik LEM tayflarını elde etmek için `XSPEC` içinde `fakeit` komutu ve LEM'in yanıt (response) dosyaları kullanılmıştır. GD bölgesi için `vmekal+vvrnei` modeli ve KB bölgesi için `vpshock+vvrnei` modeli temel alınarak elde edilen simülasyon tayfları Şekil 1'de verilmiştir. LEM tayflarında, yumuşak X-ışın dalga boylarındaki

Çizelge 1. LEM ile Suzaku, XRISM ve Athena'nın karşılaştırılması.

Uydu (Aktif olma durumu)	LEM (2030'lar)	Suzaku/XIS (2005-2015)	XRISM/Resolve (Eylül 2023'te fırlatıldı)	Athena/X-IFU (2030'lar)
Enerji aralığı (keV)	0.2-2.0	0.2-12	0.3-12	0.2-12
Etkin alan (cm^2) (0.5 keV'de)	1600	180	50	6000
Görüş alanı	30′	18′	3′	5′
Açısal çözünürlük	15″	1.6′-2.0′	75″	5″
Tayfsal çözünürlük (eV)	1-2	130 (6 keV'de)	7	2.5

element çizgilerinin, özellikle K-kabuğu O, Ne, Mg ve Fe-L kabuğu çizgilerinin iyi bir şekilde çözümlendiği görülmektedir.

3 Sonuç ve Tartışma

Bu çalışmada, LEM'in 3C 391 için simülasyon tayfları elde edilmiştir. Karşılaştırma amacıyla; Çizelge 1'de, LEM ile Suzaku'nun bazı teknik özellikleri sunulmuş olup bu karşılaştırmaya yeni nesil X-ışın uyduları olan JAXA/NASA yapımı XRISM (Tashiro ve diğ. 2020) ve ESA yapımı Athena (Nandra ve diğ. 2013) da dahil edilmiştir. Çizelge 1'den görüldüğü gibi, LEM'in tayfsal çözünürlüğü Suzaku/XIS'in tayfsal çözünürlüğünden fazladır. 0.2-2.0 keV enerji aralığında elde ettiğimiz simülasyon tayfları LEM'in XIS'den yüksek tayfsal çözünürlüğe sahip olduğunu açıkça göstermiştir.

LEM'in duyarlı olduğu enerji bandı C, N, O, Ne, Mg, Si elementlerinin He-benzeri ve H-benzeri emisyon çizgilerinin çoğunu ve Fe'nin L-kabuk emisyon çizgilerini kapsar. LEM, özellikle He-benzeri rezonans çizgileri, yasaklanmış çizgiler ve ara kombinasyon çizgileri ile Fe-L kompleksini çözme kapasitesine sahiptir. LEM tayflarında bu çizgilerin belirlenmesi aşağıda tartışılan iki açıdan önemlidir:

a. **Element bolluklarının belirlenmesi:** Element bollukları süpernova (SN) patlaması veren yıldızın ve patlama mekanizmasının belirlenmesinde önemli bir rol oynamaktadır. X-ışın gözlemleri ile elde edilen element bollukları, bazı teorik modellerle karşılaştırılarak SN patlaması hakkında bilgi sağlanmaktadır (ör. Iwamoto ve diğ. 1999; Woosley & Weaver 1995). Özellikle oksijence zengin ve özek-çökmesi (CC) SN sonucu oluştuğu bilinen kalıntıların LEM ile çalışılması element çizgileri ve SN dinamikleri ile ilgili süreçler hakkında önemli bilgiler sunmaktadır (ör. G292.0+1.8 ve Cas A: Orlando ve diğ. 2024). CC SN sonucu oluştuğu bilinen 3C 391'in, Suzaku verisi kullanılarak hesaplanan element bollukları SNK'yı oluşturan yıldızın kütlesinin yaklaşık $15\,M_\odot$ olduğunu göstermiştir (Sato ve diğ. 2014). Gelecekte LEM ile yapılacak gözlemler ile 3C 391'in yumuşak X-ışın bölgesinde sergilediği elementlerin bolluk değerleri güvenli aralıklarda bulunacaktır.
b. **YB plazmanın araştırılması:** YB plazmalar, X-ışını dalga boylarında belirgin tayfsal özelliklerle karakterize edilir (Yamaguchi 2020). Mevcut CCD'lerin enerji çözünürlüğü ile sınırlı olan YB plazmalar üzerine yapılan çalışmalar, çoğunlukla >2 keV bandında yer alan element çizgilerine (özellikle Si, S ve Fe gibi ağır elementleri kapsayan) dayanmaktadır (ör. W28: Okon ve diğ. 2018, IC 443: Matsumura ve diğ. 2017b).

LEM, YB plazma araştırmalarını daha düşük enerji aralığına (0.2-2.0 keV) genişletecek ve N, O, Ne, Mg çizgileri üzerinde büyük ölçüde iyileştirilmiş gözlemler sağlayacaktır. Böylelikle özellikle yumuşak X-ışın bölgesinde ışıması baskın olan SNK'larda (ör. G166.0+4.3: Matsumura ve diğ. 2017a, 3C 400.2: Broersen & Vink 2015, HB9: Sezer ve diğ. 2019, G189.6+3.3: Yamauchi ve diğ. 2020) YB plazmanın anlaşılmasına katkı sağlayacaktır.

Ayrıca, LEM'in 15 yay saniyelik açısal çözünürlüğü, YB plazmaların SNK'lardaki dağılımını haritalamada yardımcı olabilir. Bu da YB plazmanın fiziksel kökenlerini belirlemede kritik öneme sahiptir (ör. W49B: Lopez ve diğ. 2013).

Gelecekte, LEM gibi yüksek enerji çözünürlüğüne sahip CCD'ler ile yapılacak gözlemler SNK'ların ısısal evrimleri konusunda detaylı bilgi verecektir.

Kaynaklar

Arnaud K. A., 1996, in Jacoby G. H., Barnes J., eds, Astronomical Society of the Pacific Conference Series Vol. 101, Astronomical Data Analysis Software and Systems V. p. 17

Atwood W. B., ve diğ., 2009, ApJ, 697, 1071

Bregman J., ve diğ., 2023, Science China Physics, Mechanics, and Astronomy, 66, 299513

Broersen S., Vink J., 2015, MNRAS, 446, 3885

Castro D., Slane P., 2010, ApJ, 717, 372

Caswell J. L., Dulk G. A., Goss W. M., Radhakrishnan V., Green A. J., 1971, A&A, 12, 271, ADS

Chen Y., Slane P. O., 2001, ApJ, 563, 202

Chen Y., Su Y., Slane P. O., Wang Q. D., 2004, ApJ, 616, 885

Cui W., ve diğ., 2020, Journal of Low Temperature Physics, 199, 502

Ergin T., Sezer A., Saha L., Majumdar P., Chatterjee A., Bayirli A., Ercan E. N., 2014, ApJ, 790, 65

Foster A. R., Ji L., Smith R. K., Brickhouse N. S., 2012, ApJ, 756, 128

Frail D. A., Goss W. M., Reynoso E. M., Giacani E. B., Green A. J., Otrupcek R., 1996, AJ, 111, 1651

Green D. A., 2025, Journal of Astrophysics and Astronomy, 46, 14

Iwamoto K., Brachwitz F., Nomoto K., Kishimoto N., Umeda H., Hix W. R., Thielemann F.-K., 1999, ApJS, 125, 439

Kawasaki M., Ozaki M., Nagase F., Inoue H., Petre R., 2005, ApJ, 631, 935

Koyama K., ve diğ., 2007, PASJ, 59, 23

Kraft R., ve diğ., 2022, preprint, (arXiv:2211.09827)

Lee Y.-H., Koo B.-C., Lee J.-J., 2020, AJ, 160, 263

Lopez L. A., Pearson S., Ramirez-Ruiz E., Castro D., Yamaguchi H., Slane P. O., Smith R. K., 2013, ApJ, 777, 145

Matsumura H., Uchida H., Tanaka T., Tsuru T. G., Nobukawa M., Nobukawa K. K., Itou M., 2017a, PASJ, 69, 30

Matsumura H., Tanaka T., Uchida H., Okon H., Tsuru T. G., 2017b, ApJ, 851, 73

Moffett D. A., Reynolds S. P., 1994, ApJ, 425, 668

Nandra K., ve diğ., 2013, preprint, (arXiv:1306.2307)

Okon H., Uchida H., Tanaka T., Matsumura H., Tsuru T. G., 2018, PASJ, 70, 35
Orlando S., ve diğ., 2024, preprint, (arXiv:2408.12462)
Patnaude D. J., ve diğ., 2023, Journal of Astronomical Telescopes, Instruments, and Systems, 9, 041008
Radhakrishnan V., Goss W. M., Murray J. D., Brooks J. W., 1972, ApJS, 24, 49
Ranasinghe S., Leahy D. A., 2017, ApJ, 843, 119
Reynolds S. P., Moffett D. A., 1993, AJ, 105, 2226
Rho J. H., Petre R., 1996, ApJ, 467, 698
Rho J., Petre R., 1998, ApJ, 503, L167
Sato T., Koyama K., Takahashi T., Odaka H., Nakashima S., 2014, PASJ, 66, 124
Sezer A., Ergin T., Yamazaki R., Sano H., Fukui Y., 2019, MNRAS, 489, 4300
Su H., Tian W., Zhu H., Xiang F. Y., 2014, in Ray A., McCray R. A., eds, IAU Symposium Vol. 296, Supernova Environmental Impacts. pp 372–373, doi:10.1017/S1743921313009885
Suzuki H., Bamba A., Yamazaki R., Ohira Y., 2022, ApJ, 924, 45
Tashiro M., ve diğ., 2020, in den Herder J.-W. A., Nikzad S., Nakazawa K., eds, Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series Vol. 11444, Space Telescopes and Instrumentation 2020: Ultraviolet to Gamma Ray. p. 1144422, doi:10.1117/12.2565812
Tawa N., ve diğ., 2008, PASJ, 60, S11
Vink J., 2020, Physics and Evolution of Supernova Remnants. Springer Nature, doi:10.1007/978-3-030-55231-2
Wang Z. R., Seward F. D., 1984, ApJ, 279, 705
Wilms J., Allen A., McCray R., 2000, ApJ, 542, 914
Woosley S. E., Weaver T. A., 1995, ApJS, 101, 181
Yamaguchi H., 2020, Astronomische Nachrichten, 341, 150
Yamauchi S., Oya M., Nobukawa K. K., Pannuti T. G., 2020, PASJ, 72, 81

Access:
M25-0369: Turkish J.A&A — Vol.6, Issue 3.

TJAA Vol. **6**, *Special Issue*, *p.*48–53 (2025). DOI: 10.55064/tjaa.1630250 *Conference Paper*

NGC 5907'deki Aşırı Parlak X-ışın Kaynağı APX1'in Tayfsal Analizi

Ceyda Dilekçi[1] ⋆, Bedirhan Alkan[1], Sinancan Kara[1], M. Hakan Erkut[1], E. Nihal Ercan[1]
[1] *Boğaziçi Üniversitesi, Fizik Bölümü, 34342, İstanbul, Türkiye*

Accepted: February 23, 2025. Revised: February 23, 2025. Received: December 8, 2024.

Özet
NGC 5907 APX1, pulsasyon yapan aşırı parlak X-ışını kaynakları (APX) arasında uç X-ışını özellikleriyle tanınan bir X-ışını pulsarıdır ve zaman içinde parlaklıkta 100 kat kadar periyodik değişimler sergiler. Parlaklıkta gözlenen değişiklikler ve pulsarın dönüş evrimi, standart yığılma modelleriyle açıklanamamaktadır, bu da NGC 5907 APX1'i özellikle ilgi çekici kılmaktadır. Bu çalışmanın amacı, NGC 5907 APX1'in farklı X-ışını parlaklık fazlarındaki XMM-Newton X-ışını tayf verilerini analiz ederek, çeşitli fiziksel parametrelerin kaynağın parlaklığına bağlı olarak nasıl değiştiğini araştırmaktır. Bu çalışma ile NGC 5907 APX1'in XMM-Newton gözlem verilerinin tayfsal analizinden elde edilen fiziksel veriler sayesinde ilgili parametrelerin karşılıklı ilişkileri ortaya çıkarılmaktadır. Tayfsal analiz, bu APX'in tayfına yeterli uyum gösteren tek bileşenli tayf modellerinden `diskpbb` modeli çerçevesinde iç disk sıcaklığı ve hidrojen kolon yoğunluğunun değişimleri üzerine yoğunlaşmaktadır.

Abstract
NGC 5907 ULX1 is an X-ray pulsar well known due to its extreme X-ray characteristics among pulsating ultraluminous X-ray sources (ULX), exhibiting periodic brightness variations of up to a factor of 100 over time. The observed variations in brightness and the rotational evolution of the pulsar cannot be explained by standard accretion models, making NGC 5907 ULX1 particularly intriguing. The aim of this study is to investigate how various physical parameters change with the source luminosity, by analyzing the X-ray spectral data of NGC 5907 ULX1 obtained with XMM-Newton across different X-ray brightness phases. This study reveals the correlations of these parameters thanks to the physical data obtained through the spectral analysis of the XMM-Newton observational data of NGC 5907 ULX1. The spectral analysis focuses on the variations of inner disk temperature and hydrogen column density within the framework of one of the single-component spectral models, the `diskpbb` model, which adequately fits the spectrum of this ULX.

Anahtar Kelimeler: accretion – X-ray binaries – neutron star – ultraluminous X-ray pulsar

1 Giriş

Aşırı Parlak X-Işını Kaynakları (APX'ler), bilinen X-ışını çiftlerinin X-ışın parlaklıklarını da aşan ve gözlendikleri galaksilerin merkezinde yer almayan, bu nedenle aktif galaktik çekirdekleri besleyen süper kütleli karadelik olamayacakları düşünülen nesnelerdir. Genellikle, 10^{39} erg s^{-1} değerini aşan X-ışın parlaklıklığına sahip, yıldız kütleli bir kara delik veya nötron yıldızı barındıran X-ışını çiftleri, Eddington parlaklık sınırını aştıkları için aşırı parlak X-ışın kaynağı olarak kabul edilir (Kaaret ve diğ. 2017). Yapılan son araştırmalar ışığında, APX sistemlerinin çoğunda kütle yığıştıran bileşenin nötron yıldızı olabileceği öngörülmüştür (Erkut ve diğ. 2019, 2020).

Pulsasyon gösteren APX'ler içinde en yüksek X-ışın parlaklığına (10^{41} erg s^{-1}) erişebilen NGC 5907 APX1 (Şekil 1), parlaklığı dönemsel olarak 100 kata kadar değişebilen bir X-ışın pulsarıdır. NGC 5907 APX1, ayrıca düşük parlaklık dönemlerinde nötron yıldızının dönmesinde yavaşlama evresine girdiği ileri sürülen ilk kaynaktır (Fürst ve diğ. 2023). NGC 5907 APX1, parlaklık değişimi ve pulsar dönme evriminin standart yığılma modelleri içinde açıklanamaması nedeniyle de merak uyandırmaktadır. Kaynak üzerine görece yakın zamanda yapılan çalışmalar genellikle bu X-ışın pulsarının dönme periyodu ve X-ışın foton sayım oranı üzerinden tahmin edilen X-ışın parlaklığı üzerine yoğunlaşmıştır (Walton ve diğ. 2015; Fürst ve diğ. 2023; Belfiore ve diğ. 2024). Ancak, kaynağın doğasını tam olarak anlayabilmek için tayfsal analizlerin yapılması gerekmektedir. Bu çalışmada NGC 5907 APX1 kaynağının iç disk sıcaklığı ve hidrojen kolon yoğunluğu gibi fiziksel parametrelerini belirlemek amacıyla tayfsal analiz gerçekleştirilmiş ve bu parametrelerin zamanla ve kaynağın parlaklığına bağlı olarak nasıl değiştikleri incelenmiştir.

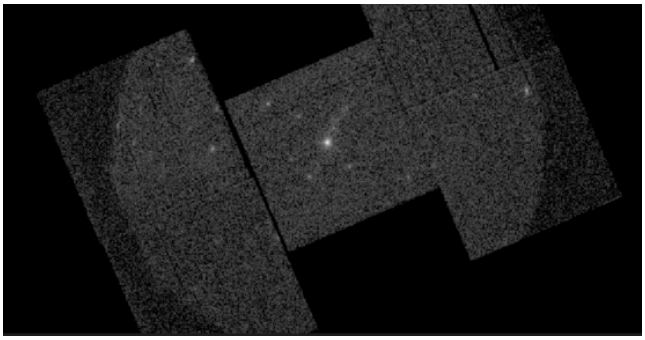
2 XMM-Newton Gözlemleri ve Veri Analiz Yöntemleri

XMM-Newton uydusunun NGC 5907 APX1'e ait 16 adet gözlemi kullanılmıştır. Bu gözlemler ESA Science Archive'dan elde edilmiş olup farklı parlaklık dönemlerine karşılık gelmekte ve yaklaşık 10 yıllık bir dönemi kapsamaktadır (Çizelge 1).

Pulsar dönme periyodu literatürden elde edilmiştir (Fürst ve diğ. 2023). Kaynağın X-ışın parlaklığı 0.1-10 keV enerji aralığındaki X-ışın tayfının modellenmesinden elde edilmiştir. Verilerin kalibrasyonu, filtrelenmesi ve rafine edilmesinde

⋆ ceyda.dilekci@std.bogazici.edu.tr

© 2025 Turkish Astronomical Society (TAD)



Şekil 1. NGC 5907 APX1'in MOS1 dedektöründen resmi (Obs.0824320601)

HEASoft (6.32.1) ve Science Analysis System (SAS v.21.0) programları kullanılmıştır. Analiz ve modelleme işlemleri XSPEC (12.13.1)'te yapılmıştır.

2.1 Verilerin İndirgenmesi

Ham verilerin işlenmesi için Kuntz & Snowden (2008) çalışmasındaki öneri doğrultusunda sırasıyla standart `epchain`, `emchain`, `espfilt` komutları kullanılmıştır. Bu komutların sonunda temizlenmiş, rafine ve kalibre bir veri setine ulaşılmıştır. Bu aşamada SAOImage DS9 yardımıyla nesnenin görüntüsü elde edilmiştir (Şekil 1). Arka plan verisi, kaynağa yakın bir bölgeden elde edilerek ham veri setinden çıkartılmış ve böylece arka planın kaynağın tayfına olan etkisi en aza indirilmiştir. Bu işlem sonucunda, temiz bir kaynak tayfı elde edilmiştir. Devamında `mosspectra` ve `pnspectra` komutlarıyla MOS1, MOS2 ve pn tayfları oluşturulmuştur.

2.2 Modelleme

APX'lerin tayfını modellemek için birden fazla model kullanılabilir. Bunun başlıca sebeplerinden biri APX'lerin karmaşık tayfsal özellikler sergilemesi ve oldukça değişken tayflara sahip olmasıdır (Kajava ve diğ. 2008). Farklı modeller farklı fiziksel süreçlere karşılık geldiği için içerisinde termal ışıma modellerinden kara cisim ışıması, yığılma diski ve Compton saçılması gibi farklı bileşenleri barındıran APX'ler için farklı modeller denemek veri analizinin ilk aşamasında önemlidir. Bu şekilde farklı fiziksel modeller ve bunlara bağlı olarak farklı senaryolar test edilebilir.

2.2.1 Model 1

$$\text{constant} \times \text{phabs} \times \text{phabs} \times \text{bknpower} \qquad (1)$$

Bu model X-ışını astronomisinde sık kullanılan bir tayfsal modeldir. `phabs` bileşeni kaynağa ait olan veya kaynağı çevreleyen maddenin neden olduğu soğurulma sebebiyle X-ışını fotonlarının zayıflamasını ifade eder.

Bu modeldeki ilk `phabs` Samanyolu galaksisindeki görüş doğrultusu boyunca meydana gelen fotoelektrik soğurulma için eklenmişken, ikinci `phabs` parametresi kaynağın iç soğurma katsayısını göz önünde bulundurmak için eklenmiştir. Modelin `phabs` soğurma bileşenini temsil eden parametre hidrojen kolon yoğunluğu $N_{\rm H}$ olup genellikle cm^{-2} başına 10^{22} atom biriminde ölçülür.

`bknpower` yüksek enerjili X-ışın kaynakları için sık kullanılan bir model bileşenidir. Bu model kırılmış bir kuvvet yasasını temsil eder ve emisyonun bir "kırılma" enerjisiyle ayrılmış iki farklı kuvvet yasası endeksiyle karakterize edildiği bir tayfı tanımlamak için kullanılır. Bu modelin temsil ettiği fiziksel süreç, farklı enerji aralıklarında farklı mekanizmalarla yönetilen bir süreçtir. Bu model, tayfı yumuşak ve sert X-ışın bölgeleri arasında keskin bir geçiş yapan sisteme basit bir kuvvet yasasından daha iyi uyum sağlar.

Çizelge 1. Gözlem Verilerinin Tarihi, Parlaklığı ve Periyodu

OBSID	Tarih	$L(10^{39}$ erg/s)	Periot (ms)
0145190201	2003-02-20	19.05 ± 0.02	$1427.76^{+0.11}_{-0.09}$
0804090301	2017-07-02	5.78 ± 0.04	$945.79^{+0.08}_{-0.05}$
0804090401	2017-07-05	2.93 ± 0.02	$946.17^{+0.04}_{-0.08}$
0804090501	2017-07-08	1.58 ± 0.03	-
0804090701	2017-07-12	0.32 ± 0.01	-
0804090601	2017-07-15	1.06 ± 0.02	-
0824320201	2019-06-12	12.88 ± 0.01	$1019.142^{+0.026}_{-0.046}$
0804090801	2019-06-22	12.02 ± 0.01	-
0851180701	2019-08-10	6.70 ± 0.02	-
0851180801	2019-08-12	6.51 ± 0.04	-
0824320501	2019-12-08	1.00 ± 0.003	-
0824320601	2020-07-23	14.79 ± 0.11	$1032.94^{+0.08}_{-0.05}$
0824320701	2020-11-06	0.89 ± 0.002	-
0884220201	2021-02-20	12.2 ± 0.06	$1012.620^{+0.025}_{-0.033}$
0884220301	2021-02-26	5.01 ± 0.02	-
0884220401	2021-03-04	9.33 ± 0.05	$1009.563^{+0.027}_{-0.035}$

2.2.2 Model 2

$$\text{constant} \times \text{phabs} \times \text{phabs} \times \text{diskbb} \qquad (2)$$

Kullandığımız bu model X-ışını astronomisinde özellikle X-ışını çiftleri ve yığılma disklerini modellemekte kullanılır. Bu model çoklu karacisim bileşeni içeren bir yığılma diskinin tayfına karşılık gelmektedir. NGC 5907 APX1 gibi kütle yığıştırdığı düşünülen sistemlerden gözlenen termal emisyonu modelleyen bir tayf bileşeni olarak da `diskbb` kullanılabilir. Bu modelde sıcaklık ve norm gibi parametreler iç disk yarıçapı ile belirlenmektedir.

2.2.3 Model 3

$$\text{constant} \times \text{phabs} \times \text{phabs} \times \text{diskpbb} \qquad (3)$$

Bu model, üstte kullanılan modele çok benzemekle birlikte `diskpbb` bileşeninin etkisiyle daha farklı yerel disk sıcaklık profillerine izin veren bir yığılma diskinin tayfını temsil eder. APX'ler, çoğunlukla yüksek parlaklık rejimlerinde gözlendikleri için, standart diskbb modelinin ötesinde bir yerel disk sıcaklık profili yardımıyla modellenmeye ihtiyaç duyabilirler. Diskpbb modeli, disk yapısındaki değişikliğe bağlı olarak radyal sıcaklık profilinin standart olmayan değerlerini göz önünde bulundurmak, böylece yüksek yığışma rejimlerinde kütle aktarma disklerindeki değişimi incelemek için kullanılabilir.

2.2.4 Modelleme Prosedürü

İlk `phabs` bileşeni için $N_{\rm H}$ parametresi NASA Heasarc sitesinin HI 4 Pi Survey kataloğundan 2.02×10^{20} cm^{-2} olarak elde edilmiştir ve modelleme prosedürü boyunca sabitlenmiştir.

`diskbb` ve `diskpbb` arasındaki en önemli fark yığılma diskindeki yerel sıcaklığın radyal bağımlılığıyla ilgilidir. `diskbb`

Çizelge 2. NGC 5907 APX1'in 0824320601 numaralı gözlemine ait tayfa uygulanan farklı modeller için parametre değerleri tablosu. Sabit tutulan parametreler hançer işareti "†" ile gösterilmiştir.

Parametre	BknPowerlaw	DiskBB	DiskPBB
χ^2/dof	0.99	1.13	1.00
Sabit (MOS1)†	1.0	1.0	-
$N_{\rm H}$ (10^{20} cm^{-2})†	2.02	2.02	2.02
$N_{\rm H}$ (10^{22} cm^{-2})	0.44±0.05	0.27±0.03	0.39±0.05
$T_{\rm in}$ (keV)	-	2.46±0.14	3.65±0.89
p	-	-	0.63±0.03
Foton İndeks 1	1.34±0.08	-	-
Kırılma Enerjisi (keV)	5.06±0.93	-	-
Foton İndeks 2	1.94±0.41	-	-
Norm ($\times10^{-4}$)	1.83±0.16	21.71±4.05	3.13±3.70

geometrik olarak ince, optik olarak kalın bir birikim diskini temsil eder. Bu modelde sıcaklığın radyal bağımlılığı Shakura-Sunyaev modeliyle (Shakura & Sunyaev 1973) uyumlu olarak 0.75'e sabitlenmiştir. Bir başka deyişle standart disk modelinde radyal sıcaklık profili $T(r)\propto r^{-3/4}$ ile verilirken `diskpbb` modeline göre sıcaklık profili $T(r)\propto r^{-p}$ olup burada p serbest bir değişkendir. Bu model sayesinde standart modelden sapmalar göz önünde bulundurulmaktadır.

Her modelin başındaki `constant` bileşeni farklı veri kümelerini (XMM-Newton üzerindeki MOS1, MOS2, pn dedektörlerinden elde edilen kümeler) ölçeklendirmek amacıyla kullanılır. Genellikle ilk veri kümesi için 1 olarak ayarlanır ve ölçeklemede tutarlılığı sağlamak için sonraki veri kümeleri için genellikle 1'e yakın olur. Gözleme bağlı olarak, XMM-Newton üzerindeki MOS1, MOS2 veya pn dedektörlerinden elde edilen veriler kullanılmıştır.

3 XMM-Newton Veri Analizi Sonuçları

Uyumu araştırılan tayf modellerine örnek olarak Çizelge 1'deki 0824320601 ve 0824320701 numaralı gözlemlerin tayfları model parametreleriyle beraber sırasıyla Çizelge 2 ve Çizelge 3'de verilmiştir. Bu gözlemlerin aralarında 4 aylık bir zaman farkı vardır. Bununla beraber 0824320601 numaralı gözlemde kaynağın parlaklığı 0824320701 numaralı gözlemdeki parlaklığa göre 16 kat daha yüksektir. Ayrıca bu gözlemlerden ilkinde dönme periyodu tespit edilmesine rağmen ikincisinde edilememiştir. İki gözlem arasındaki söz konusu bu farklar nedeniyle kaynağın tayfının her iki gözlemdeki değişimi bu çalışmada özellikle ele alınmıştır.

Bu çalışma, NGC 5907 APX1'in XMM-Newton X-ışın tayf verilerinin analizini ve modellenmesini içermektedir (Şekil 2, 3, 4). Analiz sonuçları elde edilen fiziksel parametrelerin kaynağın parlaklık değişimi gösterdiği uzun (2003-2021, Şekil 5) ve kısa (02.07.2017-17.07.2017, Şekil 6) dönemler boyunca davranışını özetlemektedir. Bununla beraber kısa döneme ait $N_{\rm H}$-parlaklık ve sıcaklık-parlaklık ilişkilerini gösteren grafikler sırasıyla Şekil 7 ve Şekil 8 ile verilmektedir. Daha önceki çalışmalarda XMM-Newton teleskobundan NGC 5907 APX1'e dair bazı gözlem setleriyle ilgili tayfsal analizler mevcuttur (Miura ve diğ. 2024; Maitra ve diğ. 2018). Bu çalışmada ise tayfsal analizler kaynağın parlaklığına ve nötron yıldızının dönme periyodunu içerip içermemesine göre çok sayıda gözlem veri grubu kullanılarak yapılmıştır. Bu sebepten NGC5907 APX'in tayfıyla ilgili olarak yapılan ilk detaylı çalışmadır.

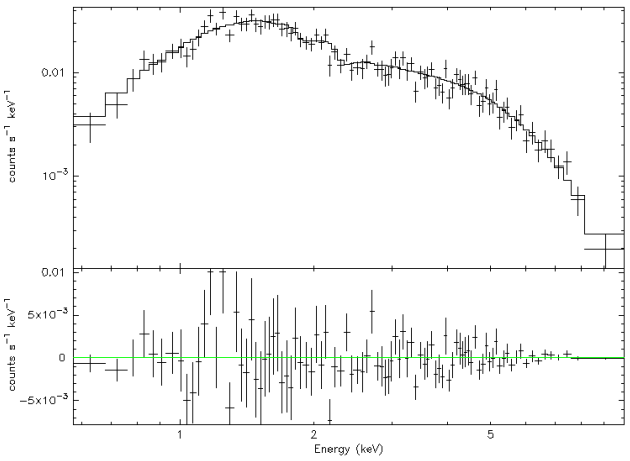
2019 yılına ait gözlemler, yalnızca üç veri noktası içerdiğinden ve bu verilerin istatistiksel anlamlılığı düşük olduğundan kısa dönem analizlerine dahil edilmemiştir. Onun yerine bu çalışma, kısa zaman aralıklarında 2017'de alınan verilere odaklanarak daha sağlam ve güvenilir sonuçlar elde etmeye yönelmiştir.

Uzun dönem ve kısa dönem analizlerinde tek bir modele bağlı kalınmayarak ve χ/dof değerleri göz önünde bulundurularak en uyumlu modelin parametreleri ve bu parametreler arasındaki ilişkiler ortaya çıkarılmıştır.

0824320601 gözleminde `diskbb`'nin χ/dof değeri `diskpbb` modelinden daha yüksektir, 0824320701 gözleminde ise $N_{\rm H}$ `diskbb` ile doğru sınırlandırılamamıştır. `diskpbb` modelindeki parametre p'nin değeri Çizelge 2 ve 3'den de görüleceği üzere ilk gözlemde 0.634, ikinci gözlemde ise 0.500 bulunmuştur. Tüm bu analiz ışığında diskin 0.75'e sabitlenmiş bir p içeren standart bir diskle (`diskbb`) modellenmemesinin daha uygun olacağı ortaya konulmuştur.

Çizelge 3. NGC 5907 APX1'in 0824320701 numaralı gözlemine ait tayfa uygulanan farklı modeller için parametre değerleri tablosu. Sabit tutulan parametreler hançer işareti "†" ile gösterilmiştir. Sınırlandırılamayan ve fizik dışı sonuç veren parametre değerleri ise yıldız işareti "⋆" ile gösterilmiştir.

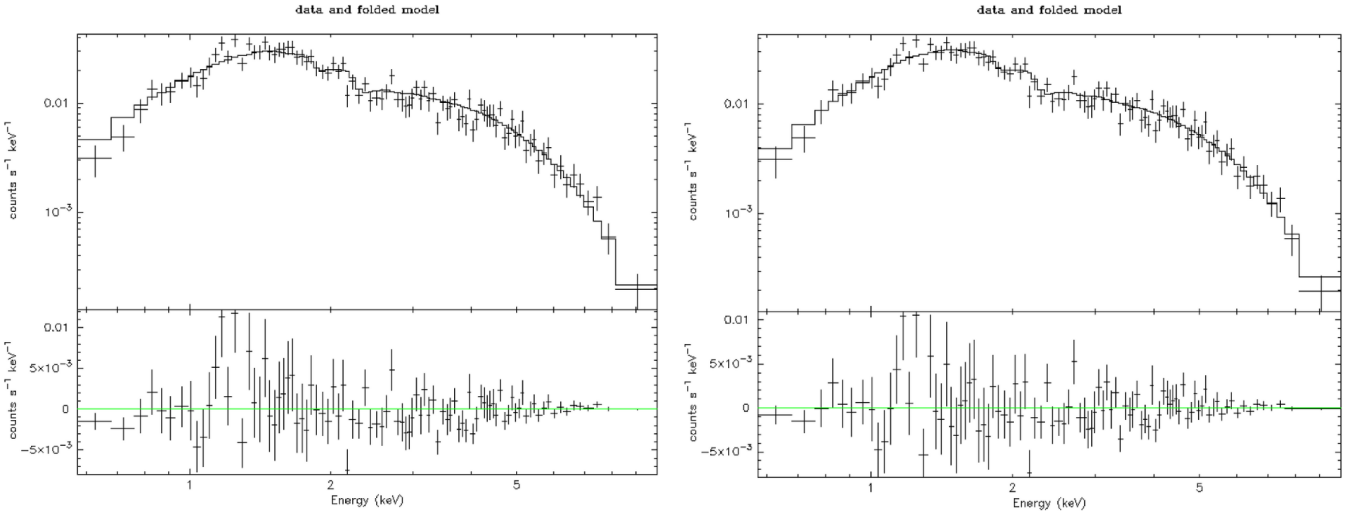
Parametre	BknPowerlaw	DiskBB	DiskPBB
χ^2/dof	0.93	0.93	1.04
Sabit (MOS1)†	1.0	1.0	-
Sabit (MOS2)	1.0	0.67±0.07	-
$N_{\rm H}$ (10^{20} cm^{-2})†	2.02	2.02	2.02
$N_{\rm H}$ (10^{22} cm^{-2})	0.35±0.09	$1.11\times10^{22}(\star)$	0.38±0.13
$T_{\rm in}$ (keV)	-	1.32±0.02	2.48±3.16
p	-	-	0.50±0.12
Foton İndeks 1	2.14±0.25	-	-
Kırılma Enerjisi (keV)	545.3($\star$)	-	-
Foton İndeks 2	2.03($\star$)	-	-
Norm ($\times10^{-4}$)	0.41±0.09	1.84±0.72	0.30±0.18



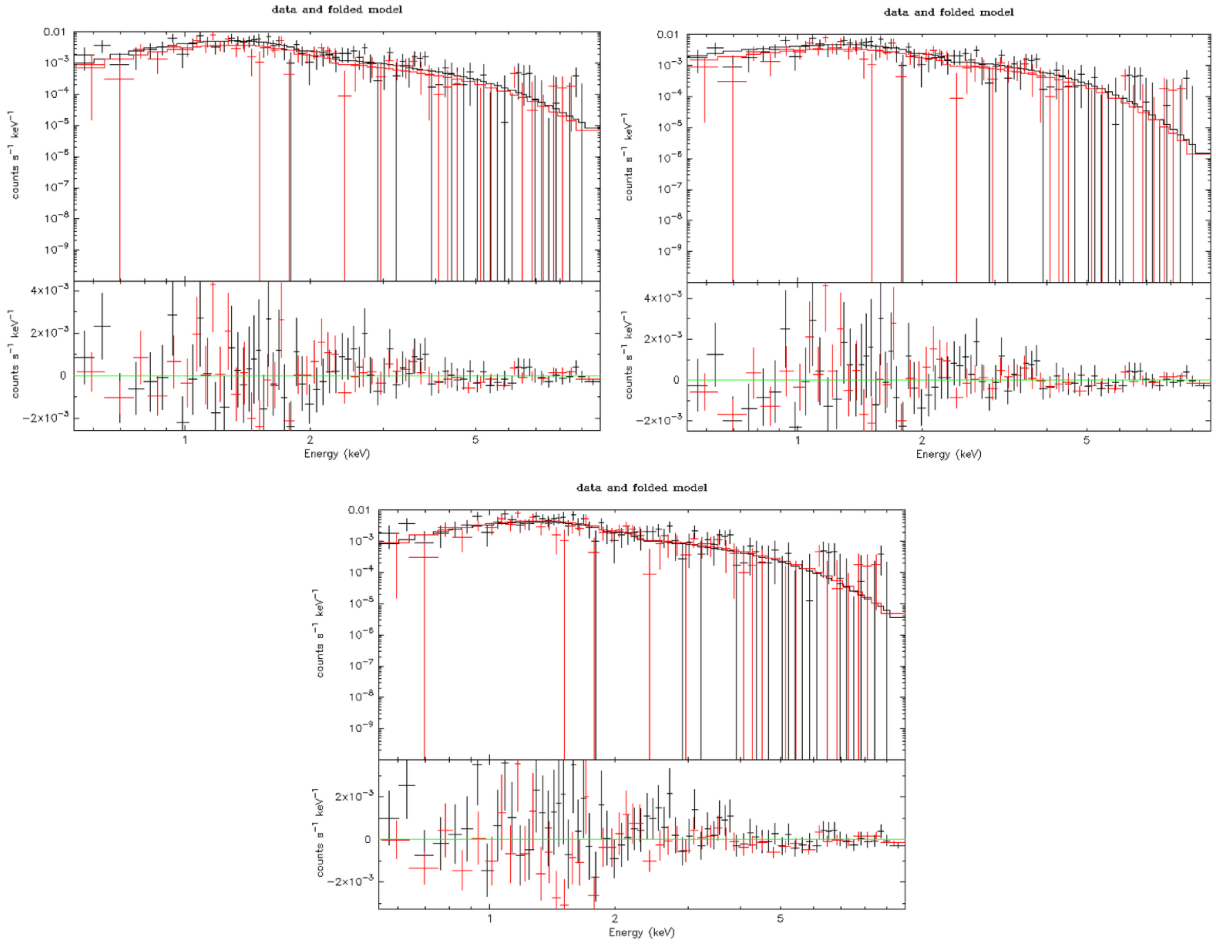
Şekil 2. 0824320601 numaralı XMM-Newton gözlemi tayfının Model 1 (constant×phabs×phabs×bknpower) ile uyumu kalıntılar (*residuals*) eklenmiştir.

4 Tartışma

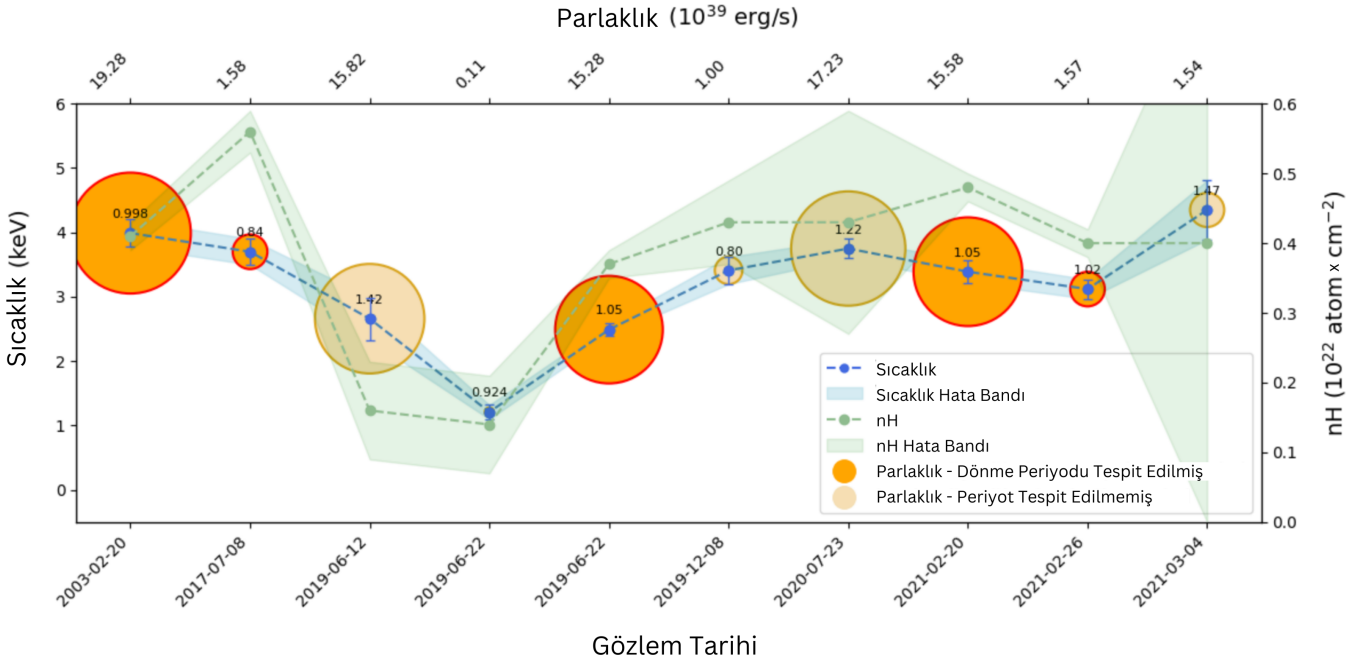
Tayfsal analizler, özellikle `diskpbb` modeli kapsamında iç disk sıcaklığı ve soğurma katsayısının parlaklığa bağlı olarak 5



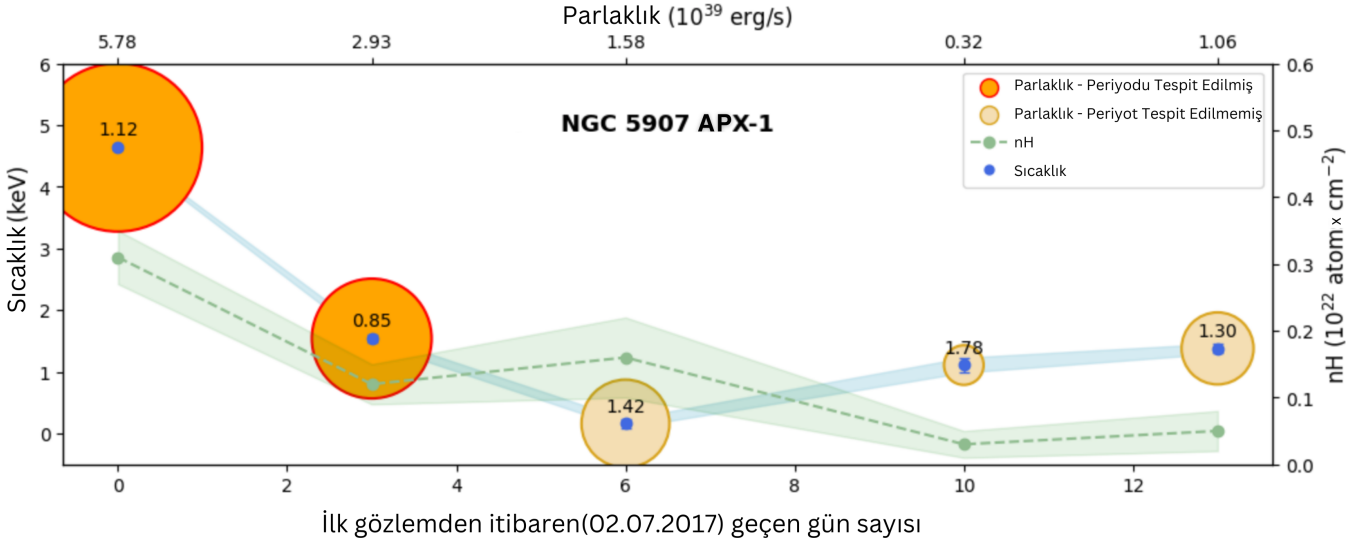
Şekil 3. 0824320601 numaralı XMM-Newton gözlemi tayfının farklı modellemelerle uyumu. Her bir modelin altına kalıntılar (*residuals*) eklenmiştir. **Solda:** Model 2 (constant×phabs×phabs×diskbb) ile modelleme. **Sağda:** Model 3 (phabs×phabs×diskpbb) ile modelleme.



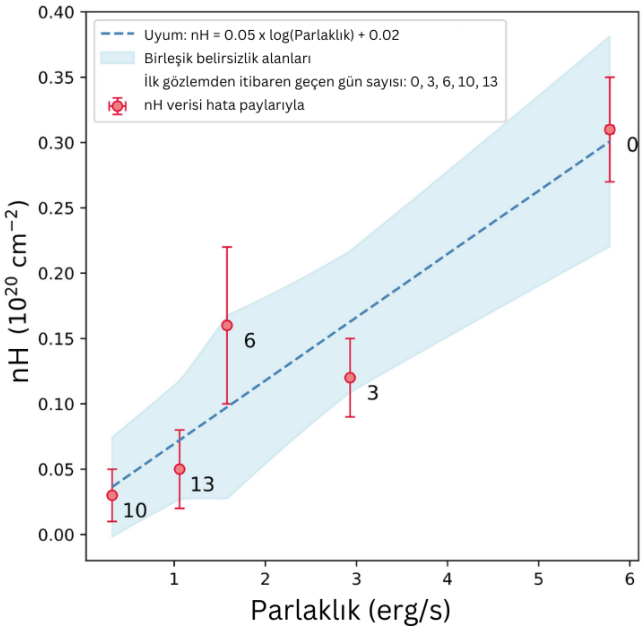
Şekil 4. 0824320701 numaralı XMM-Newton gözlemi tayfının farklı modellemelerle uyumu. Her bir modelin altına kalıntılar (*residuals*) eklenmiştir. **Sol üstte:** Model 1 (constant×phabs×phabs×bknpower) ile modelleme. **Sağ üstte:** Model 2 (constant×phabs×phabs×diskbb) ile modelleme. **Altta:**Model 3 (phabs×phabs×diskpbb) ile modelleme.



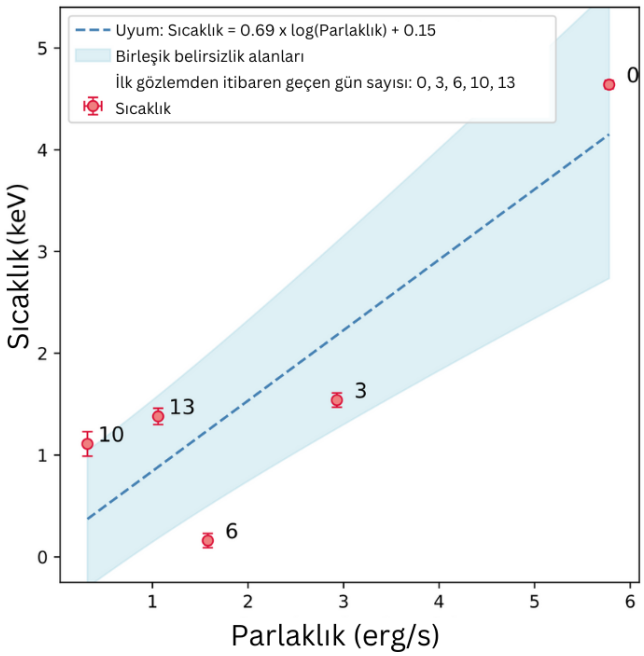
Şekil 5. NGC 5907 APX1'in 2003 ve 2021 zaman aralığında hidrojen sütun yoğunluğu ($N_{\rm H}$), sıcaklık ve parlaklık değerlerinin değişimi hata paylarıyla beraber gösterilmektedir. Veriler, XMM-Newton teleskobundan alınmıştır ve 824320601, 145190201, 804090501, 824320701, 884220201, 804090801, 884220301, 824320201, 884220401, ve 824320501 gözlemlerini içermektedir. Şekilde x ekseni altta tarihi, üstte parlaklığı (10^{39} erg s^{-1}) belirtir. y ekseni ise sağda $N_{\rm H}$ (10^{22} cm^{-2}) değerlerini, solda iç disk sıcaklığı(keV) değerlerini göstermektedir. $N_{\rm H}$ parametresinin veri noktaları yeşil ile, sıcaklığın veri noktaları mavi ile ifade edilmiştir. Turuncu dairelerin alanı parlaklığa doğru orantılı olarak bağlıdır. Dönme periyodu tespit edilmiş gözlemler koyu renkle, tespit edilmemiş olanlar açık renkle belirtilmiştir. Modelin uyum kalitesi (χ^2/dof) veri noktalarının üstüne eklenmiştir. Burada tek bir modele bağlı kalınmayarak modeller her gözlem için χ/dof değerlerine göre seçilmiştir.



Şekil 6. NGC 5907 APX1'in 02-07-2017 ve 15-07-2017 zaman aralığında hidrojen sütun yoğunluğu ($N_{\rm H}$), sıcaklık ve parlaklık değerlerinin değişimi gösterilmektedir. Veriler, XMM-Newton teleskobundan alınmıştır ve 0804090301, 0804090401, 0804090501, 0804090701 ve 0804090601 gözlemlerini içermektedir. Şekilde x ekseni altta ilk gözlemden itibaren geçen süreyi gün olarak temsil eder, üstte parlaklığı (10^{39} erg s^{-1}) belirtir. y ekseni ise sağda $N_{\rm H}$ (10^{22} cm^{-2}) değerlerini, solda iç disk sıcaklığı(keV) değerlerini göstermektedir. $N_{\rm H}$ parametresinin veri noktaları yeşil ile, sıcaklığın veri noktaları mavi ile ifade edilmiştir. Turuncu dairelerin alanı parlaklığa doğru orantılı olarak bağlıdır. Dönme periyodu tespit edilmiş gözlemler koyu renkle, tespit edilmemiş olanlar açık renkle belirtilmiştir. Modelin uyum kalitesi (χ^2/dof) veri noktalarının üstüne eklenmiştir. Burada tek bir modele bağlı kalınmayarak modeller her gözlem için χ/dof değerlerine göre seçilmiştir.



Şekil 7. NGC 5907 APX1'in 02-07-2017 ve 15-07-2017 zaman aralığında hidrojen sütun yoğunluğu ($N_{\rm H}$) ve parlaklık değerlerinin değişimi gösterilmektedir. Şekilde x ekseni parlaklık (erg s^{-1}), y ekseni ise $N_{\rm H}$ (10^{20} cm^{-2}) değerlerini göstermektedir. İlk gözlemden itibaren geçen gün sayısı noktaların üstüne eklenmiştir. Veri noktalarına doğrusal bir uyum yapılmıştır. Uyumlanan doğrusal model, $N_{\rm H}$ ile parlaklık (L) arasında $N_{\rm H}$=$0.59\log(L)$+0.02 şeklinde bir ilişki ortaya koymaktadır. Burada $\log(L)$, parlaklığın logaritmik ölçeğini ifade etmektedir. Grafikte, belirsizlik değerleri ve birleşik belirsizlik alanları (*combined uncertainty*) gösterilmiştir.



Şekil 8. NGC 5907 APX1'in 02-07-2017 ve 15-07-2017 zaman aralığında sıcaklık ve parlaklık değerlerinin değişimi gösterilmektedir. Şekilde x ekseni parlaklık (erg/s), y ekseni ise sıcaklık (keV) değerlerini göstermektedir. İlk gözlemden itibaren geçen gün sayısı noktaların üstüne eklenmiştir. Veri noktalarına doğrusal bir uyum yapılmıştır. Uyumlanan doğrusal model, sıcaklık (T) ile parlaklık (L) arasında T=$0.69\log(L)$+0.15 şeklinde bir ilişki ortaya koymaktadır. Burada $\log(L)$, parlaklığın logaritmik ölçeğini ifade etmektedir. Grafikte, belirsizlik değerleri ve birleşik belirsizlik alanları (*combined uncertainty*) gösterilmiştir.

kata kadar değiştiğini göstermektedir. Hem kısa hem uzun dönem analizlerinde karşımıza çıkan bu davranışı fiziksel olarak yorumlamak güçtür. Özellikle kullanılan tayfsal modele bağlı olarak hidrojen kolon yoğunluğunda saptanan bu türden değişimler, sistemin özellikleri (nötron yıldızı yüzeyindeki güçlü manyetik alan, Eddington üstü kütle aktarım hızları gibi) göz önünde bulundurulduğunda tutarlı bir şekilde açıklanmalıdır. Hidrojen kolon yoğunluğu parametresini $N_{\rm H}$ içeren ikinci phabs bileşeninin, tüm tayfsal modellemelerde serbest bırakılmasının modellemeyi etkileyebileceği, sistemin fiziksel özellikleri ile uyumlu olmayan tayf modellerine ve/veya parametre değerlerine yol açabileceği de unutulmamalıdır. Burada özetlenen analizleri takiben yapılacak çalışmalarda $N_{\rm H}$ değerinin her veri seti için serbest bırakılması yerine görece yüksek parlaklık durumlarında gözlenen verilerin ilk aşamada tayf modellemesi ile elde edilecek $N_{\rm H}$ değerinin diğer veri setlerine uygulanacak tayf modellemelerinde kısıtlayıcı bir parametre olarak kullanılması, böylece tüm veri setleri için ortak bir $N_{\rm H}$ değerinin bulunması planlanmaktadır.

Teşekkür

Bu çalışma BÜ Bilimsel Araştırma Projeleri tarafından 19951 kodu ile desteklenmiştir.

Kaynaklar

Belfiore A., ve diğ., 2024, AJ, 965, 78
Erkut M. H., Ekşi K. Y., Alpar M. A., 2019, ApJ, 873, 105
Erkut M. H., Türkoğlu M. M., Ekşi K. Y., Alpar M. A., 2020, ApJ, 899, 97
Fürst F., Walton D. J., G.L. I., 2023, A&A, 672, A140:1
Kaaret P., Feng H., Roberts T. P., 2017, ARA&A, 55, 303
Kajava J., Poutanen J., G.L. I., 2008, AIP Conf. Proc., 1054, 39
Kuntz K., Snowden S., 2008, A&A, 478, 575–596
Maitra C., Carpano S., Haberl F., Vasilopoulos G., 2018, Proc. Int. Astron. Union., 14, 242
Miura D., Kobayashi S. B., Yamaguchi H., 2024, ApJ, 968, 95
Shakura N., Sunyaev R., 1973, A&A, 24, 337
Walton D. J., Harrison F. A., Bachetti M., 2015, ApJ, 799, 122

Access:
M25-0350: Turkish J.A&A — Vol.6, Issue 3.

TJAA Vol. **6**, *Special Issue*, *p*.54–59 (2025). DOI: 10.55064/tjaa.1597595 *Research Article*

Gaia DR3 Kataloğundan Seçilen Beyaz Cüce Yıldızlar ile LSR Hesaplaması

Özcan Çalışkan[1], Selçuk Bilir[2]

[1] *İstanbul Üniversitesi, Fen Bilimleri Enstitüsü, Astronomi ve Uzay Bilimleri Programı, İstanbul 34116, Türkiye*

[1] *İstanbul Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, İstanbul 34119, Türkiye*

Accepted: February 23, 2025. Revised: February 23, 2025. Received: December 8, 2024.

Özet

Bu çalışmada, *Gaia* uydusunun üçüncü veri sürüm (*Gaia* DR3) kataloğunda Güneş'ten 500 pc'lik bir uzay hacmi içinde bulunan beyaz cücelerden itibaren yerel durağanlık standardı (LSR) tayin edilmiştir. Bu amaç doğrultusunda 184,712 beyaz cüce, oluşturulan $M_{\rm G}\times(G_{\rm BP}-G_{\rm BP})$ renk-parlaklık diyagramı üzerinden seçilmiştir. Seçilen beyaz cücelerin uzay hız bileşenlerinin hesaplanabilmesi için yıldızlara ait astrometrik veriler ($\mu_\alpha\cos\delta, \mu_\alpha, \varpi$) *Gaia* DR3 kataloğundan sağlanmıştır. Beyaz cüce tayflarından radyal hız ölçümleri zor hesaplandığından özel bir kinematik yaklaşım kullanılarak örnekteki beyaz cücelerin ortalama uzay hızları ve hız dispersiyonları $10<M_{\rm G}$(kadir)$\leq$15.5 aralığındaki yıldızlar için birim aralıklar dikkate alınarak tayin edilmiştir. Kinematik analizler sonucunda 184,712 beyaz cücenin astrometrik verileri kullanılarak LSR değerleri $(U,V,W)_\odot$=(10.03±1.04, 6.05±1.07, 6.40±1.03) km s^{-1} olarak tayin edilmiştir. Geniş bir mutlak parlaklık aralığı için yapılan analizlerde uzay hız dispersiyonlarının parlak mutlak kadirlerden ($M_{\rm G}$=10) sönük mutlak kadirlere ($M_{\rm G}$=15.5) doğru arttığı tespit edilmiştir. Böylece Gaia uydusunun sağlamış olduğu yüksek astrometrik hassasiyet ile literatürde ilk kez bu kadar büyük bir beyaz cüce örneğinden LSR tayini gerçekleştirilmiştir.

Abstract

In this study, the local standard of rest (LSR) was determined from the white dwarfs located within a space volume of 500 pc from the Sun by third data release (*Gaia* DR3) catalogue of the *Gaia* satellite. For this purpose, 184,712 white dwarfs were selected from the generated $M_{\rm G}\times(G_{\rm BP}-G_{\rm BP})$ colour-magnitude diagram. to calculate the space velocity components of the selected white dwarfs, astrometric data ($\mu_\alpha\cos\delta, \mu_\alpha, \varpi$) of the stars were provided from *Gaia* DR3 catalogue. Since radial velocity measurements from white dwarf spectra are difficult to calculate, a special kinematic approach was used to determine the mean space velocities and velocity dispersions of the white dwarfs in the sample by taking into account unit intervals for stars in the magnitude range of $10<M_{\rm G}$(mag)$\leq$15.5. As a result of the kinematic analyses, the LSR values were determined as $(U,V,W)_\odot$=(10.03±1.04, 6.05±1.07, 6.40±1.03) km s^{-1} using the astrometric data of 184,712 white dwarfs. analyses performed for a wide absolute magnitude range determined that the space velocity dispersions increase from bright absolute magnitudes ($M_{\rm G}$=10) to faint absolute magnitudes ($M_{\rm G}$=15.5). Thus, with the high astrometric precision provided by the *Gaia* satellite, LSR determination was performed for the first time in the literature from such a large white dwarf sample.

Anahtar Kelimeler: Galaxy: Solar Neighbourhood — LSR Determination — Stars: White Dwarfs

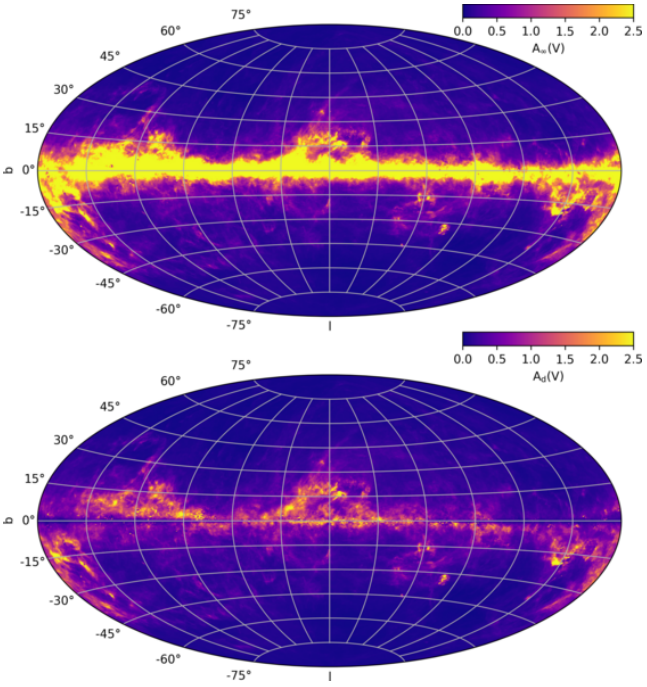
1 Giriş

Beyaz cüceler, orta ve küçük kütleli yıldız evriminin son aşamalarından birini temsil eder ve Samanyolu'ndaki tüm yıldızların %97'sinden fazlasının yaşam döngüsünün son noktasıdır (Kleinman ve diğ. 2013). Kütlesi 8-10 $M_\odot$'den daha küçük olan yıldızlar, yaşam döngülerinin sonunda genellikle karbon, oksijen ve neon içeren çekirdeklerini geride bırakarak beyaz cüceye dönüşür. Bu nesneler, Galaksi'deki en yaygın yıldız kalıntıları olup, yerel yıldız popülasyonunun yaklaşık %5-7'sini oluşturur (Tremblay ve diğ. 2024).

Gaia uydusunun hassas astrometrik ölçümleri sayesinde (Gaia Collaboration ve diğ. 2016) 350,000'den fazla beyaz cüce adayı literatüre önerilmiştir. Güneş civarındaki beyaz cüceler yaygın olmalarına rağmen, sönük mutlak parlaklıklarda bulundukları için tayfsal gözlemleri yeteri kadar hassas yapılamamaktadır. Dünya boyutlarında olan beyaz cüceler, aynı etkin sıcaklıktaki anakol ve evrimleşmiş yıldızlara göre çok daha düşük ışıma gücüne sahiptirler. Boyutları küçük olmasına rağmen, beyaz cücelerin kütleleri Güneş kütlesi civarındadır. Beyaz cücelerin bu fiziksel özelliklerinden dolayı yoğunlukları Dünya'nın merkez yoğunluğunun yaklaşık 100,000 katına ulaşabilir (Blouin 2024). Beyaz cücelerin yüzey sıcaklıkları göreceli olarak yüksek, yarıçaplarının da küçük olması ışıma güçlerinin düşük olmasına; bu nedenle mutlak parlaklıklarının da sönük hesaplanmasına neden olur. *Gaia* uydusundan sağlanan fotometrik ve astrometrik ölçümler sonucunda Güneş civarındaki beyaz cücelerin mutlak parlaklıklarının $10<M_{\rm G}$(kadir)<16 aralığında bulunduğu tespit edilmiştir (Gaia Collaboration ve diğ. 2021). Hertzsprung-Russell (HR) diyagramında beyaz cüce bölgesine ulaşan yıldız çekirdekleri yavaş bir soğuma süreci geçirerek zaman ile bir kara cüceye dönüşürler. Bu özelliklerinden dolayı literatürde yıldız popülasyonlarının tarihlendirilmesinde kullanılmaktadır (Tremblay ve diğ. 2024).

Gaia çağı öncesinde Güneş civarında (d<50 pc) yaklaşık 500 beyaz cüce tespit edilmiştir (Limoges ve diğ. 2015; Holberg ve diğ. 2016). Ayrıca, Sloan Sayısal Gökyüzü Tarama (SDSS,

© 2025 Turkish Astronomical Society (TAD)



Şekil 1. *Gaia* DR3 kataloğundan seçilen yaklaşık 13.9 milyon yıldızın Schlafly & Finkbeiner (2011)'nin toz haritalarından belirlenen V bandı sönükleşmeleri (üst panel) ve Güneş-yıldız uzaklığına indirgenmiş sönükleşme değerleri (alt panel).

York ve diğ. 2000) programı kapsamından yürütülen tayfsal gözlemler sayesinde Güneş civarının çok ötesinde yaklaşık birkaç bin beyaz cüce daha keşfedilmiştir (York ve diğ. 2000; Kepler ve diğ. 2019). *Gaia* farklı gözlem dönemlerindeki verilerinin indirgenmesi sonucunda, beyaz cüce adaylarının sayısında önemli bir artış sağlamıştır. Örneğin *Gaia* DR2 (Gaia Collaboration ve diğ. 2018) ile *Gaia* DR3 (Gaia Collaboration ve diğ. 2023) veritabanlarında tespit edilen beyaz cücelerin sayısında bile %38'lik bir artış olmuştur. Bununla birlikte, *Gaia* DR3 kataloğunda tespit edilmiş beyaz cücelerin yaklaşık %10'unun orta çözünürlüklü tayfsal gözlemleri yapılabilmiştir (Gentile Fusillo ve diğ. 2021).

Bu çalışma kapsamında, *Gaia* DR3 (Gaia Collaboration ve diğ. 2023) kataloğundan seçilen beyaz cüce yıldızlar kullanılarak Güneş civarındaki kinematik yapı araştırılmıştır. Bu bağlamda bir kinematik yaklaşım yöntemi kullanılarak seçilen beyaz cücelerin toplam uzay hız dispersiyonlarının karesine (S^2) karşılık gelen uzay hız bileşenlerinden (U, V, W) LSR değerleri tayin edilmiştir. Ayrıca farklı mutlak parlaklıkta bulunan beyaz cücelerin uzay hız dispersiyonları hesaplanmıştır.

2 Veri

Çalışmada, *Gaia* DR3 kataloğunda Güneş merkezli 500 pc'lik bir uzay hacmi içinde bulunan beyaz cücelerin astrometrik verileri kullanılarak LSR tayini hedeflenmiştir. Bu amaç doğrultusunda öncelikle *Gaia* DR3 kataloğundan aşağıda verilen SQL kodu yardımıyla yıldızlar seçilmiştir:

```
SELECT *
FROM gaiadr3.gaia_source
WHERE parallax_over_error > 10.0
 AND astrometric_n_good_obs_al > 5
 AND visibility_periods_used > 8
 AND RUWE <= 1.4
 AND 1000.0/parallax < 500
```

Hazırlanan SQL kod yardımıyla, *Gaia* DR3 kataloğundan, Güneş'ten itibaren 500 pc yarıçap içinde rölatif paralaks hatası $\sigma_\varpi/\varpi \leq 0.1$, en az sekiz kere gözlemi yapılmış, astrometrik olarak en az beş kez doğrulanmış, RUWE (Renormalized Unit Weight Error) değeri 1.4'ten küçük ve yıldız olarak sınıflanan kaynakların seçilmesini sağlamıştır. RUWE parametresi *Gaia* uydu gözlemleriyle hesaplanan konum ve öz hareket ölçümlerinin tutarlılığı ve dolayısıyla verilerin güvenilirliğini değerlendiren bir parametredir (Lindegren ve diğ. 2021). *Gaia* DR3 kataloğuna getirilen sınırlamalar sonucunda yaklaşık 13.9 milyon yıldıza ulaşılmıştır.

3 Analizler

3.1 Beyaz Cüce Yıldızların Seçimi

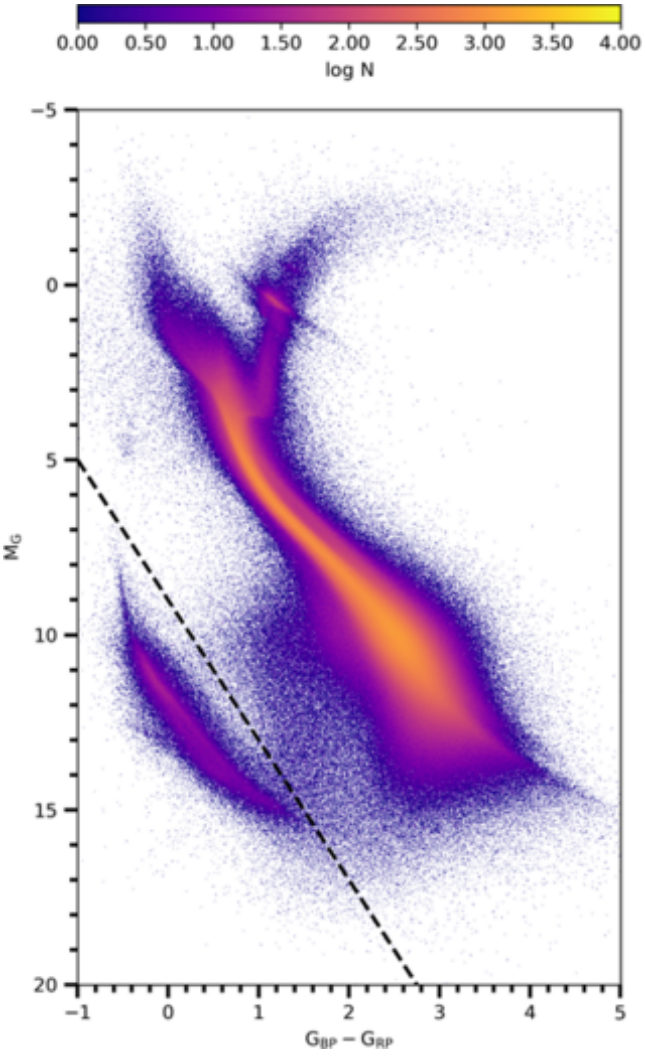
Oluşturulan yıldız örneği içinde beyaz cüceleri seçebilmek için $M_G \times (G_{BP} - G_{BP})$ renk-parlaklık diyagramı (CMD) kullanılmıştır. Yıldızların M_G mutlak parlaklıkları $M_G = G - 5 \times \log(1000/\varpi) + A_G$ uzaklık bağıntısı kullanılarak hesaplanmıştır. Bağıntıdan da görülebileceği gibi örnekteki her bir yıldızın G bandındaki A_G sönükleşmelerinin bilinmesi gerekmektedir. Beyaz cücelerin G bandındaki sönükleşmelerinin hesaplanması için de Schlafly & Finkbeiner (2011)'nin toz haritası kullanılmıştır (Şekil 1). Toz haritasından elde edilen sönükleşme değerleri, Samanyolu'nun sınırlarına kadar etkili olduğundan, bu sönükleşme değerlerin Güneş ile yıldız arasındaki mesafeye göre indirgenmesi gerekmektedir. Bu analiz, aşağıda Bahcall & Soneira (1980) tarafından verilen bağıntıyla gerçekleştirilmiştir.

$$A_d(V) = A_\infty(V) \times \left[1 - \exp\left(\frac{-|d \times \sin b|}{H}\right)\right] \quad (1)$$

Burada $A_\infty(V)$, Galaksi sınırına kadar ölçülen sönükleşme değerlerini, b yıldızın Galaktik enlemini, H tozun yükseklik ölçeğini göstermekte olup, çalışmada $H = 125$ pc değeri kabul edilmiştir (Marshall ve diğ. 2006). Güneş ile yıldızlar arasındaki uzaklıklara indirgenen V bandı sönükleşme değerleri Şekil 1'in alt panelinde gösterilmiştir. Yıldızların G, G_{BP}, G_{BP} filtrelerindeki sönükleşme etkisini arındırabilmek üzere Cardelli ve diğ. (1989)'nin selektif absorpsiyon katsayıları ($R_\lambda = A_\lambda / A_V$) kullanılmıştır. *Gaia* filtrelerinin sönükleşmeden arındırılmasında aşağıdaki bağıntılar kullanılmıştır:

$$\begin{aligned} G_0 &= G - A_G = G - 0.83627 \times A_d(V) \\ (G_{BP})_0 &= G_{BP} - A_{G_{BP}} = G_{BP} - 1.08337 \times A_d(V) \\ (G_{RP})_0 &= G_{RP} - A_{G_{RP}} = G_{RP} - 0.63439 \times A_d(V) \end{aligned} \quad (2)$$

Oluşturulan yıldız örneğinden beyaz cüceleri seçebilmek için Şekil 2'de gösterilen $M_G \times (G_{BP} - G_{BP})$ CMD yıldız sayı yoğunluklarına göre oluşturulmuştur. CMD üzerinde anakol, kırmızı dev kolu yıldızları ve beyaz cüceler, sayı yoğunlukları sayesinde kolaylıkla ayırt edilebilmektedir. Yıldız örneğindeki beyaz cüceleri seçebilmek için CMD üzerine kesikli çizgiyle gösterilen ayrım sınırı işaretlenmiş ve 204,127 beyaz cüce adayına ulaşılmıştır. Geniş bir mutlak parlaklık aralığına yayılan beyaz cüceler, CMD üzerindeki yoğunluklarına göre bir sınırlama daha getirilmiş ve mutlak parlaklıkları



Şekil 2. *Gaia* DR3 kataloğundan seçilen yaklaşık 13.9 milyon yıldızın renk-parlaklık diyagramı. Kesikli çizgi beyaz cüce ayrımını göstermektedir. Şekil üzerindeki renkler yıldız sayı yoğunluklarını ifade etmektedir.

$10<M_G(\text{kadir})\leq 15.5$ aralığında bulunan 184,712 beyaz cüce adayı belirlenmiştir.

3.2 Beyaz Cüce Yıldızlarından LSR Hesabı

Güneş civarındaki yıldızlardan LSR tayininde genellikle erken tayf türündeki anakol yıldızları kullanılmaktadır. Bu çalışmada ise göreceli olarak Güneş'e yakın beyaz cüce yıldızları dikkate alınarak LSR tayini gerçekleştirilmiştir. Beyaz cücelerin yüzey çekim ivmelerinin çok büyük ve mutlak parlaklıklarının da çok sönük olmalarından dolayı radyal hız ölçümleri kolaylıkla yapılmaktadır. Çalışmada, beyaz cücelerin radyal hız ölçümleri yapılamadığı için, tek tek yıldızların üç boyutlu uzay hareketlerini tam olarak hesaplamak imkansızdır. Dehnen & Binney (1998) tarafından geliştirilen bir yöntem ile beyaz cücelerin üç boyutlu hız dağılımlarına dair genel bilgiler elde edilebilir. Dehnen & Binney (1998)'in yaklaşımdaki ilk adım, yıldızların öz hareket ölçümlerinin diferansiyel dönme düzeltmelerinin yapılmasına yöneliktir. Bunun için Dehnen & Binney (1998)'in önerdiği aşağıdaki bağıntılar kullanılmıştır.

$$\mu_\ell = \mu_\ell^{(\text{obs})} - A\cos(2\ell) - B, \qquad (3)$$
$$\mu_b = \mu_b^{(\text{obs})} + A\sin(2\ell)\cos b \sin b.$$

Bağıntılarda verilen Oort sabitleri için A=15.3±0.4 ve B= −11.9±0.4 km s^{-1} kpc^{-1} değerleri Bovy (2017)'den alınmıştır. Bu aşamadan sonra yıldızların trigonometrik paralaksları (ϖ) ve öz hareketleri (μ) kullanılarak teğetsel hızları (V_T) hesaplanmıştır:

$$V_T = 4.74 \times \mu \times \frac{1000}{\varpi}. \qquad (4)$$

Hesaplanan teğetsel hız, yıldızların üç boyutlu uzay hareketi (V_T) ile ilişkilidir. Bu ilişki, bir projeksiyon matrisi (A) aracılığıyla ifade edilir. Burada A, yıldızın yönünü belirten birim vektör ($\hat{r}$) kullanılarak $\mathbf{I} - \hat{\mathbf{r}} \otimes \hat{\mathbf{r}}$ bağıntısıyla tanımlanır. Bağıntıdaki $\otimes$ dış çarpımı ifade eder. Ancak bu bağıntı, projeksiyon matrisinin tekil olması nedeniyle doğrudan tersine çevrilemez. Bu nedenle, uzay hız bileşenleri doğrudan hesaplanamaz. Ancak, tüm gökyüzüne yayılmış çok sayıda yıldızın verileri bir araya getirildiğinde, ortalama matris ($\langle\mathbf{A}\rangle$) tekil olmaktan çıkar. Bu durumda bağıntı ters çevrilebilir ve bu yöntem ile, incelenen yıldız grubunun Güneş'e göre ortalama hızı ($\mathbf{v}$) hesaplanabilir.

Bu çalışmada Dehnen & Binney (1998) tarafından geliştirilen yöntem kullanılarak yıldızların U, V, W uzay hız bileşenleri hesaplanmıştır. Dehnen & Binney (1998)'in geliştirdiği yöntem, mutlak parlaklıkları $10<M_G(\text{kadir})<15.5$ aralığındaki 184,712 beyaz cüce uygulanmıştır. Beyaz cüceler mutlak parlaklık adımları 0.125 kadir olacak şekilde 44 alt gruba ayrılarak her bir gruptaki yıldızların ortalama uzay hızları ve uzay hız dispersiyonları hesaplanmıştır (Çizelge 1). Yıldızların U uzay hız bileşeni Galaksi merkezine, V uzay hız bileşeni Galaksi'nin dönme yönüne ve W uzay hız bileşeni de kuzey Galaktik kutup noktasına doğru ölçülmektedir.

LSR hesaplamasındaki klasik yaklaşım sistemdeki yıldızların ortalama hızının sıfır olmasına dayalıdır. Bu yaklaşım, bir grup yıldızın hız dispersiyonu S^2 ile dönmeden kaynaklı geri kalma hızı arasındaki doğrusal ilişkiyi kullanır; bu ilişki ilk olarak Strömberg (1946) tarafından deneysel olarak tanımlanmıştır. Asimetrik sürüklenme bağıntısının modern teorik çerçevesi ise Binney & Tremaine (2008) tarafından verilmiştir. Pratikte, bu işlem, ortalama hızın S^2=0'a ekstrapolasyonuyla gerçekleştirilir ve bu yöntem sıfır hız dağılımına sahip teorik bir yıldız popülasyonuna göre Güneş hareketinin hesaplanmasını sağlar. Bu tür bir popülasyon, kapalı ve dairesel yörüngelerde hareket eden, yeni oluşmuş yıldızları temsil eder ve bu yıldızların hareketi, Güneş çevresindeki LSR'yi tanımlar.

Klasik LSR tayininde kullanılan yönteme göre farklı mutlak parlaklık aralıkları için hesaplanan uzay hız bileşenleri (U, V, ve W) ile bu bileşenlerin toplam uzay hız dispersiyonları (S^2) arasındaki ilişkiyi ortaya koyabilmek için Şekil 3'deki diyagramlar oluşturulmuştur. Ardından veriye doğrusal bir bağıntı geçirilerek, fit S^2=0 değerine ekstrapolasyon yapılmıştır. Böylece büyük bir beyaz cüce örneğinden itibaren LSR $(U,V,W)_\odot$=(10.03±1.04, 6.05±1.07, 6.40±1.03) km s^{-1} olarak hesaplanmıştır. Şekil 3'deki panellerden de görülebileceği gibi U ve W uzay hız bileşenleri için bir korelasyon yokken, V uzay hız bileşeni için belirgin bir eğim vardır.

Çizelge 1. Çalışmadaki 184,712 yıldızın ΔM_G=0.125 mutlak parlaklık aralıkları için hesaplanan Güneş'e göre ortalama uzay hızları ve hız dispersiyonları.

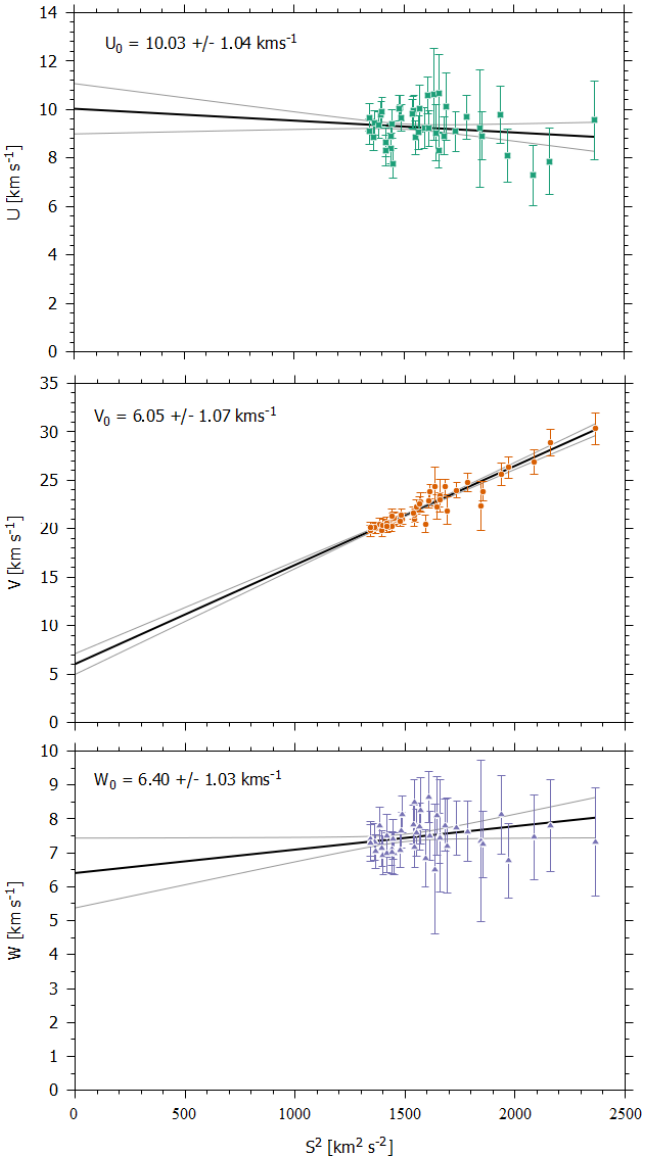
$\langle M_G \rangle$	N	Ortalama Hız (km s^{-1})			Hız Dispersiyonu (km^2 s^{-2})					
(kadir)		V_U	V_V	V_W	Σ_{UU}	Σ_{VV}	Σ_{WW}	Σ_{UV}	Σ_{UW}	Σ_{VW}
10.063	466	-9.23	-22.36	-7.35	1541.49	947.08	312.72	260.50	-99.81	-242.06
10.188	661	-10.62	-24.31	-6.51	1394.14	663.56	374.85	319.42	33.37	-35.95
10.313	912	-10.66	-23.37	-7.50	1358.47	719.77	402.68	216.30	12.14	97.56
10.438	1278	-10.12	-21.87	-7.21	1467.70	619.85	428.00	205.82	-127.94	45.77
10.563	1756	-9.04	-22.26	-8.09	1428.92	674.82	337.30	278.33	116.20	55.79
10.688	2437	-10.04	-22.72	-8.24	1401.63	595.70	344.38	261.61	72.65	63.98
10.813	3235	-9.25	-20.47	-6.83	1372.90	644.84	370.51	268.76	-91.71	106.17
10.938	4056	-10.60	-22.92	-8.65	1380.38	642.06	378.21	238.46	-13.01	13.87
11.063	5042	-9.86	-20.96	-8.50	1348.46	605.32	357.27	244.82	30.30	64.72
11.188	5901	-9.95	-21.37	-7.18	1338.27	641.98	337.89	295.77	60.63	8.42
11.313	6626	-9.83	-21.58	-7.84	1354.16	618.87	332.27	186.60	22.79	13.27
11.438	7202	-9.66	-21.00	-8.13	1284.96	632.86	316.53	194.90	41.48	16.34
11.563	7633	-10.06	-21.45	-7.66	1303.36	590.77	325.15	278.31	10.06	-15.65
11.688	7943	-10.05	-20.75	-7.07	1259.91	609.06	347.07	191.65	13.65	31.10
11.813	7927	-8.90	-20.29	-7.12	1264.00	557.88	334.21	320.96	11.06	-11.84
11.938	7825	-9.44	-20.03	-7.03	1193.01	561.34	303.11	255.82	33.84	22.51
12.063	7263	-9.09	-19.78	-7.41	1208.02	530.41	281.73	213.48	36.21	-27.73
12.188	7199	-9.78	-19.78	-7.13	1236.97	575.58	289.36	299.60	32.10	28.39
12.313	6861	-9.35	-20.51	-7.80	1169.29	584.82	322.30	214.01	11.78	47.49
12.438	6601	-8.84	-20.11	-7.31	1187.22	535.00	313.42	284.98	28.42	35.95
12.563	6496	-9.68	-20.11	-7.29	1169.29	548.04	298.43	261.55	21.69	63.64
12.688	6267	-9.91	-20.40	-6.92	1237.58	576.06	293.72	248.62	45.50	4.59
12.813	6000	-9.41	-20.96	-7.41	1243.66	601.17	317.03	143.54	-39.83	-10.13
12.938	5916	-8.64	-20.57	-7.00	1248.34	551.67	317.03	206.42	2.08	53.46
13.063	5644	-7.76	-21.09	-6.98	1283.38	555.35	324.22	258.24	95.86	35.73
13.188	5515	-8.40	-21.35	-7.01	1294.81	555.85	304.37	265.78	16.14	19.67
13.313	5148	-8.30	-20.22	-7.49	1238.42	545.36	338.85	213.81	-9.34	63.40
13.438	4877	-8.84	-22.25	-7.60	1361.31	592.66	358.16	277.57	1.56	5.63
13.563	4777	-9.06	-22.58	-7.77	1362.41	593.87	371.69	221.90	42.10	53.77
13.688	4568	-8.33	-22.96	-7.44	1475.46	635.48	355.56	258.80	-53.99	54.95
13.813	4476	-9.23	-23.81	-7.50	1412.25	622.97	373.70	313.48	-22.96	74.27
13.938	4179	-8.91	-24.34	-7.81	1515.82	614.01	382.87	342.78	8.14	63.95
14.063	3917	-9.09	-23.97	-7.73	1519.58	686.97	380.96	318.31	72.95	49.22
14.188	3305	-9.69	-24.77	-7.63	1557.18	643.12	470.00	310.40	51.20	53.52
14.313	2813	-8.92	-23.88	-7.25	1693.38	698.54	406.56	213.81	-32.48	31.56
14.438	2397	-8.09	-26.31	-6.77	1735.61	727.82	489.01	307.86	51.55	65.07
14.563	2137	-9.77	-25.65	-8.12	1768.37	704.13	449.50	233.71	-47.90	21.21
14.688	1977	-7.28	-26.90	-7.46	1837.11	757.72	542.03	253.24	-9.84	35.72
14.813	1737	-7.86	-28.92	-7.79	1913.28	767.09	565.96	442.28	-105.98	80.20
14.938	1361	-9.56	-30.34	-7.32	2069.86	811.74	675.00	455.06	-46.43	287.24
15.063	1055	-10.36	-30.18	-5.77	2143.14	917.35	726.41	174.08	-10.54	196.17
15.188	659	-10.21	-35.09	-4.84	2579.53	840.78	842.45	78.37	75.65	50.12
15.313	406	-14.57	-38.27	-2.05	2705.78	1050.50	927.81	88.78	327.50	-14.43
15.438	261	-9.89	-41.00	-5.72	2478.14	1202.54	1109.17	86.00	195.21	212.90

Çalışmada farklı G mutlak parlaklık aralıkları için hesaplanan U, V ve W uzay hız bileşenlerinin hız dispersiyonlarıyla değişimi Şekil 4'te gösterilmiştir. Şekilden de görülebileceği gibi U ve W uzay hız bileşenlerinin mutlak parlaklık ile bir değişim göstermediği, ancak V uzay hız bileşeninin M_G=13 kadirden daha sönük mutlak parlaklıklara gidildikçe belirgin bir şekilde arttığı tespit edilmiştir. Bu durum toplam uzay hız bileşeni için de geçerlidir. Sönük mutlak parlaklıklarda görülen belirgin hız artışının nedeni farklı yaşlardaki beyaz cücelerin grup içinde bulunmasıdır. Bu da oluşturulan yıldız örneği içinde ince disk popülasyonu dışında kalın disk ve halo popülasyonuna üye beyaz cücelerin bulunduğunu göstermektedir.

4 Tartışma ve Sonuç

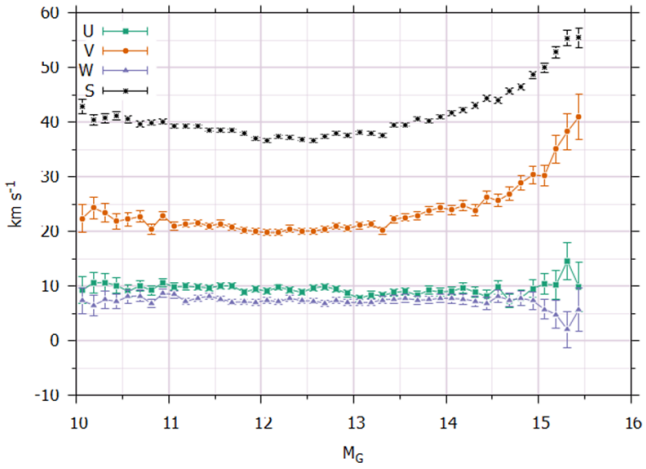
Bu çalışmada *Gaia* DR3 kataloğundan (Gaia Collaboration ve diğ. 2023) seçilen beyaz cüce yıldız kullanılarak Güneş civarındaki kinematik yapı araştırılmıştır. Yıldızların seçiminde *Gaia* DR3 veritabanına getirilen bazı kısıtlamalar (başlıca d≤500 pc, RUWE≤1.4, σ_ϖ/ϖ>10) ile yaklaşık 13.9 milyon yıldıza ulaşılmıştır. Yıldızların *Gaia* bandlarındaki (G, G_{BP}, G_{BP}) sönükleşme etkisi Cardelli ve diğ. (1989)'in bağıntıları kullanılarak yıldızlararası sönükleşme etkisinden arındırılmıştır. Ardından oluşturulan $M_G \times (G_{BP} - G_{BP})$ CMD yardımıyla mutlak parlaklıkları 10<M_G(kadir)≤15.5 arasında bulunan 184,172 beyaz cüce adayı seçilmiştir.

Kinematik analizlerde, Dehnen & Binney (1998) tarafından literatüre kazandırılan yöntem kullanılarak, geniş bir mutlak



Şekil 3. Güneş civarından seçilen beyaz cücelerin toplam uzay hız dispersiyonlarının kareleri ve uzay hız bileşenlerini için oluşturulan hız-hız diyagramları. Şekildeki doğrusal kalın çizgi verilere uygulanan doğrusal fitleri, ince çizgiler ise 1σ içindeki tahmin sınırlarını göstermektedir.

parlaklık aralığında ($10<M_G$(kadir)≤ 15.5) bulunan beyaz cüce örneği incelenmiştir. Bu örnek, 0.125 kadirlik adımlarla 44 alt gruba ayrılmış ve her bir gruptaki yıldızların ortalama uzay hızları ile uzay hız dispersiyonları hesaplanmıştır (bkz. Çizelge 1). Gerçekleştirilen analizler sonucunda, LSR değeri $(U,V,W)_\odot$=(10.03±1.04, 6.05±1.07, 6.40±1.03) km s^{-1} olarak belirlenmiştir. Bu değer, *Gaia* DR2 kataloğunda d=250 pc'lik bir uzay hacmi içinde seçilen 78,511 beyaz cüce kullanılarak elde edilen $(U,V,W)_\odot$=(9.5±1.2, 7.5±1.2, 8.2±1.2) km s^{-1} LSR değerine oldukça yakındır (Rowell & Kilic 2019). Her iki çalışmada da aynı yöntem kullanılmış olmasına rağmen, son çalışmada bir öncekine göre iki katından daha fazla beyaz cücenin değerlendirilmesi, istatistiksel olarak daha doğru ve hassas sonuçların elde edilmesine olanak sağlamıştır. Ayrıca bu çalışmada hesaplanan LSR değeri, son zamanlarda



Şekil 4. Beyaz cücelere göre ortalama Güneş hareketinin U, V ve W uzay hız bileşenleriyle skaler hız dağılımı (S). Diyagramda, V bileşeni ve S arasındaki eğilim, yıldızların büyüklüğüyle yaşları arasındaki ilişki sonucunda ortaya çıkan asimetrik sürüklenme etkisini yansıtmaktadır.

Gaia uydu verileri kullanılarak farklı nesnelerden hesaplanan LSR değerleriyle de oldukça uyumludur (başlıca, Bobylev & Bajkova 2019; Ding ve diğ. 2019; Bobylev ve diğ. 2021).

Teşekkür

Bu çalışma Özcan Çalışkan'ın doktora tez çalışmasının bir bölümününden üretilmiştir. TÜBİTAK Genel Yurt Içi Doktora Burs Programı (2211-A) ve TÜBİTAK Yurt Dışı Doktora Sırası Araştırma Burs Programı (2214-A) ile desteklenmiştir. 2214-A programı boyunca 1 yıl süre ile ABD'nin Oklahoma eyaletinde bulunan Oklhoma Üniversitesi (The University of Ohlahoma) Fizik ve Astronomi bölümünde gözlemsel ve astrofiziksel çalışmalara katılım sağlanmıştır.

Kaynaklar

Bahcall J. N., Soneira R. M., 1980, ApJS, 44, 73
Binney J., Tremaine S., 2008, Galactic Dynamics: Second Edition. Princeton University Press
Blouin S., 2024, preprint, (arXiv:2409.03941)
Bobylev V. V., Bajkova A. T., 2019, Astronomy Letters, 45, 109
Bobylev V. V., Bajkova A. T., Rastorguev A. S., Zabolotskikh M. V., 2021, MNRAS, 502, 4377
Bovy J., 2017, MNRAS, 468, L63
Cardelli J. A., Clayton G. C., Mathis J. S., 1989, ApJ, 345, 245
Dehnen W., Binney J. J., 1998, MNRAS, 298, 387
Ding P. J., Zhu Z., Liu J. C., 2019, AJ, 158, 247
Gaia Collaboration ve diğ., 2016, A&A, 595, A1
Gaia Collaboration ve diğ., 2018, Astronomy and Astrophysics, 616, A1
Gaia Collaboration ve diğ., 2021, A&A, 649, A6
Gaia Collaboration ve diğ., 2023, A&A, 674, A1
Gentile Fusillo N. P., ve diğ., 2021, MNRAS, 508, 3877
Holberg J. B., Oswalt T. D., Sion E. M., McCook G. P., 2016, MNRAS, 462, 2295
Kepler S. O., ve diğ., 2019, MNRAS, 486, 2169
Kleinman S. J., ve diğ., 2013, ApJS, 204, 5
Limoges M. M., Bergeron P., Lépine S., 2015, ApJS, 219, 19
Lindegren L., ve diğ., 2021, A&A, 649, A4
Marshall D. J., Robin A. C., Reylé C., Schultheis M., Picaud S., 2006, A&A, 453, 635
Rowell N., Kilic M., 2019, MNRAS, 484, 3544

Schlafly E. F., Finkbeiner D. P., 2011, ApJ, 737, 103
Strömberg G., 1946, ApJ, 104, 12
Tremblay P.-E., Bédard A., O'Brien M. W., Munday J., Elms A. K., Gentillo Fusillo N. P., Sahu S., 2024, New Astron. Rev., 99, 101705
York D. G., ve diğ., 2000, AJ, 120, 1579

Access:
M25-0344: Turkish J.A&A — Vol.6, Issue 3.

TJAA Vol. **6**, *Special Issue*, *p.*60–62 (2025). DOI: 10.55064/tjaa.1598201 *Conference Paper*

Seçilen Çift Sistemlerin X-ışın Değişimleri

Ülkü Asena Çevik[1] ⋆, Kadri Yakut[1]
[1] *Ege Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 35100, Bornova, İzmir, Türkiye*

Accepted: February 25, 2025. Revised: February 25, 2025. Received: December 8, 2024.

Özet
Bu çalışmada, Büyük Macellan Bulutunda bulunan Be X-ışın çift sistemleri XMMU J045315.1–693242 ve XMMU J045736.9–692727'in X-ışın ışınım özellikleri incelenmiştir. XMM-Newton teleskobuyla yapılan gözlemler, SAS ve HEASOFT yazılımları kullanılarak indirgenmiş ve analiz edilmiştir. 0.2-12 keV enerji aralığında ışık eğrileri ve tayf analizleri gerçekleştirilmiş, güç yasasına dayalı tayf modelleri oluşturulmuştur. Çalışmamızda, XMMU J045315.1–693242'nin 0.2-10 keV enerji aralığındaki ışıtması 4.6×10^{34} erg s^{-1}, XMMU J045736.9-692727'nin ise 5.47×10^{35} erg s^{-1} olarak hesaplanmıştır. Işık eğrileri analizleri, sistemlerin periyodik ve yarı-periyodik değişim gösterdiğini ortaya koymaktadır. Bu değişimlerin fiziksel kökenlerini belirlemek için daha geniş bir dalga boyu aralığında ek gözlemler gereklidir. Bu çalışma, Be X-ışın çiftlerinin X-ışın özelliklerini anlamak ve sistemlerin evrim süreçlerini incelemek için gelecekte yapılacak detaylı gözlemler için temel sağlamaktadır.

Abstract
In this study, the X-ray emission properties of the Be X-ray binary systems XMMU J045315.1-693242 and XMMU J045736.9-692727 in the Large Magellanic Cloud were investigated. The XMM-Newton observations were reduced and analyzed using SAS and HEASOFT software. Light curve and spectral analyses were performed in the 0.2-12 keV energy range, and power-law based spectral models were constructed. Our study determined that the X-ray luminosities of XMMU J045315.1-693242 and XMMU J045736.9-692727 in the 0.2-10 keV wavelength range are 4.6×10^{34} erg s^{-1} and 5.47×10^{35} erg s^{-1}, respectively. Light curve analyses reveal periodic and quasi-periodic variations in both systems. Further multi-wavelength observations are needed to determine the physical origin of these variations. This study provides a foundation for future detailed observations aimed at understanding the X-ray properties of Be X-ray binaries and exploring their evolutionary processes.

Anahtar Kelimeler: (stars:) binaries (including multiple): close – (stars:) binaries: X-ray – stars: fundamental parameters

1 Giriş

Büyük kütleli X-ışın çiftleri (HMXRB), genellikle bir sıkışık nesne (karadelik veya nötron yıldızı) ve büyük kütleli bir yıldızdan (OB veya Be yıldızı) oluşan evrendeki en parlak X-ışın kaynaklarından biridir (Lutovinov ve diğ. 2007). Bu tür sistemlerde, yıldızdan sıkışık nesneye madde aktarımı sırasında farklı mekanizmalarla yüksek enerjili fotonlar yayılır. Bu süreç, X-ışın salınımının temel mekanizmasını oluşturur (Coe & Kirk 2015). HMXRB'lerde X-ışınları kütle aktarımı sırasında manyetik etkileşimlerin yüksek olmasından dolayı termal olmayan süreçler sonucu meydana gelir.

Be türü X-ışın çiftleri ise yüksek spin değerine sahip O veya B tayf türünden bileşene sahip yoğun X-ışın salınımı yapan sistemlerdir (Habets 1987). Be yıldızları diğer büyük kütleli yıldızlar gibi güçlü yıldız rüzgarlarına sahiplerdir (Rivinius & Klement 2024). Ayrıca bu yıldızların kendilerine ait diskleri bulunmaktadır. Be yıldız bileşenli X-ışın çiftlerinin en belirgin özelliklerinden biri oldukça basık bir yörüngeye sahip olmalarıdır. Bu sebeple sıkışık nesne periyodunun bir dönemini nispeten donör yıldızından uzakta geçirir ve bu süreçte madde aktarımı yoluyla salınan X-ışınlarında belirgin bir azalma görülür. (Habets 1987)

Güneş sistemine yaklaşık 50 kpc (Pietrzyński ve diğ. 2013) mesafede bulunan Büyük Macellan Bulutu (LMC) çok sayıda X-ışın çiftine ev sahipliği yapar. Görece düşük metal yoğunluğuna ve genç yıldız popülasyonuna sahip olması (Russell & Dopita (1992); Harris & Zaritsky (2009)), HMXRB'lerin oluşum ve evrim süreçlerininin anlaşılmasına olanak sağlar. Bu çalışmada Büyük Macellan Bulutunun LMC7 bölgesinde yani süper dev kabuğunda bulunan iki Be X-ışın çifti XMMU J045315.1–693242 (J0453) ve XMMU J045736.9-692727 (J0457) sistemlerinin (Haberl ve diğ. 2022) XMM-Newton Teleskobu'nun XMM-Newton Science Archive sitesindeki herkese açık verileri analiz edilerek tayf ve ışık eğrileri çıkarılıp tayf modeli hazırlandı.

2 Hedef Sistemler

Bu çalışma bağlamında analizi yapılan hedef sistemler, Büyük Macellan Bulutunda bileşenlerinden biri Be yıldızı olan büyük kütleli X-ışın çifti olan XMMU J045315.1–693242 (kısaca J0453) ve XMMU J045736.9–692727 (kısaca J0457) olarak seçilmiştir. Her iki sistem de XMM-Newton Teleskobu ile gözlenmiş olup XMM-Newton Science Archive'dan (XSA) alınan erişime açık verilerle analizler elde edildi.

Büyük Macellan Bulutu düşük metal yoğunluğu ve genç yıldız popülasyonuna sahip olmasıyla, bu bölgede bulunan Be X-ışın çiftlerinin incelenmesi diğer galaksilerde bulunan benzer sistemlerle kıyaslanması, oluşum ve evrim süreçlerinin

⋆ ulkuasenacevik@gmail.com

© 2025 Turkish Astronomical Society (TAD)

Çizelge 1. J0453 ve J0457 için güç yasasına uygun salmalara sahip bir model kullanılarak çıkarılan en uygun parametreler. Akılar 0.2-10.0 keV bandı için elde edildi. Kaynak ışınımları (0.2-10.0keV), 50 kpc'lik (Pietrzyński ve diğ. 2013) bir mesafe var sayılarak düzeltilmiştir. Galaktik hidrojen kolon yoğunluğu önceki çalışmalardan alındı (Dickey & Lockman 1990). Akı ve parlaklıklar farklı EPIC cihazlarından alınan değerlerin ortalaması olarak alınır.

Sistem	Gözlem ID	Foton İndeksi	$N_{\rm H}^{\rm Gal}$ (cm^{-2})	$N_{\rm H}^{\rm LMC}$ (cm^{-2})	$\chi^2_{\rm r}$	Serbestlik Derecesi	F (erg cm^{-2} s^{-1})	L (erg s^{-1})
J0453	0804550201	$1.27^{+0.22}_{-0.22}$	0.85×10^{21}	$3.1^{+1.83}_{-1.83} \times 10^{21}$	0.88	16	1.54×10^{-13}	4.6×10^{34}
J0457	0804550101	$0.68^{+0.03}_{-0.03}$	0.85×10^{21}	$0.05^{+0.02}_{-0.02} \times 10^{21}$	0.99	287	1.76×10^{-12}	5.47×10^{35}

anlaşılmasına ışık tutmaktadır. (Haberl & Pietsch (1999); Antoniou & Zezas (2016))

2.1 XMMU J045315.1–693242

XMMU J045315.1–693242, Büyük Macellan Bulutunda bir Be X-ışın çifti olarak sınıflandırılmıştır (Haberl ve diğ. 2022). Be türü bir yıldız ve nötron yıldızından oluşan bu sistem için XMM-Newton Teleskobu ile yapılan gözlem kimliği 0804550201 verileri kullanılarak analizler yapıldı. Bu gözlem için EPIC-MOS1 kamerası kullanılabilir olmadığı için yalnızca EPIC-pn ve EPIC-MOS2 kameralarının gözlemleri kullanıldı.

2.2 XMMU J045736.9-692727

Diğer sistemde olduğu gibi XMMU J045736.9-692727 sistemi de, Büyük Macellan Bulutunda bir Be X-ışın çifti olarak sınıflandırılmıştır (Haberl ve diğ. 2022) Bir Be yıldızı ve muhtemelen bir nötron yıldızından oluşan bu sistem aynı şekilde XMM-Newton Teleskobu ile gözlenerek gözlem kimliği 0804550101 verileri kullanılarak yapıldı. Bu gözlem için EPIC-pn EPIC-MOS1 ve EPIC-MOS2 kameralarının üçü de kullanıldı.

Bu sistemlerin büyük kütleli X-ışın çiftleri için sert X-ışınları yayması, baskın olan ışınımları temsil etmeye uygun görülen modellerden biri olan güç yasası (powerlaw) modeli ile uyumlu olması ve ışık eğrilerinde periyodik ve yarı-periyodik davranışlar göstermesi beklenmektedir.

3 Veri Analizi

XMMU J045315.1–693242 ve XMMU J045736.9-692727 sistemlerinin XMM-Newton Teleskobu gözlemlerinin indirgemeleri SAS ve DS9 yazılımlarıyla, tayf, tayf modeli ve ışık eğrileri ise HEASOFT yazılımı ile hazırlandı.

XMM-Newton Teleskobu'ndan alınan ham veriler indirgenirken XMMU J045315.1–693242 için kaynağın merkezi sağ açıklık (RA): 04 53 15.05, dik açıklık (DEC): -69 32 42.5, kaynak bölgesi 24′ büyüklüğünde ve arkaplan kaynağa yakın bölgede 42′; XMMU J045736.9-692727 için kaynağın merkezi (RA): 04 57 36.91, (DEC): -69 27 27.2, kaynak bölgesi 37′ ve arkaplan kaynağa yakın bölgede 44′ olarak seçildi. İndirgeme işlemlerinde, EPIC-pn için `PATTERN` 0–4 ve `FLAG` 0, EPIC-MOS'lar için `PATTERN` 0-12 ve `FLAG` 0 kullanılmıştır. Yanıt dosyaları ise rmfgen ve arfgen komutları ile oluşturulmuştur.

Tayf analizleri ve modeller yapılırken foton sayımları 20'şerli olarak gruplanıp, Samanyolu için sabit (0.85×10^{21} cm^{-2}) ve Büyük Macellan Bulutu için serbest parametreler olmak üzere iki ayrı soğurma uygulanarak güç yasası modelleri yapıldı. Güç yasası modelinin içerisinde bulunan foton indeksi parametresi de serbest parametre olarak bırakıldı.

Sistemlerin ışık eğrileri oluşturulurken kaydedilen fotonların gruplanma sayıları belirlenirken J0453 sisteminin nisbeten zayıf bir kaynak olmasından kaynaklı 600 saniye, j0457 için ise sistemdeki nötron yıldızının pulsasyon periyodunun yaklaşık 318 saniye olmasından (Haberl ve diğ. 2022) dolayı 318 saniye olarak belirlendi.

4 Sonuçlar ve Tartışmalar

Analizler sonucunda her iki Be X-ışın çiftinin 0.2-12 keV aralığındaki tayfı ve ışık eğrileri çıkarılarak, güç yasasına uygun tayf modelleri yapıldı. Tayf ve tayf modelinin grafikleri Şekil 1 ve Şekil 2'te görülmektedir. Büyük Macellan Bulutunun uzaklığı ~50 kpc alınarak X-ışın ışıtmaları hesaplandı. Sistemlerin tayflarının modelle uygunluğu χ^2 istatistiği yöntemiyle kontrol edilerek, tayf ve model arasında uyumluluk görüldü.

XMMU J045315.1–693242 sisteminin 0.2-10 keV dalgaboyu aralığındaki akısı 1.54×10^{-13} erg cm^{-2} s^{-1} ve 50 kpc mesafeye göre ışıtması 4.6×10^{34} erg s^{-1}, XMMU J045736.9-692727 siteminin akısını 1.76×10^{-12} erg cm^{-2} s^{-1} ve 50 kpc mesafeye göre ışıtması 5.47×10^{35} erg s^{-1} olarak bulundu. Analizlerin sayısal sonuçları ve hata aralıkları Çizelge 1'de verildi.

Her iki sistemin 0.2-12 keV aralığındaki ışık eğrileri Şekil 3 ve Şekil 4'te görülmektedir. XMMU J045315.1–693242 sisteminin ışık eğrisi incelendiğinde 0.2-10 keV aralığındaki ışınım miktarı 600 saniyelik aralıklarda yaklaşık 0.01 ile 0.14 foton arasında değişmekteyken, XMMU J045736.9-692727 için 318 saniyelik aralıklarda 0.1 ile 0.5 foton aralığında değişmektedir. Grafikler incelendiğinde, her iki sistemde de periyodik ve yarı-periyodik değişimlerin mevcut olduğu görülmektedir. Bu değişimlerin fiziksel mekanizmalarının daha iyi anlaşılabilmesi için farklı dalga boylarında ek gözlemler gereklidir.

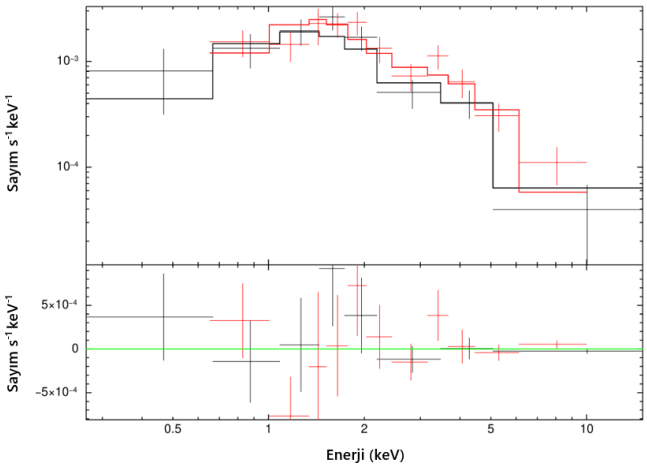
Bu çalışma kapsamında X-ışın analizleri yapılan XMMU J045315.1–693242 ve XMMU J045736.9-692727 sistemlerinin Büyük kütleli X-ışın çiftlerine benzer ışınımlar yaptığı tespit edilerek, devamında yeni sistemler keşfetmek amacıyla farklı sistemler üzerinde yapılabilecek uygun analiz yöntemleri test edildi.

Teşekkür

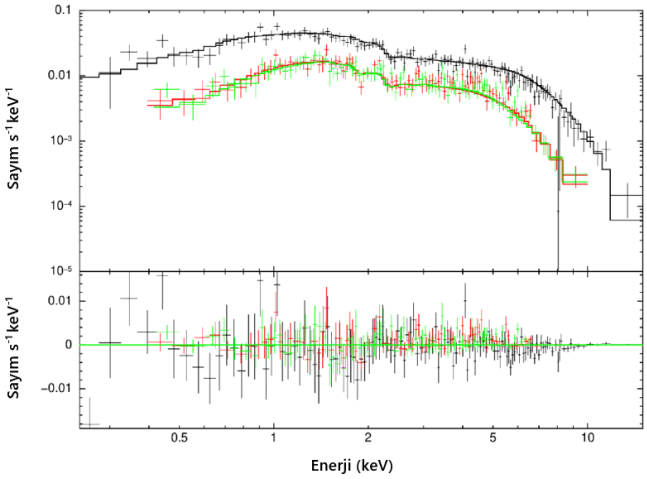
Bu çalışma Ü. A. Çevik'in Yüksek Lisans tezinin bir bölümünden üretilmiştir. Ü.A. Çevik, Türkiye Bilimsel ve Teknolojik Araştırma Kurumu (TÜBİTAK) Bilim İnsanı Destek Programı Başkanlığı (BİDEB) tarafından 2210-A bursu kapsamında desteklenmiştir.

Kaynaklar

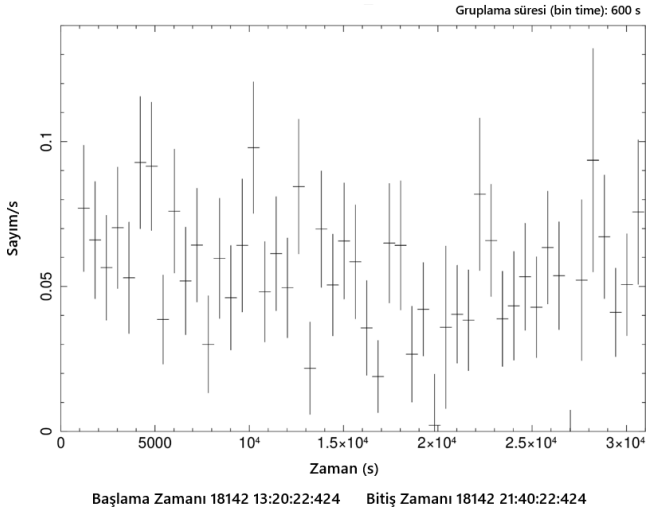
Antoniou V., Zezas A., 2016, MNRAS, 459, 528
Coe M. J., Kirk J., 2015, MNRAS, 452, 969
Dickey J. M., Lockman F. J., 1990, IN: Annual review of astronomy and astrophysics. Vol. 28 (A91-28201 10-90). Palo Alto, CA, Annual Reviews, Inc., 1990, p. 215-261., 28, 215
Haberl F., Pietsch W., 1999, in Aschenbach B., Freyberg M. J.,



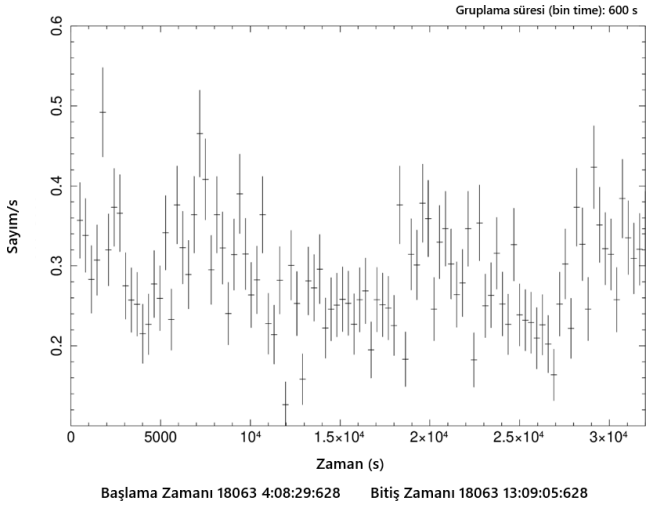
Şekil 1. XMM-Newton gözleminden J0453'ün EPIC tayfları ve en uygun güç yasası modeli. EPIC-pn ve EPIC-MOS2 verileri ve en uygun model, gözlem kimliği 0804550201 için sırasıyla siyah ve kırmızı renkte gösterilmiştir.



Şekil 2. XMM-Newton gözleminden J0457'nim EPIC tayfları ve en uygun güç yasası modeli. EPIC-pn, EPIC-MOS1 ve EPIC-MOS2 verileri ve en uygun model, gözlem kimliği 0804550101 için sırasıyla siyah, kırmızı ve yeşil renkte gösterilmiştir.



Şekil 3. 600 saniyelik zaman aralıklarıyla 0,2-12 keV enerji bandında J0453'ün arkaplandan çıkarılmış X-ışın ışık eğrisi. Işık eğrisi EPIC-pn ve EPIC-MOS2 verilerinin birleştirilmesiyle elde edilmiştir.



Şekil 4. 318 saniyelik zaman aralıklarıyla 0,2-12 keV enerji bandında J0457'nin arkaplandan çıkarılmış X-ışın ışık eğrisi. Işık eğrisi EPIC-pn, EPIC-MOS1 ve EPIC-MOS2 verilerinin birleştirilmesiyle elde edilmiştir.

eds, Placeholder Series Vol. 272, Highlights in X-ray Astronomy. p. 290

Haberl F., Maitra C., Vasilopoulos G., Maggi P., Udalski A., Monageng I., Buckley D., 2022, Astronomy & Astrophysics, 662, A22

Habets G. M. H. J., 1987, in Slettebak A., Snow T. P., eds, IAU Colloq. 92: Physics of Be Stars. p. 509

Harris J., Zaritsky D., 2009, AJ, 138, 1243

Lutovinov A. A., Revnivtsev M. G., Gilfanov M. R., Sunyaev R. A., 2007, in The Obscured Universe. Proceedings of the VI INTEGRAL Workshop. p. 241 (arXiv:0801.3589), doi:10.48550/arXiv.0801.3589

Pietrzyński G., ve diğ., 2013, in Pavlovski K., Tkachenko A., Torres G., eds, EAS Publications Series Vol. 64, EAS Publications Series. pp 305–307, doi:10.1051/eas/1364042

Rivinius T., Klement R., 2024, preprint, (arXiv:2411.06882)

Russell S. C., Dopita M. A., 1992, ApJ, 384, 508

Access:
M25-0353: Turkish J.A&A — Vol.6, Issue 3.

TJAA Vol. **6**, *Special Issue*, *p.*63–69 (2025). DOI: 10.55064/tjaa.1630644 *Conference Paper*

UZ Lyr ve FL Lyr Örten Çift Yıldızlarının ETV Analizleri

Anıl Temelci[1,3], Selim O. Selam[2,3]★

[1] *Ankara Üniversitesi, Fen Bilimleri Enstitüsü, Astronomi ve Uzay Bil. ABD, Şehit Ömer Halisdemir Bulvarı. 06110 Dışkapı, Ankara, Türkiye*
[2] *Ankara Üniversitesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, Degol Cad., 06100, Beşevler, Ankara, Türkiye*
[3] *Ankara Üniversitesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Araş. ve Uygl. Merk. (Kreiken Rasathanesi), İncek Bul., 06837, Ahlatlıbel, Ankara, Türkiye*

Accepted: February 28, 2025. Revised: February 28, 2025. Received: January 31, 2025.

Özet
UZ Lyr ve FL Lyr sistemleri, Algol türü (EA) örten çift yıldız sistemleridir. Bu çalışmada amaç, her iki çift sistemin yörünge döneminde daha önceden ortaya konan değişimlerin yapısını daha iyi anlamak ve güncel gözlem verileri ile yeniden ele almaktır. Bu amaçla, minimum zamanlarından elde edilen O-C diyagramları kullanılarak Tutulma Zamanlama Değişimi (ETV) analizleri gerçekleştirilmiştir. Analizlerde, Kepler ve TESS uydu gözlemlerinden tarafımızca hesaplanan minimum zamanlarının yanı sıra literatürden derlenen yer tabanlı CCD, fotoelektrik, fotoğrafik ve görsel gözlemlere dayalı minimum zamanları da kullanılmıştır. Ayrıca, Ankara Üniversitesi Kreiken Rasathanesi T80 ve T35 teleskoplarından elde edilen gözlemlerden hesaplanan yeni minimum zamanları da çalışmamıza dahil edilmiştir.

Abstract
UZ Lyr and FL Lyr are Algol type (EA) eclipsing binary systems. In this study, ETV (Eclipse Timing Variation) analyses of the both systems were performed by using their O-C diagrams which are constructed from updated minima times data, to better understand their previously announced orbital period variation characteristics. During the analyses, minima times calculated by us from Kepler and TESS photometric data and all previously published CCD, photo-electric, photographic and visual literature data were used. This data complemented with minima times calculated from our photometric observations obtained with T80 and T35 telescopes at Ankara University Kreiken Observatory as well.

Anahtar Kelimeler: binaries: eclipsing – Methods: observational – Techniques: photometric – Stars: individual: FL Lyr, UZ Lyr

1 Giriş

Algol türü sistemler, erken tür bir anakol yıldızı (baş bileşen) ve geç tür bir anakol, altdev veya dev yıldızdan (yoldaş bileşen) oluşma yakın çift yıldızlardır. Yoldaş bileşeni anakol yıldızı (V) olan sistemlerin her iki bileşeni de küresel yapıda olup *ayrık* çift yıldız sistemleri olarak da bilinirler. Buna karşılık yoldaş bileşeni dev (III) veya altdev (IV) olanlar ise *yarı-ayrık* çift yıldız sistemleri adını alırlar. Yarı-ayrık sistemlerde, kritik Roche şişimini doldurmuş durumda bulunan yoldaş bileşenden baş bileşene bir madde aktarımı söz konusudur. Algol türü çift sistemlerin büyük bir çoğunluğu yörünge dönemlerinde çoklu karaktere sahip karmaşık dönem değişimleri gösterebilmektedirler (bkz. Kreiner 1971, Freiboes-Conde ve Herczeg 1973, Kreiner ve Ziolkowski 1978). Bileşenler arası madde/momentum transferi, basık (eliptik) yörüngelerde eksen dönmesi etkisi, geç tayf türü bileşenden kaynaklanan manyetik aktivite etkisi ve çift sisteme fiziksel olarak bağlı ilave bileşen(ler)in yarattığı ışık-zaman etkisi (Light-travel Time Effect - LTTE) gözlenen bu değişimlerin ana nedenleridir. Bu çalışmada, yörünge dönemi değişimi gösterdikleri daha önceden literatürde ortaya konmuş olan iki Algol türü örten çift yıldız sistemi, FL Lyr ve UZ Lyr'in dönem değişim karakterleri ve bunları doğuran mekanizmaların geçerliliği, yeni verilerin ışığı altında gerçekleştirilen Tutulma Zamanlama Değişimi (Eclipse Timing Variation - ETV) analizleriyle denetlenmiştir.

FL Lyr (BD+46° 2641, KIC 9641031, TIC 158660631) sisteminin ışık değişimine sahip olduğu ilk kez Morgenroth (1935) tarafından, Berlin Gözlemevi'nde sürdürülen fotoğrafik tarama gözlemleri sırasında ortaya konmuştur. Bu çalışmada sistemin G5 tayf türünden Algol türü bir örten değişen çift yıldız olduğu bildirilmiştir. Struve vd. (1950) sistemin ilk tayfsal gözlemlerini gerçekleştirmiş ve tek çizgili bir tayfsal çift olarak elde elde ettikleri dikine hız eğrisini analiz ederek yörünge parametrelerini ilk kez elde etmişlerdir. Cristaldi (1965) sistem için V bandında elde ettiği fotoelektrik ışıkölçüm gözlemlerden ürettiği ışık eğrisini basit küresel model yaklaşımı ile analiz etmiş ve analiz sonuçlarını Struve vd. (1950)'nin dikine hız eğrisi analiz sonuçları ile birleştirerek sistemin bileşen kütlelerini tahmin etmiştir. Ahnert (1973), literatürden derlediği tüm minimum zamanlarını kullanarak gerçekleştirdiği O-C diyagramı analizi sonucunda sistemin kayda değer bir dönem değişimi göstermediğini bildirmiştir. Botsula (1978) ve Cester vd. (1979), Cristaldi (1965)'nin V bandı ışık eğrisini farklı ışık eğrisi analiz yöntemleri ile analiz etmişler ve sisteme ilişkin yörünge ve bileşen parametrelerini güncellemişlerdir. Popper vd. (1986) 1978-1982 yılları arasında, sistemin V ve B bandlarında yeni fotoelektrik ışıkölçüm gözlemleri ve tayfsal gözlemlerini elde etmişler ve ortak dikine hız ve ışık eğrisi analizinden sistemin daha hassas yörünge ve bileşen parametrelerini hesaplamışlardır. Molenda-Zakowicz vd. (2007), 29 adet Kepler asterosismoloji hedef nesneleri için gerçekleştirdikleri tayfsal çalışmada FL Lyr için elde ettikleri yeni dikine hız eğrisini analiz etmişler ve sistemin yörünge parametrelerini

★ Selim.Selam@science.ankara.edu.tr

© 2025 Turkish Astronomical Society (TAD)

hesaplamışlardır. Buna ek olarak ROTFIT tayfsal benzetim kodu ve Kurucz model atmosfer kodunu kullanarak bileşenlerin temel atmosferik parametrelerinin ($T_{\rm e}$, $\log g$, [Fe/H]) yanı sıra izdüşüm ekvatoryal dönme hızlarını ($v \sin i$) da belirlemişlerdir. Kozyreva vd. (2015, 2016) FL Lyr'in tüm Kepler uydusu verisinden minimum zamanlarını hesaplamışlar ve sadece baş minimum zamanlarından oluşturdukları O-C diyagramını analiz etmişlerdir. O-C verisine uyguladıkları frekans analizi sonucu değerini ≈7 yıl olarak belirledikleri çevrimsel bir değişimi, sisteme bağlı bir gezegen bileşene atfederek kütlesini 4 $M_{\rm jüp}$ olarak hesaplamışlardır. Helminiak vd. (2017, 2019), FL Lyr için Okayama Astrofizik Gözlemevi'nin 1.88m teleskobuna bağlı HIDES tayfçekerini kullanarak elde ettikleri tayflardan her iki bileşene ait dikine hız değerlerini ölçmüşler ve Kepler uydusu fotometrik verileriyle oluşturdukları ışık eğrileri ile birlikte analiz etmişleridr. Ayrıca, Kozyreva vd. (2015, 2016)'nin önermiş oldukları gezegen bileşenin varlığını da, Kepler fotometrik verilerinden yeniden hesaplamış oldukları minimum zamanları için oluşturdukları O-C eğrisine Lomb-Scargle periodogram analizi yaparak denetlemişlerdir. Sonuç olarak Kozyreva vd. (2015, 2016)'nin tespit ettiği dönem değerinin izine rastlayamadıklarını, buna karşılık 103.2 gün dönemli, 6.0±1.2 s genlikli bir çevrimsel değişimin en olası göründüğünü rapor etmişlerdir. Bu değişimin olası nedenini ışık eğrilerinin tutulmalar dışında kalan kısımlarında izlerine rastlanan, karanlık yıldız lekelerinin zaman içerisinde gösterdikleri modülasyonlara ve yapısal değişiklik etkilerine bağlamışlardır. Windemuth vd. (2019), ayrık çift yıldızların fiziksel parametrelerini elde etmek için geliştirmiş oldukları bir çıkarım yöntemini (dikine hız ölçümleri gerektirmeyen) FL Lyr'in de dahil olduğu çok sayıda sistemin Kepler ışık eğrilerine uygulayarak yörünge ve bileşenlerin fiziksel parametrelerini hesaplamışlardır. Ayrıca, çalışma için seçtikleri çok sayıda sistem için Tutulma Zamanlama Değişimi (ETV) gösterip göstermediklerini de kontrol etmişler ve FL Lyr'in tutulma zamanlamasında kayda değer bir değişim tespit edememişlerdir. Stolle-McAllister vd. (2020), FL Lyr'in Kepler ve TESS fotometrik verilerinin yanı sıra yer tabanlı gözlemevlerinden elde ettikleri ilave gözlem verilerini de kullanarak ışık eğrisinde izlenen değişimleri çalışmışlardır. Kepler verisinde uzun zaman ölçekli olarak baş minimum derinliğinin arttığını, yan minimum derinliğinin ise azaldığını not etmiş ve bu durumun sistemdeki aktivite çevriminden kaynaklanabileceği sonucuna varmışlardır. Laos vd. (2020) Kitt Peak Gözlemevinin 2.1m çaplı teleskobuna bağlı Robotik Lazer Adaptif Optik (Robo-AO) görüntüleme sistemini kullanarak seçilmiş bazı tayfsal çiftlerin etrafında olası ilave bileşenleri tespit etmeye çalıştıkları çalışmada, FL Lyr için 0.″20 açısal ayrıklık gösteren ve 31.6 yıl yörünge dönemine sahip olması gereken bir üçüncü bileşen tespit etmişlerdir. Kozyreva vd. (2023) daha önce Kepler verisinden hesapladıkları baş minimum zamanları ile yaptıkları ETV çalışmalarını (Kozyreva vd. 2015, 2016), TESS verisinden hesapladıkları baş minimum zamanlarını ekleyerek güncellemişlerdir. Bu çalışma ile önerdikleri gezegen bileşen için minimum kütle değerini ≈6 $M_{\rm jüp}$ ve çift sistem etrafındaki yörüngesinin dönemini ise $P_{\rm yör}$=22±0.5 yıl olarak bulmuşlardır.

UZ Lyr'in (BD+37° 3424, KIC 2708156, TIC 122375269) değişen bir yıldız olduğu ilk kez, AAVSO gözlemcilerinin Kasım 1919 aylık gözlemci raporunda bildirilmiştir (bkz. Eaton 1920). Bu raporda, U Lyrae değişen yıldızının fotometrik gözlemleri için mukayese yıldızı olarak kullanılan UZ Lyr'in Algol türü ışık değişimine sahip bir örten değişen olduğu Miss J. C. Mackie tarafından fark edilmiştir. Bu keşif sonrasında UZ Lyr hakkında uzunca bir süre detaylı bir çalışma yapılmamış, sadece amatör ve profesyönel gözlemciler tarafından minimum zamanı elde etmek üzere gerçekleştirilen görsel ve fotoğrafik gözlem sonuçları literatüre sunulmuştur. Bu nedenle UZ Lyr Koch vd. (1979)'nin ihmal edilmiş örten çiftler listesinde yer almıştır. Rafert (1982), UZ Lyr'in minimum zamanlarının O-C diyagramında gösterdiği değişimin bir parabolik terim ile bir sinüsel terimin bileşkesi olarak ifade edilen ışık elemanları ile temsil edilebileceğini göstermiş ve sinüsel değişim karakterinin eksen dönmesine işaret etmediğini ortaya koymuştur. Vesper vd. (2001), klasik Algol'lerde izlenen bileşenler arası kütle aktarımının yapısının, tayflarındaki H_α salma profillerindeki değişimlerle izlendiği çalışmalarında, ellerinde UZ Lyr için yeterli tayfsal veri olmamakla birlikte kütle aktarım olgusunun UZ Lyr'de aktif olduğu sonucuna varmışlardır. UZ Lyr, Kepler uzay teleskobu gözlemlerinin kapsamlı olarak irdelenmesi ve analizi ile oluşturulan "Kepler Örten Çiftler Kataloğu (Kepler Eclipsing Binary Catalogue, KEBC)" başlıklı geniş çaplı bir çalışmaya konu olmuş (Prsa vd. 2011) ve bu kapsamda 3 ayrı sürümü bulunan bu kataloğa ilişkin yayınlarda yer almıştır (bkz. Kirk vd. 2016 ve burada verilen kaynaklar). Bu katalog çalışmalarında 2920 adet örten değişen sistemin Kepler ışık eğrileri, yapay zeka destekli bir yöntemle analiz edilmiş ve sonuçları sunulmuştur. Gies vd. (2012), Kepler gözlem verilerini kullanarak 41 adet örten çift yıldızın etrafında ilave bileşenlerinin varlığını ETV analizi ile denetlemişler ve UZ Lyr için üçüncü bir bileşen varlığına dair ikna edici bir kanıt bulamamışlardır. Ancak, bu çalışmalarından üç yıl sonra ilave verilerin eklenmesiyle yayınladıkları benzer bir çalışmada (Gies vd. 2015) O-C diyagramında görülen dönemli değişimin üçüncü bir cisimden veya hareketli yıldız lekelerinden kaynaklanabileceğini bildirmişleridir. Borkovits vd. (2016) 2600 adet Kepler çift yıldızının ETV analizlerini gerçekleştirdikleri çalışmalarına UZ Lyr'i de dahil etmişler ve Kepler ışık eğrilerinden kendilerinin hesapladıkları minimum zamanlarını literatürde mevcut tüm minimum zamanlarına ekleyerek oluşturdukları O-C diyagramının analizi sonucunda, sisteme fiziksel olarak bağlı, yörünge dönemi yaklaşık 15 yıl ve minimum kütlesi 0.17 $M_\odot$ olan bir üçüncü cismin varlığını ortaya koymuşlardır. Matson vd. (2017), Gies vd. (2012, 2015)'nin ETV analizlerini gerçekleştirdikleri 41 örten çift için tayfsal gözlemler yaparak dikine hız eğrilerini elde etmişler ve yörünge parametrelerini belirlemişlerdir. Ancak, UZ Lyr'in tayflarında üçüncü bir bileşenin varlığına dair izlere rastlamamışlardır. Son olarak, Roobiat ve Pazhouhesh (2022) UZ Lyr'in ilk kez eş zamanlı dikine hız ve ışık eğrisi (Kepler ışık eğrileri) analizini gerçekleştirmişler ve bu yolla sistemin bileşenleri ve yörüngesinin fiziksel parametrelerini belirlemenin yanı sıra O-C diyagramı analizi ile sistemin göstermekte olduğu dönem değişimini de çalışmışlardır. Dönem analizi sonucu sisteme fiziksel olarak bağlı üçüncü bir cisim için yörünge dönemini yaklaşık 23 yıl, minimum kütlesini ise 0.31 $M_\odot$ olarak belirlemişlerdir.

FL Lyr ve UZ Lyr örten çift sistemlerinin bileşenlerine ve yörüngelerine ilişkin, yakın tarihli literatürden alınan bazı temel fiziksel büyüklükleri Çizelge 1'de listelenmiştir. Çizelgede $M_{1,2}$ bileşen kütlelerini, $R_{1,2}$ bileşen yarıçaplarını, a yörünge yarı-büyük eksen uzunluğunu, i yörünge eğim açısını, $L_{1,2}$ bileşen ışınım güçlerini, $T_{\rm e1,e2}$ bileşen etkin sıcaklıklarını temsil etmektedir.

Çizelge 1. FL Lyr ve UZ Lyr örten çift sistemlerinin fiziksel nicelikleri. Kaynaklar: (1) Helminiak vd. (2019), (2) Roobiat ve Pazhouhesh (2022).

Sistem	M_1 ($M_\odot$)	M_2 ($M_\odot$)	R_1 ($R_\odot$)	R_2 ($R_\odot$)	a ($R_\odot$)	i (°)	L_1 ($L_\odot$)	L_2 ($L_\odot$)	T_{e1} (K)	T_{e2} (K)	Kaynak
FL Lyr	1.210(8)	0.951(4)	1.244(23)	0.900(24)	9.145(16)	87.13(71)	2.138(1.084)	0.661(832)	6260(120)	5490(240)	(1)
UZ Lyr	3.52(12)	0.91(18)	1.74(53)	1.75(81)	10.56(57)	81.485(8)	47.5(28.9)	0.99(92)	11461	4259(7)	(2)

Çizelge 2. FL Lyr ve UZ Lyr örten çift sistemlerinin AÜKR gözlemlerinden hesaplanan minimum zamanları

Sistem	Tarih	MinI (HJD)	Filtre	Teleskop
FL Lyr	14/07/23	2460140.31685(21)	V	T35
		2460140.31695(27)	R	T35
UZ Lyr	25/07/23	2460151.51980(8)	r	T80
		2460151.52027(1)	g	T80
	18/09/23	2460206.36725(10)	V	T35
		2460206.36723(11)	R	T35

2 Gözlemler ve Veri

Her iki sistem için yeni minimum zamanı elde etmek amacıyla Ankara Üniversitesi Kreiken Rasathanesi (AÜKR) T35 ve T80 teleskoplarında CCD fotometrik gözlemleri gerçekleştirilmiştir. T35 gözlemlerinde 2758x2208 piksel formatlı ve 4.54 mikron piksel boyutuna sahip önden aydınlatmalı QSI 660WS CCD kamerası ve Johnson V ve R filtreleri kullanılmıştır. T80 gözlemlerinde ise 1024×1024 piksel formatlı ve 13 mikron piksel boyutuna sahip arkadan aydınlatmalı APOGEE ALTA-U47+ CCD kamerası ve SDSS g ve r filtreleri kullanılmıştır. Elde edilen CCD görüntülerine Bias-Dark-Flat düzeltmesi ve açıklık fotometrisi uygulaması [1]`MaxIM-DL` yazılımı ile gerçekleştirilmiştir. Gözlem zamanları güneş merkezine indirgenmiştir (HJD). Gözlenen tutulma profillerinden Kwee-van Woerden yöntemini (Kwee ve van Woerden 1956) temel alan $Xtrema$ yazılımı (Bahar vd. 2015) kullanılarak minimum zamanları hesaplanmış ve hatalarıyla birlikte Çizelge 2'de listelenmiştir.

Her iki sistemin de literatürde yayınlamış çok sayıda minimum zamanı bulunmaktadır. Sistemlerin bu verileri, örten çift yıldızların minimum zamanlarının topluca derlendiği `VarAstro` (eski O-C Gateway) ve Lichtenknecker DataBase (LkDB) veri tabanlarından alınmış ve orijinal kaynakları üzerinden hepsinin HJD biriminde olup olmadığı ve yazım hatalarının bulunup bulunmadığı kontrol edilmiştir.

Her iki sistem de Kepler ve TESS uzay teleskoplarıyla gözlenmiştir. FL Lyr'in tüm Kepler gözlem çeyrekliklerinde (Q0-Q17) 30 dk poz süreli "Long Cadence (LC)" ışık ölçüm verisi mevcuttur. Bunun yanında, 1 dk poz süreli "Short Cadence (SC)" verisi Q1, Q2a, Q7, Q8, Q13-Q17 çeyrekliklerinde bulunmaktadır. TESS verisi ise S14, S15, S40, S41, S53, S54, S55 sektörlerinde mevcuttur. UZ Lyr'in de tüm Kepler gözlem çeyrekliklerinde (Q0-Q17) "LC" ışık ölçüm verisi mevcuttur. Bunun yanı sıra sadece Q2a, Q6a, Q10a, ve Q14a çeyrekliklerinde "SC" verisi bulunmaktadır. TESS verisi ise S14, S40, S41, S54, S55 ve S74 sektörlerinde mevcuttur. Her iki sistemin yukarıda sözü edilen Kepler ve TESS ışık ölçüm verileri (Simple Aperture Photometry, SAP) MAST veritabanı aracılığı ile indirilmiş ve minimum zamanları `Xtrema` yazılımı (Bahar vd. 2015) kullanılarak hatalarıyla birlikte hesaplanmıştır. Hesaplanan tüm Kepler ve TESS minimum zamanları BJD biriminden HJD birimine çevirilmiştir. Çizelge 3'de her iki sistem için elimizde mevcut minimum zamanlarının türlerine ve gözlem metodlarına göre sayıca dağılımları verilmiştir. FL Lyr'in toplamda 1720 adet minimum zamanı 1934-2023 arasında 89 yıl zaman aralığına dağılmışken, UZ Lyr'in minimum zamanları 1920-2024 arasında 104 yıllık bir zaman aralığını kapsamaktadır.

[1] https://diffractionlimited.com/product/maxim-dl/

Çizelge 3. FL Lyr ve UZ Lyr örten çift sistemlerinin minimum zamanlarının metod ve türe göre sayıca dağılımları

Min. metodu	Min. türü	FL Lyr	UZ Lyr
Görsel (vis)	I	218	412
	II	4	–
Fotoğrafik (pg)	I	6	11
	II	–	–
Fotoelektrik (pe)	I	22	2
	II	1	–
CCD (ccd)	I	64	53
	II	8	1
Kepler (kpl)	I	620	713
	II	614	720
TESS (tss)	I	82	79
	II	81	80
	Toplam	1720	2071

3 ETV Analizleri ve Bulgular

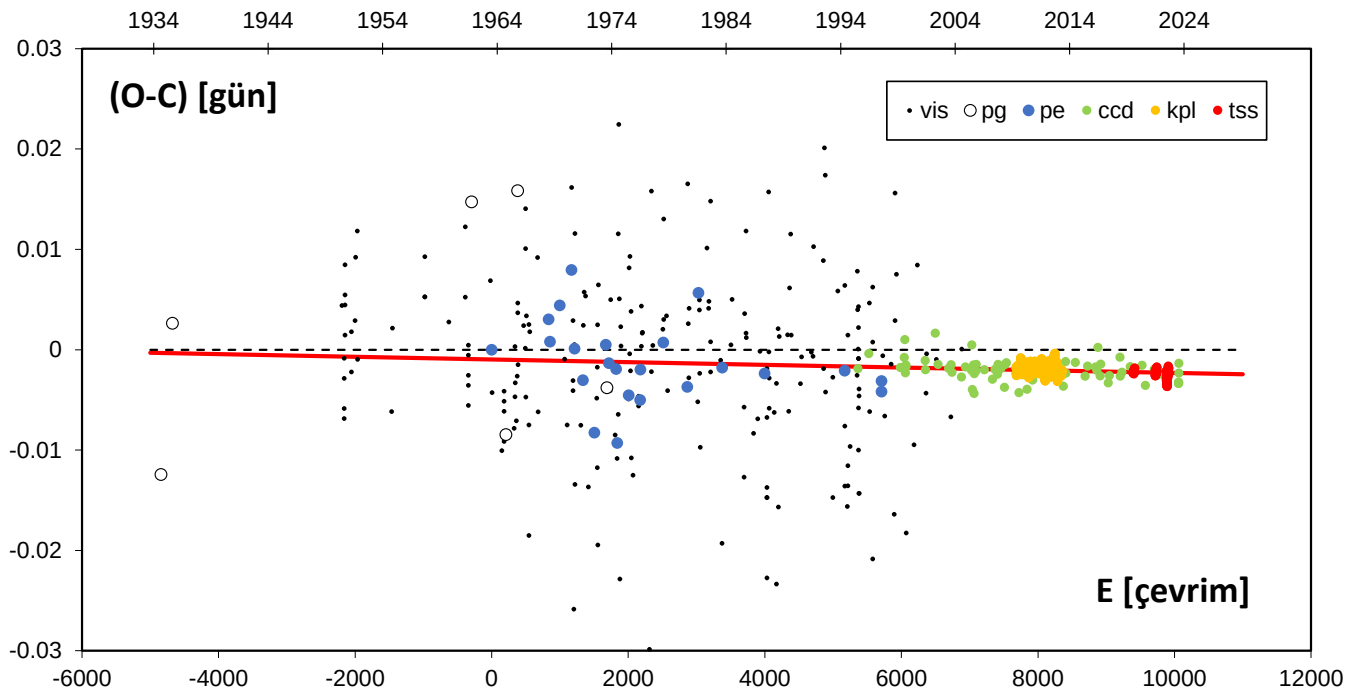
3.1 FL Lyr

O-C Gateway'den alınan ışık elemanları kullanılarak FL Lyr'in tüm minimum zamanları için oluşturduğumuz O-C diyagramı Şekil 1'de görülmektedir. Öncelikle, görece yüksek belirleme hassasiyetine sahip Kepler ve TESS birinci minimumları kullanılarak O-C diyagramındaki dağılıma doğrusal düzeltme uygulanmış ve sistem için aşağıdaki güncel ışık elemanları hesaplanmıştır:

$$\text{MinI} = \text{HJD}\ 2438221.55150(8) + 2.178154266(10) \times E \quad (1)$$

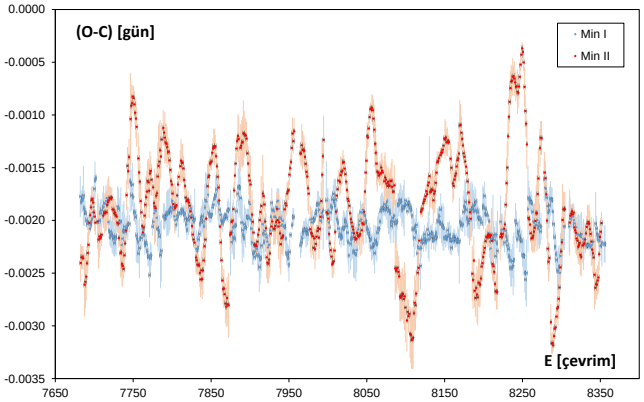
Şekil 1'deki O-C diyagramından da görüleceği üzere sistemin büyük ölçekli yörünge dönemi değişimi gösterdiğine dair herhangi bir iz bulunmamaktadır.

Kozyreva vd. (2015, 2016), sadece Kepler gözlemlerinden hesapladıkları birinci minimum zamanlarıyla gerçekleştirdikleri zamanlama analizleri sonucunda, sistemin etrafında ≈7 yıl yörünge dönemi ile dolanan 4 $M_{\text{jüp}}$ kütleli bir dev gezegenin varlığını öne sürmüşlerdi. Aynı araştırmacılar, daha sonra TESS gözlemlerinden elde ettikleri birinci minimum zamanlarını katarak çalışmalarını tekrarlamışlar ve olası gezegen (FL Lyr b) için yörünge dönemini 22 yıl ve kütle değerini 6 $M_{\text{jüp}}$ olarak güncellemişlerdi (Kozyreva vd. 2023). Bu gezegen bileşeni doğrulamak ve olası başka gezegen bileşenlere dair



Şekil 1. FL Lyr'in tüm minimum zamanları için oluşturulan O-C diyagramı. Kırmızı doğru ışık elemanlarına bu çalışmada yapılan doğrusal düzeltmeyi temsil etmektedir.

kanıt bulmak amacı ile, yaklaşık dört yıllık zaman aralığına kesintisiz dağılan Kepler minimum zamanlarından oluşan O-C diyagramı (bkz. Şekil 2) tarafımızdan analiz edilmiştir. Bu O-C diyagramını oluşturan minimum zamanları, mevcut olduğu sürece Kepler SC verisinden, aksi takdirde Kepler LC verisinde 5 yörünge çevriminde bir birleştirilmiş minimum profillerinden (normal minimum) tarafımızca hesaplanmıştır. Şekil 2'deki O-C diyagramında, her artışı bir azalışın takip ettiği yarı-düzenli çevrimsel bir değişim yapısının, zıt fazlı olmak üzere hem I. Minimum hem de II. Minimum verilerinde var olduğu izlenmektedir. Bu yapının gerçek mi yoksa verideki gürültüden mi kaynaklandığını tespit etmek amacıyla `PERIOD04` programı (Lenz ve Breger 2005) ile Min I ve Min II verilerdeki dönem karakteristikleri analiz edilmiş ve her iki minimum türü için de benzer çoğul dönemli karakteristiklerin (P_1≈220 gün ve P_2≈120 gün) var olduğu ortaya konmuştur. Bunun dışında FL Lyr'in O-C diyagramında başka herhangi bir çevrimsel değişime (Kozyreva vd. (2023)'nin önerdiği de dahil) rastlanmamıştır.



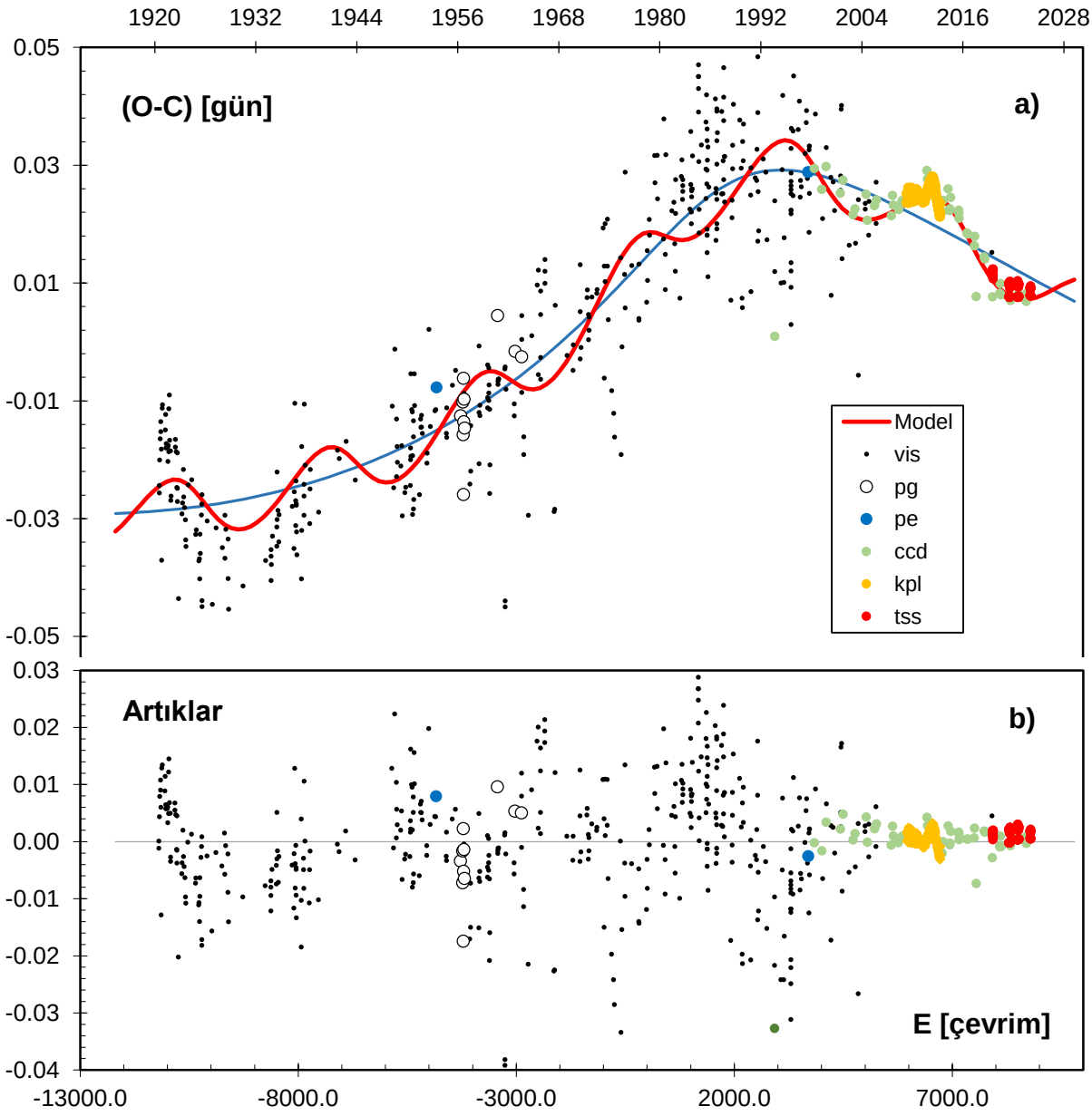
Şekil 2. FL Lyr'in sadece Kepler minimum zamanları için oluşturulan O-C diyagramı.

3.2 UZ Lyr

UZ Lyr'in 1920-2024 yılları arasında 104 yıl zaman aralığını kapsayan 2071 adet minimum zamanı için oluşturduğumuz O-C diyagramı Şekil 3a'da görülmektedir. Genel karakter olarak iki farklı değişim yapısı hemen göze çarpmaktadır ve her ikisi de belirgin çevrimsel değişim yapısı göstermektedir. Borkovits vd. (2016) büyük genlik ve uzun dönemli görünen değişimi, O-C diyagramına uyguladıkları kübik bir yaklaşımla elimine etmiş ve sadece düşük genlikli ve kısa dönemli görünen değişim yapısını sisteme fiziksel olarak bağlı üçüncü bir cismin varlığı altında modellemişlerdir. Kübik terim için herhangi bir yorumda bulunmamışlardır. Roobiat ve Pazhouhesh (2022) ise O-C diyagramında görülen her iki çevrimsel değişimi, sisteme fiziksel olarak bağlı ilave cisimlerin yarattığı ışık-zaman etkisi (LTTE) kabulü altında modellemişlerdir.

Borkovits vd. (2016) ile Roobiat ve Pazhouhesh (2022)'in çalışmalarından bu yana biriken yeni gözlem verisiyle UZ Lyr'in ETV analizi çalışmasının güncellenmesi amaçlanmış ve O-C diyagramında izlenen iki çevrimsel yapı için, iki ayrı ilave cismin yarattığı ışık-zaman etkisi kabulü altında O-C diyagramına ETV analizi gerçekleştirilmiştir.

Analiz sırasında, bir lineer terim, bir kuadratik terim ve Irwin (1952)'in formülasyonunu temel alan LTTE terimlerinden (en fazla iki LTTE terimi) oluşma ışık elemanları modelini O-C verisine uyumlayan bir `Python` kodu (Bahar ve Şenavcı, 2024, özel iletişim; bkz. Teşekkür) kullanılmıştır. Kod, çözümleyici (solver) olarak `LMFIT` `Python` kütüphanesini kullanmaktadır.



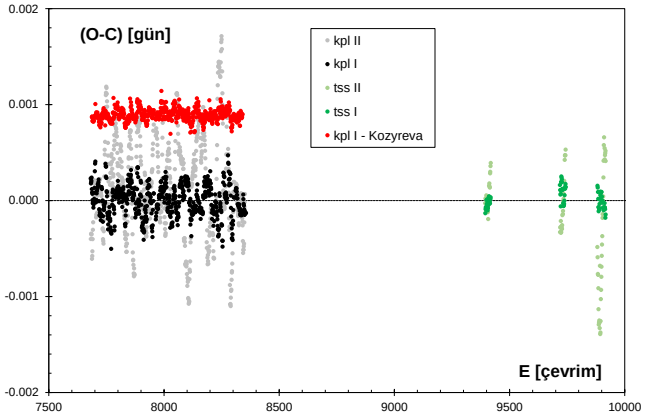
Şekil 3. a) UZ Lyr'in tüm minimum zamanları için oluşturulan O-C diyagramı. Kırmızı renkli sürekli eğri uyumlanan ETV modelini temsil etmektedir. **b)** ETV modelinden olan artıklar.

`LMFIT`, doğrusal olmayan en küçük kareler minimizasyonu ile "Eğri Uyumlaması" yapan iteratif bir algoritmaya sahiptir ve uyumlanan model için hesapladığı parametrelerin belirsizlikleri (hatalarını) ko-variyans matrisi üzerinden hesaplamaktadır. UZ Lyr için, bir lineer terim ile iki çevrimsel yapının (LTTE) toplamından oluşan ışık elemanları modeli, gözlenen O-C değişimine uyumlanmış ve çevrimsel değişimin biri için yarı-genlik A_3=0.005±0.001 gün ve dönem P_3=18.2±0.9 yıl olarak tespit edilirken, diğer çevrimsel değişim için yarı-genlik A_4=0.029±0.09 gün ve dönem P_4=201.4±5.9 yıl olarak bulunmuştur. O-C verisi, minimum zamanlarının belirleme hataları ile ağırlıklandırılmıştır.

İki çevrimsel değişim ve bir lineer terimin bileşkesinden oluşan O-C modelimiz Şekil 3a'da kırmızı renkli sürekli eğri ile temsil edilmektedir. Şekil 3a'daki mavi sürekli eğri ise uzun dönemli çevrimsel değişim ile lineer terimin bileşkesini temsil etmektedir. Şekil 3b'de ise O-C modelinden olan artıklar görülmektedir.

4 Sonuç ve Tartışma

FL Lyr'in sadece Kepler verisi minimumlarından oluşturulan O-C diyagramında (Şekil 2) izlenen ve I. ve II. minimumlar arası zıt fazlı, aynı dönemli karakteristik çevrimsel yapılar Tran vd. (2013) tarafından detaylı olarak çalışılmış ve çift sistemlerdeki soğuk bileşen üzerinde yer alan yıldız lekelerinin aktivitesinden kaynaklandığı kanıtlanmıştır. Bu yapılar Kepler ve TESS fotometrik verilerinin parlaklık ve zamanda sahip oldukları yüksek hassasiyet sayesinde O-C diyagramlarında görünür olabilmektedir. Dolayısıyla, Şekil 2'deki değişim yapısı, FL Lyr'in soğuk bileşeni üzerindeki leke(ler)den kaynaklanan



Şekil 4. FL Lyr'in sadece Kepler ve TESS minimum zamanları için oluşturulan O-C diyagramı. Kozyreva vd. (2015, 2016, 2023)'nin hesapladıkları Kepler I. minimum zamanlarına da karşılaştırma için yer verilmiştir.

tipik bir manyetik etkinlik olgusunu işaret etmektedir. Kepler ve TESS minimumlarından oluşturduğumuz O-C diyagramlarında Kozyreva vd. (2023)'nin önerdiği dev gezegene ait çevrimsel değişim yapısının olmadığı görülmektedir. Doğrulama için O-C diyagramımıza Kozyreva vd. (2023)'nin Kepler I. minimum verileri de konmuş (bkz. Şekil 4) ve bizim verimizle gözlenen seviye farkından aslında Kepler verisine BJD-HJD dönüşümünü yapmadıkları ortaya çıkarılmıştır. Dolayısıyla, sadece Kepler ve TESS I. minimumlarına dayandırarak önerdikleri dev gezegen aslında mevcut değildir ve literatüre geçen FL Lyr b kayıtlarının ilgili veri tabanlarından (arşiv1, arşiv2) çıkarılması gerekmektedir.

UZ Lyr'in ETV analizi sonucu, sisteme fiziksel olarak bağlı olduğu düşünülen ilave iki cisim için hesaplanan temel parametreleri Çizelge 4'de, daha önce literatürde yer alan Borkovits vd. (2016) ile Roobiat ve Pazhouhesh (2022)'in benzer çalışma sonuçları ile beraber karşılaştırmalı olarak listelenmiştir. Çizelgede, (j=3, 4 ilave bileşenleri nitelemek üzere) P_j ilave bileşenin yörünge dönemini, e_j ilave bileşenin yörünge basıklığını, ω_j ilave bileşen yörüngesinin enberi noktasının argümanını, $T_{0,j}$ ilave bileşenin yörüngesinin enberi noktasından herhangi bir geçiş zamanını, $a_{12,j}\sin i$ örten çiftin ilave cisim ile oluşturduğu ortak kütle merkezine olan izdüşüm uzaklığını, $f(M_j)$ ilave cismin kütle fonksiyonunu ve $M_{j,min}$ ilave cisim için hesaplanan en düşük kütle değerini temsil etmektedir. UZ Lyr'in ETV analizi sonuçları ön bulgular düzeyinde olup detaylı çalışmamız devam etmektedir.

Teşekkür

Bu çalışmada kullanılan Kepler ve TESS uzay teleskopları verisi Mikulski Archive for Space Telescopes (MAST) veritabanından sağlanmıştır. Bu çalışmada bibliyografik veri erişiminde NASA's Astrophysics Data System (NASA-ADS) veritabanı kullanılmıştır. AT, BİDEB 2210-A Yurt İçi Yüksek Lisans Burs Programı kapsamında sağladığı destek için TÜBİTAK'a teşekkür eder. AT ve SOS, bu çalışmaya sağladıkları yazılım desteklerinden dolayı Prof. Dr. H. V. ŞENAVCI'ya ve Arş. Gör. Dr. E. BAHAR'a teşekkür eder.

Çizelge 4. UZ Lyr'in O-C diyagramının iki LTTE ile modellenmesi sonucunda elde edilen ilave cisim parametreleri.

Parametre	Borkovits vd. (2016)	Roobiat ve Pazhouhesh (2022)	Bu çalışma
P_3 (yıl)	15.14	23.14(2)	18.2(9)
e_3	0.46(3)	0.06(2)	0.160(22)
ω_3 (°)	242(9)	63(2)	150(17)
$T_{0,3}$ (HJD)	2455955(153)	2447473(2524)	2444040(197)
$a_{12,3}\sin i$ (AB)	0.637(32)	13.645(17)	0.90(9)
$f(M_3)$	0.0011(2)	0.0013875(2)	0.0021(1)
$M_{3,min}$ ($M_\odot$)	0.17	0.31494(13)	0.37(1)
P_4 (yıl)	–	360(85)	201.43(5.90)
e_4	–	0.60(11)	0.55(12)
ω_4 (°)	–	56(6)	54.4(12.1)
$T_{0,4}$ (HJD)	–	2446644(874)	2446509(1252)
$a_{12,4}\sin i$ (AB)	–	88.344(21)	5.40(9)
$f(M_4)$	–	0.005990(9)	0.0038(4)
$M_{4,min}$ ($M_\odot$)	–	0.55187(29)	0.45(2)

Kaynaklar

Ahnert P., 1973, Mitteilungen Über Veränderliche Sterne, 6, 112
Bahar E., Şenavcı H.V., Baştürk Ö., 2015, ASP Conference Series, vol:496, pp.288-289
Borkovits T., Hadju T., Sztakovics J., Rappaport S., Levine A., Bíró B., Klagyivik P., 2016, MNRAS, 455, 4136
Botsula R.A., 1978, Peremennye Zvezdy, 20, 588
Cester B., Fedel B., Giuricin G., Mardirossian F., Mezzetti M., Predolin F., 1979, Memorie della Societa Astronomica Italiana, 50, 553
Cristaldi S., 1965, Memorie della Societa Astronomica Italiana, 36, 77
Eaton H.O., 1920, Popular Astronomy, 28, 62
Freiboes-Conde H., Herczeg T., 1973, A&AS, 12, 1
Gies D.R., Williams S.J., Matson R.A., Guo Z., Thomas S.M., Orosz J.A., Peters G.J., 2012, AJ, 143, 137
Gies D.R., Matson R.A., Guo Z., Lester, K.V., Orosz J.A., Peters G.J., 2015, AJ, 150, 178
Hełminiak K.G., Ukita N., Kambe E., Kozłowski S.K., Sybilski P., Maehara H., Ratajczak M., Konacki M., Pawłaszek R.K., 2017, MNRAS, 468, 1726
Hełminiak K.G., Konacki M., Maehara H., Kambe E., Ukita N., Ratajczak M., Pigulski A., Kozłowski S.K., 2019, MNRAS, 484, 451
Irwin J.B., 1952, ApJ, 116, 211
Kirk B., Conroy K., Prsa A., vd., 2016, AJ, 151, 68
Koch R.H., Wood F.B., Florkowski D.R., Oliver J.P., 1979, IBVS, 1709
Kozyreva V.S., Bogomazov A.I., Demkov B.P., Zotov L.V., Tutukov A.V., 2015, Astronomy Reports, 59, 1036
Kozyreva V.S., Bogomazov A.I., Demkov B.P., Zotov L.V., Tutukov A.V., 2016, Astronomy Reports, 60, 534
Kozyreva V.S., Bogomazov A.I., Demkov B.P., Zotov L.V., Tutukov A.V., 2023, Astronomy Reports, 67, 483
Kreiner J.M., 1971, Acta Astron., 21, 365
Kreiner J.M., Ziolkowski J., 1978, Acta Astron., 28, 497
Kwee K.K., Van Woerden H., 1956, Bull. Astron. Inst. Netherlands, 12, 327
Laos S., Stassun K.G., Mathieu R.D., 2020, ApJ, 902, 107
Lenz P., Breger M., 2005, Comm. in Asteroseismology, 146, 53
Matson R.A., Gies D.R., Guo Z., Williams S.J., 2017, AJ, 154, 216
Morgenroth O., 1935, Astron. Nachr, 255, 425
Molenda-Zakowicz, Frasca A., Latham D.W., Jerzykiewicz M., 2007, Acta Astron., 57, 301

Popper D.M., Lacy C.H., Frueh M.L., Turner A.E., 1986, AJ, 91, 383
Prsa A., Batalha N., Slawson R.W., vd., 2011, AJ, 141, 83
Rafert J.B., 1982, PASP, 94, 485
Roobiat K.Y., Pazhouhesh R., 2022, Research in A&Ap, 22, 025013
Stolle-McAllister G., Muirhead P., Walker G., Han E., 2020, Bulletin of the American Astronomical Society, Vol.52, No.1, p.185
Struve O., Horak H.G., Canavaggia R., Kourganoff V., Colacevich A., 1950, ApJ, 111, 658
Tran K., Levine A., Rappaport S., Borkovits T., Csizmadia Sz., Kalomeni B., 2013, ApJ, 774, 81
Vesper D., Honeycutt K., Hunt T., 2001, AJ, 121, 2723
Windemuth D., Agol E., Ali A., Kiefer F., 2019, MNRAS, 489, 1644

Access:
M25-0373: Turkish J.A&A — Vol.6, Issue 3.

TJAA Vol. **6**, *Special Issue*, *p.*70–75 (2025). DOI: 10.55064/tjaa.1592681 *Research Article*

Ani Kara Delik Oluşumu ile Sonuçlanan Çift Nötron Yıldız Birleşmeleri: Elektromanyetik Sinyaller ve Kilonova Işık Eğrisi Modelleri

Kutay Arınç Çokluk[1,2] ⋆, Kadri Yakut[1,2]

[1] *Ege Üniversitesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 35100, İzmir, Türkiye*

[2] *Ege Üniversitesi, Ege Gravitasyonel Astrofizik Araştırma Grubu (eGRAVITY), 35100, İzmir, Türkiye*

Accepted: February 23, 2025. Revised: February 23, 2025. Received: November 28, 2024.

Özet

Bu çalışmada, çift nötron yıldızlarının birleşme simülasyonlarından elde edilen veri setleri kullanılarak kilonova ışık eğrileri incelenmiştir. Simülasyonlar, başlangıçta toplam baryonik kütlesi 3.2 $M_\odot$ olan ve kütle oranları q=[1.0:2.0] arasında değişen sistemler için gerçekleştirilmiştir. Nötron yıldızlarının birleşmesi sonucunda sistemden atılan dinamik madde ve disk rüzgarlarının özellikleri, kilonova ışık eğrilerinin farklı hız (v=0.10 c, 0.20 c, 0.30 c) varsayımlarına göre modellenmesinde temel alınmıştır. Elde edilen sonuçlar, kütle oranının artmasıyla atılan madde miktarının ve maksimum parlaklığa ulaşma süresinin arttığını, buna karşın maksimum parlaklığın özellikle kızılötesi bölgede daha yüksek değerlere ulaştığını göstermektedir. Simülasyonlar sonucunda, mavi bölgede kısa süreli, kırmızı bölgede ise uzun süreli baskın ışınımlar gözlemlenmiştir. Bu durum, nötron yıldızlarından atılan maddenin fiziksel özellikleri, opaklık ve nükleosentez süreçleri ile ilişkilendirilmiştir. Çalışma, kilonova gözlemlerinin kompakt çift sistemlerin fiziksel parametrelerini anlamada nasıl kullanılabileceğini ve nötron yıldızlarının durum denklemi gibi bilinmeyen özelliklere ışık tutabileceğini vurgulamaktadır. Gelecekteki çoklu haberci gözlemleri ve artan dedektör hassasiyeti ile bu sistemlerin fiziksel parametrelerinin daha ayrıntılı bir şekilde incelenmesi mümkün olacaktır.

Abstract

In this study, kilonova light curves were analyzed using data obtained from the simulations of binary neutron star mergers. The simulations were performed for systems with an initial total baryonic mass of 3.2 $M_\odot$ and mass ratios ranging from q=[1.0:2.0]. The properties of dynamically ejected matter and disk winds resulting from the neutron star mergers served as the basis for modeling kilonova light curves under different velocity assumptions (v=0.10 c, 0.20 c, 0.30 c). The results indicate that an increase in the mass ratio leads to a larger amount of ejected matter and a longer time to reach peak brightness, while the peak brightness reaches higher values, particularly in the infrared region. The simulations revealed that the blue band exhibits a short-duration dominant emission, whereas the red band shows a long-duration dominant emission. This behavior is linked to the physical properties of the ejected matter, opacity, and nucleosynthesis processes. The study highlights how kilonova observations can be utilized to understand the physical parameters of compact binary systems and shed light on unknown properties such as the equation of state of neutron stars. Future multimessenger observations and improved detector sensitivity will enable more detailed investigations into the physical parameters of these systems.

Anahtar Kelimeler: Neutron stars merger – kilonovae – multimessenger astronomy – gravitational waves – numerical simulations – relativity and gravitation

1 Giriş

Çift nötron yıldızı (ÇNY) sistemlerinin birleşmeleri, evrendeki ekstrem fiziksel ortamları temsil ederek, yüksek yoğunluklu madde, güçlü çekim alanları ve relativistik fenomenleri incelemek için benzersiz bir laboratuvar sunar (Baiotti & Rezzolla 2017; The LIGO Scientific Collaboration ve diğ. 2018; Abbott ve diğ. 2019). LIGO-Virgo iş birliği tarafından 2017 yılında ilk kez bir ÇNY birleşmesinden kaynaklanan gravitasyonel dalganın (GW170817) tespiti (Abbott ve diğ. 2017a), çoklu haberci astronomisinin başlangıcını işaret etmiştir. Aynı zamanda bu olayın elektromanyetik (EM) karşılıklarının, özellikle de bu birleşme ile ilişkilendirilen kilonovanın (Abbott ve diğ. 2017a,b), eş zamanlı olarak gözlemlenmesi, kompakt cisimlerin fiziği, nükleosentez süreçleri ve ekstrem koşullarda maddenin doğası hakkında yeni ufuklar açmıştır.

Kilonovalar, hızlı nötron yakalama süreci ile sentezlenen ağır elementlerin radyoaktif bozunmasından kaynaklanan EM parlama olaylarıdır (Metzger ve diğ. 2010; Perego ve diğ. 2022). Bu olaylar, optik ve kızılötesi dalga boylarında karakteristik ışık eğrileri sergiler ve bu ışık eğrilerinin özellikleri, birleşme öncesi kompakt sistemin bileşenlerinin özellikleri, birleşme sonrası atılan maddenin kütlesi, hızı, kimyasal bileşimi, opaklığı, nötron maddesinin hal denklemi, nötrino etkileşimleri, manyetik alan gibi parametrelerden doğrudan etkilenir (Metzger 2019; Radice ve diğ. 2018; Kawaguchi ve diğ. 2016; Tanaka & Hotokezaka 2013; Patricelli & Bernardini 2020; Perego ve diğ.

⋆ kutay.arinc.cokluk@ege.edu.tr

© 2025 Turkish Astronomical Society (TAD)

2014). Kilonovalar, birleşme dinamiği, nötron yıldızlarının durum denklemleri, hızlı nötron yakalama süreci nükleosentezi hakkında kritik bilgiler sağlar. Nötron maddesinin hal denklemi, nötron yıldızlarının yapısal ve termal özelliklerini belirleyen temel bir fiziksel parametre olup halen tam olarak anlaşılmış değildir (Perego ve diğ. 2020, 2022).

Bu sistemlerin gözlemsel veri setlerinin doğru bir şekilde yorumlanması ve bu süreçleri yöneten fiziksel mekanizmaların incelenmesi için nümerik relativistik simülasyonlar büyük önem taşır. Nümerik relativistik simülasyonlar, birleşme sırasında ortaya çıkan gravitasyonel dalga sinyallerini, madde atım dinamiklerini modelleyerek bu sistemlere dair detaylı bilgiler sunar (Baiotti & Rezzolla 2017). Özellikle atılan maddenin miktarı, dağılımı, hızı ve bileşimi, kilonova ışık eğrilerinin özelliklerini doğrudan etkileyerek bu sistemlerin fiziksel parametrelerine dair ipuçları verir.

Bu çalışma, toplam baryonik kütlesi 3.2 $M_\odot$ olan ve kütle oranları q=[1.0-2.0] arasında değişen ÇNY birleşmelerine odaklanmaktadır. Simülasyonlardan elde edilen dinamik madde ve disk rüzgarı özellikleri kullanılarak, farklı madde atım hızları (v=0.10 c, 0.20 c, 0.30 c) varsayımları altında kilonova ışık eğrileri modellenmiştir. Bu çalışmanın amacı, kütle oranı ve madde atım hızındaki değişimlerin kilonovanın maksimum parlaklığı, maksimuma ulaşma süresi ve spektral evrimi üzerindeki etkilerini incelemektir. Çalışma, kilonovaların gözlenebilirliği ve birleşen sistemlerin fiziksel özellikleri ile ilişkisine dair değerli bilgiler sunmayı amaçlamaktadır.

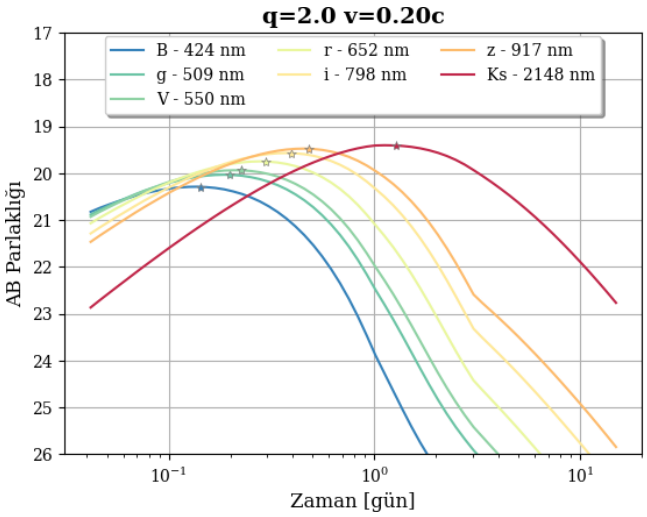
Bu makale şu şekilde düzenlenmiştir: §2'de, yöntemler, nümerik simülasyon ve kilonova modellemesi ayarları anlatılmaktadır. §3'te, simülasyon sonuçları ve ışık eğrisi analizleri sunulmaktadır. §4'te ise elde edilen bulguların tartışması ve gelecekteki çoklu haberci gözlemlerine yönelik çıkarımlar yer almaktadır.

2 Yöntem

Relativistik hidrodinamik denklemlerinin çözümü için `Einstein Toolkit` yazılımının (Löffler ve diğ. 2012) *Katherine Johnson* (Brandt ve diğ. 2021) versiyonundan yararlanılmıştır.

Başarıyla tamamlanan simülasyonların çıktıları `Python` kütüphanesi olan `Kuibit` (Bozzola 2021) kullanılarak geliştirilen `Python` scriptleri ile analiz edildi. Maddenin dört-vektörün zaman bileşeninin u_t<-1 olduğu kısmı sistemden atılan madde olarak ele alınmıştır. Ayrıca tüm hesaplama alanında nötron yıldızın yapay atmosfer değeri olan $\rho_{\rm atm}=6.2\times10^6$ g cm^{-3} değerinden büyük olan tüm maddeden, sistemden atılan maddeler hariç tutularak, eğer oluştuysa, merkezi nihai cismin etrafındaki diskin kütlesi hesaplanmıştır. Hesaplanan bu değerler, Çokluk ve diğ. (2024) çalışmasının Çizelge 2'sindeki altıncı ve yedinci kolonlarda $M_{\rm disc}$ ve $M_{\rm ejec}$ olarak verilmiştir. Bu çalışmada her bir model için verilen bu iki değer kullanılarak kilonova parlamaları modellenmiştir.

Kilonova parlamalarının modellenmek amacıyla çoklu-bileşen yarı-analitik kilonova modelleme yazılımı olan `xkn` (Ricigliano ve diğ. 2024) kullanılmıştır. Kilonova ışık eğrileri modellenirken sistemden atılan madde miktarı ve maddenin bileşenleri doğrudan kilonova ışık eğrisinin biçimine etki etmektedir. Bu çalışmada sistemden maddenin hem dinamik olarak hem de disk rüzgarları ile atıldığı varsayımı yapılmıştır. Dinamik atımı miktarı için doğrudan (Çokluk ve diğ. 2024) çalışmasında verilen $M_{\rm ejec}$ değerleri kullanılmıştır. Her bir kilonova modeline disk rüzgarının ek katkısı ise 0.05 $M_{\rm disc}$ olarak varsayılmıştır. Ek olarak sistemden atılan maddelerin atım hızlarına bağlı olarak parlaklık davranışlarının karakteristiği değişmektedir. Bu bağlamda kilonova ışık eğrileri sistemden atılan maddenin iki bileşeni göz önünde bulundurularak yavaş, orta ve hızlı atım hızları varsayımı altında hesaplanmıştır. Bu nedenle bu çalışmadaki kilonova ışık eğrileri farklı kütle oranları modeller arasındaki atım miktarındaki farkı yansıtmaktadır.



Şekil 1. Toplam baryonik kütlesi 3.2 $M_\odot$ olan ve bileşenlerin kütle oranları q=2.0 olan nötron yıldız çiftinin birleşmesi sonrasında ortaya çıkan kilonova ışık eğrisi. Modelleme esnasında atılan maddenin hızı, v=0.20 c olacak şekilde göz önünde bulundurulmuştur. Işık eğrisi VLT'nin B, g, V, r, i, z ve Ks filtrelerinde modellenmiştir. Her bir filtrenin maksimum parlaklığa ulaştığı zamana ve parlaklığa denk gelen noktalar gri yıldız sembolü ile belirtilmiştir.

Kilonovaların parlaklıkları ve parlamalarının maksimuma çıkış sürelerinin sistemin yörünge normal doğrultusu ile gözlemci arasındaki bakış açısına, θ, ve nötron yıldızlarının ne kadar uzakta birleştiği, D, varsayımına göre değiştiği göz önüne alındığından bu parametreler θ=45° ve D=50 Mpc olacak şekilde sabit tutulmuştur. Kilonova parlaklıklarının hesaplamasında kullanılan alçak ve yüksek enlemlerden atılan maddenin opasitesi sırasıyla $\kappa_{\rm low}$=1 cm^{-2} g^{-1} ve $\kappa_{\rm high}$=10 cm^{-2} g^{-1} olarak ele alınmıştır.

Çift nötron yıldız birleşme simülasyonlarına ilişkin kuramsal yaklaşımlar Çokluk (2021); Çokluk ve diğ. (2023, 2024) çalışmalarında detaylı olarak ele alınmıştır.

3 Sonuçlar

Şekil 1'de toplam baryonik kütleleri 3.2 $M_\odot$ ve bileşenleri arasında kütle oranı q=2.0 olan çift nötron yıldız sisteminin birleşmesinden meydana gelen kilonovaların v=0.20 c hızla sistemden madde atımı gerçekleştiği varsayımıyla modellenen ışık eğrileri gösterilmektedir. Şekilde her bir renk, farklı merkez dalga boylarını temsil eden bir filtreyi göstermektedir. Filtreleri temsil eden renkler kısa dalgaboylarında mavi, uzun dalgaboylarında kırmızı olacak şekilde seçilmiştir. Farklı dalgaboylarının maksimum parlaklıkları ve karşılık gelen zamanın farklı olduğu görülmektedir. Bu durum fotosferik sıcaklık evriminden kaynaklı olarak öncelikle B bandının parlaklığı ilk birkaç saatte maksimum seviyesine ulaşır. Diğer filtreler de B filtresini takiben bir gün içerisinde sırasıyla maksimum noktalarına ulaşmaktadır. Ancak Ks filtresinin birleşmeden yaklaşık bir gün sonra maksimum parlaklığına

Çizelge 1. Farklı kütle oranlarına sahip sistemlerin, v=0.20 c durumunda, farklı dalgaboylarında sahip olduğu maksimum parlamaya karşılık gelen zamanı (t) ve parlaklığı (m) göstermektedir. İlk kolon sistemin bileşenlerinin kütle oranlarını, q, diğer kolonlar, sırasıyla, 424, 509, 550,652, 798, 917, 2148 nm merkezli dalgaboylarına karşılık gelen B, g, V, r, i, z ve Ks filtreleri için maksimum parlaklık zamanı ve parlaklık değerlerini vermektedir.

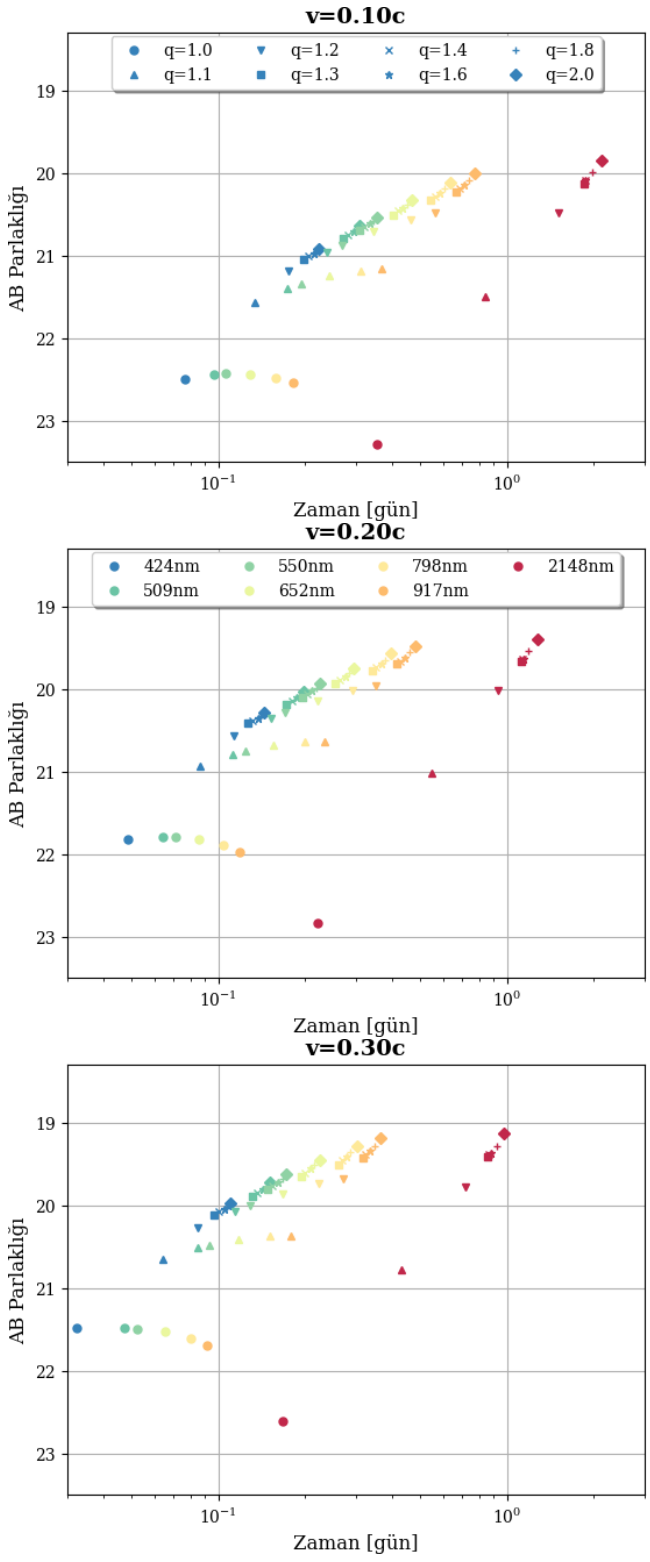
q	$t_{\rm B}$ (gün)	$m_{\rm B}$ (m)	$t_{\rm g}$ (gün)	$m_{\rm g}$ (m)	$t_{\rm V}$ (gün)	$m_{\rm V}$ (m)	$t_{\rm r}$ (gün)	$m_{\rm r}$ (m)	$t_{\rm i}$ (gün)	$m_{\rm i}$ (m)	$t_{\rm z}$ (gün)	$m_{\rm z}$ (m)	$t_{\rm Ks}$ (gün)	$m_{\rm Ks}$ (m)
1.00	0.049	21.821	0.640	21.794	0.071	21.793	0.086	21.821	0.104	21.895	0.119	21.971	0.221	22.828
1.10	0.086	20.937	0.112	20.795	0.125	20.750	0.154	20.681	0.199	20.633	0.232	20.633	0.547	21.025
1.20	0.113	20.561	0.152	20.357	0.170	20.288	0.220	20.143	0.292	20.019	0.352	19.959	0.928	20.026
1.30	0.127	20.419	0.172	20.188	0.195	20.107	0.254	19.935	0.341	19.780	0.415	19.701	1.120	19.670
1.40	0.131	20.388	0.179	20.151	0.203	20.062	0.263	19.895	0.352	19.740	0.425	19.661	1.133	19.645
1.60	0.138	20.351	0.188	20.110	0.212	20.026	0.275	19.851	0.367	19.695	0.442	19.618	1.147	19.633
1.80	0.140	20.328	0.192	20.081	0.218	19.987	0.282	19.812	0.377	19.649	0.458	19.558	1.188	19.543
2.00	0.144	20.293	0.198	20.036	0.225	19.937	0.294	19.751	0.396	19.572	0.481	19.479	1.280	19.400

ulaştığı görülmektedir. Kısa dalgaboylarında parlamalar maksimuma ulaştıktan sonra, uzun dalgaboyuna oranla çok daha hızlı bir şekilde sönümlenmektedir. Bu durum opaklık, termal soğurma ve atılan maddenin özelliklerindeki farklılıklardan kaynaklanmaktadır. Mavi dalgaboylarında, lantanitler ve aktinitler gibi hızlı nötron yakalama süreci ile oluşmuş ağır elementlerin varlığı nedeniyle opaklık oldukça yüksektir ve bu nedenle kilonovaların erken döneminde kısa dalgaboylarında yayımlanan ışınım soğurulur. Atılan madde genişledikçe soğur ve termal spektrum daha uzun dalga boylarına kaymaya başlar. Kızılötesi bölgesinde opaklığın oldukça düşük olması, uzun dalgaboyundaki ışık eğrisinin daha uzun süre baskın olmasına neden olur. Kilonova parlamasıyla ilişkili olduğu düşünülen GRB 211211A'nın gözlemsel veri setleri erken dönemde mavi bileşenin hızla sönümlendiğini ve kızılötesi bölgesinin uzun süre ışık eğrisinde baskın olduğunu göstermektedir (Rastinejad ve diğ. 2022).

Bu çalışmada kullanılan her bir kütle oranlarına sahip sistemlerin v=0.20 c madde atım hızı varsayımında kilonovalarının farklı dalgaboylarında maksimuma çıkış süreleri ve maksimum parlaklıkları Çizelge 1'de verilmiştir. Çizelgenin ilk kolonu birleşme öncesinde sistemlerin bileşenlerinin kütle oranlarını verirken, sonraki sütunlar sırasıyla 424, 509, 550, 652, 798, 917 ve 2148 nm dalgaboyu merkezli filtrelerinde maksimuma çıkış süresi (t) ve maksimum AB parlaklıkları (m), verilmiştir.

Çizelge 1'de verilen değerlerlere v=0.10 c ve v=0.30 c varsayımı altında modellenen ışık eğrilerini de dahil ederek Şekil 2'de görselleştirildi. Şekilde her bir kütle oranı farklı sembol ile belirtilirken her bir filtre dalgaboyuna uygun olarak farklı renklerle temsil edilmiştir. Buna göre farklı v hızları varsayımında bileşenlerin kütle oranlarının kilonova karakteristiğine nasıl etki ettiğinin görselleştirilmesi amaçlanmıştır. Parlaklığın maksimuma çıkış zamanının kütle oranının artmasıyla uzadığı görülmüştür. Bu atılan madde miktarının artmasından dolayı optikçe daha kalın bir ortam oluştuğundan ışınımın maddeden geçmesi için gereken süresinin uzadığı anlamına gelmektedir. Kütle oranının düşmesiyle bu maksimum parlaklığa çıkış daha erken zamanda oluşurken, örneğin q=1.0 modeli her bir v hızı için maksimuma t<1 gün'de ulaşmaktadır. Aynı süreç q=2.0 modelinde t=1-2.5 gün arasında gerçekleşmektedir. Bu durumu daha iyi görselleştirmek adına Şekil 3'de modellerin kütle oranlarına karşı maksimuma çıkış hızları çizdirilmiştir. Maksimum parlaklığa ulaşma süresinin kütle oranı arttıkça artma eğiliminde olduğu görülmektedir. Yüksek madde atım hızı, v=0.30 c varsayımında tüm dalgaboyundaki her bir model maksimum zamana t<1 gün'den önce ulaştığı, hızların azalmasıyla bu durumun, özellikle Ks filtresi için, t≈2 gün dolaylarına kadar arttığı gözlenmektedir. $\lambda_{\rm merkez}$<1000 nm olan filtrelerinde durum Ks filtresindeki kadar yüksek bir artış görünmese de yine de maksimuma çıkış süresinde gecikmeler görülmektedir.

Şekil 4'de ise kütle oranına ve gözlenen filtrenin merkezi dalgaboyuna göre maksimum parlaklıkların nasıl değişim gösterdiği görselleştirilmiştir. Burada maddenin atım hızının düşük hızlardan yüksek hızlara gittikçe maksimum kilonova parlaklığının tüm dalgaboylarında ve tüm kütle oranı değerlerinde arttığı görülmektedir. Yüksek atım hızları maddenin daha hızlı genişlemesine ve maddenin yoğunluğunun azalmasına neden olarak optik derinlikte azalma meydana getirir. Böylece hızlı nötron yakalama süreci element oluşumları sırasında beta bozunması nedeniyle açığa çıkan ışınımın verimli olarak maddeden kaçısına neden olur ve daha parlak bir kilonova gözlenmesini mümkün kılar (Radice ve diğ. 2018). Bileşenler arası kütle oranın artmasıyla gözlenebilirliği daha olası kilonovalar elde edilebilmektedir çünkü bileşenlerin kütle farklarının artmasıyla birleşme esnasında daha fazla miktarda madde sistemden atılıyor ve yüksek madde miktarı radyoaktif bozunma sürecinden daha fazla enerji üretilmesine neden olarak elektromanyetik ışınıma katkıda bulunuyor. Ancak Şekil 4'den çıkarabilinecek başka bir sonuçta eş kütleli durumlarda mavi baskın bir kilonova gözlemlerken kütle oranı arttıkça daha kilonovanın kırmızı bileşeni baskın ve parlak duruma gelmektedir. Birleşen nötron yıldız çifti sistemlerinde bileşenlerin kütle dağılımları eşit olduğunda atılan madde simetrik bir şekilde dağılır ve genellikle kutup bölgelerine yakın enlemlerde θ=0°-30° düşük opaklığa sahip, lantanit açısından fakir madde simetrik olarak dağılır ve bu da kilonovanın erken evrenlerinde mavi ışığın baskın olarak mavi bölgede daha parlak bir durum ortaya çıkarır. Kütle oranı arttıkça madde sistemden hem daha asimetrik olarak atıldığından hem de birleşme esnasında büyük kütleli bileşenin düşük kütleli bileşenin bütünlüğünü bozarak (bkz. Şekil 5, Çokluk ve diğ. 2024) lantanit açısından zengin maddenin ekvatoryel düzlemde dağılmasına neden olur. Bu ağır elementler atılan maddenin opaklığını arttırarak mavi ışığın sönümlenmesine neden olarak kızılötesi ışınımın daha da parlamasına katkı sağlar (Radice ve diğ. 2018; Kasen ve diğ. 2017; Fernández & Metzger 2016). Ayrıca kütle asimetrisinin yüksek olduğu durumlarda nötronca zengin maddenin ekvatoryel düzleme yakın bölgelerde



Şekil 2. Çizelge 1'de verilen değerlerin v=0.10 c (üst), v=0.20 c (orta) ve v=0.30 c (alt) varsayımlarında maksimum parlaklıklarının noktalanması verilmiştir. Her kütle oranı farklı sembollerle ve her filtre de farklı renklerle temsil edilmiştir.

artmasına katkıda bulunarak hızlı nötron yakalama süreci nükleosentezini destekleyerek kızılötesi bölgede daha baskın bir kilonova parlamasına neden olur. Ek olarak bu durum hiperkütleli nötron yıldızı ya da hızlı kara delik oluşumu süreçleri de bu duruma katkıda bulunduğu bilinmektedir. Uzun ömürlü hiperkütleli nötron yıldızları kara deliğe çökmeden önce maddenin elektron fraksiyonunu arttırarak mavi bileşenin parlaklığına ek katkıda bulunur (Fernández & Metzger 2016). Ancak ani kara delik oluşumu sürecinde bu durum ortadan kalktığı için kırmızı baskın bir kilonova karşımıza çıkar. Bu çalışmada incelenen tüm sistemler birleşme sonrası ani kara delik oluşumu gösterdiklerinden kırmızı baskın bir kilonova ışık eğrisi görülmesi beklenen bir durumdur.

Şekil 3 ve 4 veri setleri kullanılarak, v=0.20 c varsayımı altında, λ_{merkez}=424, 917 ve 2148 nm filtrelerinde kütle oranına (q) göre değişimler incelenmiş ve bu değişimler üçüncü dereceden bir polinom ile modellenmiştir. Elde edilen katsayılar, Denklem 1 yardımıyla elektromanyetik tayfın mavi, kırmızı ve yakın kızılötesi bölgelerinde kütle oranına bağlı değişimini temsil etmektedir. Bu analiz, farklı dalga boylarındaki maksimum parlaklık ve zamanlarının kütle oranına bağlı evrimini matematiksel olarak ifade etmeyi ve kilonova olaylarının fiziksel parametrelerinin daha iyi anlaşılmasını sağlamayı amaçlamaktadır.

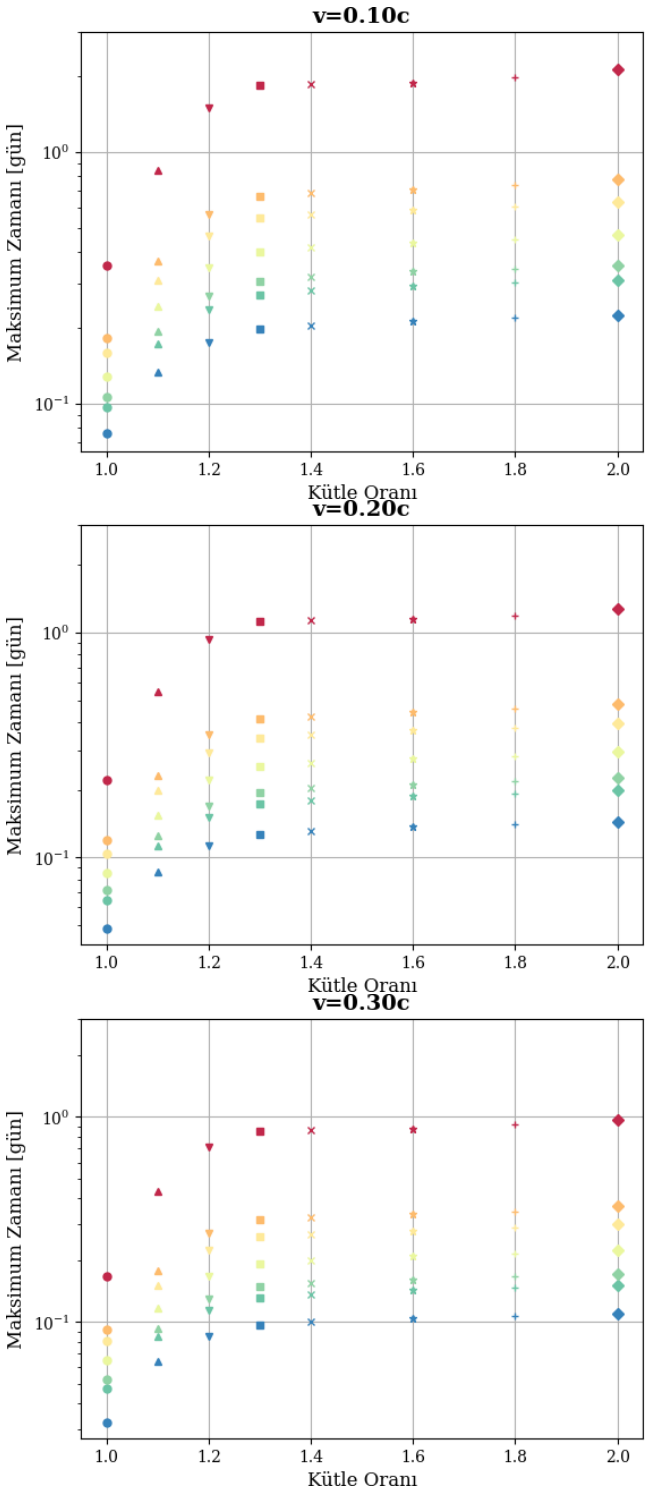
$$
\begin{aligned}
t_{\text{p}}(B, 0.20\,\text{c}) &= 0.309q^3 - 1.552q^2 + 2.590q - 1.297 \\
m_{\text{p}}(B, 0.20\,\text{c}) &= -7.049q^3 - 34.586q^2 - 55.887q + 50.074 \\
\\
t_{\text{p}}(z, 0.20\,\text{c}) &= 1.1971q^3 - 5.9868q^2 + 9.9501q - 5.046 \\
m_{\text{p}}(z, 0.20\,\text{c}) &= -11.374q^3 + 55.784q^2 - 90.158q + 67.596 \\
\\
t_{\text{p}}(Ks, 0.20\,\text{c}) &= 4.0782q^3 - 20.131q^2 + 32.934q - 16.683 \\
m_{\text{p}}(Ks, 0.20\,\text{c}) &= -16.386q^3 + 80.057q^2 - 128.83q + 87.834
\end{aligned}
\tag{1}
$$

4 Tartışmalar

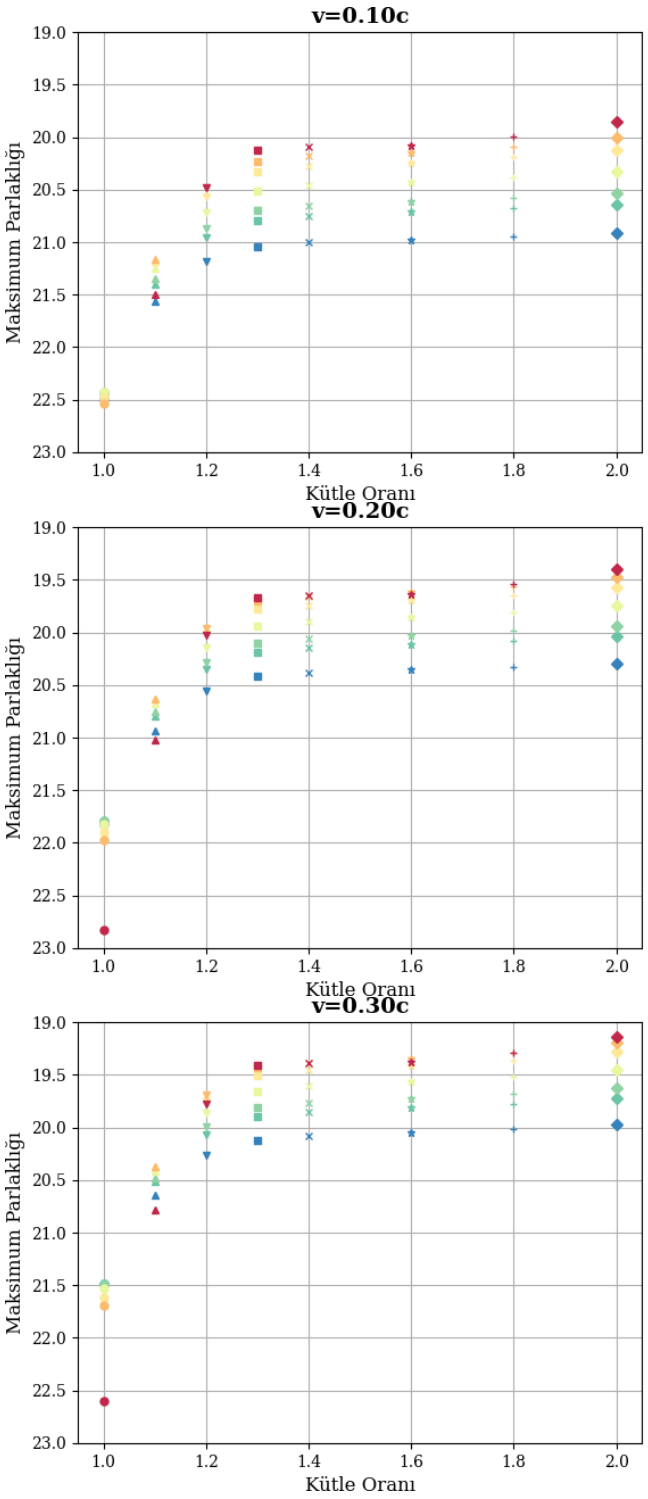
Bu çalışmada, çift nötron yıldızı birleşmelerinden kaynaklanan kilonova ışık eğrilerinin, kütle oranı ve sistemden atılan maddenin hızı gibi fiziksel parametrelere olan bağımlılığı incelenmiştir. Simülasyonlardan elde edilen veri setleri, kilonovanın maksimum parlaklık ve maksimum zamanlarının çift sistemin başlangıç koşulları tarafından güçlü bir şekilde belirlendiğini göstermektedir.

Kütle oranının artmasıyla daha büyük miktarda madde atıldığı ve bunun kilonovanın daha uzun süreli bir parlama sergilemesine neden olduğu gözlemlenmiştir. Bu durum, büyük kütle oranına sahip sistemlerde birleşme sırasında daha fazla madde atımı gerçekleşmesiyle ilişkilendirilebilir. Atılan madde miktarının artışı, radyoaktif bozunma sürecinden salınan enerjinin daha fazla bir optik kalınlıkla yayımlanmasına ve ışık eğrisinin kızılötesi bölgede baskın hale gelmesine neden olmaktadır. Özellikle q=2.0 gibi büyük kütle oranlarında kızılötesi emisyonun baskın olması, bu tür birleşmelerin gözlemsel tespitinin kızılötesi teleskoplarla yapılmasını kritik hale getirmektedir.

Eş kütleli sistemlerde ise, atılan madde simetrik bir şekilde dağıldığı için mavi bileşenin erken dönemlerde baskın olduğu görülmüştür. Ancak, mavi bileşenin bu hızlı evrimi, kısa sürede sönümlenmesiyle sonuçlanmaktadır. Bu durum,



Şekil 3. v=0.10 c (üst), v=0.20 c (orta) ve v=0.30 c (alt) varsayımlarında kütle oranına göre maksimuma çıkış sürelerinin değişimi noktalanmıştır. Semboller ve renkler Şekil 2'deki ile aynı durumları temsil etmektedir.



Şekil 4. v=0.10 c (üst), v=0.20 c (orta) ve v=0.30 c (alt) varsayımlarında kütle oranına göre maksimum parlaklıklarının değişimi noktalanmıştır. Semboller ve renkler Şekil 2'deki ile aynı durumları temsil etmektedir.

düşük kütle oranlarına sahip sistemlerde atılan maddenin hızlı nötron yakalama süreci açısından daha fakir olmasından kaynaklanabilir.

Atım hızının etkisi incelendiğinde, v=0.30 c gibi yüksek hızlarda maksimum parlaklığa ulaşma süresinin kısaldığı ve parlaklığın tüm dalga boylarında daha yüksek değerlere ulaştığı görülmüştür. Yüksek hızlar, maddenin daha hızlı genişlemesine ve optik derinliğin azalmasına neden olarak ışınımın daha verimli bir şekilde kaçışını sağlamaktadır. Buna karşılık, v=0.10 c gibi düşük hız varsayımlarında, ışık eğrileri daha uzun bir zaman ölçeğinde gelişmekte ve daha düşük maksimum parlaklık değerleri sergilemektedir.

Çalışmanın sonuçları, birleşen nötron yıldızlarının başlangıç koşullarının, kilonovanın gözlemlenebilir özellikleri üzerinde belirleyici olduğunu ortaya koymaktadır. Bu bulgular, özellikle gelecekteki gözlemsel çalışmalar için önem taşımaktadır. Einstein Teleskobu ve Cosmic Explorer gibi yeni nesil gravitasyonel dalga dedektörlerinin, daha uzak birleşmeleri tespit etmesiyle, bu tür sistemlerin fiziksel parametrelerini daha ayrıntılı bir şekilde incelemek mümkün olacaktır. Bununla birlikte, kilonovaların kızılötesi bölgede baskın olan uzun süreli yayılımı, bu olayların takibi için yüksek hassasiyetli kızılötesi teleskopların önemini vurgulamaktadır.

Bu çalışmada kullanılan modeller bazı sınırlamalara sahiptir. Örneğin, kullanılan atım hızları ve opaklık varsayımları basitleştirilmiş bir yaklaşım sunmaktadır. Daha detaylı nötrino taşınım modelleri veya üç boyutlu simülasyonlar, kilonova ışık eğrilerinin daha gerçekçi bir şekilde modellenmesini sağlayabilir. Ayrıca, nötron yıldızlarının manyetik alanlarının ve başlangıç dönme hızlarının etkisi de göz önünde bulundurularak daha kapsamlı bir analiz yapılabilir.

Sonuç olarak, bu çalışma, kilonova ışık eğrilerinin fiziksel parametrelerle olan ilişkisini inceleyerek, çoklu haberci gözlemleri için temel bir çerçeve sunmaktadır. Bu sistemlerin daha iyi anlaşılması, nötron yıldızlarının durum denklemi, hızlı nötron yakalama süreci nükleosentezi ve evrendeki ağır element oluşumu hakkında daha derin bilgiler sağlayacaktır.

Teşekkür

Bu çalışma KAÇ'ın doktora çalışmasının bir kısmından üretilmiştir. Bu çalışma TÜBİTAK 119F077 nolu projeler tarafından desteklenmektedir. KAÇ, 2211/A, 2211/C ve 2214/A programları tarafından burs desteği sağlanmasından dolayı TÜBİTAK'a teşekkür eder. Bu araştırmada yer alan nümerik hesaplamaların bir kısmı TÜBİTAK ULAKBİM, Yüksek Başarım ve Grid Hesaplama Merkezi'nde (TRUBA kaynaklarında) gerçekleştirilmiştir.

Kaynaklar

Abbott B. P., ve diğ., 2017a, Phys. Rev. Lett., 119
Abbott B. P., ve diğ., 2017b, ApJ, 848, L12
Abbott B. P., ve diğ., 2019, Phys. Rev. Lett., 123, 011102
Baiotti L., Rezzolla L., 2017, Reports on Progress in Physics, 80, 096901
Bozzola G., 2021, The Journal of Open Source Software, 6, 3099
Brandt S. R., ve diğ., 2021, The Einstein Toolkit, Zenodo, doi:10.5281/zenodo.5770803
Fernández R., Metzger B. D., 2016, Annual Review of Nuclear and Particle Science, 66, 23
Kasen D., Metzger B., Barnes J., Quataert E., Ramirez-Ruiz E., 2017, Nature, 551, 80
Kawaguchi K., Kyutoku K., Shibata M., Tanaka M., 2016, arXiv, 825, 52
Löffler F., ve diğ., 2012, Classical and Quantum Gravity, 29, 115001
Metzger B. D., 2019, Annals of Physics, 410, 167923
Metzger B. D., ve diğ., 2010, MNRAS, 406, 2650
Patricelli B., Bernardini M. G., 2020, arXiv
Perego A., Rosswog S., Cabezon R. M., Korobkin O., Kappeli R., Arcones A., Liebendorfer M., 2014, MNRAS, 443, 3134
Perego A., ve diğ., 2020, arXiv
Perego A., Thielemann F. K., Cescutti G., 2022, r-Process Nucleosynthesis from Compact Binary Mergers. Springer Nature Singapore, Singapore, pp 555–610, doi:10.1007/978-981-16-4306-4_13, https://doi.org/10.1007/978-981-16-4306-4_13
Radice D., Perego A., Hotokezaka K., Fromm S. A., Bernuzzi S., Roberts L. F., 2018, ApJ, 869, 130
Rastinejad J. C., ve diğ., 2022, Nature, 612, 223
Ricigliano G., Perego A., Borhanian S., Loffredo E., Kawaguchi K., Bernuzzi S., Lippold L. C., 2024, MNRAS, 529, 647
Tanaka M., Hotokezaka K., 2013, ApJ, 775, 113
The LIGO Scientific Collaboration ve diğ., 2018, Phys. Rev. Lett., 121, 161101
Çokluk K. A., 2021, Master's thesis, University of Ege
Çokluk K. A., Yakut K., Giacomazzo B., 2023, Turkish J.A&A, 4, 34
Çokluk K. A., Yakut K., Giacomazzo B., 2024, MNRAS, 527, 8043

Access:
M25-0312: Turkish J.A&A — Vol.6, Issue 3.

TJAA Vol. **6**, *Special Issue*, *p.*76–80 (2025). DOI: 10.55064/tjaa.1596372 *Conference Paper*

Shack-Hartmann Dalga Cephesi Sensör Tabanlı Adaptif Optik Sistemi ve Laboratuvar Sonuçları

Seda Baştürk[1,2] ⋆, Ebru Uzunçam[1], Derya Öztürk Çetni[1,3], Gizay Yolalan[1,4] Kemal Rüzgar[5] Cahit Yeşilyaprak[1,6]

[1] *Türkiye Ulusal Gözlemevleri, ATASAM-DAG, 25050 Erzurum, Türkiye*
[2] *Atatürk Üniversitesi, Fen Bilimleri Enstitüsü, Optik ve Fotonik Anabilim Dalı, 25050 Erzurum, Türkiye*
[3] *Atatürk Üniversitesi, Fen Bilimleri Enstitüsü, Astronomi ve Astrofizik Anabilim Dalı, 25050 Erzurum, Türkiye*
[4] *Akdeniz Üniversitesi, Fen Bilimleri Enstitüsü, Uzay Bilimleri ve Teknolojisi Anabilim Dalı, 07070 Antalya, Türkiye*
[5] *Optonium Technologies LLC., 929010 Lefkoşa, Kuzey Kıbrıs*
[6] *Atatürk Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 25050 Erzurum, Türkiye*

Accepted: February 26, 2025. Revised: February 26, 2025. Received: December 5, 2024.

Özet

Bu çalışmada, Türkiye Ulusal Gözlemevleri bünyesindeki Doğu Anadolu Gözlemevi (DAG) optik laboratuvarında kurulan Shack-Hartmann adaptif optik (SH-AO) sisteminin düzeltme performansı deneysel olarak incelenmiştir. Çalışmanın giriş bölümünde, adaptif optik konseptine ve astronomik uygulamalardaki önemine genel bir bakış sunulmuş, ardından farklı türdeki dalga cephesi algılama tekniklerine değinilmiştir. Shack-Hartmann dalga cephesi sensörünün çalışma prensibi ve performans parametreleri detaylandırılmıştır. Materyal ve yöntem bölümünde, deneysel düzenek ve sistem bileşenleri hakkında bilgi verilmiş; mekanik kurulum ve hassas optik hizalama süreçleri ele alınmıştır. Optik yolda faz farkı oluşturabilecek statik ve dinamik aberasyon kaynaklarının sisteme entegrasyonu açıklanmıştır. Sonuçlar bölümünde, sistemin dalga cephesi düzeltme performansı değerlendirilmiştir. Elde edilen metrikler ve sonuçlar, sistem performansını analiz etmek amacıyla kullanılmıştır. Kalibrasyon sırasında kullanılan dalga cephesinin sahip olduğu, statik dalga cephesi hatası her iki durumda da ortak olarak bulunduğundan, bozulmuş ve düzeltilmiş dalga cephelerine ait tepe çukur hata ölçümleri kullanılarak yapılan hesaplama sonucunda, SH-AO sisteminin hata düzeltme yüzdesi %63.43 olarak hesaplanmıştır.

Abstract

This study experimentally investigates the wavefront correction performance of a Shack-Hartmann adaptive optics (SH-AO) system, established in the optics laboratory of the Eastern Anatolia Observatory (DAG), part of the Türkiye National Observatories. The introduction provides a comprehensive overview of the adaptive optics concept and its significance in astronomical applications. It is followed by a discussion of various wavefront sensing techniques. The operating principle and performance parameters of the Shack-Hartmann wavefront sensor are presented in detail. The materials and methods section describes the experimental setup and system components, including the mechanical assembly and precise optical alignment procedures. The integration of static and dynamic aberration sources, which introduce phase differences in the optical path, is explained. In the results section, the wavefront correction performance of the system is evaluated. The obtained metrics and results are utilized for the analysis of system performance. Given that the static wavefront error of the calibration wavefront was common to both cases, the SH-AO system's error correction percentage was calculated to be 63.43% based on the peak-to-valley error measurements of the distorted and corrected wavefronts.

Anahtar Kelimeler: instrumentation: adaptive optics – turbulence – atmospheric effects

1 Giriş

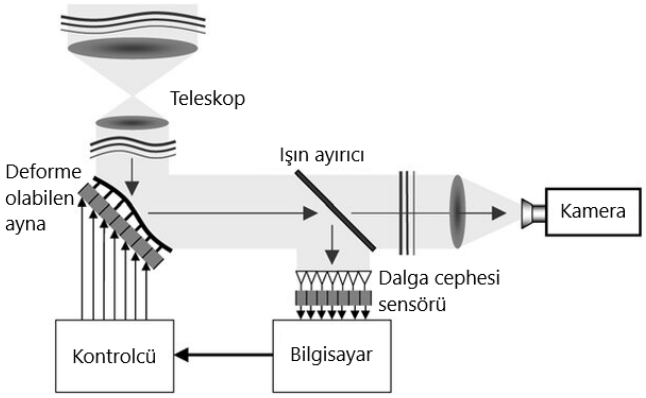
1953 yılında adaptif optik (AO) konseptin ortaya atılmasıyla (Babcock 1953), dalga cephesi sensörleri (WFS), AO sistemlerinin ayrılmaz bir parçası haline gelmiştir. Kapalı döngü kontrol sistemi ile geri besleme mekanizması olarak işlev gören algoritmalar sayesinde, WFS ile algılanan dalga cephesi bozulmaları, gerçek zamanlı olarak deforme olabilen aynanın (DM) aktüatörlerine iletilen kontrol sinyallerine dönüştürülmektedir. Bu sayede statik ve dinamik olabilen optik sistemdeki bozulmaların düzeltilmesi sağlanır.

Statik kaynaklar arasında, ayna veya merceklerin üretim ve kaplama süreçlerinden geriye kalan yüzey düzensizlikleri veya hizalama hataları yer alırken, dinamik kaynaklara atmosferik türbülans gibi çevresel etkiler örnek gösterilebilir. Şekil 1'de adaptif optik sistemlerinin temel bileşenleri ile ve kapalı döngü kontrol sisteminin genel yapısı sunulmaktadır.

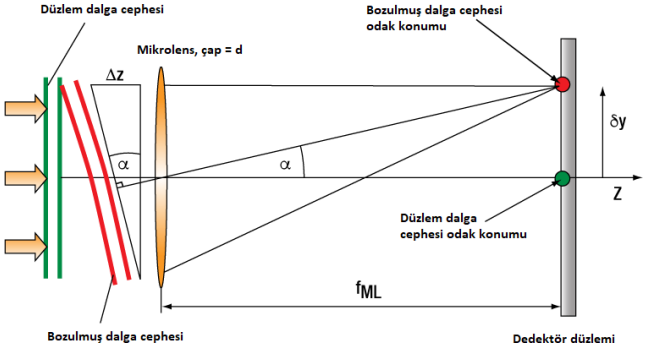
Shack-Hartmann dalga cephesi sensörü, günümüzde en iyi bilinen ve yaygın olarak kullanılan zonal dalga cephesi sensörlerinden biridir. İlk olarak 1971 yılında, atmosferin neden olduğu bozulmalardan etkilenmiş Dünya'dan alınan uydu görsellerini iyileştirmek amacıyla geliştirilmiştir. Bu yöntem, Hartmann plakası metodunun geliştirilmesi ile ortaya çıkmıştır

⋆ sedab@trgozlemevleri.gov.tr

© 2025 Turkish Astronomical Society (TAD)



Şekil 1. Adaptif optik sisteminin çalışma prensibi ve kapalı döngü kontrol sistemi (Zhu, Guchuan, ve diğ. 2006).



Şekil 2. Tek bir mikrolens için, odak konumundan yerel dalga cephesi fazına geçişi gösteren diyagram. Kaynak: "Shack-Hartmann Wavefront Sensor", Thorlabs

ve astronomi gibi düşük ışık koşullarında daha verimli çalışacak biçimde optimize edilmiştir.

1982 yılında ortaya atılan faz çeşitliliği, bir fazı geri getirme algoritması olup, modal dalga cephesi algılama yöntemleri arasında yer almaktadır. Zaman içerisinde Gerchberg-Saxton gibi birçok faz çeşitliliği algoritmaları geliştirilmiştir. Ancak bu algoritmalar, yüksek hesaplama yükü gerektirdikleri ve çok sayıda iterasyon barındırdığı için özel bilgisayar istasyonlarına ihtiyaç duymakta, dolayısıyla oldukça maliyetli olmaktadır. Ayrıca hesaplama süresi görece uzun olduğundan, gerçek zamanlı adaptif optik uygulamaları için yeterince hızlı değillerdir.

Faz çeşitliliği yönteminin türevi ve özelleşmiş bir versiyonu olan eğrilik sensörü, 1988 yılında ortaya atılmıştır ve klasik PD algoritmalarına kıyasla daha az hesaplama gücü gerektiren bir modal sensör çeşididir. Daha sonra 1996 yılında, astronomi uygulamalarında Shack-Hartmann ve eğrilik sensörüne alternatif olması amacıyla piramit dalga cephesi sensörü geliştirilmiştir.

Şimdiye kadar sıralanan, sensör tabanlı yöntemlere ek olarak, dalga cephesindeki aberasyonları doğrudan bilimsel görüntüler üzerinden algılamak üzere eğitilen yapay sinir ağları gibi algoritmik yaklaşımlar, dolaylı dalga cephesi algılama yöntemleri arasında yer almaktadır. Bir diğer algoritmik yaklaşım ise, bilimsel kamera görüntüleri üzerinde gerçekleştirilen görüntü keskinleştirme yöntemleridir. Günümüzde bilgisayarların hesaplama gücündeki ilerlemeler göz önüne alındığında, gelecekte bu tür yöntemlerin gerçek zamanlı teleskop uygulamalarında kullanılabileceği öngörülmektedir (Campbell & Greenaway 2006).

1.1 Shack-Hartmann Dalga Cephesi Sensörü

Shack-Hartmann dalga cephesi sensörü, mikrolens dizisi (MLA) sayesinde, sensöre gelen dalga cephesini zonal bölümlere ayırarak çalışır. Mikrolensler, dalga cephesinin her bir bölgesini, MLA arkasında yer alan mikrolens odak uzaklığı kadar olan mesafeye yerleştirilmiş dedektör düzleminde odaklar. Her bir mikrolens bölgesi alt açıklık olarak görev yapar ve mikrolens sayısı, sensörün örneklem parametresine karşılık gelir. Mikrolenslerin odakladığı noktaların konumu ile düz bir dalga cephesinin teorik olarak odaklanması beklenen nokta arasındaki fark üzerinden yerel gradyan hesaplanır. Böylece dalga cephesinin yerel fazı, yani bölgesel olarak optik yol farkı belirlenir. Bu yerel optik yol farkları bir araya getirilerek, kapalı döngü algoritması ile dalga cephesi yeniden oluşturulur. Ölçülen dalga cephesi bilgisi, deforme olabilen aynanın aktüatörlerine gönderilmek üzere sinyallere dönüştürülür. Ayna yüzeyi, ölçülen dalga cephesi ile aynı olacak şekilde forma bürünür. Bu geri bildirim mekanizması kapalı döngüde sürekli devam eder.

Şekil 2'de MLA'da yer alan tek bir mikrolensin çalışma prensibi iki boyutlu olarak gösterilmektedir. İdeal durumda, mikrolense gelen düzlem dalga cephesi, lensin yüzey normali yani optik eksen boyunca ilerleyerek referans odak noktasında (yeşil nokta) odaklanır. Bozuk bir dalga cephesi ise mikrolensin yüzey normaline dik değildir ve referans noktasından saparak daha farklı bir konumda (kırmızı nokta) odaklanır. Referans ve sapma noktaları arasındaki yanal fark hesaplanarak dalga cephesinin yerel eğimi belirlenir. Düzlem geometrisi kullanılarak yer değiştirme açısı α hesaplanır. Böylece dalga cephesinin yerel gradyanı bulunmuş olur.

İdeal durumda mikrolens dizisi ile oluşturulan noktaların yeri, mikrolenslerin optik eksenleri ile çakışıktır. Bu noktalar dalga cephesi hata hesaplamasında kullanılacak referans konumlardır ve referans nokta alanını oluştururlar. Bozuk dalga cephesi ile oluşan odak noktaları, referans konumlardan sapmalar göstermektedir. Bu sapmalar kullanılarak yapılan hesaplamalarla, dalga cephesi yeniden oluşturulur. Her bir mikrolens bölgesine düşen dalga cephesi bölümü, yaklaşık olarak düzlem dalga kabul edilir. Işın demetinin ilgili bölümünün ilerleme açısı, bozuk dalga cephesinin yerel gradyanı ile ilgilidir. Eğer dalga cephesinin ilgili bölümü bozuk değil ise, mikrolens tarafından toplanan ışık, mikrolenslerin optik eksenleri boyunca ilerler, odak ise direk olarak referans konum üzerinde oluşur.

Shack-Hartmann dalga cephesi sensörünün performansını etkileyen başlıca dört parametre şunlardır:

- Mikrolens sayısı ve odak uzunlukları
- Ölçüm hassasiyeti
- Dinamik aralık
- Ölçüm doğruluğu

1.1.1 Mikrolens sayısı

Mikrolens sayısı, yeniden oluşturma algoritmasının güvenilir bir şekilde hesaplayabileceği maksimum Zernike modlarının sayısını sınırlar. Ölçülen bir dalga cephesinin Zernike polinomları cinsinden temsil edilebilmesi için gereken minimum Shack-Hartmann alt açıklık sayısı katı bir biçimde Zernike modlarının sayısına bağlanamasa da, genellikle ölçülebilecek modların sayısı

alt açıklık sayısı ile eşit kabul edilmektedir. Mod sayısı, alt açıklık sayısının iki katı olduğunda buna kritik örneklem denir (Navarro ve diğ. 2011).

1.1.2 Ölçüm hassasiyeti

Ölçüm hassasiyeti, sensör tarafından ölçülebilen minimum yer değiştirme açısıdır (α_{min}). Bir başka deyişle, sensör tarafından ölçülebilen minimum tespit edilebilir dalga cephesi eğimidir. Minimum yer değiştirme açısı, odaklanmış noktanın tespit edilebilir minimum yer değiştirmesinin (δy_{min}) bir fonksiyonudur. Noktanın minimum tespit edilebilir yer değiştirmesi δy_{min}, dedektörün piksel büyüklüğüne ve her bir alt açıklığa düşen piksel sayısına, algoritmanın doğruluğuna ve sensörün sinyal gürültü oranına (SNR) bağlıdır. f_{ML}, mikrolensin odak uzunluğu olmak üzere, küçük açı yaklaşımı kullanılarak, ölçüm hassasiyeti denklemi aşağıdaki gibi yazılabilir;

$$\alpha_{\text{min}} = \frac{\delta y_{\text{min}}}{f_{\text{ML}}} \tag{1}$$

1.1.3 Dinamik aralık

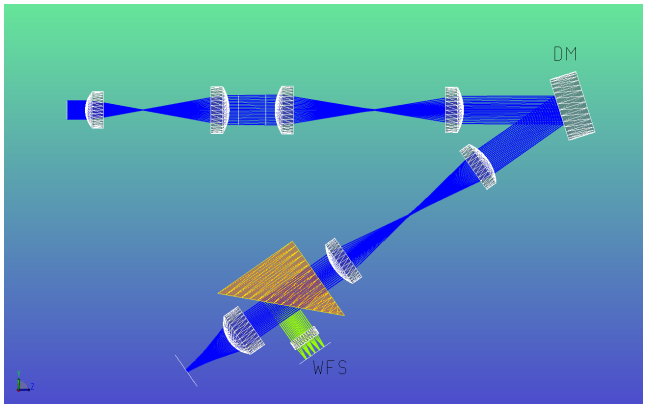
Dinamik aralık, sensörün ölçebileceği maksimum yer değiştirme açısını (α_{max}) ifade eder. Bir başka deyişle ölçülebilen maksimum faz boyutunun ölçüsüdür. Odak noktasının maksimum yer değiştirmesi δy_{max}, bir mikrolensin yarıçapına karşılık gelir. D mikrolensin çapı olmak üzere, küçük açı yaklaşımı kullanılarak, dinamik aralık denklemi aşağıdaki gibi yazılabilir;

$$\alpha_{\text{max}} = \frac{\delta y_{\text{max}}}{f_{\text{ML}}} = \frac{(D/2)}{f_{\text{ML}}} \tag{2}$$

Dinamik aralık, daha büyük çapa sahip mikrolensler ya da daha küçük odak uzunluğuna sahip mikrolensler kullanılarak artırılabilir. Dinamik aralığı artırmak için daha büyük çapa sahip mikrolensler kullanıldığında, dalga cephesini temsil eden Zernike katsayıları azalır. Çünkü dalga cephesi daha az alt bölüme ayrılacak ve örneklem sayısı azalacaktır. Ancak, dinamik aralığı artırmak için, daha kısa odak uzunluğuna sahip mikrolensler kullanıldığında, sensörün ölçüm hassasiyeti azalır. İdeal durumda, sensörün kullanım alanına uygun olarak hem dinamik aralık hem de ölçüm hassasiyeti gereksinimlerini karşılayan odak uzunluğuna sahip mikrolens dizisi seçilmelidir.

1.1.4 Ölçüm doğruluğu

Sensörün ölçüm doğruluğunu etkileyen birtakım faktörler bulunmaktadır. Bunlardan biri, güvenilir bir şekilde ölçülebilen minimum dalga cephesi eğimidir ve odaklanmış noktanın referans noktaya göre olan mesafesinin hassas ölçüm yeteneğine bağlıdır. MLA dizisinin mikrolens büyüklüğü, sensörün piksel büyüklüğü ve sayısı, ışın demetinin çapı, kameranın aktif alanı ölçüm doğruluğunu doğrudan etkileyen parametrelerdir. Mikrolens sayısındaki artış, ışın demeti üzerinde daha fazla ölçüm noktası sağlayarak uzaysal çözünürlüğü artırır. Kamera sensörünün aktif alanı, yazılım üzerinden tanımlanır. Daha küçük bir aktif alan seçimi kare hızını artırabilir; ancak bu durumda ışın demetinin tamamı kapsanamaz ise dalga cephesi bilgisi kaybedilebilir. İdeal olarak, ışın çapı MLA'nın tamamını doldurmayacak şekilde seçilmeli, bu sayede kenar etkileri azaltılarak aktif alan seçiminde esneklik sağlanmalıdır. Ölçüm doğruluğunu artırmanın bir diğer yolu, tek bir görüntü yerine birden fazla görüntünün ortalamasının alınmasıdır.



Şekil 3. Zemax'ta modellenen SH-AO optik dizilimi.

Kaçak ışınların azaltılması ve ortam ışığının etkilerinin ortadan kaldırılması, lens tüpleri ve yazılım ayarlarıyla sağlanabilir. Ayrıca, daha fazla odak noktası analizi, dalga cephesindeki ince detayların daha doğru bir şekilde temsil edilmesine olanak tanır.

2 Materyal ve Yöntem

Laboratuvarda bulunan SH-AO sisteminin bileşenleri ana olarak 9 kısımdan oluşur (Şekil 3). Bunlar sırasıyla lazer kaynağı, ışın genişletici, faz plakası, birinci röle lens grubu, DM, ikinci röle lens grubu, ışın ayırıcı, kamera ve WFS'dir. WFS ölçümleri kapalı döngü kontrol yazılımında analiz edilerek, dalga cephesi yeniden oluşturulur. Böylece DM'in aktüatörlerine ne kadar voltaj uygulanacağı hesaplanır. Atmosferi simüle eden faz plakasının oluşturduğu aberasyonu, diğer deyişle optik yol farkını telafi etmek için, DM aktüatörleri ileri ya da geri hareket ederek, dalga cephesinin yeniden düzlem dalga olarak bilimsel kameraya ulaşmasını sağlar.

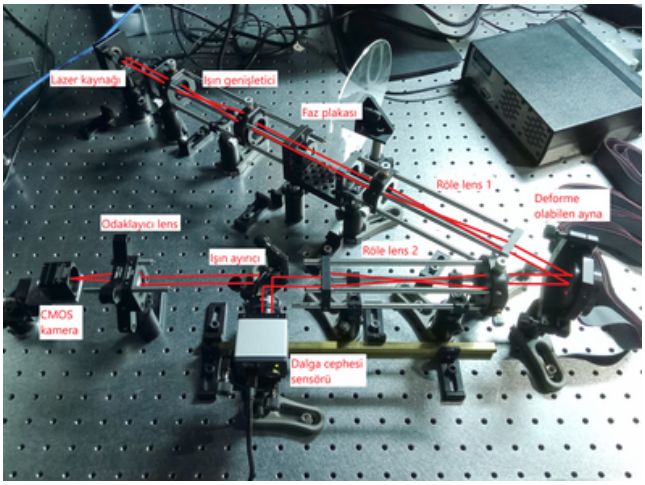
2.1 Materyal

Kullanılan ışık kaynağı, PL202 kodlu Thorlabs tarafından üretilmiş 635 nm dalgaboyuna sahip, 0.9 mW çıkış gücünde, ∅= 3 mm çapında yuvarlak ışın profiline sahip, paralel ışın demeti üreten kompakt lazer modülüdür.

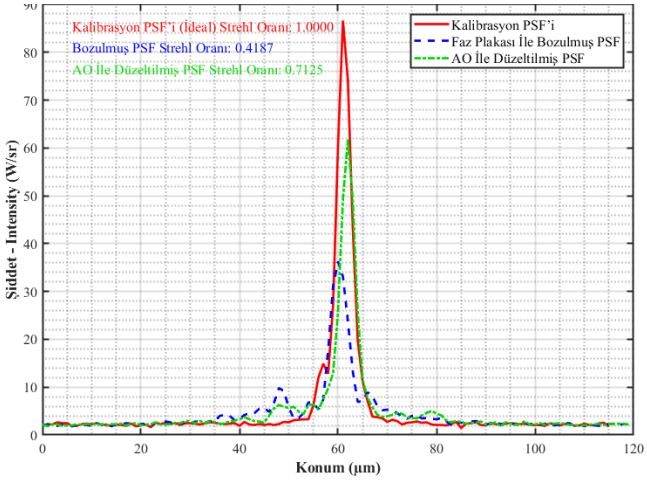
Işın genişletici mercek grubu, 1′ mekanik çapa sahip, odak uzunlukları f=50 mm ve f=75 mm olmak üzere iki adet plano-konveks mercekten oluşur. Lazerden çıkan 3 mm olan ışın çapı, ışın genişletici olarak görev yapan iki lensten geçtikten sonra yaklaşık 4.5 mm'ye ulaşmaktadır. Dalga cephesinin genişletilmesindeki sebep, sistemin örneklem parametresini artırarak DM ve WFS'nin aktif alanını doyurmaktır, etkili bir dalga cephesi düzeltmesi yapılabilmesi için gereklidir.

Atmosferi simüle edecek olan faz plakası, ışın demetinin paralel ilerlediği optik yola yerleştirilmiştir. Bu plaka, atmosferin edi hücrelerini temsil edecek farklı kırıcılık indislerine sahip yerel bölgelerden oluşur. Plaka döndürüldüğü zaman, ışın demeti sürekli olarak farklı kırıcılık indislerine sahip dinamik atmosfer katmanı gibi davranan plakadan geçerek optik yolda ilerler. Plaka döndürülmediğinde, statik aberasyon kaynağı olarak davranır.

Optik yoldaki birinci röle mercek grubu ise, ışın çapını değiştirmeden, ışını deforme olabilen aynaya taşımakla görevlidir. İkinci röle mercek grubu ise, birinci ile özdeştir ve deforme olabilen aynadan yansıyan ışın demetini, demet



Şekil 4. SH–AO düzeneği.



Şekil 5. Çizgi profili verilerinden elde edilen PSF grafikleri.

bölücüye taşımakta görevlidir. Mercek grubu f=75 mm olacak şekilde 2 özdeş plano-konveks mercekten oluşur.

Sistemde yer alan deforme olabilen ayna DM140A-35-UP01 kodlu, Boston Micromachines Coorperation (BMC) firması tarafından, mikro-elektro-mekanik sistemler teknolojisi (MEMS) ile üretilmiştir. Ayna yüzeyi açısından sürekli yapıda olan bir DM çeşididir. Ayna metal kaplaması alüminyumdur, korucuyu penceresi 400-1100 nm için yansıtmasız (AR) kaplamaya sahiptir. Toplam aktüatör sayısı 140 olmakla birlikte bu aktüatörler 12×12 boyutlarında bir matris oluşturacak şekilde dizilmiştir. Aktüatör büyüklüğü 400 mikron, aktüatör piston büyüklüğü maksimum 3.6 mikron 217 V'dir. Aktüatör coupling ve hysteresis parametreleri sırasıyla %13 ve %0'dır. DM'in aktif alanı 4.4×4.4 mm'dir. 4.5 mm olan ışın çapı DM aktif alanından daha büyük olduğundan, ışın genişletici sonrası optik yola iris yerleştirilerek ışın çapı küçültülmüştür.

Düzenekte kullanılan dalga cephesi sensörü, Thorlabs firmasına ait WFS10-5C kodlu, hızlı dalga cephesi sensörü kategorisinde yer alır. Mikrolens dizisi ve arkasında CMOS dedektöre sahip bir Shack-Hartmann dalga cephesi sensörüdür. Mikrolens büyüklüğü 150 mikron, mikrolens efektif odak uzunluğu 3.7 mm, dalga cephesi ölçüm doğruluğu 633 nm dalgaboyunda $\lambda/10$ rms'dir, ölçüm hassasiyeti 633 nm dalgaboyunda $\lambda/30$ rms'dir, dinamik aralık parametresi 633 nm'de $>$100 λ'dir. CMOS kameranın piksel büyüklüğü 9.9 mikron, kamera çözünürlüğü 640×480 pikseldir. Mikrolens - aktüatör oranı 2.7:1 olmaktadır, etkili bir şekilde WF düzeltmesi yapılabilmesi için bu oranın 1'den büyük olması önerilmektedir (Dubra & Alfredo 2007).

Demet bölücü ışığı %92 oranında geçirirken, %8 oranında da yansıtıp WFS'ye gönderir. Adaptif optik sistemlerinde bilimsel kameraya ulaşacak ışık şiddetinde minimum kayıp meydana gelmesi amaçlanır. Bu nedenle bazı adaptif optik sistemlerinde dikroik demet bölücü de kullanılabilmektedir.

Sistemde, dalga cephesi düzeltmesini, nokta dağılım fonksiyonu (PSF) üzerinden kontrol edebilmek için, demet bölücüden paralel bir şekilde ilerleyen ışın demeti f=60 mm plano-konveks lens ile yakınsak hale getirilmiş ve odak düzlemine de, Ximea firmasına ait MQ013MG-E2 kodlu CMOS monokrom kamera yerleştirilmiştir. Böylelikle gerçek zamanlı olarak, SH-AO sisteminin düzeltme performansı izlenebilecek ve PSF verileri düzeltme performansını nicelendirebilmek üzere kaydedilebilecektir.

Şekil 4'te, laboratuvarda mekanik kurulumu ve optik hizalanması yapılmış olan SH-AO sistemi görülmektedir, tüm bileşenler etiketlenerek gösterilmiştir.

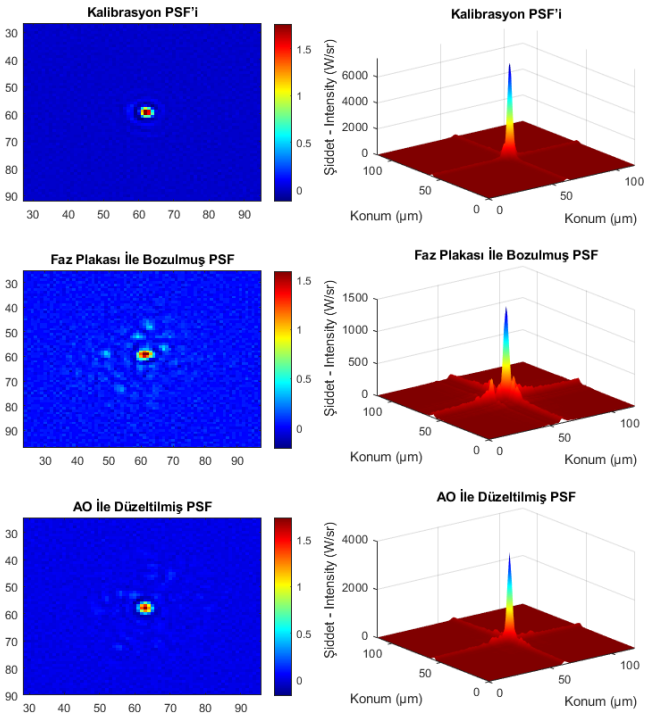
2.2 Yöntem

Sistemin mekanik kurulumu, optomekanik bileşenlerin montajını takiben, bu bileşenlerin birbirine entegre edilmesi ve kumpas gibi hassas ölçüm aletleri kullanılarak mekanik hizalamasının yapılmasıyla gerçekleştirilmiştir. Işık kaynağının yatay ve dikey eksenlerdeki eğim hizalaması yapıldıktan sonra, optik elemanlar sırasıyla yerleştirilmiş ve ışığın paralel olarak ilerlemesi gereken bölgelerde kamera ile kontrol sağlanarak, mercekler arasındaki mesafe ayarlanmıştır. Böylece optik hizalama hataları piksel ölçeğine indirgenmiştir. Işığın her bir optik elemanın merkezinden geçerek homojen bir biçimde ilerlemesi, mikrometre hassasiyetine sahip optomekanik aygıtlar kullanılarak sağlanmıştır.

Hassas optik hizalama sonrasında, hizalamadan kaynaklı optik yoldaki toplam hata miktarının tepe çukur değeri (PV) 0.406 mikron olarak ölçülmüştür. Bu değer sistem hizalaması açısından iyi bir seviyeyi temsil etmektedir. Sistem bu hata seviyesi ile kalibre edilmiş ve optik yola faz plakası eklenmesi için hazır hale getirilmiştir. Faz plakası eklendikten sonra PV değeri 1.054 mikrona ulaşmıştır. Daha sonra, DM düzeltmesi başlatılmış ve nokta yayılım fonksiyonunda (PSF) meydana gelen düzeltme performansı kamera aracılığı ve WFS ölçümleri ile izlenmiştir. DM düzeltmesi sonrası PV değerinin 0.643 mikron düştüğü kaydedilmiştir. Her bir adımda, PSF çizgi profili verileri, sonuçlar bölümünde anlatılan nicel analiz için kaydedilmiştir. Şekil 5'te belirtilen aşamalara ait PSF çizgi profili grafikleri yer almaktadır.

3 Sonuçlar ve Değerlendirme

Sistem kalibrasyonunda kullanılan PSF, ideal olarak kabul edilirse, bu durumda Strehl oranı 1'e eşit olacaktır. Baz olarak kabul edilen kalibrasyon PSF'ine göre, bozulmuş PSF'in Strehl oranı 0.42 iken, DM ile düzeltilmiş PSF'in Strehl oranının 0.71 olduğu hesaplanmıştır. Şekil 6'da, SH-AO sisteminin,



Şekil 6. Kalibrasyon, faz plakası ile bozulmuş ve AO ile düzeltilmiş PSF görüntüleri ve 3B grafikleri.

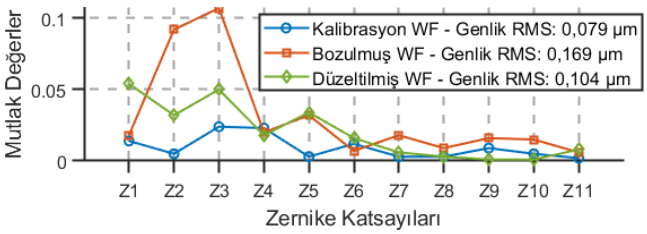
çevrelenmiş enerjinin büyük bir kısmını merkeze toplamayı başardığı, orijinal PSF'e yaklaştırdığı görülmektedir.

SH-AO sistemi ile yapılan düzeltme sonrası dalga cephesinde kalan hata miktarının, bozulmuş dalga cephesindeki hataya kıyasla ne kadar iyileştirildiğini şu şekilde hesaplayabiliriz:

$$\%\text{Düzeltme} = \left(\frac{PV_{\text{bozuk}} - PV_{\text{düzeltilmiş}}}{PV_{\text{düzeltilmiş}}}\right) \times 100 \qquad (3)$$
$$= \left(\frac{1.054 - 0.643}{0.643}\right) \times 100 = \%63,43$$

Sistemin sahip olduğu statik dalga cephesi hatası her iki durumda da mevcut olduğundan, bozuk ve düzeltilmiş hata değerleri kullanılarak yapılan hesaplama sonucunda, sistemin hata düzeltme yüzdesi %63,43 olarak hesaplanmıştır.

Şekil 7'de görüldüğü gibi, SH dalga cephesi sensörünün ölçtüğü Zernike katsayıları incelendiğinde, ANSI Z80 standardına göre Y eksenindeki eğime karşılık gelen Z1 Zernike katsayısının düzeltme sonrası bir miktar arttığı tespit edilmiştir. Buna karşın, X eksenindeki eğim (Z2) ve astigmatismin (Z3) belirgin şekilde azaldığı görülmektedir. Ayrıca coma, trefoil, quadrafoil aberasyonlarının da azaldığı belirlenmiştir.



Şekil 7. 3 farklı durum için Zernike katsayılarının karşılaştırılması.

Kaynaklar

Campbell, H.I., & A.H. Greenaway, "Wavefront sensing: From historical roots to the state-of-the-art." EAS Publications Series, vol. 22, 2006, pp. 165–185, doi.org/10.1051/eas:2006131

Dubra, A., "Wavefront sensor and wavefront corrector matching in adaptive optics", Optics Express 15.6 (2007): 2762-2769.

Babcock, Horace W., "The possibility of compensating astronomical seeing", PASP, 65.386 (1953):229-236.

Navarro, R., Justo A., and Ricardo, R., "Wavefront sensing with critical sampling", Optics letters 36.4 (2011): 433-435.

Zhu, Guchuan, et al., "Flatness-based control of electrostatically actuated MEMS with application to adaptive optics: a simulation study", Journal of Microelectromechanical Systems 15.5 (2006): 1165-1174.

Access:
M25-0340: Turkish J.A&A — Vol.6, Issue 3.

TJAA Vol. **6**, *Special Issue*, *p.*81–87 (2025). DOI: 10.55064/tjaa.1591717 *Research Article*

Güneş Civarından Seçilmiş Dört Metalce Fakir Yıldızın Galaktik Popülasyon Sınıflandırması

Deniz Cennet Çınar[1] ⋆, Selçuk Bilir[2]
[1] *İstanbul Üniversitesi, Fen Bilimleri Enstitüsü, Astronomi ve Uzay Bilimleri Programı, İstanbul 34116, Türkiye*
[1] *İstanbul Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, İstanbul 34119, Türkiye*

Accepted: February 26, 2025. Revised: February 26, 2025. Received: December 5, 2024.

Özet
Bu çalışmada, Güneş civarından seçilmiş metalce fakir yıldızların galaktik popülasyon türleri konumsal, kinematik, dinamik yörünge parametreleri ve kimyasal açıdan dört farklı yöntem ile eş zamanlı olarak araştırılmıştır. Seçilen dört yıldızın yüksek çözünürlüklü tayfları PolarBase veri tabanından, fotometrik ve astrometrik verileri de *Gaia* DR3 kataloğundan alınmıştır. Dört yıldızın kinematik ve dinamik yörünge parametreleri Bovy (2015)'in geliştirmiş olduğu `galpy` kodu ve `MWPotential2014` potansiyelleri kullanılarak hesaplanmıştır. Yıldızlar için hesaplanan uzay hız bileşenlerine diferansiyel dönme ve LSR düzeltmeleri yapılarak uzay hız bileşenleri bilinen yanlılıklardan arındırılmıştır. Farklı yöntemler ile eş zamanlı gerçekleştirilen analizler sonucunda Güneş civarındaki metalce fakir yıldızların galaktik popülasyonlarının farklılık gösterdiği tespit edilmiştir. İncelenen yıldızların atmosfer model parametreleri, element bollukları ve kinematik analiz sonuçları dikkate alındığında bu hibrit yöntem ile gerçekleştirilen galaktik popülasyon ayrımının daha doğru yapıldığı belirlenmiştir. Buna göre HD 22879 ve HD 144579 Galaksi'nin kalın diskine, HD 188510 ve HD 201891'in ise halo popülasyonuna üyeliği tespit edilmiştir.

Abstract
In this study, the Galactic population types of selected metal-poor stars from the solar neighbourhood are investigated simultaneously with four different methods in terms of their spatial, kinematic, dynamical orbital parameters and chemical. High-resolution spectra of the four selected stars were obtained from the PolarBase database, while photometric and astrometric data were obtained from the *Gaia* DR3 catalogue. The kinematic and dynamical orbital parameters of the four stars were calculated using the `galpy` code developed by Bovy (2015) and the `MWPotential2014` potentials. Differential rotation and LSR corrections were applied to the space velocity components calculated for the stars to remove known biases. As a result of the analyses performed simultaneously with different methods, it was found that the Galactic populations of metal-poor stars in the vicinity of the Sun differ. Considering the atmospheric model parameters, element abundances and kinematic analysis results of the stars, it was determined that the Galactic population separation performed by this hybrid method was more accurate. Accordingly, HD 22879 and HD 144579 belong to the thick disc of the Galaxy, while HD 188510 and HD 201891 belong to the halo population.

Anahtar Kelimeler: Galaxy: Solar Neighbourhood, Galaxy: Population Types, Stars: Metal Poor

1 Giriş

Galaksiler, kütle çekimiyle bir arada tutulan ve milyarlarca yıldız, yıldızlararası gaz, toz ile karanlık madde gibi bileşenlerden oluşan karmaşık sistemlerdir. Samanyolu, yaklaşık 400 milyar yıldıza sahip büyük bir çubuklu sarmal galaksi olup, Virgo Kümesi'nde yer alan Yerel Galaksi Grubu'nun bir üyesidir. Samanyolu'nun yapısının ve galaktik popülasyonların incelenmesinde fotometrik, astrometrik ve tayfsal yöntemler kullanılmaktadır. Galaktik yıldız popülasyonları, Samanyolu'ndaki çeşitli yıldız gruplarını ifade eder ve genellikle yaş, metal bolluğu, uzay dağılımı ve kinematik özelliklerine göre sınıflandırılır. Bu galaktik popülasyonların detaylı bir şekilde incelenmesi, Samanyolu'nun oluşumu ve evrimiyle ilgili önemli bilgilerin yanı sıra daha geniş galaktik astronomi alanına ışık tutar. Samanyolu'nun temel olarak şişkin bölge, disk ve halo olmak üzere üç galaktik popülasyonundan oluştuğu bilinmektedir. Farklı popülasyonların yapılarını, özelliklerini ve evrimsel durumlarını anlamak, Samanyolu'nun kimyasal evrimi ve yıldız oluşumu süreçlerinin incelenmesine olanak sağlar.

Samanyolu'nun kimyasal evrimi, Galaksi evriminin temel bileşenlerinden biridir ve bu evrimin anlaşılması, Galaksi dinamiğinin ve yapısının incelenmesi için önemlidir. Samanyolu'nun kimyasal zenginleşme senaryolarını anlamak ve mevcut olanları sınamak için farklı popülasyonların element bolluklarının ayrıntılı tayfsal analizi gerekmektedir. Galaksi'nin kimyasal evriminin araştırılmasında, özellikle orta tayf türündeki metalce fakir yıldızlar önem taşımaktadır (Grillmair 2006; Belokurov ve diğ. 2007; Kepley ve diğ. 2007). Bu yıldızlar, galaktik yıldız popülasyonlarının oluşum senaryolarının incelenmesinde ve erken evre yıldız evrim modellerinin geliştirilmesinde kullanılmaktadır. Ancak, halen bu süreçlerin tam olarak anlaşılamadığı ve mevcut galaktik kimyasal evrim modellerindeki karmaşıklığından dolayı daha fazla gözlemsel verinin analizine ihtiyaç duyulmaktadır. Bu nedenle, metalce fakir yıldızların rolü üzerine yapılan araştırmalar, Samanyolu'nun evrimsel geçmişinin anlaşılmasında doğrudan

⋆ denizcdursun@gmail.com

© 2025 Turkish Astronomical Society (TAD)

Çizelge 1. İncelenen yıldızların *Gaia* DR3 veri tabanındaki astrometrik ve tayfsal verileri.

Yıldız	α (°)	δ (°)	l (°)	b (°)	V_r (km s^{-1})	$\mu_\alpha \cos\delta$ (mas yıl^{-1})	μ_δ (mas yıl^{-1})	ϖ (mas)
HD 22879	55.09	−03.21	189.77	−43.11	120.54±0.13	690.79±0.03	−213.44±0.03	38.32±0.03
HD 144579	241.23	+39.15	62.36	48.27	−59.22±0.12	−570.87±0.02	52.63±0.02	69.64±0.01
HD 188510	298.79	+10.74	49.93	−8.92	−192.23±0.17	−38.39±0.02	290.61±0.01	26.27±0.02
HD 201891	317.99	+17.72	66.70	−20.43	−44.15±0.12	−122.13±0.02	−899.4±0.02	29.87±0.02

katkı sağlamaktadır (Sesar ve diğ. 2007; Klement 2010; Helmi ve diğ. 2017; Li ve diğ. 2019).

Yıldızların temel astrofizik parametrelerini belirlemek için yer ve uzay tabanlı gözlemlerden elde edilen fotometrik, astrometrik ve tayfsal verilerin analizleri yapılmaktadır. Tayfsal analizde, yüksek çözünürlük ve yüksek sinyal/gürültü (S/N) değerine sahip tayflar kullanılarak yıldızların etkin sıcaklıkları, yüzey çekim ivmeleri, metal bollukları ve mikrotürbülans hızları gibi model atmosfer parametreleri elde edilir. Ancak, bu yöntem özellikle parlak yıldızlar için göreceli olarak duyarlı sonuçlar sağlarken, sönük yıldızlara gidildikçe ($V\geq$13 kadir) duyarlılık azalmaktadır. Bu durum, sönük yıldızların özellikle daha düşük çözünürlüklü ve daha düşük S/N değerine sahip tayflarının analizini zorlaştırmaktadır. Bu nedenle, sönük yıldızların daha hassas bir şekilde incelenebilmesi için, farklı analiz yöntemlerinin bir arada kullanılması gerekmektedir. Bu bağlamda, yıldızların tayfsal enerji dağılımlarının analizleri, sönük yıldızların astrofizik özelliklerinin daha kapsamlı bir şekilde incelenmesine olanak sağlar (Vines & Jenkins 2022; Dursun ve diğ. 2023).

Samanyolu'ndaki yıldızların popülasyon türlerinin belirlenmesi, çeşitli parametrelerin bir araya getirilmesini gerektirir ve bu süreç, genellikle istatistiksel ve çoklu astrometrik yöntemlerin bir arada kullanılmasıyla gerçekleştirilir. Özellikle, Güneş civarında bulunan metalce fakir yıldızların konumsal verilerine dayalı analizleriyle galaktik popülasyon türünün belirlenmesine yönelik girişimler doğru sonuçlar vermemektedir. Bu nedenle, yıldızların galaktik popülasyon türlerinin belirlenmesi için, kinematik, dinamik yörünge analizi, yaş tespiti ve tayfsal analiz sonucunda elde edilen farklı veri setlerinin bir arada değerlendirilmesi gerekmektedir. Detaylı popülasyon analizleri, yıldızların galaktik bileşenlerindeki konumlarını ve kökenlerini daha doğru bir şekilde belirlenmesine yardımcı olmak ile birlikte Samanyolu'nun kemodinamik evriminin ortaya çıkarılmasını sağlar.

Bu çalışmada, Güneş civarında farklı yöntemler ile analiz edilen metalce fakir dört yıldızın (HD 22879, HD 144579, HD 188510 ve HD 201891) temel astrofizik parametreleri ve galaktik popülasyon türleri incelenmiştir. Çalışmanın ikinci bölümünde seçilen yıldızların tayfsal ve astrometrik verileri, üçüncü bölümde analiz yöntemleri ve elde edilen bulgular, son olarak, dördüncü bölümde ulaşılan sonuçlar literatürdekiler ile karşılaştırılarak bir tartışma gerçekleştirilmiştir.

2 Veri

Çalışmada Güneş civarındaki metalce fakir yıldızların seçiminde *Gaia* DR3 veri tabanı kullanılmıştır (Gaia işbirliği ve diğ. 2023). *Gaia* uydusu, Galaksi ve galaksi dışı kaynakların görünür parlaklıklarını 3 ile 21 kadir arasında ölçmektedir, bu da milyarlarca yıldızın yanı sıra diğer gök cisimlerinin konumlarını, uzaklıklarını ve hareketlerini belirleme potansiyeline sahiptir. *Gaia* DR3 veri tabanı, farklı alt kategorilere ayrılmıştır; 1,811,709,771 veri içeren `gaiadr3.mainsource`, *Gaia* DR3'ün en kapsamlı katalogu olduğu bilinmektedir. Çalışma kapsamında incelenen dört yıldızın astrometrik (α, δ, $\mu_\alpha \cos\delta$, μ_δ, ϖ) ve tayfsal (V_r) parametreleri bu veri tabanının sorgulanmasıyla elde edilmiştir (bkz. Çizelge 1). Seçilen dört yıldızın tayf türü GV olup metal bollukları

HD 22879 0 ≤[Fe/H] (dex)≤ -0.5
HD 144579 -0.5 ≤[Fe/H] (dex)≤ -1
HD 188510 -1 ≤[Fe/H] (dex)≤ -1.5
HD 201891 -1.5 ≤[Fe/H] (dex)≤ -2

aralığındadır. Bunun ile birlikte, dört yıldızın literatürdeki çalışmaları da dikkate alınmıştır.

Çizelge 2. PolarBase kütüphanesinden seçilen dört yıldızın tayf sınıfları, tayfların alındığı tayfçekerler, tayfların S/N oranları, radyal hızları (V_r) ve gözlem tarihleri. Yıldızların tayf türleri tipleri SIMBAD'den elde edilmiştir. Düzeltilmiş PolarBase tayfları, Güneş tayfıyla karşılaştırılarak helyosentrik radyal hızları dikkate alınmıştır.

Yıldız	Tayf Sınıfı	Tayfçeker	S/N	V_r (km s^{-1})	Tarih
HD 22879	G0VmF2	Narval	227	120.18	12.11.2010
HD 144579	G8V	ESPaDOnS	150	-59.61	12.03.2017
HD 188510	G5V:	Narval	106	-192.72	11.08.2010
HD 201891	G5V	Narval	144	-44.69	16.08.2010

Çalışmada G tayf türünde dört anakol yıldızının yüksek çözünürlüklü ve yüksek S/N değerli tayfları PolarBase (Donati ve diğ. 1997; Petit ve diğ. 2014) tayf kütüphanesinden sağlanmıştır. PolarBase kütüphanesindeki yıldız tayflarının çözünürlükleri ve S/N değerleri, R=76 000 ile 200≤S/N≤400 arasındadır. Çalışmada incelenen dört yıldızın tayf verilerine ait bilgiler Çizelge 2'de sunulmuştur.

3 Analizler

Samanyolu'ndaki yıldız popülasyonlarının sınıflandırılmasında kullanılan yöntemlerin çeşitliliği, galaktik yapının ve evrim süreçlerinin anlaşılmasında önemli bir rol oynar. İstatistiksel analizler, bir yıldızın hangi galaktik popülasyona ait olduğunu belirlemede önemli bir araç olmasına rağmen, bazı durumlarda eksikliklere yol açmaktadır. Örneğin, metalce fakir dört yıldızın Güneş civarında bulunması, konumsal analizlerde tam doğru sonuçları vermeyebilir. Bu nedenle, yıldızların galaktik popülasyonlarını belirlemek için konumsal, kinematik, dinamik, yaş ve tayfsal analizlerin bir arada değerlendirilmesinden oluşan kapsamlı bir yöntem benimsenmiştir.

3.1 Konumsal Analiz

Çalışmada incelenen HD 22879, HD 144579, HD 188510 ve HD 201891 yıldızlarının konumsal olarak galaktik popülasyonunu belirlemek için *Gaia* DR3 kataloğundan sağlanan trigonometrik

Çizelge 3. İnce disk, kalın disk ve halo popülasyonları için uzay hız dispersiyonları ($\sigma_{\rm U}$, $\sigma_{\rm V}$ ve $\sigma_{\rm W}$) ve bu popülasyonların asimetrik sürüklenme hızları ($v_{i,a}$). Bütün değerler km s^{-1} birimindedir.

Popülasyon	$\sigma_{\rm U}$	$\sigma_{\rm V}$	$\sigma_{\rm W}$	$v_{i,a}$
İnce disk (D)	35	20	16	−15
Kalın disk (TD)	67	38	35	−46
Halo (H)	160	90	90	−220

paralaks verileri d (pc)=1000/ϖ (mas) bağıntısı kullanılarak, sırasıyla, 26.09±0.02 pc, 14.35±0.002 pc, 38.05±0.03 pc ve 33.47±0.02 pc olarak hesaplanmıştır (bkz. Çizelge 4).

3.2 Kinematik Analiz

Bu çalışmada yıldızların kinematik analizlerinin gerçekleştirilmesi için yıldızların uzay hız bileşenleri ve hataları hesaplanmıştır. Uzay hız bileşenleri diferansiyel galaktik dönme ve yerel durağanlık standardı (LSR) gibi iki temel yanlılıktan arındırılması gerekmektedir. Yanlılık, sistematik hatalara yol açabilen bir etkidir ve gözlemsel verilerin yorumlanmasında sapmalara neden olabilir. Kinematik analizlerde, diferansiyel galaktik dönme ve LSR gibi etkiler düzeltilmediğinde yıldızların gerçek hareketleri doğru bir şekilde belirlenemez. Bu nedenle, analizlerde bu yanlılıkların giderilmesi önemlidir.Diferansiyel dönme düzeltmesi için Mihalas & Binney (1981) bağıntıları kullanılırken, LSR düzeltmesininde ise Coşkunoğlu ve diğ. (2011)'nin (U, V, W)$_\odot$=(8.83±0.24, 14.19±0.34, 6.57±0.21) km s^{-1} değerleri dikkate alınmıştır. Bahsedilen kinematik analizler neticesinde dört yıldızın (U, V, W)$_{\rm LSR}$ uzay hız bileşenleri hatalarıyla birlikte hesaplanmıştır (bkz. Çizelge 4).

Seçilen yıldızların uzay hızlarına dayalı galaktik popülasyon analizi Bensby ve diğ. (2003) kinematik kriterleriyle gerçekleştirilmiştir. Güneş civarındaki yıldız popülasyonlarını ayırt etmede kullanılan kinematik veriler, özellikle $(U,V,W)_{\rm LSR}$ olarak ifade edilen uzay hızı bileşenlerine dayalı bir yaklaşım sunmaktadır. Bensby ve diğ. (2003), galaktik ince disk, kalın disk ve halo popülasyonlarını ayırt etmek için bu hız bileşenlerinin Gauss dağılımı sergilediği varsayımına dayanan bir metot geliştirmiştir. Bu metot, ince disk, kalın disk ve halo popülasyonları için (U, V, W)$_{\rm LSR}$ olarak gösterilen uzay hızı bileşenlerinin Gauss dağılımları sergilediği varsayımına dayanır:

$$P_i(U,V,W) = k\exp\left(-\frac{U_{\rm LSR}^2}{2\sigma_{i,U}^2} - \frac{(V_{\rm LSR}-v_{i,a})^2}{2\sigma_{i,V}^2} - \frac{W_{\rm LSR}^2}{2\sigma_{i,W}^2}\right) \quad (1)$$

burada k değeri, aşağıdaki bağıntıyla tanımlanmaktadır:

$$k = \frac{1}{(2\pi)^{3/2}}\frac{1}{\sigma_{i,U}\sigma_{i,V}\sigma_{i,W}} \quad (2)$$

Bağıntıdaki farklı popülasyonlar için uzay hız dispersiyonları ($\sigma_{\rm U}$, $\sigma_{\rm V}$ ve $\sigma_{\rm W}$) ve bu popülasyonların asimetrik sürüklenme hızları ($v_{i,a}$) Çizelge 3'te listelenmiştir.

Bir yıldızın Samanyolu'ndaki popülasyon türünü belirlemek için Bağıntı 1'den elde edilen olasılık değerleri, her popülasyonun Güneş civarında bulunma olasılıklarıyla (X) çarpılır. X burada, Güneş civarındaki yıldızların popülasyon oranlarını temsil eden bir katsayıdır. Bu katsayılar ince disk, kalın disk ve halo popülasyonları için, sırasıyla, $X_{\rm D}$=0.9385, $X_{\rm TD}$=0.06 ve $X_{\rm H}$=0.0015 (Robin ve diğ. 1996; Buser, Rong & Karaali 1999). Kalın diskin, ince disk ve haloya kıyasla göreceli olasılıkları aşağıdaki bağıntılar ile hesaplanır:

$$\frac{TD}{D} = \frac{X_{TD}}{X_D}\times\frac{P_{TD}}{P_D} \qquad \frac{TD}{H} = \frac{X_{TD}}{X_H}\times\frac{P_{TD}}{P_H} \quad (3)$$

Her popülasyon için farklı hız dağılımları ve asimetrik sürüklenme değerleri kullanılarak, yıldızların ince disk, kalın disk veya halo üyeliği olasılığı hesaplanır. Bu metot, her popülasyonun Güneş etrafındaki frekansını dikkate alarak olasılık yoğunluk fonksiyonları üzerinden hesaplama yapar. Robin ve diğ. (1996) tarafından önerilen katsayılar, bu oranların belirlenmesinde kullanılır ve sonuç olarak TD/D değeri yardımıyla yüksek veya düşük olasılıklı ince ve kalın disk yıldızları sınıflandırılır. Bu çalışmada incelenen dört metalce fakir yıldızın uzay hız bileşenleri Bensby ve diğ. (2003)'nin kinematik kriterlerine göre analiz edilmiş ve yıldızların TD/D oranları hesaplanmıştır. Bu analizlere göre HD 22879, HD 144579, HD 188510 ve HD 201891 yıldızlarının TD/D oranları, sırasıyla, 66, 0.015, 1.62×10^5 ve 13,111 olarak belirlenmiştir.

3.3 Dinamik Yörünge Parametreleri

Yıldızların Galaksi merkezi etrafındaki dinamik yörünge parametreleri galaktik popülasyonun belirlenmesinde kullanılmaktadır (Taşdemir & Yontan 2023; Elsanhoury ve diğ. 2024; Taşdemir & Çınar 2025). Bu amaç doğrultusunda Bovy (2015)'nin python dilinde geliştirdiği `galpy` yazılımı kullanılmıştır. Bu kod Samanyolu için geliştirilen farklı galaktik potansiyel fonksiyonlarını tanımlandığı bir kütüphane içermekte olup, Samanyolu'nun eksen simetrik bir yapıda olduğu varsayımı altında geliştirilen `MWPotential2014` çalışmalarda tercih edilmektedir. Yıldızların yörünge analizlerinde Güneş'in Galaksi merkezine uzaklığı $R_{\rm gc}$=8 kpc (Bovy 2015), yörünge dönme hızı $V_{\rm rot}$=220 km s^{-1} (Bovy & Tremaine 2012) ve Güneş'in galaktik düzlemden dik uzaklığı da 27±4 pc (Chen ve diğ. 2000) alınmıştır.

Bu çalışmada yörünge analizleri sonucunda incelenen dört yıldızın Galaksi merkezine en yakın $R_{\rm a}$ ve en uzak mesafeleri $R_{\rm p}$ ve Galaksik düzlemden ayrılabilecekleri en büyük uzaklık $Z_{\rm max}$ hesaplanmıştır. Bu veriler dikkate alınarak yıldızların Galaksi merkezinden ortalama uzaklıkları

$$R_{\rm m}=(R_{\rm a}+R_{\rm p})/2 \quad (4)$$

bağıntısıyla, yörünge basıklıkları da

$$e=(R_{\rm a}-R_{\rm p})/(R_{\rm a}+R_{\rm p}) \quad (5)$$

eşitliğiyle tayin edilmiştir. Galaktik yörünge parametrelerinin doğru ve hassas bir şekilde tayin edilebilmesi için yörüngenin kapalı bir hale getirilmesi gerektiğinden günümüzden 13 Gyıl geriye 1 Myıl'lık adımlar ile gidilerek yıldızların galaktik yörüngeleri oluşturulmuştur.

Yıldızların dinamik yörünge parametrelerinden itibaren popülasyon analizlerinin gerçekleştirilmesinde $Z\times R_{\rm gc}$ düzlemi kullanılmıştır. Bu düzlem, yıldızların Galaksi merkezine en yakın ve en uzak bulunduğu konumları göstermek ile birlikte, galaktik düzlemden ayrılabildikleri en büyük uzaklığı da belirlemektedir. Çalışmada incelenen dört yıldızın Şekil 1'de gösterilen $Z\times R_{\rm gc}$ düzlemindeki yörüngeleri incelendiğinde, yıldızların bugünkü konumları gösterilmek ile birlikte galaktik yörünge parametreleri `galpy` koduyla elde edilmiş ve bulgular Çizelge 4'de listelenmiştir.

Yıldızların ortalama galaktik uzaklıkları dikkate alındığında

Çizelge 4. İncelenen dört yıldızın konumsal, kinematik, dinamik yörünge ve kimyasal özelliklerini içeren parametreler ve popülasyon türleri.

	Parametre	HD 22879	HD 144579	HD 188510	HD 201891
Konumsal	d (pc)	26.09±0.02	14.35±0.002	38.05±0.03	33.47±0.02
	Popülasyon Türü	İnce disk	İnce disk	İnce disk	İnce disk
Kinematik	$U_{\rm LSR}$ (km s^{-1})	-106.62±0.16	-54.50±0.11	-156.13±0.33	66.38±0.12
	$V_{\rm LSR}$ (km s^{-1})	-71.76±0.09	-17.31±0.02	-68.91±0.28	-121.79±0.15
	$W_{\rm LSR}$ (km s^{-1})	-34.56±0.15	-0.95±0.08	83.36±0.11	-21.78±0.10
	$S_{\rm LSR}$ (km s^{-1})	133.09±0.24	57.19±0.14	189.93±0.45	140.40±0.22
	TD/D	66	0.01	1.62×10^{5}	13,111
	Popülasyon Türü	Halo	İnce disk	Halo	Halo
Dinamik Yörünge Parametreleri	$R_{\rm a}$ (pc)	9514	8132	10745	12427
	$R_{\rm p}$ (pc)	3349	4958	2637	4022
	$R_{\rm m}$ (pc)	6431	6545	6691	8225
	$Z_{\rm max}$ (pc)	712	161	2289	258
	e	0.48	0.24	0.61	0.51
	Popülasyon Türü	Yaşlı ince disk	Genç ince disk	Kalın disk	Genç ince disk
Kimyasal	[Fe/H] (dex)	-0.78±0.09	-0.65±0.10	-1.47±0.13	-1.02±0.14
	[Mg/Fe] (dex)	0.42±0.07	0.40±0.11	0.36±0.04	–
	[Si/Fe] (dex)	0.25±0.05	0.23±0.07	–	–
	Popülasyon Türü	Kalın disk/Halo	Kalın disk/Halo	Halo	Halo

üç yıldızın Güneş çemberi içerisinde bir yıldızın (HD 201891) ise Güneş çemberinin hemen dışında bir galaktik yörüngeye sahip oldukları tespit edilmiştir. Benzer şekilde yörünge basıklıkları dikkate alındığında ise HD 22879, HD 188510 ve HD 201891'in kalın disk ve halo popülasyonlarına uygun yörüngelerde hareket ettiği, HD 144579'un ise tipik bir ince disk yıldızının yörünge basıklığına sahip olduğu belirlenmiştir. Buna karşın yıldızların galaktik düzlemden ayrılabilecekleri en büyük uzaklıkları incelendiğinde, HD 188510 dışındaki, üç yıldızın tipik ince disk popülasyonuna benzer yörüngelere sahip olduğu tespit edilmiştir. HD 188510'un ise $Z_{\rm max}$=2289 pc'lik uzaklığıyla kalın disk popülasyonun üyesi olabileceği sonucu ortaya çıkmıştır (Tunçel Güçtekin ve diğ. 2019).

3.4 Kimyasal Analiz

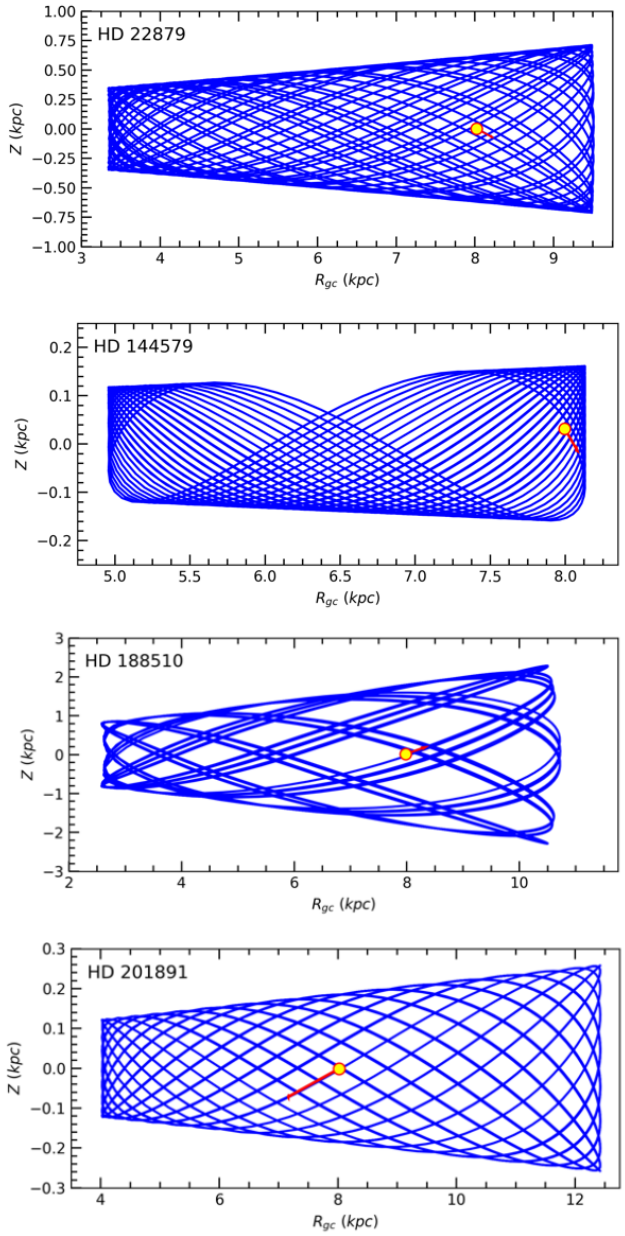
Yüksek çözünürlüklü ve yüksek S/N oranına sahip PolarBase tayflarının analizi sonucunda dört yıldızın tayfında tespit edilen elementlerin bollukları ölçülmüştür. Galaksinin kimyasal evriminin anlaşılmasında alfa ([X/Fe]) ve demir ([Fe/H]) grubu elementlerin bir arada değerlendirilmesi farklı galaktik popülasyonların sınıflanmasında kullanılmaktadır (Fuhrmann 1998; Nissen & Schuster 2010). Yıldız tayflarında ölçülen yüksek alfa bolluğu ve düşük demir bollukları yıldızların kalın disk veya halo popülasyonuna üye olduğunu gösterirken düşük alfa bolluğu ve yüksek demir bolluğuna sahip yıldızların ise ince disk popülasyonunu teslim etmektedir (Bensby ve diğ. 2005). Alfa grubu elementleri içerisinde silisyum ve magnezyum bollukları galaktik popülasyon sınıflamasında iyi bir araç olarak kabul edilmektedir. Bu amaç doğrultusunda program yıldızlarının demir bollukları dışında silisyum ve magnezyum bollukları da ölçülerek kimyasal düzlemler üzerinde popülasyon türleri kinematik kriterler de dikkate alınarak incelenmiştir.

Bu çalışmada, incelenen dört metalce fakir yıldızın PolarBase kütüphanesinden indirilen tayfları yeniden normalize etmek için `LIME` kodu kullanılmıştır (Şahin 2017). `LIME` kodu, normalize edilmiş tayflarda çizgi teşhisini kolaylaştırarak Rowland Multiplet Sayısı (RMT), $\log gf$ ve alt seviyedeki uyarılma enerjisi (L.E.P.) gibi atomik veriler sağlamaktadır. Atomik veriler NIST ve VALD kaynaklarından elde edilmiştir. Belirlenen çizgilerin çoğu, iyi bir izolasyon gösterdiğinden, eşdeğer genişlik (EW) analizine uygun hale gelmiştir. Bu çalışmada, seçilen dört yıldızın bolluk analizi için `ATLAS9` model atmosferleri yerel termodinamik denge (LTE) altında hesaplanmıştır (Castelli & Kurucz 2004). Element bollukları hesaplamalarında `MOOG` adlı LTE çizgi analiz yazılımı (Sneden 1973) kullanılmış ve önceki çalışmalardaki yöntemler ile tutarlılık göstermektedir (Şahin & Bilir 2020; Şahin ve diğ. 2023; Marışmak ve diğ. 2024; Şentürk ve diğ. 2024).

Bu çalışmada, alfa grubu elementler olarak bilinen silisyum ve magnezyum bollukları hesaplanmış olup, bu elementler galaktik popülasyonların sınıflandırılmasında kullanılmıştır. Magnezyum bollukları üç yıldız (HD 22579, HD 144579 ve HD 188510) için iki çizgiden, HD 22879 için silisyum bollukları ise sadece üç çizgiden ve HD 144579 için ise beş çizgiden ölçülmüştür. Ayrıca incelenen yıldızların demir bollukları 29 ile 103 Fe I çizgisinden itibaren hesaplanarak bolluk analizleri gerçekleştirilmiştir. Analizleri gerçekleştirilen yıldızların element bollukları Çizelge 4'te verilmiştir.

İncelenen yıldızların kimyasal ve kinematik kriterler altında galaktik popülasyon sınıflamasının yapılabilmesi için Bensby ve diğ. (2014) çalışmasındaki yıldızlar kullanılmıştır. Bensby ve diğ. (2014), Avrupa Güney Gözlemevleri'nin (ESO) çeşitli teleskoplarıyla elde edilen tayflar kullanılarak, Güneş civarındaki 714 F ve G türü cüce yıldızın tayfları analiz edilmiş ve yıldızların detaylı element bollukları (O, Na, Mg, Al, Si, Ca, Ti, Cr, Fe, Ni, Zn, Y ve Ba), yaşları, kinematik ve yörünge parametreleri hesaplanmıştır. Bensby ve diğ. (2014)'nin çalışmasında listelenen 714 cüce yıldız, Bensby ve diğ. (2003)'nin kinematik kriterlerine göre $TD/D{\leq}1$ ince disk, $1{<}TD/D{\leq}10$ kalın disk, $TD/D{>}10$ halo olarak sınıflandırılmıştır.

Yıldızların popülasyon türlerinin belirlenmesinde, Bensby ve diğ. (2014)'in çalışmasında verilen [Mg/Fe], [Si/Fe] ve [Fe/H] bolluklarıyla kinematik ölçütler dikkate alınmıştır. Bu sınıflandırma çerçevesinde, Bensby ve diğ. (2014) çalışmasındaki yıldızlar ile çalışmada incelenen dört yıldız



Şekil 1. Çalışmada incelenen dört yıldızın Galaksi merkezi etrafındaki yörüngeleri. Panellerdeki sarı daire sembolleri yıldızların mevcut konumlarını, kırmızı okların yönü ise yıldızların yörüngelerindeki doğrultularını göstermektedir.

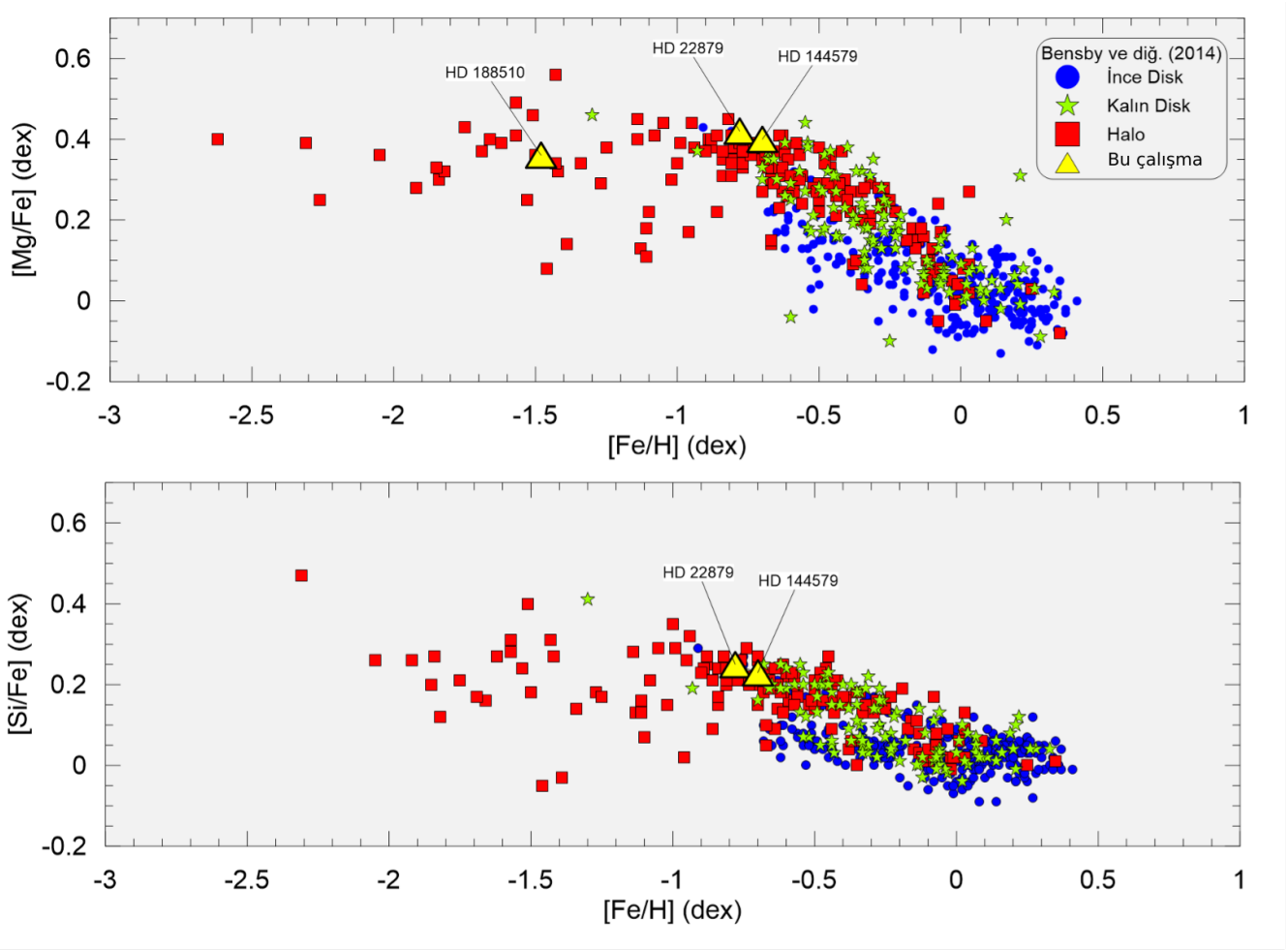
farklı sembol ve renkler ile iki farklı kimyasal düzleme ([X/Fe]×[Fe/H]) işaretlenmiştir. Şekil 2'nin üst panelinde [Mg/Fe], alt panelinde ise [Si/Fe] bollukları gösterilmiştir.

HD 188510 yıldızı hem kinematik hem de kimyasal bolluklar açısından halo popülasyonun bir üyesi olarak görünmektedir. HD 22879 ve HD 144579 yıldızlarının alfa element bollukları açısından kalın disk veya halo popülasyonunda, demir bollukları açısından ise daha çok kalın disk popülasyonunun baskın olduğu bölgede yer aldığı tespit edilmiştir (bkz. Şekil 2). HD 201891 yıldızı ise magnezyum ve silisyum bollukları ölçülemediğinden kimyasal düzlemlere işaretlenememiş fakat demir bolluğu dikkate alındığında Galaksi'nin halo popülasyonuna ait olduğu belirlenmiştir (bkz. Çizelge 4).

4 Tartışma ve Sonuçlar

Bu çalışmada incelenen dört yıldızın galaktik popülasyon türleri yıldızların konumsal, kinematik, dinamik yörünge parametreleri ve kimyasal bolluklarına göre belirlenmeye çalışılmıştır. Yıldızların Güneş'e olan uzaklıkları dikkate alındığında (konumsal) dört yıldızın da ince disk popülasyonuna üye olduğu söylenebilir. Gerçekleştirilen kinematik analizlerin sonuçlarıyla Bensby ve diğ. (2003)'nin TD/D değerleri dikkate alındığında ise HD 144579'ın ince disk ($TD/D \leq 1$) ve HD 22879, HD 188510 ve HD 201891'in halo ($TD/D \geq 10$) popülasyonlarına üye oldukları tespit edilmiştir. Öte yandan galaktik yörünge parametreleri belirlenen HD 144579 ile HD 201891 yıldızlarının galaktik düzleme dik doğrultudaki uzaklıklarının 500 pc'i aşamadıkları, buna karşın HD 22879 ve HD 188510 yıldızlarının 750 pc'ten daha büyük uzaklıklara ulaştığı Şekil 1'den görülmektedir. Buna göre, HD 144579 ve HD 201891'in genç ince diske ($Z_{\max} < 500$), HD 22879'un yaşlı ince diske ($Z_{\max} \geq 500$) ve HD 188510'un kalın disk ($Z_{\max} \geq 500$) popülasyonuna üye olabileceği belirlenmiştir (Dursun ve diğ. 2024). Tayfsal analizler sonucunda alfa ve demir bollukları ölçülen ve Bensby ve diğ. (2003) kinematik kriterlerin dikkate alınması sonucunda HD 22879 ve HD 144579'un kalın disk veya halo popülasyonuna ve HD 188510'un ise halo üyesi olabileceği bulunmuştur. Ayrıca alfa element bolluğu ölçülemeyen HD 201891 yıldızının ise demir bolluğu dikkate alınarak yapılan popülasyon ayrımında halo popülasyonuna üye olabileceği tespit edilmiştir.

Bu çalışmada incelenen dört yıldızın Güneş'e göre göreceli yakınlıkları, yüksek çözünürlüklü ve yüksek S/N değerlerine sahip tayfların, büyük teleskoplar ve gelişmiş tayfçekerler ile elde edilmesi sayesinde hassas element bollukları analizleri yapılmıştır. Ayrıca, *Gaia* uydusunun gerçekleştirdiği uzay tabanlı fotometrik, astrometrik ve tayfsal gözlemler neticesinde, bu dört sistemin kinematik ve dinamik yörünge parametreleri şimdiye kadar ulaşılmamış bir hassasiyetle hesaplanmıştır. Yer ve uzay tabanlı gözlemlerin birlikte değerlendirildiği bu çalışmada, dört farklı yöntem kullanılarak yapılan galaktik popülasyon analizleri farklı sonuçlar vermiştir. Özellikle sistemlerin Güneş'e yakın olmaları, bu yıldızların konumsal olarak ince diske ait olduklarını gösterirken, Galaksi'deki uzay hızları ve yörüngelerinin belirlenmesi sonucunda metalce fakir olan bu yıldızların kalın disk veya halo popülasyonuna ait olabileceği gösterilmiştir. Ancak, metalce fakir anakol yıldızlarının galaktik popülasyon türlerinin belirlenmesinin sadece tek bir yönteme dayalı olarak yapılamayacağı bu çalışmada ortaya konmuştur. Bu sorunun üstesinden gelebilmek için yıldızların element bollukları ve kinematik-dinamik yörünge parametrelerinin birlikte değerlendirilmesi kısmi bir çözüm sağlamıştır. Metalce fakir dört yıldızın Güneş civarında yer alması oldukça ilginçtir ve bu bölgeye nasıl geldikleri daha büyük bir öneme sahiptir. Yıldızların kökenleri, farklı gök cisimleriyle etkileşmeleri neticesinde Güneş çevresine farklı senaryolarla gelmiş olabilir, bu da onların galaktik popülasyon sınıflamalarını daha belirgin hale getirebilir. Çalışmanın bir sonraki adımında, metalce fakir yıldızların köken analizleri, metalce fakir ve zengin küresel kümeler ile Samanyolu'na zayıf çekimsel kuvvetlerle bağlı cüce galaksilerle karşılaştırılarak sonuçlandırılacaktır.



Şekil 2. İncelenen üç yıldızın (sarı üçgen sembolü) kimyasal popülasyon ayrımı. Üst panel [Mg/Fe] bolluğu ve alt panel [Si/Fe] bolluğunu göstermektedir. Bensby ve diğ. (2014) ince disk yıldızlarını mavi daire sembolü, kalın disk yıldızlarını yeşil yıldız sembolü ve halo yıldızlarını ise kırmızı kare sembolü göstermektedir.

Teşekkür

Çalışmamıza yönelik yapıcı yorum ve önerileriyle katkıda bulunan isimsiz hakemlere teşekkür ederiz. Bu çalışma Deniz Cennet Çınar'ın yüksek lisans tez araştırmalarının bir bölümünü kapsamaktadır ve TÜBİTAK 121F265 numaralı projeyle desteklenmiştir. Bu bildiri, 2-6 Eylül 2024 tarihlerinde İstanbul Üniversitesi'nde düzenlenen 23. Ulusal Astronomi Kongresi'nde Prof. Dr. Selçuk Bilir, Prof. Dr. Faruk Soydugan, Prof. Dr. Timur Şahin, Prof. Dr. Cahit Yeşilyaprak ve Doç. Dr. Ebru Devlen'den oluşan ödül jürisinin değerlendirmeleri sonucunda Türk Astronomi Derneği (TAD) En İyi Sözlü Bildiri Ödülüne layık görülmüştür.

Kaynaklar

Belokurov, V., Evans, N. W., Bell, E. F., & diğ., 2007, ApJ, 657, L89, doi: 10.1086/513144.
Bensby, T., Feltzing, S., Lundström, I., 2003, A&A, 410, 527, doi: 10.1051/0004-6361:20031213.
Bensby, T., Feltzing, S., Lundström, I., 2005, A&A, 433, 185-203.
Bensby, T., Feltzing, S., Oey, M. S., 2014, A&A, 562, A71, doi: 10.1051/0004-6361/201322631.
Bovy, J., 2015, ApJS, 216, 29, doi: 10.1088/0067-0049/216/2/29.
Bovy, J., Tremaine, S., 2012, ApJ, 756, 89, doi: 10.1088/0004-637X/756/1/89
Buser R., Rong J., Karaali S., 1999, A&A, 348, 98.
Castelli, F., Kurucz, R. L., 2004, A&A, 419, 725-733. DOI: 10.1051/0004-6361:20040079.
Chen, Y. Q., Nissen, P. E., Zhao, G., Zhang, H. W., Benoni, T., 2000, A&AS, 141, 491, doi: 10.1051/aas:2000124.
Coşkunoğlu, B., Ak, S., Bilir, S., & diğ., 2011, MNRAS, 412, 1237, doi: 10.1111/j.1365-2966.2010.17983.x.
Donati, J. F., Semel, M., Carter, B. D., Rees, D. E., Collier Cameron, A., 1997, MNRAS, 291, 658, doi: 10.1093/mnras/291.4.658.
Dursun, D. C., Bilir, S., Şahin, T., Yontan, T., Plevne, O., 2023, Turkish Journal of Astronomy and Astrophysics, 4, 97, doi: 10.55064/tjaa.1193792.
Dursun, D. C., Tasdemir, S., Koc, S., Iyer, S., 2024, Physics and Astronomy Reports, 2, 1, doi: 10.26650/PAR.2024.00002.
Elsanhoury, W. H., Haroon, A. A., Elkholy, E. A., & Çınar, D. C. 2024, *arXiv e-prints*, doi:10.48550/arXiv.2412.07871, arXiv:2412.07871.
Fuhrmann, K., 1998, A&A, 338, 161-183.
Gaia Collaboration, Vallenari, A., Brown, A. G. A., & diğ., 2023, A&A, 674, A1, doi: 10.1051/0004-6361/202243940.
Grillmair, C. J., 2006, ApJ, 651, L29, doi: 10.1086/509255.
Helmi, A., Veljanoski, J., Breddels, M. A., Tian, H., Sales, L. V.,

2017, A&A, 598, A58, doi: 10.1051/0004-6361/201629990.
Kepley, A. A., Morrison, H. L., Helmi, A., & diğ., 2007, AJ, 134, 1579, doi: 10.1086/521429.
Klement, R. J., 2010, A&ARv, 18, 567, doi: 10.1007/s00159-010-0034-0.
Li, H., Du, C., Liu, S., Donlon, T., Newberg, H. J., 2019, ApJ, 874, 74, doi: 10.3847/1538-4357/ab06f4.
Marismak, M., Şahin, T., Güney, F., Plevne, O., Bilir, S., 2024, Astron. Nachr., 345, e20240047. DOI: 10.1002/asna.20240047.
Mihalas, D., Binney, J., 1981, ATLAS9 Stellar Atmosphere Programs and 2 km/s grid. Kurucz CD-ROM No. 13. Cambridge.
Petit, P., Louge, T., Théado, S., & diğ., 2014, PASP, 126, 469, doi: 10.1086/676976.
Petit, P., Glorian, J. M., Stapel, H., Mathias, P., Paletou, F., 2022, in The 21st Cambridge Workshop on Cool Stars, Stellar Systems, and the Sun, Cambridge Workshop on Cool Stars, Stellar Systems, and the Sun, 208, doi: 10.5281/zenodo.7656686.
Robin, A. C., Haywood, M., Creze, M., Ojha, D. K., Bienayme, O., 1996, A&A, 305, 125, doi: 10.48550/arXiv.astro-ph/9504090.
Şahin, T., 2017, Turk. J. Phys., 41, 367-376. DOI: 10.3906/fiz-1704-13.
Şahin, T., Bilir, S., 2020, ApJ, 899, 41. DOI: 10.3847/1538-4357/aba2d2.
Sahin T., Marismak M., Cinar N., Bilir S., 2023, PARep, 1, 54. doi:10.26650/PAR.2023.00007
Senturk S., Sahin T., Guney F., Bilir S., Marismak M., 2024, arXiv, arXiv:2410.08270. doi:10.48550/arXiv.2410.08270
Sesar, B., Ivezić, Ž., Lupton, R. H., & diğ., 2007, AJ, 134, 2236, doi: 10.1086/521819.
Sneden, C., 1973, ApJ, 189, 493-507. DOI: 10.1086/152828.
Nissen, P. E., Schuster, W. J., 2010, A&A, 511, L10.
Taşdemir, S. & Yontan, T. 2023, *Physics and Astronomy Reports*, **1**(1), 1. doi:10.26650/PAR.2023.00001, arXiv:2304.14270.
Taşdemir, S. & Çınar, D.C.: 2025, *arXiv e-prints*, arXiv:2501.17235. doi:10.48550/arXiv.2501.17235.
Tunçel Güçtekin, S., Bilir, S., Karaali, S., Plevne, O., Ak, S., 2019, Advances in Space Research, 63, 1360, doi: 10.1016/j.asr.2018.10.041.
Vines, J. I., Jenkins, J. S., 2022, MNRAS, 513, 2719, doi: 10.1093/mnras/stac956.

Access:
M25-0304: Turkish J.A&A — Vol.6, Issue 3.

TJAA Vol. **6**, *Special Issue*, *p.*88–92 (2025). DOI: 10.55064/tjaa.1592086 *Conference Paper*

Yeryüzünde Nizam Anlayışı Bağlamında Astroloji ve Astronomi İlişkisi: Osmanlı Ahkam-ı Sal Örneği

Yavuz Unat[1] ⋆, Sedef Uysal[2]
[1] *Kastamonu Ü., İTBF, Felsefe, 37150, Kastamonu, Türkiye*
[2] *Kastamonu Ü., SBE, Felsefe, 37150, Kastamonu, Türkiye*

Accepted: March 1, 2025. Revised: March 1, 2025. Received: November 27, 2024.

Özet
Astrolojinin gerçeklik statüsüne ilişkin iddialar geçmişten günümüze değin devam etmekte olup, astrolojinin bilimden uzak bir kehanet biçimi olduğunu kabul görmektedir. Bu anlamda epistemolojik açıdan bakıldığında astrolojinin bilim içerisinde değerlendirilemeyeceği anlaşılmaktadır. Ancak buna karşın astroloji, tarih boyunca insanların ilgilisini çekmiştir. Aynı zamanda bu sadece bireysel değil devlet alanında da etkili olmuştur. Bu çalışmada Osmanlı Devlet yapılanmasında nizam oluşturma konusunun, astroloji ile bağlantısı değerlendirilmiştir. Bu sayede modern bilimin gecikmesinin sebepleri arasında Osmanlı astrolojisinin konumu tartışılmış ve yeni bir perspektif sunulmuştur. Bu bağlamda, 1787 tarihinde kaleme alınan Ahkam-ı Sal takvimi kayıtlarından yola çıkarak iktidar ile astroloji ilişkisi, iktidar ile müneccim ilişkisini değerlendirmiştir. Aynı zamanda astrolojinin gerek Osmanlının modern astronomiye geçişindeki gecikmesinin bir etkisi olarak ve gerek bilimsel bilginin anlaşılamamasında bir etken olarak karşımıza çıkan nizam ve astroloji ilişkisini tartışılmıştır.

Abstract
Claims regarding the reality status of astrology have continued from the past to the present, and it is accepted that astrology is a form of prophecy far from science. In this sense, from the point of view of epistemology, it is understood that astrology cannot be evaluated within science. However, despite this, astrology has attracted people's attention throughout history. At the same time, this has been effective not only in the individual but also in the field of the state. In this study, the connection of creating order in the Ottoman State structure with astrology was evaluated in the context of astrology. In this study, the connection between the issue of creating order in the Ottoman State structure and astrology was evaluated. In this way, the position of Ottoman astrology among the reasons for the delay of modern science was evaluated, and a new perspective was presented. In this context, we will evaluate the relationship between power and astrology and the relationship between power and ascetics based on the records of the Ahkam-ı Sal calendar written in 1787. At the same time, we discussed the relationship between order and astrology, which emerged as an effect of the delay in the transition of the Ottoman Empire to modern astronomy and as a factor in the inability to understand scientific knowledge.

Anahtar Kelimeler: History and philosophy of astronomy – sociology of astronomy – Ottoman astrology

1 Astronomi ve Astroloji İlişkisi

Astroloji sözde Güneş, Ay, gezegenler ve burçların konumlarına bakarak insanların karakterleri, davranışları, geçmişleri ve gelecekleri hakkında bilgi verme sanatıdır. Hiçbir bilimsel dayanağı yoktur ve bu nedenle de hiçbir gerçeklik payı yoktur. Ancak buna rağmen astroloji, konunun uzmanı olmayanlar tarafından çoğu zaman astronomiyle karıştırılmaktadır (Demircan 1991, 49). Fazlıoğlu, bu konuya Kepler'den hareketle "tetiklenmenin doğal etkisi" olarak yaklaşarak, evreni matematiksel açıdan açıklamaya çalışanların öncüsü olarak kabul edilen, Kepler'in bile büyük oranda mekanik olmayan bir dünya görüşüne sahip olduğu ve gelecekle ilgili tahminlerinde ilahiliğe dayanan fikirler ortaya koymasının, astroloji ile astronomi arasındaki ayrımın Rönesans döneminde bile kolayca yapılamadığını vurgulamıştır (Fazlıoğlu 2015, 35-38). Keza Tarihin her döneminde ve her toplumda astrolojiye inananların sayısı azımsanmayacak kadar çok olmuştur; hatta bazı dönemlerde devlet yönetimi bile astroloji bilgisine dayandırılmıştır. Osmanlı hükümdarları resmi kadrolu astrologlar (müneccimbaşıları ve müneccimler) çalıştırırken, bugün bile birçok devlet adamının astrologlara danıştığı bilinmektedir (Demircan 1991, 49). Tüm bunlara dayanarak astroloji ile astronominin birlikte değerlendirilmesine bağlı olarak geçmişten günümüze süregelen tartışmalar gayet doğal karşılanır. Çünkü insanoğlunun yaratılışından itibaren varoluşunu ve evreni anlayabilmek adına sürekli gözlemde bulunmuştur. Gökyüzü ise insanoğlunda, gözlem yapabilmesi ve bir şeyleri anlamlandırabilmesi için sonsuz bir kaynak oluşturmuştur (Uluışık 2017, 345). Çünkü tarih boyunca gökler, her zaman bir merak ve rehberlik kaynağı olmuştur. Bu görüşlerin İslam dünyasındaki tipik temsilcisi İhvân-ı Safâ'ya göre bir bütün olarak evrende sudûr sürecine bağlı olarak bir tertip ve düzen bulunmakta; bu tertip ve düzen ise, sağlam matematiksel bir sisteme bağlanmaktadır. Matematiksel düzen fikrinden yola çıkarak sayı mistisizmine ulaşan İhvân-ı Safâ'ya göre, evrende gözlemlediğimiz tertip ve düzen, Tanrı'nın hikmetinin ve inayetinin bir göstergesidir. Bu açıdan orada her şey birbiriyle ilişkili, neden sonuç itibariyle birbirine bağlı ve biri diğerini destekleyici niteliktedir (Aydın 2011, 181). Sayılı, Mısırlılarda ve Mezopotamyalılarda Matematik, Astronomi ve Tıp eserinde, bilinen en eski

⋆ yunat@kastamonu.edu.tr

© 2025 Turkish Astronomical Society (TAD)

horoskopun M.Ö. 410'da bulunduğuna değinerek astrolojinin astronomiden daha geç dönemde ortaya çıkmış olabileceğini belirtmiştir. Bu eski horoskopun Mezopotamya'nın İranlıların işgali altında bulunduğu zamana ait olduğu (Sayılı 1982, 323) bilinse de yazılı tarih öncesi düşünüldüğünde bu geleneğin tam olarak ne zaman ortaya çıktığına dair kesin bir bilgiye ulaşılamamaktadır. Bununla birlikte MÖ 2000 ve 3000 yıllarında eski Mezopotamya'daki yıldızlara tapmaya dayanan dini düşünceyle derinden bağları olan astrolojinin bu medeniyetlerin beşiği olarak kabul edilen bu coğrafyadan diğer bölgelere yayıldığı düşünülmektedir. Bu görüşlerin İslam dünyasındaki tipik temsilcisi İhvân-ı Safâ'ya göre bir bütün olarak evrende sudûr sürecine bağlı olarak bir tertip ve düzen bulunmakta; bu tertip ve düzen ise, sağlam matematiksel bir sisteme bağlanmaktadır. Matematiksel düzen fikrinden yola çıkarak sayı mistisizmine tapmaya dayanan dini düşünceyle derinden bağları olan astrolojinin bu medeniyetlerin beşiği olarak kabul edilen bu coğrafyadan diğer bölgelere yayıldığı düşünülmektedir (Aydın 2011, 181).

1.1 Yeryüzünde Nizam Anlayışı Bağlamında Astroloji ve Astronomi

Astroloji genel kavram olarak kehanet ile ilişkilendirilen, Dünya'nın evrenin çevresinde gezegenlerin ve yıldızların döndüğü merkezi olduğu ve göksel cisimlerin hareketlerinin Dünya'da olup bitenleri etkilediği inancının bir sonucu olarak gelişen, yıldızların dünya olayları üzerindeki etkisini belirlemeyi ve bu etkileri dikkate alarak geleceği önceden haber vermeyi amaçladığı bilinmektedir (Cevizci 1999, 79). Bilindiği üzere Mezopotamya'da gök bilimleri, yazının icadı kadar eskiye dayanmaktadır. Bununla birlikte, yazının icadından evvel de yapılacak işlerin planlanması için insanların gökyüzünü gözlemleyerek bir takvim oluşturmuş olmaları akla uygun gelmektedir. Ancak burada gök bilimleri konusunda astronomi ve astrolojinin farklarından bahsetmek gerekir. Çünkü Astronomi bir gök bilimidir, astroloji ise gökyüzü ile ilgili ilkel, batıl inançlardan oluşur (Parpola 1993, 47). Mesela burada, Sümerlerin kehanetlerinden örnekler verilebilir. Ancak Hunger'ın belirttiği gibi, Sümer'de gökyüzü ile ilgili uğurlu ve uğursuz işaretlerin görülüp yorumlandığının kanıtları olsa da Sümer dilinde alametler korunmamıştır (Hunger, Herman & Pingree 1999, 5-6). Fakat İngiliz arkeolog Woolley tarafından 1922 yılında Nippur kentindeki Enlil tapınağında yapılan Ur kazıları sonucu bulunmuş tabletler sayesinde III. Ur Hanedanlığı hakkındaki bilgilere de sahip olunmaktadır (Kramer 1990, 46; Çiçek 2019, 504). Ayrıca döneme ilişkin "İnşaat Tabletleri", "Kadastro Tabletleri" hakkında bilgi içeren tabletlerin de bulunmasıyla, III. Ur-Nammu'nun kamu binalarının yapımı ve tapınak inşaatı ile ilgilendiği ve Başta Ur kenti olmak üzere birçok Sümer kentinde zigguratlar yaptırdığı bilgisine ulaşılmaktadır. Ur-Nammu içerisinde matematik, coğrafya, astronomi, botanik, mineroloji, zooloji vs. derslerin okutulduğu zigguratlar yaptırmanın yanında; kentin yeniden yapılandırılmasına önem vererek büyük kamu binaları inşa ettirmiş ve alt yapı sistemini geliştirerek, bütün kamu binalarını tek bir duvarla çevirtmiştir (Kınal 1983, 495). Bu bağlamda Sümerlerin geleceğe dair inanç sistemlerinin geliştirip gökyüzünü yarının önlemini almak için kullanmış oldukları düşünülebilir. Çünkü Sümerlilerde ölümden sonra dirilme (ahret) inancı yoktur. Dolayısıyla onların ilgilendiği kısım, dünyadaki yaşantı ve özellikle "gelecek" hususudur. Bu yüzden geleceklerini ciğer falları, rüyalar ve özellikle gökyüzündeki bildiriler yoluyla öğrenmeye çalışmışlardır. Nitekim onların inancına göre gökyüzü yazılı bir evrendir. Büyük, küçük gök ışıklarının insanları dostça veya düşmanca gözlediklerini öğrenmek ancak o yazıyı okumakla mümkündür (Çığ 1995, 18). Bu nedenle de Sümerlerin kehanet anlayışı geleceği şekillendirme amaçlı olduğu düşünülebilir. Günümüz astroloji kaynaklarında burcumuzu doğum tarihimize göre belirlemek için kullandığımız tarihler astrolojinin gelişim çağına aittir.

Örneğin günümüzde 24 Ekim-22 Kasım tarihleri arasında doğan kimseler akrep burcundan sayılırlar. Oysa Yer'in yalpalama hareketi yüzünden Güneş artık 29 Kasım-17 Aralık tarihleri arasında akrep burcundadır. Gelecekte daha da ileri tarihlere kayacaktır (Uyar 2016, 53). O halde bilimsel olarak karşılığı olmamakla birlikte kadim çağlardan bu yana yürütülen astroloji sistemi, akıllara birçok soru getirmektedir. Mesela, M.Ö. 7. yüzyılda yazıldığı bilinen Enu ma Anu Enlil, Ninova'daki kraliyet arşivlerinde bulunan yaklaşık 7000 alamet ve karşılık gelen tahminleri içeren yaklaşık yetmiş tabletten oluşan bir derlemedir. Ammisaduqa'nın Venüs tableti olarak bilinen altmış üçüncü tableti ise Babilliler tarafından İştar olarak bilinen gezegenin gözlemlerini kaydetmiştir. Burada ilk on kehaneti, Ammisaduqa'nın 8. yılının tarihi takip eder. Akademisyenlerin M.Ö. 1646 tarihinde hem fikir oldukları bir kehanet dizisinin bulunduğu bilinmektedir. Bu kehanet dizisinde, kehanetin yalnızca bir dalı olan göksel alametler tartışılmıştır ve bir kısmı şu şekildedir;

> "Tispak'ın veziri Şeref yıldızı Akrep'e yaklaşırsa, üç yıl şiddetli soğuk olur, öksürük ve balgam karaya vurur. Ayda ağzı açık İblis yükselirse [helialally]- Akkad'da Irra'nın emriyle beş yıl boyunca veba olacak, ancak sığırları etkilemeyecek. [Eğer] sekizinci ayda, on birinci günde İştar Doğu'da kayboldu ve iki ay ve ... gün boyunca gökten uzak kaldı ve Batı'da onuncu ayın hasadının ... gününde tekrar görünür hale geldi. arazi zenginleşecek." (Barton 1994, 12).

Güneş'in Akrep burcunun bir ay değil de 7 gün bulunduğu düşünüldüğünde, bahsi geçen tanrının mesajı olarak görülen Mezopotamya kehanet astrolojisinden (Parpola 1993, 56; Barton 1994, 12) ziyade, bu mesajların hangi gerekçelere ve neye dayanarak ortaya konulmuş olabileceği hususuna dikkat edilmelidir ki burada astrolojinin kişiselleştirilen bir özelliği olduğu da ortaya çıkmaktadır.

Nitekim burada şu örneği vermek yararlı olacaktır; 17 Ağustos 2003 tarihli Times of India (Londra) gazetesinde yayımlanan ve Journal of Consciousness Studies adlı çalışmada, 1958 yılında başlayıp 2003 yılına kadar devam eden ve astroloji konusunda yürütülen en titiz bilimsel çalışma, birkaç dakika arayla dünyaya gelmiş iki binden fazla insan izlenmiştir. Öyle ki burada Astrolojik yaklaşımlara göre de bu insanların benzer özelliklere sahip olması gerektiği fikri de göz ardı edilmemiştir. Nitekim araştırmacılar meslek, kaygı düzeyi, evlilik, saldırganlık özelliği, sosyallik, zekâ düzeyi, sanat, spor, matematik yeteneği gibi astrologların doğum anında gezegenlerden dolayı ortaya çıktığını iddia ettikleri yüzden fazla özelliği incelemişlerdir. "Zaman ikizleri" adı verilen bu kişiler arasında, bu anlamda bir benzerlik saptanamamıştır. Araştırmanın analizini yapan Avustralyalı Dean & Kelly (2003), astrolojinin "kabul edilebilir" bir sistematiği olmadığını, dayandığı ilkelerin geçersiz ve birçok bilimsel testte başarısız olduğunu belirtmiştir Ayrıca insanları yönlendirerek, yanlış inanışlara yol açan algı ve düşünce yanılgılarına "gizli ayartıcılar" adı verilmektedir (Dean & Kelly

2003, 187-189). Bu durumdan da anlaşılan o ki, astrolojinin teoriden sonra, pratikte de tutarsızdır.

Başka bir örnek olarak, Kâhinlerin El Kitabı olarak bilinen ve kâhinler için yol gösterici nitelikte bilgiler veren metinler olarak bilinen, en geç M.Ö. 7. yüzyılda oluşturulan ve en eski örnekleri Asurbanipal Kütüphanesi'nde bulunan bu metinler ayrıca dikkat çekmektedir (Hunger, Herman & Pingree 1999, 22). Koch (1995), metinde (satır 55) her işaretin gökyüzünde veya yeryüzünde meydana gelen olaylar, listelenen iki seride bulunabildiğini söylemektedir. Ayrıca bu metnin asıl ilgi alanının, kehanetlerin yorumlanmasında verdiği talimatlar olduğunu belirtmektedir. Mesele burada bazı dikkat çekici mesajlar şöyledir;

> "i-da-at ki-tim it-ti an-e ia-ad-du i-na-dš-ša' an-e u ki-tim ur.bi gis-kim ma ub-ba-lu-ni ahe- en-na-a ul bar.meš an u ki- tim it-hu-zu ittu rn šd ina an-e lern-ne-tu4 ina ki-tim lernne- et ša ina ki-tim lem-ne-tu 4 ina an-e lernne- et"
>
> "Yer işaretleri, gök işaretleri ile birlikte bir sinyal verir; gök ve yer birbirine bağlı olduğundan, gök ve yer bize ayrı ayrı ama farklı olmayan alametler getirir. Gökte kötü olan bir işaret, yerde de kötüdür, yerde kötü olan bir işaret, gökte de kötüdür." (Koch 1995, 137-138).

Metindeki mesajlardan anlaşıldığına göre, gökyüzünde beliren tezahürler yalnızca yeryüzü olaylarını etkilemiyor, aynı zamanda yeryüzünde gerçekleşen olaylar gökyüzü düzenini etkiliyor ve gökyüzü yeryüzündeki durumun resmini yansıtıyor. Ayrıca bu kehanet hakkındaki veriler, iyi veya kötü gökyüzünde beliren her hareketin yeryüzünün olan durum veya hareketlere göre oluştuğu anlamına da gelmektedir. Bu bilgilerden yola çıkıldığında ise kehanetin yaygın tanımı, olacak ve olması muhtemel olayların habercisi olarak değil de bir nevi "mevcut durumun" habercisi anlamında, bir iletişim aracı olarak değerlendirildiği anlaşılıyor.

Sonuç itibariyle tüm bunlar astrolojinin fikir yürütülebilecek açık bir alan olduğu şeklinde değerlendirilebilir. Zira bu çalışmada astrolojinin kullanım alanlarından ziyade (kehanet astrolojisi, horoskop astrolojisi vs.) bugüne kadar üzerinde durulmayan "astrolojinin amacı" üzerinde durularak, esasen bu hususun aydınlatılması gerektiğini gösteriyor. Bu husus ise Osmanlı devletinde 1787'de kayıt altına alınan astroloji ile ilgili bir ana kaynak üzerinden değerlendirildiğinde daha anlaşılır olacaktır.

2 Osmanlı Ah. kâm-ı âli'i Sâl Örneği

Müneccimbaşıların yapmakla mükellef oldukları en önemli vazife her sene nevruzda (21 Mart) takvim çıkarmaktır (Uzunçarşılı 1988, 371). Diğeri ise genellikle müneccimbaşı tarafından yeni girilen senede meydana gelecek olaylar hakkında yapılan tahmini yorumların yer aldığı ahkam takvimleridir (ah. kâm-ı t.âli'-i sâl) (Aydüz 1993, 74). Keza müneccimbaşı, senelik takvimler hazırlanmakta, ayrıca Ramazan ayı için imsakiye yapılmakta ve uğurlu saat tayin edilmektedir. İslâm bilim literatüründe ilm-i hey'et ve ilm-i ahkâm-i nücûm, yani hem astronomi ve hem de astroloji olarak bilinen müneccimliğin devlet teşkilâtı içinde bir müessese olarak yer alması ilk defa Osmanlı Devleti'nde olmuştur (Aydüz 2004, 413).

Nihayetinde bu çalışmada, Osmanlı müneccimi olan Cihangirli Mehmet Sadık Efendi'nin 1787 yılında kaydettiği ahkam takvimini incelenmiştir. İnceleme sonucunda ise astrolojinin kehanetten ziyade yeryüzünde nizam oluşturmak için kullanılmış olan bir "araç" olabileceğini göstermiştir. Keza bu durum, astroloji hususunun inceleme sahasını genişleterek hem yeni bir bakış açısı hem de astroloji ve astronomi konusuna farklı bir inceleme alanı kazandırması bakımından önemlidir. Örneğin, yükselen ile yıl yöneticisi (10. eve bakılır) Venüs'ün yaptığı olumlu açılar üzerinden değerlendirme yapılmıştır. Şehrin sakinleri, köy ve kasabalardan bahsedilmiştir. Yine bununla birlikte tamir edilmesi gereken yerlerin tamiriyle uğraşılması istenmiştir, askeri birliklerden kale tamiri ve kale bakımlarının takip edilmesi ve özellikle donanmanın savaşlarda başarılı olabilmesi için, donanmalara silah takviye edilmesi beyan edilmiştir (Sadık b. Mehmed 1201, 2b). Nitekim bu yorum, savaşa hazırlık olarak değerlendirilebilir veya devlet için gerekli şeyler zaten müneccimlerin yorumları olmasa da yapılması gereken şeyler olduğu için, bu ve buna benzer durumların müneccim ve konumu konusunu tartışmaya açık hale getirmektedir. Keza bahsi geçen dönemde Osmanlı-Rus savaşının başladığı zaten bilinmektedir. XV. yüzyılın ortalarında 8.000 kişiden ibaret olan altı bölük halkının 2.000'i sipahiydi. Sipahi sayısı Yavuz Sultan Selim döneminde 3500, 1530'larda 3.000, 1550'lerde 2000, 1568-1569'da 3331 oldu. III. Murad zamanındaki İran seferlerinde ordudaki bütün sınıfların sayısının artışına paralel şekilde kapıkulu süvarilerinin sayısı da arttı. 1590'lı yıllarda bütün kapıkulu süvarilerinin sayısı 40.000'e ulaşmıştı. Sipahi sayısı 1597'de 7.000, 1018'de (1.609) 7.683, IV. Murad döneminde 7.000, 1660'ta 7.203'tü. Sipahiler XV. yüzyılın ortalarında kapıkulu süvarilerinin dörtte birini teşkil ederken XVII. yüzyıl ortalarında yarısını oluşturuyordu. Sipah sayısı 1123'te (1711) 6.512'ye düşmüşken 1713'te 10.778'e çıktı. Sipahiler kendi içlerinde 300 bölüğe ayrılmıştı. XVI. yüzyıl sonlarında her bölük on kişiden oluşmaktaydı; zamanla bunların da sayısı arttı (Afyoncu 2009, 37/257). Bununla birlikte Jüpiter gezegeninin bulunduğu evde, yıllık devrini tamamladığından bahsederek, tali yani yükselen açılarına bakarak, yüksek rütbeli askerlere, sancakbeylerine ve sipahilere, divan yelerine hizmet edenlerden bahsederek, gevşeklik edip, işlerini önemsememe gibi bazı hallerde bulunmaları durumunda olabileceklerini söyleyerek, bunun farkında olup, önlem almaları için uyarıda bulunur (Sadık b. Mehmed 1201, 3a). Yine benzer olarak bir başka örnekte Donanma ile ilgilidir. Yorum, 11. Ev ve buranın ev sahipliğini yapan Merkür ile Jüpiter açısı değerlendirilerek yapılmıştır. Bu açılara dayanarak, Padişahın buyrukları hatırlatılarak, donanma için gerekli mühimmat icrasının yerine getirilmesi gerektiği ile sefer için askerlerin zaaf göstermesine karşılık bazı uyarılarda bulunulmuştur. Devamında ise vezirlerden ve devlet büyüklerinden bahsedildiği görülmektedir (Sadık b. Mehmed 1201, 4a). Esasen burada dikkati çeken şudur ki müneccimbaşının, olası bir aksilikle karşılaşılmaması adına, genellikle devlet büyüklerini uyarma niteliğine sahip bir konumda olduğudur. Öyle ki bu durumu, işini iyi yapmayan ve huzuru bozacak şekilde hareket eden rütbe sahiplerinin, devlet ricali tarafından uyarılarak, öncesinden gereğinin yapılması gerektiği hakkında yapılan bazı yorumlarda da görmek mümkündür (Sadık b. Mehmed 1201, 5b).

Öyle ki, narh fiyatları gibi ekonomiyi ilgilendiren konular (Sadık b. Mehmed 1201, 9b), imar faaliyetleri (Sadık b. Mehmed 1201, 8a-14b), evlilik ve aile düzeni (Sadık b. Mehmed 1201, 14a) ve atamalar ile ilgili konulara bakıldığında toplumsal ve yönetimsel konulara dahil olabilecek her türlü konuların ele alındığı görülmektedir. Hatta ibadethanelerin imarından ve cüz okuma işinde olanlardan bahsedilmiş ve bunların desteklenmesi istenerek, karşılaşacakları herhangi bir

engelin kaldırılması hakkında bir istek dile getirilmiştir: "Kuran ve kıraata rağbet ve talebe-i ulûmda ferahi-i rızk ve maişet ve işlerde keşâyiş ve vücûd-i zülümde aramiş ve bezirgân ve kûşe-i neşiyanda rahat eshâb-ı aklâm ve erbâb-ı dîvân beyninde ülfet ve meveddet ve emlâk-ı mağsûbenin mâlik olana redd olunmasına." (Sadık b. Mehmed 1201, 14b) şeklindeki yorumdan anlaşıldığı üzere, bu konu "Şeriyye Sicil" defterlerini hatırlatmaktadır. Zira bu defterler, sosyal ve ekonomik alanlarda zengin bilgi barındırması yönüyle tarih araştırmaları için önemli ana kaynaklar arasında yer almaktadır (Uğur 2010, 8). Nitekim halkın meseleleri, ihtiyaçları ve ihtilafları ile ilgili olan; İlam (Sadık b. Mehmed 1201, 14b), Hüccet ve vakıflarla ilgili işlemler de bu defterlerde yer almaktadır (Küpeli 2011, 54; İnalcık 1943, 89). Bu anlamda ahkâmdaki bazı yorumlara bakıldığında, müneccimbaşının Osmanlı hukuku ile ilgili olan konularla da ilgilendiğini göstermektedir.

Bilindiği üzere Müneccimbaşı'lar, Osmanlı Divan kurulu üyesi değildir. Ancak elimizdeki veriler, müneccimbaşıların divan kurulunun resmi olarak üyesi olmasa da, Divan toplantısında görüşülen konular hakkında bilgi sahibi olup hatta konumu sebebiyle yıldızlar aracılığı ile Divan üyesi gibi bir muamele gördüğü anlaşılmaktadır. Bu da astrolojinin ve siyaset bağlantısını ortaya koymaktadır. Örneğin bir kayıtta, 11. Evdeki Merkür'ün, 9. Evle yaptığı açı dikkate alınarak, hükümdarın altındaki zengin devlet görevlilerinin, vergi gelirlerinin ve defterdarın tuttuğu hazine kayıtlarından bahsedilmiştir. Nitekim burada, hazine masraflarının nereye yapılması gerektiğine değinilerek, bu hazineden hastalara para aktarılmasının kayıtlarda söz konusu edilmesi dikkat çekmektedir (Sadık b. Mehmed 1201, 6b). Hatta kaydın devamında işini layıkıyla yapmayanların, hazinedeki paylarının bazı ihtiyaç sahibi memleketlerin tamiratlarına verilmesi de önerilmiştir. Dolayısıyla bir müneccimbaşının, hazineden karşılanacak bazı masrafların nereye olması gerektiğini önerdiği görülüyor. Bununla ilgilenen kişi defterdardır ve defterdar Divan Kurulu'nun resmi üyesidir. Yine burada benzer olarak Osmanlılar'da devlete ait vergi gelirinin özel bir şahsa verilmesini ifade eden iltizam sistemini yerine getirmeleri için bu işi yapan Mültezimlerin de yıldızlar aracılığı ile uyarılması (Sadık b. Mehmed 1201, 12b), yukarıda bahsi geçen görüşü destekler niteliktedir (Genç 2000, 154). Ayrıca vezir fazlalığından bahsedilmiştir ve bu konuda bir uyarı veya fikir niteliği taşıyan sözler beyan edildiğine bakılırsa, bir müneccimbaşının, devlette ne denli söz sahibi olabileceği ile devletin neredeyse tüm konularına hâkim olabilecek bilgisinin olması ve devletin fikir ihtiyacını giderebilecek bilgiyi sağlayan bir statüde olduğudur (Sadık b. Mehmed 1201, 12a).

Görülen odur ki, burada ahkam takvimlerinin, tarihi kaynak niteliği taşıdığı gerçeği de göz ardı edilmemelidir. Nitekim içeriğinde bulunan bilgiler sayesinde, tarihe ışık tutacak bilgiler de edinilmektedir. Mesela bazı kayıtlarda yıldız ilmi öğreniminin artmasından bahsedilmiştir. Bu sayede Osmanlıların 18. yüzyılın son çeyreğinde, makalenin konusu olan astronomi ve astronomiye olan ilginin arttığını ve devletin buna önem verdiğini göstermektedir. Belki de bu durum, o dönemde yıldız ilmiyle ilgilenilmesinin, bir ihtiyaç haline gelmiş olabileceğini de akıllara getirmektedir (Sadık b. Mehmed 1201, 12b). Hatta öyle ki, Cihangirli Mehmet sadık Efendi'nin dikkatini çeken husus, ahkamlardaki devlet ve toplum konusunun sıkça tekrar etmesidir. Dolayısıyla ahkamların, devletin içinde bulunduğu durum hakkında bilgi sunması bakımından, yani "bilimsel bilgilerin" toplumsal düzen sağlayan bilgilere" dönüşen bir özellik barındırdığı üzerinde durulabilir. Bu bilgiler bize "Osmanlı Epistemolojisi" hakkındaki değerlendirmeler için önemli bir detay sağlamaktadır. Mesela 15-b kaydın devamında ayrıca doktorlardan, mescitlerden ve hayvanlardan bahsedilmiştir. Zenginlerden bu kurum veya bu alanlara yardım etmesinin istenmesine benzer yorum yapılmıştır (Sadık b. Mehmed 1201, 12b). Aynı zamanda yaşlı ve değeri etmeyen hayvanların sanayi erbabı tarafından değerlendirilmesi gerektiği yazılmıştır. Ahkamların ekonomiye değinmiş olması, bir müneccimbaşının arka plan yürütücüsü olarak çoğu konuyu ele aldığını göstermektedir. Bu da astrolojinin fikir yürütülebilecek açık bir alan olduğu şeklinde değerlendirilebilir. Zira bu çalışmada astrolojinin kullanım alanlarından ziyade (kehanet astrolojisi, horoskop astrolojisi vs.) bugüne kadar üzerinde durulmayan "astrolojinin amacı" üzerinde durularak, esasen bu hususun aydınlatılması gerektiğini gösteriyor. Bunun önemi ise, bugüne kadar astroloji sorunsalı hakkındaki inceleme konularından farklı olarak, verilere dayanması hasebiyle güvenilir, anlaşılır ve daha önemlisi de mantıklı açıklamalar yapılabilmesidir. Mesela 16-a kaydında da olayların sebepleri ve sonuçlarından ziyade, gezegen ve açılar kimi veya neyi işaret ediyorsa, o işaret ettiği kişi ve olaylarla ilgilendiği görülüyor. Öyle ki bu durum gezegenler ve açıların eski çağlardan beri süregelen klasik ve değişemeyen tanımların, incelenen vaziyet üzerine hangi kıyafet (tanımlar) uygunsa, o kıyafetin giydirilmeye çalışıldığını gösteriyor. Örneğin aşağıdaki kısmı ele alalım:

> "Tesdis-i Şems bâ-Müşteri ve tesdis-i sufleyeyn ve sair ittisâlât delâlet eder. Allahu Teâla alem. mülûk ve selâtinde şâdî ve meserret ve efzûnî-i hazine ve memleket ve vüzerâ ve esrâfı kibârda kuvvet ve rıfat ve küttâb ve aklâmda ferah ve meserret ve küffârda kabul-i İslâm ve diyânet ve etibbâ ve şuarâ ve ehl-i nücûmda revnak ve ekâbirde hayrâta meyl ve rağbet ve nâsda ulemaya mürâcaat ve taallüm-i Kurân azimü'ş-şâna meyl ve rağbet". (Sadık b. Mehmed 1201, 1)

Burada gökyüzünde yerleşen yıldızlar ve yerleştiği yerler övülerek başlanmıştır. Ardından Güneş ve Jüpiter arasındaki 60 derecelik açısına dayanarak memleket için hayırlı olayların habercisi olduğu belirtilmiştir. Ayrıca bunun ilmiye, eğitim ve tıp ile uğraşan sınıfları gösterdiği beyan edilerek, bu zaman çerçevesinde bu sınıflara başvurulacak olayların da olacağını bildirmiştir. Esasında müneccimbaşı ahkamlarında, olayların sebepleri ve sonuçlarından ziyade, gezegen ve açılar kimi ve neyi gösteriyorsa onunla ilgilenmiştir. Bununla birlikte müneccimbaşı, gezegenler arasındaki açının niteliğine göre de (olumlu veya olumsuz açı göstergesi) gelişmelerin nasıl ilerleyebileceği ve nasıl ilerlenmesi gerektiği hakkında fikir sunmuştur. Aslında tam da bu noktada ahkam defterlerinin, mantıksal çerçevede değerlendirildiğinde yaşanacak olan olayların sonuçları ve nedenleri üzerine yoğunlaşılmadığı görülüyor. Keza önceki olayların veya gezegenlerin geleneksel anlamlarının takip edilmesiyle bazı olasılıkların, olası durumların ortaya konulmuş olduğu da söylenebilir (Sadık b. Mehmed 1201, 16-1). Mesela 7-b kaydı; ikinci başlığında "kıranı ulviyenin" yani Jüpiter ve Satürn'ün kavuşumunun ikinci senesi olduğu belirtilmiştir. Buna aynı zamanda yüce gezegenlerin kavuşumu da denmektedir. Nitekim bu durum, dönemin astrolojisinde herhangi bir açının, bir sonraki yılı etkilediğini göstermesi bakımından önemlidir (Sadık b. Mehmed 1201, 7b). Ayrıca "Ve kırân-ı nahsîn Seretâninin on altıncı senesi." cümlesi ile Mars ve Satürn gezegenlerinin birleşimleri üzerinden altı senenin

geçtiği bahsedilmektedir. Keza buna da kötülerin birleşimi de denmektedir (Sadık b. Mehmed 1201, 7a).

Sonuç itibariyle konu kişisel bilgi veya kişisel yorum olmaktan öteye belki de geçmemektedir. Bundan dolayı bir astrolojik okumanın tutarlılık noktası kesin değildir ve tereddüt içerdiği görülmekle (Dean & Kelly 2003, 187-189) birlikte, astrolojinin bir nizam kurma çabası olduğu iddiasını destekler niteliktedir.

3 Sonuç

Kayıtlardan anlaşılacağı üzere bir müneccimbaşının, arka planda kendi ilmi bilgilerini kullanarak, devletin bekası için olası kötü durumlara engel olmaya çalışan bir nitelik taşıdığı anlaşılıyor. Bu da müneccimbaşının, devlet, padişah ve toplum refahı için "arka planda hareket eden bir sistem yürütücüsü" gibi, farklı bir tanımlama sunmaktadır.

Bu çalışmada verilen örnekler dışında, benzer şekilde kaleme alınan ve henüz incelememizin tamamlanmadığı başka Osmanlı vesikaları da mevcuttur. Anlaşılan odur ki, astroloji Osmanlılar'da, son döneme kadar etkin olmuştur. Bununla birlikte astroloji ile ilgilenen müneccimbaşıların tuttukları kayıtlardan da yola çıkarak hem astrolojinin hem de müneccimbaşıların, devlet nezdinde önemli bir yere sahip oldukları da anlaşılmaktadır. Zira, incelenen kayıtların da dikkate alınmasıyla müneccimbaşıların devlet nizamına yön vermek amacıyla gerek emir gerek dilek ve istek gerekse de yer yer fikirlerini sunarak, devlet nezdinde söz sahibi oldukları dikkat çekmektedir.

Sonuç olarak incelenen verilerden astronominin, yeryüzüne düzen vermek amacı ile bir araç niteliğiyle değerlendirilmiş olabileceği anlaşılmaktadır. Aynı zamanda bu durum, astronomi biliminin, sözde bilim olan astrolojiye nasıl ve niçin maruz kaldığını da açıklayabilecek farklı bir perspektif sunmaktadır. Tüm bu sonuçlardan hareketle ise Osmanlılar'ın devam eden nizam arayışı veya nizam kurma çabası içerisinde olması, modern bilimlere geç girilmesindeki sebeplerden biri olarak gösterilebilir. :

Kaynaklar

Afyoncu, Erhan. "Sipahi", Türkiye Diyanet Vakfı İslâm Ansiklopedisi. 37/256-258. İstanbul: TDV Yayınları, 2009.

Aydın, Hasan. "Kozmolojik Temelleri Işığında İhvân-ı Safâ'da Astroloji ve Astrolojinin Meşruluğu Sorunu". Kelam Araştırmaları 9/1, (Ay 2011), 179-198.

Aydüz, Salim. Osmanlı Devleti'nde Müneccimbaşılık ve Müneccimbaşılar. İstanbul: İstanbul Üniversitesi, Sosyal Bilimler Enstitüsü, Yüksek Lisans Tezi, 1993.

Aydüz, Salim. "Osmanlı Astronomi Müesseseleri". Türkiye Araştırmaları Literatür Dergisi, 2/4, (Ay 2004), 411-453.

Barton, Tamsyn. Ancient Astrology. London and Newyork: Routledge 1994.

Cevizci, Ahmet. Felsefe Sözlüğü. İstanbul: Paradigma Yayınları, 1999.

Çiçek, Ferhat. "Mezopotamya'da İlk Rönesans III. Ur Devri (M.Ö.2112-2005)", Uluslararası Beşeri Bilimler Ve Eğitim Dergisi (IJHE) 5/11, 2019. 494 – 508.

Çığ, Muazzez İlmiye. "Mezopotamya'da Astronomi". Bilim ve Ütopya, 1/18 (Ay 1995)

Dean, Geoffry and Kelly, Ivan W. "Is Astrology Relevant to Consciousness and Psi". Journal of Consciousness Studies 10/6-7 (Ay 2003), 175–198.

Demircan, Osman. "Astroloji Nedir?". Tübitak Popüler Bilim Yayınları E-Dergi Arşivi: Bilim ve Teknik 24/285 (Ay 1991), 49-51.

Fazlıoğlu, İhsan. "Türklerin geleceği ne olacak?". Akıllı Türk Makul Tarih. İstanbul: Papersense Yayınevi, 2015, 35-38.

Genç, Mehmet. "İltizam", Türkiye Diyanet Vakfı İslâm Ansiklopedisi. 22/154-158. İstanbul: TDV Yayınları, 2000.

Hunger, Herman and David Pingree. Astral Sciences in Mesopotamia. Brill. Leiden-Boston-Köln, 1999.

İnalcık, Halil. "Osmanlı Tarihi Hakkında Mühim Bir Kaynak". Ankara Üniversitesi Dil ve Tarih-Coğrafya Fakültesi Dergisi 1/2 (Ay 1943), 86-96.

Kınal, Fürüzan. Eski Mezopotamya Tarihi. Ankara: Üniversitesi Dil ve Tarih-Coğrafya Fakültesi Yayınevi, 1983.

Koch, Ulla-Westenholz. Mesopotamian Astrology: an Introduction to Babylonian and Assyrian Celestial Divination. Copenhagen: Museum Tusculanum Press, 1995.

Kramer, Samuel Noah. Tarih Sümer'de Başlar. çev. Özcan Buze, İstanbul: Kabalcı Yayınevi, 1990.

Küpeli, Özer. "Şeriyye Sicillerinin Şehir Tarihçiliği ve Afyonkarahisar Tarihi İçin Önemi". Taşpınar Dergisi 3/3 (Ay 2011), 53-58.

Parpola, Simo. "Mesopotamian Astrology and Astronomy as Domains of the Mesopotamian 'Wisdom"', 3. Grazer Morgenländischen Symposion. (23.-27. September 1991), ed. herausgegeben von Hannes D. Galter. Graz: Die Rolle der Astronomie in den Kulturen Mesopotamien: Beitriige zum, 1993.

Sadık, Cihangirli Mehmed (B. Mehmed). Ahkam-Sal-i 120. (İstanbul: Kandilli Rasathanesi Kütüphanesi Yazma Eserler Kolleksiyonu nr. T 109), 1a-16a.

Sayılı, Aydın. Mısırlılarda ve Mezopotamyalılarda Matematik, Astronomi ve Tıp. Ankara: Türk Tarih Kurumu Yayınları, 1982.

Uğur, Yunus. "Şer'iyye Sicilleri", Türkiye Diyanet Vakfı İslâm 345-365. Ansiklopedisi. 39/8-11. İstanbul: TDV Yayınları, 2010.

Uluışık, Yaprak Pelin. "Türk ve Dünya Mitolojilerinde Sirius Kültü". Akdeniz İnsani Bilimler Dergisi, 7/1, (Ay 2017),

Uyar, Tevfik. "Astroloji Sözdebilimi ve Toplum için Yarattığı Tehditler Üzerine Bir Tartışma". Yüksek Öğretim ve Bilim Dergisi 6/1 (Ay 2016), 530-60.

Uzunçarşılı, İsmail Hakkı. Osmanlı Devletinin Saray Teşkilatı. Ankara: Türk Tarih Kurumu Yayınları, 3. Basım, 1988.

Access:
M25-0308: Turkish J.A&A — Vol.6, Issue 3.

TJAA Vol. **6**, *Special Issue*, *p.*93–97 (2025). DOI: 10.55064/tjaa.1597847 *Conference Paper*

Erzurumlu İbrahim Hakkı Hazretleri

Halil Kırbıyık[1] ⋆
[1] *Başkent Üniversitesi, Moleküler Biyoloji ve Genetik Bölümü, Ankara 06790, Türkiye*

Accepted: February 20, 2025. Revised: February 20, 2025. Received: December 7, 2024.

Özet
İbrahim Hakkı ile ilgili çalışmaların çoğu O'nun mistik ve sufilik yönüne yoğunlaşmıştır. Bilimsel yönü ile ilgili pek az çalışma yapılmıştır. Bu çalışmada, İbrahim Hakkı'nın yaşam sürecinde, aile geçmişi, Erzurum ve Tillo'daki eğitimi ve seyahatleri, İstanbul'da kütüphanelerde yaptığı araştırmalar fen bilimlerine yaklaşımı ve özellikle astronomiye katkıları değerlendirilmiştir. Hac seyahatleri sırasında yaşadıklarına ve ülkesine dönmeden önce nereleri ziyaret ettiğine ve bu ziyaretleri sonrası, kitap yazma gibi etkinliklerine dikkat çekilmiştir. Dini çalışmalarla bilimsel çalışmaları nasıl ayırdığı, bunların birbirinden farklı ve karıştırılmaması gerektiğine yaptığı vurgular belirlenmiştir. Yaşadığı dönemde (1703-1780) Türk astronomisine ve bilime ne gibi katkılar yapmıştır onlar değerlendirilmiş; bilimsel çalışmalarını incelerken Avrupa'da yaşanan Rönesans dönemi bilim insanlarından, özellikle Galileo'dan etkilenip etkilenmediği; aralarında paralellik olup olmadığı üzerine yorumlar yapılmıştır.

Abstract
Most of the studies on İbrahim Hakkı have focused on his mystical and Sufi aspects. Little study has been done on its scientific aspect. In this study, İbrahim Hakkı's family background, his education and travels from and to Erzurum and Tillo, his research in libraries in Istanbul, his approach to science and especially his contributions to astronomy were evaluated. Attention is drawn to what he experienced during his pilgrimage, the places he visited before returning to his country, and his activities after these visits, such as writing books. It has been emphasized on how he treated religious studies and scientific studies and commented on the fact that they are entirely different from each other and should not be mixed with each other. What kind of contributions he made to Turkish astronomy and science during his lifetime (1703-1780) were evaluated. While examining his scientific works, whether he was influenced by the scientists of the Renaissance period in Europe, especially Galileo Galilei. Comments were made on whether there are parallel approaches between them or not?

Anahtar Kelimeler: İbrahim Hakkı, History of Astronomy, Renaissance, Light Event

1 Giriş

Öncelikle bu çalışmanın temelini oluşturan "*ışık olayından*" bahsetmek yerinde olacaktır (Şekil 1).

Tillo (Aydınlar) Siirt'teki Botan vadisine bakan tepelerin eteklerinde kurulmuş bir kasabadır (Tillo sözcüğü Süryanicede "*yüksek ruhlar*" anlamına gelmektedir).

Güneş doğduğunda Tillo hala tepelerin gölgesindedir. İ. Hakkı'nın hocası Şeyh İsmail Fakirullah Hz.'nin türbesi Tillo'dadır. İ. Hakkı, Tillo'da güneş henüz doğmamışken, tepelerin gölgesindeyken, ilk ışıkların önce hocasının mezarını aydınlatmasını ister. Böyle bir olay ancak özel bir optik düzenekle mümkün olabilirdi. İşte İ. Hakkı böyle bir düzeneği 18. Yüzyılda yapmış ve gündönümü tarihlerinde (21 Mart ve 23 Eylül) iki kez güneş henüz kasaba üzerine doğmadan hocası Fakirullah'ın mezarını aydınlatmaktadır. Bu düzeneği gerçekleştirirken kullandığı söylem; "*Yeni yılda güneşin ilk ışıkları, hocamın mezarını aydınlatmıyor ise ben o güneşi neyleyim*" meâlinde bir cümle olmuştur.

Bu düşünce, Peru'daki İnka uygarlığında, gündönümünü işaret eden güneş ışığının mağarayı aydınlatmada kullanılmasına benziyor (Şekil 2).

Benzer şekilde antik İrlanda'da (5000 yıl kadar önce yapıldığı düşünülen) Newgrange'da kış gündönümünde,

Şekil 1. Tillo Işık Olayı'nı temsil eden bir çizim.

pencereden giren güneş ışığının uzun koridoru aydınlatarak geçmesi ve sonundaki odayı aydınlatmasını da andırmaktadır (Şekil 3).

İ. Hakkı'nın Tillo'da hocası İsmail Fakirullah Hz. için yaptığı da benzerdir. Doğmakta olan güneş doğu yönünde yaklaşık 3 km uzaklıktaki bir tepede "Kale" adı verilen taş duvar şeklindeki bir yapı hizasına geldiğinde (Şekil 4) tepenin yüksekliğinden dolayı Tillo henüz gölgededir. Her yıl 21 Mart

⋆ halil.kirbiyik06@gmail.com

© 2025 Turkish Astronomical Society (TAD)

Şekil 2. Peru'daki İnka uygarlığına ait mağaralardan birinin içinde yaz gündönümünde gündoğumu ile oluşan aydınlanma.

Şekil 3. İrlanda'da neolitik çağa ait Newgrange anıtındaki açıklıktan kış gündönümünde giren güneş ışığının oluşturduğu aydınlanma.

ve 23 Eylül tarihlerinde (gündönümleri) Güneş ışınları 11 m yüksekliğindeki türbe kulesinin tepesinde bulunan bir aynadan yansıyıp içinde İ. Fakirullah Hz.'nin mezarının bulunduğu sandukanın başucunu birkaç dakika süreyle aydınlatır (Şekil 5). *Işık Olayı* olarak bilinen bu olay süresince Tillo hâlâ gölgededir ve Güneş görülmez.

Bu olay her yıl mistik bir törenle yaşanmakta ve Tillo meydanında toplanan büyük bir halk kitlesi tarafından sessizce izlenmektedir (Şekil 6).

1960'lı yıllarda yapılan türbedeki restorasyon çalışmaları sırasında yapılan mimari bir yanlışlık sonucu ışık yolu kapanmış ve "*ışık olayı*" yaklaşık 300 yıl çalıştıktan sonra son 50 yıldır gözlenemez olmuş, Tillo halkı çok üzülmüştü. Zamanın Siirt Valisi Musa Çolak'ın Başkent Üniversitesi'nden arkeolog Prof. Dr. Cengiz Işık ile konuyu paylaşmasından sonra Prof. Işık, TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi'nden (TUG) Prof. Dr. Zeki Eker ve Dr. Tuncay Özışık liderliğinde bir ekip kurulmuş ve yapılan kapsamlı çalışmalar sonucunda yanlışlık düzeltilerek 2011 yılında sistem yeniden çalışır hale getirilmiş ve Tillo halkı eski günlerine kavuşmuştur (Eker ve diğ. 2012).

2 Yaşamı, ailesi ve eğitimi

İ. Hakkı, 18 Mayıs 1703'te Hasankale'de (Erzurum) dünyaya gelir. Babasının ailesi 11. yüzyıl Türk akıncılarına dayanır. Bağdat Sarayı tarafından korunan, eğitimli ve saygın bir ailesi

Şekil 4. İsmail Fakirullah türbesinin yaklaşık 3 km doğusundaki bir tepe üzerinde bulunan "Kale" olarak bilinen yığma taş duvar.

Şekil 5. İsmail Fakirullah Hz.'nin sandukasının başucuna yansıyan güneş ışığı.

Şekil 6. Tillo'da gerçekleşen Işık Olayı'nın meydanda toplananlar tarafından izlenmesi (Foto: Dr. H. Gümüş Kırbıyık).

vardır. 1250'li yıllarda Moğolların Bağdat'ı ele geçirmesinden sonra İ. Hakkı'nın ataları Fırat bölgesine göç eder. Daha sonraları ise Sivas üzerinden, Erzurum'un küçük bir kasabası olan Hasankale'ye yerleşirler. Anne tarafından Peygamber sülalesine dayandığı rivayet edilmektedir (Arslan 2006). Babası Derviş Osman Efendi iyi eğitim almıştır. Aile 1707 yılında Erzurum'a taşınır ve orada tasavvuf edebiyatı ile tanışır.

İ. Hakkı yedi yaşındayken annesi vefat eder. Babası Osman

Efendi 1710 yılında, oğlunu amcasına emanet ederek hacca gitmeye karar verir ve hac niyetiyle çıktığı yolda Siirt'e uğrar ve yakın kasaba Tillo'da (Aydınlar) İsmail Fakirullah ile tanışır ve onun yanında kalarak Tillo'ya yerleşir. Tillo'da huzuru bulduğunu söyler. Ölünceye kadar Tillo'da yaşar ve Şeyh İsmail Fakirullah'ın yanında kalır.

İ. Hakkı 9 yaşındayken amcası onu Tillo'ya götürür. Tillo'da babasının hocası Fakirullah'ı görür ve çok etkilenir. 1720 yılında, İ. Hakkı 17 yaşındayken babası Tillo'da vefat eder ve İ. Hakkı Erzurum'a amcasının yanına döner; eğitimini orada devam ettirir. Arapça ve Farsça öğrenir. Şair Hazık Mehmed Efendi'den dersler alır (Başaran 2006). Bununla beraber, 1728 yılında İ. Hakkı'nın tekrar Tillo'ya döndüğü görülür. Şeyh Fakirullah'ın vefatına kadar (1734), yedi yıl, orada kalır. Şeyh'in ölümünden sonra bir kez daha Erzurum'a döner, evlenir (1738) ve aynı yıl hacca gider. Hac dönüşü Ömer Hayyam ve başka bazı şairlerin şiirlerini de içeren bir kitap yazar. Kitabın adı "*Lübbül Kütüp*"dür.

İ. Hakkı 1763 yılında, üçüncü kez Tillo'ya gelir ve Şeyh Fakirullah'ın yerini alarak yeni lider veya yeni Şeyh olur.

İ. Hakkı ve hocası Fakirullah ile ilgili değişik görüşler olmakla beraber, aile üyeleri onun "*dünya nimetlerinden el etek çekme*" (fenafillah) prensibine bağlı bir "demokrat" olduğunu söylemektedir. Herhangi bir mistik kişi takipçisi değildi (Başaran 2006). Yaşamının geri kalan kısmını Tillo'da sürdürmüş ve 22 Haziran 1780 yılında vefat etmiştir.

İ. Hakkı'nın yaşamı ve eğitim etkinlikleri dört dönemde incelenebilir.

a. Babasının ölümüne kadar Tillo'daki yaşamı.
b. Erzurum'a dönüşü ve oradaki yaşamı.
c. Erzurum'dan ayrılması ve tekrar Tillo'ya dönüşü ve oradaki yaşamı.
d. Yaşamının dördüncü ve en önemli dönemi; İstanbul'a gidişi, Mekke-Medine'ye hac ziyaretleridir. Hac dönüşü Mısır'ı iki kez ziyaret ettiği bilinmektedir (1747 ve 1755). Bu seyahatlerinden çok etkilendiği ve sonraki yaşamında bu etkilerin izlerinin görüldüğü çalışmalarından anlaşılmaktadır (Esin 1999)

3 Seyahatleri

35 yaşında (1738) hacca gider. Dönüşünde "*Lübbü'l-Kütüb*" (Çağrıcı 2000) kitabını yazar. Yukarda söz edildiği gibi bu kitabında Ömer Hayyam ve başka şairlerin şiirlerinden başka kendi şiirleri de vardır. İlk kitabıdır.

İ. Hakkı 1747 yılında İstanbul'a gider. Hocası Fakirullah vasıtasıyla Sultan I. Mahmud ile tanışır. İstanbul'da saray kütüphanesinde çalışmalar yapar. İ. Hakkı'ya müderrislik payesi verilerek gençlere eğitim vermesi için, Sultan I. Mahmud tarafından Erzurum'da görevlendirilir (Diclehan 1980). Erzurum'da eğitim faaliyetlerini bir süre devam ettirdikten sonra 1755 yılında tekrar İstanbul'a döner ve kütüphanelerde çalışmalarına devam eder. Bu dönem, Avrupa'daki Rönesans sonrasına denk gelmektedir. Burada Galileo (1564-1642) ve Newton (1643-1727) sonrası dönem kastedilmektedir. Daha sonra meşhur kitabı Marifetnâme'de (Başar 1984) kaleme aldıklarından bu çıkarımı yapabiliriz (Eren 2003). 1763 yılında Erzurum'dan tekrar Tillo'ya döner ve ikinci hac görevi için 1764 yılında yollara düşer. Hac dönüşü Tillo'ya gelir ve orada kalır; birikimlerini kitaplaştırmaya devam eder. Dört yıl sonra, 1768'de üçüncü hac yolculuğuna çıkar. Hac ziyaretlerinden sonra Mısır'a geçmiş ve Mısır üzerinden ülkesine dönmüştür. Önce Erzurum, sonra yine Tillo'ya gelmiştir. Dikkat çeken nokta, bu seyahatlerinden sonra genellikle bir kitap yazması ve eser üretmesidir.

4 Çalışmaları

İ. Hakkı dinin yanı sıra bilimle de ilgileniyordu. Aslında dindar bir adamdı ama çok katı değildi. Dini inançları ve disiplini onun bilim okumasına ve çağdaş bilimsel gelişmeleri takip etmesine engel olmadı. Bilimsel düşüncelerini genişletmeye, yaymaya çalıştı ve sokaktaki insanların anlamasını istedi. Bu yönüyle dergâhındaki diğer talebelerden çok farklıydı (İbrahimhakkıoğlu 1998). İ. Hakkı, 17. yüzyılda İtalya'da Galileo'nun düşündüğü gibi düşünüyordu. Galileo, kilisenin baskısına rağmen kitaplarını o yıllardaki genel uygulamada olduğu gibi Latince değil, İtalyanca olarak yayınladı, çünkü sokaktaki sıradan insanın da ne hakkında yazdığını anlamasını istiyordu.

İ. Hakkı pozitif bilimlerin din ile çelişmediğini savundu. Ona göre tüm bilimlerin temeli Allah'ın varlığından gelir ve evrendeki her detayın Allah tarafından yaratıldığını söyler (Başaran 2006). Ancak ulemanın tepkisini çekmemek için asıl eseri olan Marifetnâme'nin giriş bölümünde Peygamber'in "*sen dünya işlerini benden daha iyi bilirsin*" şeklindeki hadisine atıfta bulunarak bilimle ilgili şeylerin din adamlarından sorulmaması gerektiğini ifade etmektedir. Sonuç olarak din ile bilimin ayrı şeyler olduğuna işaret etmektedir (Değirmençay 2011). Burada İ. Hakkı ve Galileo arasındaki paralel düşünceyi yine vurgulamak gerekir. Hatırlanacağı gibi, Galileo, gökyüzündeki gök cisimlerini gözlemleyerek Tanrı'nın işine müdahale ettiği yönündeki suçlamalara karşı kendisini kiliseye karşı savunmuştu. Galileo; *"Dünya dönmüyor desem bile dönüyor"* demişti. Böyle yaparak kilisenin tepkisinden kaçınmaya çalışıyordu. İ. Hakkı'nın Marifetnâme'sinde yazdığı ve yaptığı da tam böyleydi.

İ. Hakkı'nın ifadesiyle 5 temel kitap ve 10 küçük, cep kitabı şeklinde kitap yazmıştır. Toplamda 15 eser çıkardığını söylemektedir. Kitaplarını Arapça, Farsça ve Türkçe dillerinde yazmıştır. Bilimle ilgili olanları Türkçe ve zamanına göre sade bir dille yazdığı dikkat çekicidir. Bunun nedeni Türkçe'nin daha geniş bir kitle tarafından kullanılan bir dil olmasıdır. Bu anlayışı, yukarda anlatıldığı gibi, 17. yüzyılda yaşamış olan Galileo ile paralellik gösterir ve benzerdir.

5 Marifetnâme, İ. Hakkı'nın Bilimsel Düşünceleri ve Astronomi

Marifetnâme (Başar 1984) giriş, üç fen (bilim) dalı ve sonuç şeklinde düzenlenmiştir. "*İslam astronomisi*" başlıklı giriş bölümünde İ. Hakkı, öncelikle evrenin yaratılışını anlatan Kur'an ayetlerini ve evrenin yaratılışıyla ilgili kozmolojik bilgileri aktarmaktadır.

Giriş kısmı insanın yaratılışındaki hikmeti düşünerek Allah'ın yüceliğini ve kudretini öğretmeye yöneliktir (İhsanoğlu 2007a).

Birinci fen bilimleri kısmında, astronomi için gerekli aritmetik ve geometriyi sunmanın yanı sıra cisimler, temel olmayan nitelikler ve elementlerle ilgilenir. Bu bölümde dünyanın küresel olduğu anlatılmakta ve gezegenler hakkında detaylı bilgiler verilmektedir. Gezegenler, canlılar, cansız doğa, dört element, enlem ve boylam çizgisi ve yedi iklim anlatılmaktadır. Birinci fen bölümünün son kısmında "*yeni astronomi*" ile ilgilenmektedir. Bu kısımda fizik, astronomi, aritmetik, geometri ve astroloji üstatlarından alınan rasyonel (akli) bilgileri vermektedir (İhsanoğlu 2007b).

İkinci fen bölümü anatomi ve psikoloji hakkındadır. Bu bölüm İ. Hakkı tarafından insanın aynası olarak adlandırılmaktadır (İhsanoğlu 2007a).

Üçüncü bölüm ise iman ve imanın geliştirilmesi yoluyla Allah bilgisidir. Bu bölüme yazar tarafından kalplerin aynası adı verilmiştir (İhsanoğlu 2007a).

Sonuç bölümünde arkadaşlara, akrabalara ve komşulara karşı davranış biçimleri ele alınmaktadır (İhsanoğlu 2007b).

Marifetnâme'de astronomi ve kozmografyaya ilişkin bilgiler farklı bölümlerde yer almaktadır. Fen bilimlerine ait birinci kısmın, ikinci ve üçüncü bölümleri eski ve yeni astronomiye ayrılmıştır. Bu bölümlerde yazar Batlamyus sistemlerini açıklamakta, dünyanın küresel olduğunu ispatlamakta, güneş, ay ve gezegenler hakkında detaylı bilgiler vermekte ve ayrıca yeni astronomi kavramını ele almaktadır.

İbrahim Hakkı'nın evren algısı eserin farklı yerlerinde iki farklı bakış açısı olarak karşımıza çıkıyor. Yazar, bilgilerin bir yandan batıl inançlara, diğer yandan ise tamamen bilimsel açıklamalara dayandığını belirtmektedir.

İ. Hakkı, Gazâlî'nin Tahafutü'l-Felâsife'sinden (Filozofların Tutarsızlığı) alıntı yaparak Ay ve Güneş tutulmaları hakkında açıklamalarda bulunmaktadır: "*...Ay tutulması, Dünya'nın Güneş ile Ay arasında konumlanması sonucu Ay'ın ışığının kaybolması anlamına gelir. Güneş tutulması ise Ay'ın Dünya ile Güneş arasına girmesiyle meydana gelir*"

İbrahim Hakkı, bu bilimsel açıklamanın ardından, bunlarla çelişen daha önceki mantık dışı ve bilim dışı düşüncelerini de açıkça söylemektedir:

> Kim bu tür şeylerin dini meselelerle ilgili olduğunu düşünürse, dine zarar veriyor demektir. Çünkü aritmetik ve geometri delilleri, söz konusu olayların gerçekleştiğini göstermektedir. Bu konuları bilen bir kişiye, "*bu şeriata aykırıdır*" denirse, o kişi kendi bilgisinden değil şeriattan şüphelenir (İhsanoğlu 2007a).

Müftü ve müritlerinin kendisine karşı tavır almaması için esere sonradan yazar tarafından "*İslam astronomisi*" bölümü eklenmiştir. Nitekim eserinin bu bölümünde, halkın bilim dışı kozmoloji bilgisi ve açıklamalarının aksine İ. Hakkı, eserinin geri kalan kısmında, doğa olaylarını tamamen bilimsel bir şekilde anlatmaktadır (İbrahimhakkıoğlu 1973). (Daha önce değinilen Galileo örneğinde olduğu gibi davranmaktadır).

İ. Hakkı Güneş Merkezli sistemi tercih etmiştir. Matbaacı, yayıncı ve çevirmen olan İbrahim Müteferrika (1674-1745) gibi ihtiyatlı davranmayı gerekli görmeden, görüşlerini seleflerinden daha açık ve daha cesur bir şekilde ifade eder. "*Kütlesinin küçük olması nedeniyle harekete daha elverişli olan küresel Dünya'nın, yılda bir kez büyük Güneş'in etrafında dönmesi çok daha kolay, daha uygun ve makuldür*" demiştir (Adıvar 2000).

6 Sonuç

- İbrahim Hakkı eserlerinde hem pozitif bilimi hem de tasavvufu işler. O, devrinin bazı ilim adamlarından farklı olarak, sarayın içinde ve çevresinde bulunmadığından bu yönüyle çağdaşlarından ayrılır. İ. Hakkı ile ilgili çalışmaların çoğunluğu onun tasavvufî yönü üzerinde yoğunlaşmıştır. Bu nedenle astronomi konusundaki çalışmaları hakkında, bugün elimizde bulunan yazılı kitaplarında verilen bilgiler dışında daha fazla ayrıntı bilinmemektedir.
- İ. Hakkı'nın, çeşitli kaynaklardan edindiği bilgileri bir araya getirerek eserlerine yerleştirdiği anlaşılmaktadır. Ancak bunların ne kadarının kendisi tarafından keşfedildiği veya üretildiği bilinmiyor. Öte yandan bir asır boyunca geniş bir kitleye hitap eden popüler bir kitap olan Marifetnâme, Güneş Merkezli sistemin Osmanlı astronom ve ilim adamlarının çevresi dışında da tanınmasını ve yayılmasını sağlamıştır.
- İbrâhim Hakkı'nın iyi bir tahsil gördüğü eserlerinden anlaşılmaktadır. "*Bu zamanda en dürüst dost, en uygun meclis arkadaşı, en seçkin yoldaş, yârların en hayırlısı ve sevgililerin en sevgilisi kitaplar olduğu için bunların sohbetlerine meylimi salmışımdır*" şeklindeki sözleri, onun düzenli öğrenim yanında kendi kendini yetiştirmeye de büyük önem verdiğini göstermektedir (Çağrıcı 2000).
- Seyahatlerinde bilgi edinme ve bilgi toplama bakımından etkin çalışmalar yaptığı yazdıklarından ve kitaplarındaki görüşlerinden anlaşılmaktadır. Hac seyahatlerinde Mısır'a uğraması, oradaki bilgi kaynaklarından, İstanbul'a yaptığı seyahat ve ziyaretlerinde saray kütüphanelerinden yararlandığını söyleyebiliriz. Ayrıca Avrupa rönesansının önde gelen bilim insanlarıyla benzer paralel görüşleri ve davranışları gösteriyor olmasından da çok sayıda kitap okuduğunu, araştırdığını, zamanın bilimsel çalışmalarını takip ettiğini ve kendisini yetiştirmeye özen gösterdiğini açıkça görmekteyiz.
- Unat (2008, 2010) ve başka bazı araştırmacılara göre, Müteferika'nın eserlerinden aynen alıntılar yapan İbrahim Hakkı bir aydındır. Adıvar (2000); İhsanoğlu (1997, 2007a,b) makalelerinde; zamanındaki bilimsel gelişmeleri savunan İ. Hakkı'nın bir bilim adamı, bir akademisyen olduğunu ifade etmektedir.
- İ. Hakkı ile ilgili yapılan bu araştırmada ortaya çıkan ışık olayı, İbrahim Hakkı'nın astronomi konusunda ve fizikle ilgili, özellikle optik konusunda daha derin bir bilgiye sahip olduğunu ve çalışmalarının uzun gözlemlere dayalı olduğunu düşündürmektedir. Tillo'da, torunlarının dedelerine gösterdikleri saygı ve önemden dolayı evlerinin alt katını İ. Hakkı'nın astronomi çalışmalarının, kitaplarının ve el yapımı gözlem aletlerinin sergilendiği müzede gördüklerimiz, yaptığı astronomi çalışmalarının ne kadar kapsamlı olduğunu göstermektedir (Şekil 7).

Şekil 7. İbrahim Hakkı Hz'nin çalışmalarının sergilendiği Tillo'daki özel müzede sergilenen astronomik aletler.

Teşekkür

Bu çalışmadaki araştırma ve kaynak taramasındaki yardımlarından dolayı Özlen Saral'a, makalenin düzenlenmesi ve özellikle "ışık olayı" kısmındaki katkılarından dolayı da Dr. Tuncay Özışık'a teşekkür ederim.

Kaynaklar

Adıvar A. A., 2000, Osmanlı Türklerinde İlim, Remzi Kitabevi, p. 186
Arslan H., 2006, Yüksek Ruhlar ve Aydınlar Yurdu Tillo, Simurg Yayınları
Başar M. F., 1984, Marifetnâme
Başaran A., 2006, Erzurumlu İbrahim Hakkı: Ma'rifetname (1757): "A Case Study in the Ottoman Reception of Modern Science" (Osmanlı'nın Modern Bilim Karşılayışında Örnek Bir Olay), Yüksek Lisans Tezi
Değirmençay V., 2011, Erzurumlu İbrahim Hakkı'nın Hayatı ve Eserleri, Atatürk Üniversitesi Yayınları, p. 14
Diclehan S., 1980, Çesitli Yönleriyle Erzurumlu İbrahim Hakkı, Ayyıldız Matbaası
Eker Z., ve diğ., 2012, TÜBİTAK Bilim ve Teknik Dergisi, 538, 64
Eren H., 2003, Erzurum'lu İbrahim Hakkı, Ahmet Yasevi Ocağı Yayınları
Esin K., 1999, Erzurumlu İbrahim Hakkı, Ankara Üniversitesi İlahiyat Fakültesi Dergisi, XL, 371
Unat Y., 2008, Tarih Boyunca Türklerde Gökbilimi, Kaynak Yayınları
Unat Y., 2010, Osmanlılarda Bilim ve Teknoloji Makaleleri, Nobel Yayınları
Çağrıcı M., 2000, İbrahim Hakkı Erzurûmî, Türkiye Diyanet Vakfı Ansiklopedisi, 21, 306
İbrahimhakkıoğlu M., 1973, Erzurumlu İbrahim Hakkı, Tatlıdil Matbaası, p. 91
İbrahimhakkıoğlu U., 1998, Erzurumlu İbrahim Hakkı ve iki Torunu Feyyaz Efendi ile Zâkir Bey, Adalet Matbaacılık, p. 16
İhsanoğlu E., 1997, Osmanlı Astronomi Literatürü Tarihi, IRCICA
İhsanoğlu E., 2007a, Osmanlılar ve Bilim, Etkileşim Yayınları
İhsanoğlu E., 2007b, Batı Biliminin Osmanlı Dünyasına Girişi: Modern Astronomi Vakası, p. 25

Access:
M25-0347: Turkish J.A&A — Vol.6, Issue 3.

TJAA Vol. **6**, *Special Issue*, *p.*98–104 (2025). DOI: 10.55064/tjaa.1630356 *Review Article*

James Webb Uzay Teleskobunun Gökada Devrimi

Ece Kilerci[1] ⋆
[1] *Sabancı University, Faculty of Engineering and Natural Sciences, 34956, İstanbul, Turkey*

Accepted: March 4, 2025. Revised: March 4, 2025. Received: January 31, 2025.

Özet
James Webb Uzay Teleskobu (JWST) yakın ve orta kızılötesi dalga boylarındaki eşsiz hassasiyeti ve çözünürlüğü sayesinde evrenin yapı taşları olan gökadalar için yeni bir dönem başlatmıştır. Özellikle yakın kızılötesindeki fotometrik ve tayfsal gözlemler evrenimizin tarihine dair anlayışımızdaki en önemli boşluklardan biri olan kozmik şafak dönemindeki gökadaları, ve aktif süper kütleli kara delikleri ilk kez gözleme fırsatı sağlamıştır. Bu gözlemler Büyük Patlama'dan birkaç 100 milyon yıl sonra zaten var olan parlak, mavi gökadaları, yüksek kırmızıya kayma değerine sahip Aktif Gökada Çekirdekleri'nin beklenmedik popülasyonunu ve gökadaların önemli ölçüde aşırı olan yoğunluklarını ilk kez ortaya çıkarmıştır. Bu çalışmada JWST'nin ilk iki yılında yapılan gökadalar için bir devrimi ifade eden gözlemlerin şaşırtıcı araştırma sonuçları özetlenecektir. Ayrıca, 5 - 25 mikron dalga boyları arasındaki orta kızılötesi fotometrik Kozmik Evrim Erken Yayın Bilimi (CEERS) uzay taramasından kırmızıya kayma değeri beşten daha düşük olan farklı gökada sınıfları için elde edilen bulgular özetlenecektir.

Abstract
The James Webb Space Telescope (JWST) has started a new era for galaxies, which are the building blocks of the Universe, thanks to its unique sensitivity and resolution in the near and mid-infrared wavelengths. Photometric and spectral observations, especially in the near-infrared, have provided the opportunity for the first time to observe galaxies and active supermassive black holes during the cosmic dawn, one of the most important gaps in our understanding of the history of our universe. These observations reveal for the first time the bright, blue galaxies that already existed a few 100 million years after the Big Bang, the unexpected population of Active Galaxy Nuclei at high redshifts, and the significantly extreme densities of galaxies. In this study, the surprising research results of the observations completed in the first two years of JWST, which represented a revolution for galaxies, will be summarized. Additionally, findings from the mid-infrared photometric Cosmic Evolution Early Release Science (CEERS) space survey between wavelengths of 5 and 25 microns for different galaxy types with redshifts less than five will be briefly summarized.

Anahtar Kelimeler: galaxies: high-redshift, galaxies: active, galaxies: statistics

1 Giriş

NASA, Avrupa Uzay Ajansı (ESA) ve Kanada Uzay Ajansı (CSA) arasındaki uluslararası bir işbirliği projesi olan James Webb Uzay Teleskobu (JWST, Gardner ve diğ. 2023) 25 Aralık 2021'de fırlatılmıştır. JWST 6.5 metrelik aynası ile bugüne kadar yapılmış en büyük uzay teleskobudur. JWST dört temel bilimsel hedefi gözlemlerle cevaplamak için tasarlanmıştır. Bu temel hedefler (Gardner ve diğ. 2006): (i) Evrenin karanlık çağlarının sonu, ilk ışık üreten yapıların ve yeniden iyonlaşma döneminin; (ii) Gökadaların oluşumu ve evriminin; (iii) Yıldızların ve öncül gezegen sistemlerinin doğuşu ve evriminin; (iv) Gezegen sistemleri ve yaşamın köklerinin, gözlemlerle araştırılmasıdır.

JWST'nin ilk iki yılında gerçekleştirdiği gözlemler arasında en uzak gökadaları bulmaya yönelik gözlemler genellikle geniş görüş alanına sahip derin uzay taramalarını içermektedir. Bu gözlemler sonucunda elde edilen bulgular gökadalar için bir devrim niteliğindedir. JWST daha önce gözlenememiş en uzak Evrene yeni bir pencere açmıştır. Bu çalışmada, devrim niteliğindeki bu çalışmaların bir özeti sunulacaktır. JWST'nin teknik özellikleri §2'de anlatılacaktır. JWST'nin gökada devrimini oluşturan çalışmalar §3'de verilecektir. JWST'nin yakın kızılötesi gözlemlerini kapsayan çalışmalar §3.1'de, orta kızılötesi gözlemlerinden elde edilen sonuçlar §3.2'de aktarılacaktır. Sonuçlar §4'de özetlenmiştir.

2 James Webb Uzay Teleskobu'nun Teknik Özellikleri

JWST 0.6-28.5 mikron arasındaki kızılötesi (IR) gözlemler için tasarlanmıştır (Menzel ve diğ. 2023). 6.5 metrelik birincil ayna açıklığıyla JWST, bir önceki en önemli uzay teleskoplarıyla karşılaştırıldığında (Hubble Uzay Teleskobu, Spitzer, WISE gibi), özellikle yakın ve orta kızılötesinde üstün uzaysal çözünürlük ve hassasiyet sunmaktadır. Dünya'dan yaklaşık 1.5 milyon km uzaklıktaki ikinci Lagrange noktasına (L2) yerleştirilen JWST, termal olarak kararlı bir ortamda çalışarak derin uzay gözlemleri yapabilmektedir (Rigby ve diğ. 2023). JWST'nin hafif berilyumdan yapılmış ve altınla kaplanmış 18 altıgen parçadan oluşan birincil aynası kızılötesi dalga boylarında yansımayı artırmaktadır (Gardner ve diğ. 2023). JWST'nin bölümlü ayna sistemi, 2 mikronda yaklaşık 0.07 yay saniyelik açısal çözünürlük sunmaktadır (Rigby ve diğ. 2023), bu çözünürlük uzak gökadaların görüntülenmesini sağlamaktadır.

JWST'nin dört farklı gözlem aygıtı bulunmaktadır. Bunlar:

- Yakın Kızılötesi Kamera (NIRCam, Rieke ve diğ. 2023): 0.6–5 mikron arasındaki dalga boyları için birincil görüntüleme aracıdır. NIRCam 29 farklı filtre ile fotometrik ölçüm ve görüntüleme yapabilmektedir. JWST'nin en önemli

⋆ ecekilerci@gmail.com

© 2025 Turkish Astronomical Society (TAD)

hedeflerinden biri olan yüksek kırmızıya kayma değerine sahip gökadaların bulunması için fotometrik kırmızıya kaymalar güçlü bir araçtır. Bu nedenle NIRCam'in, 0.6–5 mikron arasındaki tüm dalga boyu aralığını kapsayan bir filtre seti vardır. Bu filtereler hassasiyet ile dalga boyu ayrımı yapılabilecek farklı genişliklere sahiptir. F200W bandındaki nokta kaynak duyarlılık limiti 6.2 nJy dir. Bu 10.000 s'lik bir entegrasyon süresinde S/N=10 sinyal-gürültü oranında tespit edilebilen en sönük nokta kaynağının akı yoğunluğunu ifade etmektedir (Rieke ve diğ. 2023). 1,5 mikronda NIRCam'in duyarlılık seviyesi Hubble'daki WFC3-IR bandının duyarlılığından 9 kat daha iyidir (Rigby ve diğ. 2023). 3,5 mkronda NIRCam'in duyarlılık seviyesi Spitzer'deki IRAC'tan 68 kat daha iyidir. Sahip olduğu bu yüksek hassasiyetnedeniyle JWST yakın kızılötesi dalga boylarında geliştirilmiş en hassas uzay teleskobudur.

- Yakın Kızılötesi Tayfölçer (NIRSpec, Jakobsen ve diğ. 2022; Böker ve diğ. 2023): NIRSpec, eşzamanlı olarak 100'e kadar kaynağın tayfını elde edebilen çok nesneli spektroskopi sağlamaktadır. NIRSpec, farklı teleskoplarla karşılaştırıldığında (VLT, Spitzer ve Keck gibi) spektroskopik hassasiyet ve spektral çözünürlükte çarpıcı bir gelişme sağlmaktadır (Rigby ve diğ. 2023).
- Orta Kızılötesi Aygıtı Görüntüleyicisi (MIRI): 5–28.5 mikron aralığında 9 farklı filtre ile aralıksız fotometrik gözlem sağlamaktadır. 2–3 mikron dalgaboylarında görüntüleme hassasiyetinde daha önceki teleskoplara göre 100 kat iyileşme sağlamıştır (Rigby ve diğ. 2023).
- İnce Kılavuz Sensör/Yakın Kızılötesi Görüntüleyici ve Yarıksız Spektrograf (FGS/NIRISS, Doyon ve diğ. 2023): Yüksek hassasiyetli astrometri ve spektroskopi için kullanılmaktadır.

JWST'nin sahip olduğu enstrümanlar, L2'deki konumuyla birleştiğinde, kızılötesi astronomi için benzersiz yetenekler sunmaktadırr. JWST, kozmik şafak ve yeniden iyonlaşma çağının izini sürmekten gezegen oluşumunu ve dış gezegen atmosferlerini incelemeye kadar evrene dair anlayışımızı değiştirmeye başlamıştır (Rigby ve diğ. 2023). JWST, fotometri ve spektroskopideki çok yönlülüğü ile, onu önümüzdeki on yıllar boyunca gözlemsel astronomiyi güncelleyecek en önemli teleskoptur.

3 James Webb Uzay Teleskobu'nun Gökada Devrimi

Astronomi biliminin en önemli amaçlarından biri, evrenin yapı taşları olan gökadaların nasıl oluştuklarını, büyüdüklerini ve evrimleştiklerini Büyük Patlama'dan günümüze kadar olan süreç boyunca anlamaktır. Büyük Patlama'dan sonraki ilk bir kaç yüz milyonluk dönem, ilk yıldızlar ve gökadaların oluşumundan önceki karanlık dönemdir. Büyük Patlama'dan 250-350 milyon yıl sonra ilk yıldızların, gökadaların ve süper kütleli karadeliklerin oluşumuyla kozmik şafak dönemi başlamaktadır. Kozmik şafak, karanlık dönem ile erken evrendeki yıldızlardan ve gökadalardan yayılan ultraviyole (UV) fotonların gökadalar arası ortamı (IGM) iyonlaştırdığı yeniden iyonlaşma dönemi arasındaki geçiş dönemidir. Kozmik şafak evrendeki yapı oluşumunu (örneğin, metal açısından fakir ortamlarda yıldız oluşumu, ilk karadeliklerin ortaya çıkışı) anlamamız açısından kritik bir öneme sahiptir (Bromm & Yoshida 2011). Kozmik şafak sırasında oluşan yıldızların, neredeyse tamamen hidrojen ve helyumdan oluşan ve ihmal edilebilir düzeyde metalik içeriğe sahip olan Popülasyon III'e ait olduğu düşünülmektedir (örn. Trenti & Stiavelli 2009). Bu tür yıldızlar büyük kütleli ve kısa ömürlü oldukları için, yeniden iyonlaşmaya katkıda bulunan büyük miktarlarda UV radyasyonu üretmeleri beklenmektedir. Popülasyon III yıldızlarının doğrudan gözlemlenmesi, kısa ömürleri ve zayıf parlaklıkları nedeniyle JWST öncesinde imkansız iken (örn. Bromm & Yoshida 2011), JWST ile zayıf kızılötesi emisyonlarının tespit edilebilmesi mümkündür.

JWST, kozmik evrimin bu erken aşamasını gözlemlemek için benzersiz bir donanıma sahiptir. Yakın ve orta kızılötesindeki hassasiyeti, ilk yıldızlardan ve gökadalardan gelen kırmızıya kayan ışığın yakalanmasına olanak tanır. UV ve optik dalga boylarıyla sınırlı olan Hubble Uzay Teleskobu'ndan (HST) farklı olarak JWST, gerekli kırmızıya kaymalarda spektral çizgileri ve sürekli emisyonu araştırmak için optimize edilmiştir, böylece ilk yapıların oluşumunu ve evrimini gözlemleyebilir (Gardner ve diğ. 2023; Rigby ve diğ. 2023). Özellikle MIRI, erken gökadalardan gelen termal toz emisyonunu tespit ederek bu gözlemleri tamamlıyor. Bu, genç yıldızlardan gelen UV radyasyonunun toz tarafından emilip kızılötesinde yeniden yayılması nedeniyle yıldız oluşum hızı hakkında kritik bilgilere ulaşmak mümkündür. JWST, birden fazla cihazdan gelen verileri birleştirerek, kozmik şafak sırasında yıldız oluşum hızı yoğunluğunu ve metaliklik evrimini sınırlamak için benzeri görülmemiş bir fırsat sunmaktadır.

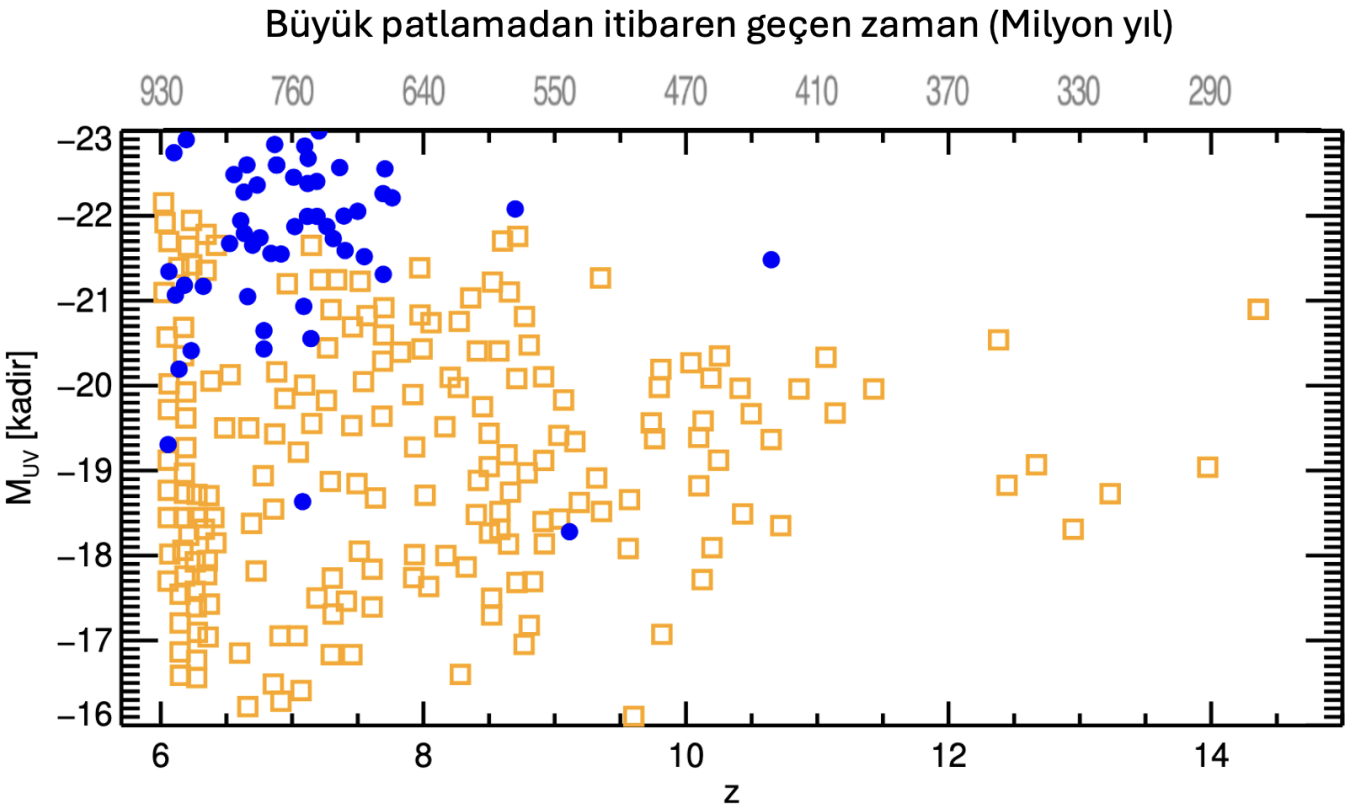
Kozmik şafağın incelenmesi, ilk yıldızların doğuşundan bugün gözlemlediğimiz büyük ölçekli yapıya kadar evrenin tarihinin eksiksiz bir anlatımını oluşturmak için gereklidir. JWST'nin gözlemleri dönüştürücü niteliktedir ve bu erken dönemin ilk ayrıntılı görünümünü sağlamaktadır. JWST, derin görüntüleme ve spektroskopi yoluyla kırmızıya kayması yüksek gökadaların tespitine olanak tanır, yeniden iyonlaşmanın zamanlamasını kısıtlar ve en eski yıldızların ve gökadaların özelliklerine ışık tutar. Bu bulgular teorik modellerin geliştirilmesine ve kozmik evrim anlayışımızı güncellenmesine katkı sağlamaktadır.

3.1 Yakın Kızılötesi Dalga Boylarındaki Gözlemlerle Elde Edilen Sonuçlar

3.1.1 Evrendeki en uzak gökada limitinin genişlemesi

James Webb'in en önemli bilimsel amaçlarından biri daha önce hiç gözlemleyemediğimiz bir dönem olan kozmik şafaktaki ilk oluşumları gözlemleyebilmektir. Bu döneme ait her bir JWST gözlemi en eski astrofiziksel süreçlere dair kanıt sağladığı için büyük bir öneme sahiptir. Bu dönemi gözlemlemek kozmolojik kırmızıya kayma (z) nedeniyle kızılötesidalga boylarında sönük cisismleri tespit edebilecek güçlü bir teleskop gerektirdiği için JWST öncesinde erken evrene dair gözlemler oldukça sınırlıydı.

JWST'nin ilk devrimi gökadalara dair güncel (Ekim 2024 itibarı ile) kırmızıya kayma limitimizin 14.32 olmasıdır. Adamo ve diğ. (2024)'den alınan Şekil 1'de gösterildiği gibi (mavi noktalar JWST öncesi bilinen kaynakları göstermektedir) JWST'den önce kırmızıya kayma değeri 6'nın üzerinde olan sadece 60 gökada bilinmekteydi. Bunlar arasında z değeri 8 olan parlak gökadalar vardı, ancak z=9'un ötesinde bilinen kaynak sayısı çok azdı. Şekil 1'de gösterildiği gibi JWST ile birlikte artık z=6'nın ötesinde tayfsal olarak doğrulanmış bir çok gökada tespit edilmiştir ve Büyük Patlama'dan sadece ∼300 milyon yıl sonraya ulaşan yeni uzaklık sınırımız başlı başına gökadalar için bir devrimdir. Şekil 1'in y ekseni, yüksek z değerine sahip bu kaynakların -16. mutlak kadire kadar



Şekil 1. Yüksek z değerine sahip gökadaların kırmızıya kayma ve ultraviyole mutlak parlaklık grafiği. Burada gösterilen veriler Adamo ve diğ. (2024)'den alınmıştır. Mavi noktalar JWST öncesi bilinen kaynakları, turuncu noktalar ise JWST ile gözlenmiş gökadaları göstermektedir. Büyük Patlama'dan sadece yaklaşık 300 milyon yıl sonraya dayanmış yeni z sınırı gökadalar için başlı başına bir devrimdir.

gözlenebildiğini göstermektedir, bu da yine gözlemsel astronomi açısından önemli bir gelişmedir.

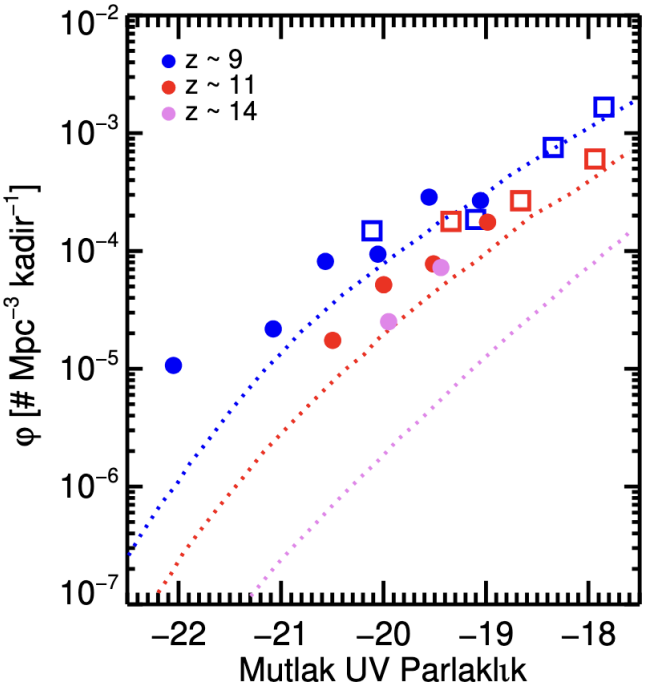
Yüksek z değerine sahip gökadaların belirlenmesindeki genel strateji öncelikle fotometrik gözlemlerden fotometrik z değerinin elde edilerek adayların belirlenerek daha sonra tayfsal doğrulamasının yapılmasıdır. Yüksek z değerine sahip gökadalar genelde Lyman alfa çizgilerinden belirlenebilmektedir. Bu yöntemin başarısı bir çok çalışmada gösterilmiştir (örn. Adams ve diğ. 2023; Arrabal Haro ve diğ. 2023). JWST ile z=20 değerindeki gökadaraların tayfsal z tespiti bir kaç saatlik bir gözlem zamanıyla mümkündür. Teknik olarak JWST ile z=20 değerinde gökadaralar da bulunabilir ve ilk iki yılda ulaşılan z limitinin önümüzdeki yıllarda elde edilecek gözlem sonuçlarıyla giderek genişlemesi beklenmektedir.

3.1.2 Gökadaların Fiziksel ve İstatistiksel Özelliklerdeki Sürprizler

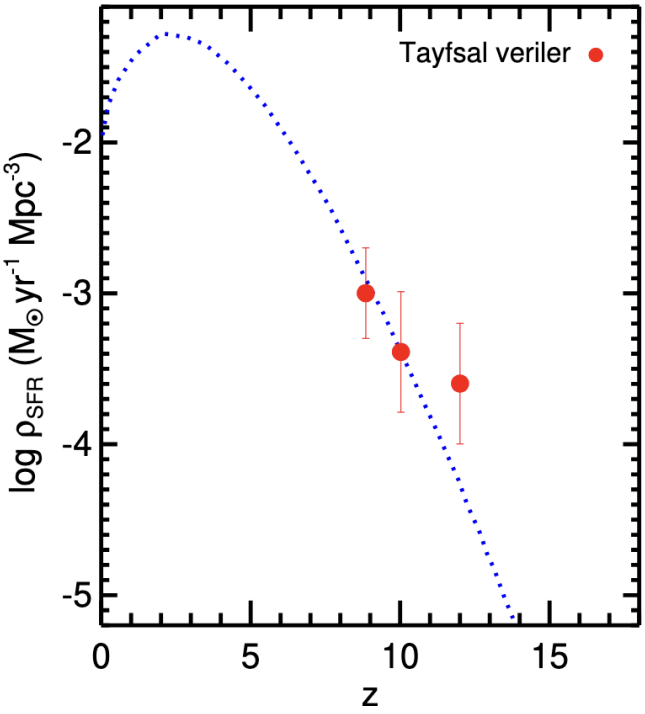
JWST ile yüksek z değerine sahip gökadalar için ilk defa benzeri görülmemiş doğrulukta istatistiksel özelliklerin elde edilmesi başlı başına bir devrim niteliğindedir. Bu istatistiksel özelliklerden en önemlisi gökadaların UV deki parlaklık fonksiyonudur. Gökadaların parlaklık fonsiyonları genel olarak belirli bir limite kadar taranmış eşharaketli bir hacimdeki belirli bir z ve parlaklık değerlerindeki gökada sayısını ifade etmektedir. Parlaklık fonksiyonu, gökadaların sayı yoğunluğunu, onların içsel parlaklıklarının ve kırmızıya kaymalarının bir fonksiyonu olarak ölçerek gökada oluşumunu izlemek için istatistiksel bir araç olarak kullanılır. NIRCam ile yapılan tarama gözlemleri, ilk defa z∼13-15 'de UV parlaklık fonksiyonlarının oluşturulmasını sağlamıştır (örn. Harikane ve diğ. 2023a).

Şekil 2'de z=9, 11 ve 14 de olan gökadaların UV parlaklık fonsiyonu gösterilmiştir. Finkelstein ve diğ. (2024)'den alınan bu şekilde önceki Hubble gözlemlerine dayaranak tahmin edilen parlaklık fonksiyonları gölgeli bölgeler ile gösterilmiştir. Bunlarla karşılaştırıldığında, özellikle z=11, ve 14 deki gözlemlenen gökada sayısı daha fazladır. Özellikle z∼9'da $M_{\rm UV}$∼-22 mutlak kadirdeki parlak gökadaların sayıları beklenen değerden çok daha fazladır. Farklı alan taramalarının sonuçları, yüksek z değerine sahip gökadalar için benzer sonuçlar göstermektedir (örn. Harikane ve diğ. 2024). JWST verileri, UV parlaklık fonsiyonlarının sönük parlaklık kısmındaki eğimin yüksek olduğuna işaret etmektedir; bu da, yeniden iyonlaşma dönemine önemli bir katkı sağlamış olabilecek düşük kütleli gökadalardan oluşan büyük bir popülasyonu işaret etmektedir (örn. Finkelstein ve diğ. 2023).

Çok yüksek z değerlerinde (z>10) beklenmedik derecede parlak gökadaların varlığının, mevcut yapı oluşumu modellerinde anlaşılması güçtür. Bu gökadalar, Büyük Patlama'dan bu yana geçen nispeten kısa süre ile bağdaştırılması zor olan yıldız oluşum hızları ve yıldız kütleleri sergiliyor, bu da ya yüksek verimli yıldız oluşumunu ya da yıldız kütlesinin birleşme yoluyla hızlı bir şekilde toplandığını işaret etmektedir (Adams ve diğ. 2023). Bu tür bulgular, gökada oluşumunun standart kozmolojik modellerin öngördüğünden daha erken başladığını ve daha hızlı ilerlediğini düşündürmektedir (örn. Adams ve diğ. 2023). Standart



Şekil 2. z∼9, 11 ve 14'te ölçülen UV parlaklık fonksiyonlarını gösteren bu Şekildeki fonksiyonlar ve veriler Finkelstein ve diğ. (2024)'den alınmıştır. CEERS uzay taraması gözlemlerinden elde edilen ölçümler daireler ile gösterilmiştir. NGDEEP uzay taramasından (Leung ve diğ. 2023) elde edilen ölçümler ise karelerle gösterilmiştir. Noktalı çizgiler, Finkelstein & Bagley (2022)'den elde edilen ekstrapolasyonlu UV parlaklık fonksiyonlarını göstermektedir. Burada daha parlak gökadaların ($M_{UV}\leq$-20) eksrapole edilen parlaklık fonksiyonlarının öngörebileceğinden daha yüksek sayı yoğunluklarına sahip olduğu görülmektedir. z∼8.7'deki en düşük z aralığındaki fonksiyonu etkileyebilecek bilinen bir aşırı yoğunluk (Larson ve diğ. 2022; Whitler ve diğ. 2024) olsa da, daha yüksek z değerleri için böyle bir aşırı yoğunluğu gösteren hiçbir kanıt yoktur.



Şekil 3. Kozmik yıldız oluşum yoğunluğunun farklı kırmızıya kayma değerleri için değişimini gösteren bu Şekildeki veriler Harikane ve diğ. (2024)'den alınmıştır.

Lambda soğuk karanlık madde (ΛCDM) paradigmasında, gökadalar gazın karanlık madde halelerine birikmesiyle oluşur (örn. Somerville & Davé 2015). Bununla birlikte, gazın yıldızlara dönüştürülmesi, genellikle 'geri besleme' olarak tanımlanan, gazı ısıtan ve dışarı atan işlemlerden dolayı verimsiz görünmektedir (örn. Silk 1997). Bazı güncel teorik çalışmalar UV parlaklık fonksiyonuna teorik bir üst limit bulmak amacıyla, yıldız oluşum verimliliğinin yüzde yüz olduğunu kabul ederek ΛCDM'de gazı yıldızlara dönüştürmekte ve gözlemlenen UV parlaklık fonksiyonunun ΛCDM ile tutarlı olabileceğini savunmaktadır (örn. Mason ve diğ. 2023).

Gökadalardan gelen UV süreklilik emisyonuna genç (∼10 Milyon yıl yaşında olan), yüksek sıcaklıkta ve büyük kütleli yıldızlardan gelen ışık hakimdir. Bu yıldızların ömürlerinin kısa olması dolayısıyla varlıkları bir gökadadaki yıldız oluşumunun bir göstergesidir ve bu nedenle UV emisyonu bir gökadanın yakın zamandaki yıldız oluşum geçmişini ifade eder (örn. Stark ve diğ. 2009). UV ışınım miktarından, literatürdeki ilişkiler kullanılarak (örn. Kennicutt & Evans 2012) yıldız oluşum hızı (SFR) elde edilebilir. Bu sayede UV parlaklık fonksiyonundan her bir z değeri için yıldız oluşum hızı elde edilerek, kozmik yıldız oluşum yoğunluğunu elde edebilir. Şekil 3'de kozmik yıldız oluşum yoğunluğunun farklı kırmızıya kayma değerleri için değişimi gösterilmektedir. Ölçümler z=10'a kadar, önceki gözlemlerden ve teorik çalışmalardan beklenen değerlerle uyumludur. Ancak z=12'de JWST ile ölçülen değer beklenenden daha yüksektir. Bu ölçümün doğruluğu, farklı gökyüzü taramalarında elde edilen benzer sonuçlarla teyit edilmiştir (örn. Bouwens ve diğ. 2023). JWST ile elde edilen bu beklenmeyen yıldız oluşum yoğunluğu literatürde tartışılan bir konudur. Bu verilerin erken dönemdeki gökadaların yıldız oluşum verimliliklerinin kabul edilen değerlerden çok daha yüksek olabileceğine işaret ettiği düşünülmektedir (Harikane ve diğ. 2024). Diğer olasılıklardan biri de ölçülen UV parlaklıklarına Aktif Gökada Çekirdeği (AGN) ya da popIII yıldızlarının katkı sağlamış olabileceğidir (Harikane ve diğ. 2024). Bu gözlemlere daha düşük z değerlerine sahip gözlem doğrultusunda araya giren farklı gökadaların de katkısının olmuş olması da olasılıklar arasındadır (Harikane ve diğ. 2024).

JWST'nin yüksek z=12.5 değerlerindeki gökadaların tayflarında karbon ([CII] 158 mikron) gibi metal çizgilerini tespit edebilmesi (D'Eugenio ve diğ. 2024) yine bir devrim niteliğindedir. Metal çizgileri gökadaların içindeki gazın sıcaklığını, yoğunluğunu ve içeriğini ölçmek için kullanılır. Yüksek z de bulunan gökadalardaki metal bolluğu, evrenin erken dönemlerinde yıldız oluşum süreçleri ve metalce zenginleşme sürecinin anlaşılması için oldukça önemlidir. Daha önce SDSS gibi uzay taramalarından elde edilen sonuçlar, yakın evrendeki gökadalar için gökadaların metal bollukları ve yıldız kütleleri arasında doğrusal bir ilişkinin varlığını göstermiştir (örn. Maiolino & Mannucci 2019). Bu ilişkide, gökadaların gaz fazı metalikliği genellikle $12+\log(\mathrm{O/H})$ olarak temsil edilen oksijen bolluğu kullanılmaktadır ve gökadanın daha fazla yıldız ürettikçe hem kütlesinin hem de metal bolluğunun arttığını gösterir. JWST NIRSpec ile z>6 de bulunan gökadaların

ölçümleri, metal bolluğu kütle ilişkisinin z ile değişen bir evrimi olduğunu ortaya koymaktadır (örn. Curti ve diğ. 2024; Nakajima ve diğ. 2023; Chemerynska ve diğ. 2024). Yüksek kütleli gökadaların, düşük kütleli gökadalara göre genellikle daha yüksek metal bolluğuna sahip olmasının gözlemlenmesi, daha büyük gökadaların daha etkin gaz soğurması, yıldız oluşumu ve süpernova patlamaları yoluyla metal biriktirmesiyle açıklanmaktadır (örn. Curti ve diğ. 2024).

Gökada merkezlerindeki Süper Kütleli Kara Delikler (SKKD) aktif duruma geldiklerinde AGN olarak çok güçlü sürekli ışınım kaynakları olurlar. AGN'ler yayınladıkları bu güçlü ışınımla ev sahibi gökadanın evrimini etkilerler. AGN'lerin evrenin erken dönemlerinde tespit edilebilmesi, gökada evrimini anlamak açısından oldukça önemlidir. JWST'ten önce yüksek z değerine sahip AGN'ler z=5-7 arasında bulunan çok parlak kuazar popülasyonundan oluşuyordu. JWST gözlemleri ile ilk kez yüksek z değerlerinde daha düşük parlaklıktaki AGN popülasyonu da tespit edilmiştir (örn. Maiolino ve diğ. 2024). Evrenin bu dönemlerinde tespit edilen karadeliklerin kütleleri, karadelik oluşum teorilerini test etmek için kritik bir öneme sahiptir. JWST tarafından keşfedilen SKKD'lerin, süper Eddington'dan Eddington sınırının altındaki büyüklük sıralarına kadar geniş bir kütle aktarım aralığında olabileceği bulunmuştur(örn. Maiolino ve diğ. 2024). Genel olarak JWST ile elde edilen sonuçlar, ya büyük tohumlar (örn. Doğrudan Çöken Kara Delikler) ve/veya süper Eddington limitinde olan kara delikler gerektirdiği şeklinde yorumlanmıştır (örn. Volonteri ve diğ. 2023).

Daha düşük z değerine sahip AGN'ler ve ev sahibi gökadalarıyle karşılaştırıldığında, keşfedilen AGN'lerin ev sahibi gökadanın yıldız kütlesine göre aşırı kütleli olma eğiliminde oldukları tespit edilmiştir (örn. Harikane ve diğ. 2023b; Maiolino ve diğ. 2024), bu karadelik oluşumunun ve büyümesinin ev sahibi gökadada yıldız oluşumunu geçtiğini göstermektedir. Erken evrende gözlemlenen AGN oranı ve yoğunluğu, AGN seçme kriterine ve yapılan uzay taramasının derinliğine bağlıdır. Harikane ve diğ. (2023b) NIRSpec tayflarıyla daha düşük bolometrik parlaklıklarda tip 1 AGN'lerin oranını ∼4-7'de yüzde birkaç ila ∼%10-15 arasında değiştiğini tespit etmiştir. Maiolino ve diğ. (2024) tyafsal verileri kullanarak UV parlaklığı -18 ile -20 aralığında olan gökadaların yaklaşık %10'unun tip 1 AGN barındırdığını tespit etmiştir.Farklı çalışmalardaki benzer sonuçların ortaya koyduğu şey hesaplanan uzay yoğunluklarının, parlak kuasarların parlaklık fonksiyonlarından tahmin edilenden çok daha yüksek olduğudur (örn. Onoue ve diğ. 2023). Bu bulgular JWST'nin daha önce tespit edilmemiş yeni AGN popülasyonlarını ortaya çıkarmasıyla tutarlıdır.

3.2 Orta Kızılötesi Dalga Boylarındaki Çalışmalar

JWST'nin orta kızılötesindeki devrimi daha önce bu bölgede gözlem yapan uzay teleskoplarına (WISE, AKARI, Spitzer gibi) göre sağladığı çözünürlük ve duyarlılıktır (örn. Rigby ve diğ. 2023). Bu sayede JWST ile daha önce ayırt edilmesi zor veya imkansız olan kaynaklar ilk kez tespit edilebilmektedir. MIRI'nin orta kızılötesindeki devrimine bir örnek olarak Wu ve diğ. (2023, şekil A1)'de gösterilen mikro-Jy seviyesindeki gökadalar MIRI'nin orta kızılötesindeki devriminin örneklerindendir.

3.2.1 CEERS uzay taraması

Fotometrik Kozmik Evrim Erken Yayın Bilimi (Cosmic Evolution Early Release Science Survey, CEERS) JWST'nin erken bilim gözlemlerinden biridir (Finkelstein ve diğ. 2022). 100 yay dakika karelik geniş bir alanda yapılan NIRCam, MIRI, ve NIRSpec taramaları içerir. CEERS, taraması fotometrik ve tayfsal verileri kullanarak erken evrende gökada oluşumunu, ve evrim süreçlerini incelemek için tasarlanmıştır. CEERS 1. dönem ve 2. dönem gözlemleri, 2022 yılında gerçekleştirilen toplam 10 farklı noktayı kapsayan NIRCam mozaiklerini içerir. CANDELS (Cosmic Assembly Near-Infrared Deep Extragalactic Legacy Survey) taraması da JWST öncesinde bu alanda yapılmıştır. CANDELS Extended Groth Strip (EGS) taraması bu alanda yapılmış Hubble Uzay Teleskobu tarafından alınan 0.4–8 mikron arasında çok dalga boylu verilerinin yanı sıra Spitzer ve Kanada-Fransa-Hawaii Teleskobu (CFHT) gibi diğer teleskoplardan alınan görüntüleri de kapsar. Bu veriler MAST (Mikulski Archive for Space Telescopes) üzerinden erişime açıktır.

3.2.2 Orta kızılötesi parlaklık fonksiyonlarının sönük ucunun z=5'e kadar JWST CEERS taraması ile araştırılması

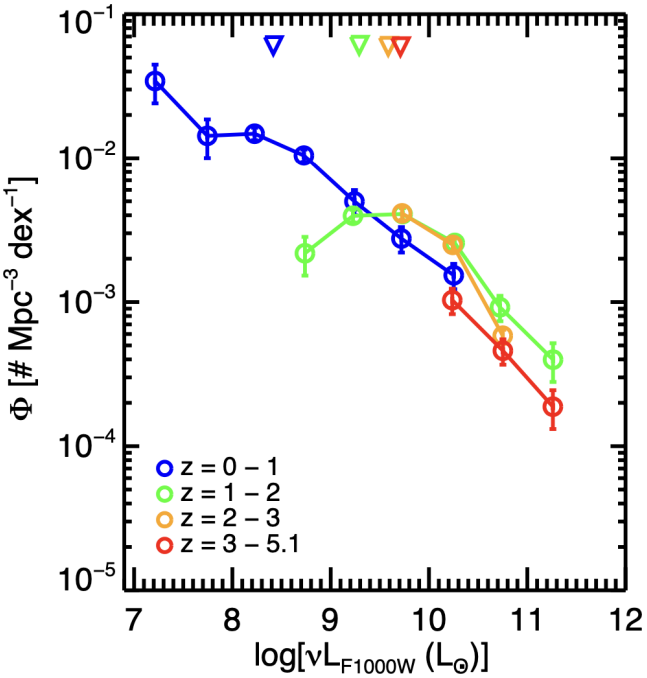
Evrendeki kozmik yıldız oluşum yoğunluğu orta kızılötesindeki ışınımdan da ölçülebilir. Bunun temel nedeni genç ve büyük kütleli yıldızların oluştuklarında çevrelerinde olan gaz ve toz bulutlarındaki tozun UV ışınımı soğurup kızılötesi dalga boylarında tekrar yayınlamasıdır. Özellikle toz ihtivası yüksek gökadalarda bu tozun içinde kalan yıldız oluşumunu ölçme imkanı verir.Kızılötesi parlaklık fonksiyonları evrende tozun altında kalmış yıldız oluşumunu ölçmenin pratik araçlarıdır. Bu nedenle bir z aralığı için farklı kızılötesi parlaklıklarda kaç tane gökadanın olduğunu ifade eden parlaklık fonsiyonlarını elde etmek önemlidir.

Bu çalışma için CEERs taramasından F770W, F1000W, F1280W, F1500W, F1800W, F2100W filtreleriyle elde edilmiş fotometrik ölçümlerin olduğu yaklaşık 8 yay dakikası kare olan bir alanı kullandık. Kendi ölçümlerimizi bu alanda JWST öncesi elde edilmiş çoklu dalga boyu fotometrisi ile birleştirdik.

MIRI ölçümlerini güvenilir olan 543 gökada için Tayfsal Enerji Dağılımı (TED) yaparak fotometrik-z değerlerini elde ettik. Bu kaynakların MIRI bantlarındaki ışınım güçlerini de fotometrik-z değerlerini kullanarak hesapladık. TED analizinden ayrıca 8-1000 μm arasındaki toplam kızılötesi ışınım gücü, L_{IR}, değerini ve bu değere AGN katkısını da ölçtük. TED analizi sonucunda bu gökadaların AGN baskın ya da yıldız oluşumu baskın bir kaynak olup olmadığını da belirledik. TED analiz sonuçlarından istatistiksel olarak kabul edilebilir olan gökadaların verilerini kullandığımız bir örneklem oluşturarak bu gökadaların ışınım gücü fonksiyonlarını elde ettik (Ling ve diğ. 2024).

Işınım gücü fonsiyonları 0-1, 1-2, 2-3, 3-5 z aralıkları için elde edilmiştir (Ling ve diğ. 2024). Şekil 4'de elde edilen monokromatik ışınım gücü fonksiyonlarından biri örnek olarak gösterilmiştir. Burada gösterilen 10 mikron ışınım gücü fonksiyonu bu dalga boyu için ilk kez Ling ve diğ. (2024) tarafından gösterilmiştir. Ling ve diğ. (2024) tarafından elde edilen 7 mikron ışınım gücü fonksiyonu z ile bir farklılaşma göstermektedir. Daha önceki bütün çalışmalardan farklı olarak, ilk kez JWST ile 10^7 $L_\odot$ değerlerindeki sönük gökadalar ışınım gücü fonksiyonuna dahil edilebilmiştir. Yine JWST ile ilk kez z=5 de bulunan gökadaların ışıma gücü fonksiyolanrı elde edilmiştir. Ling ve diğ. (2024) tarafından bulunan fonksiyonlar daha önceki çalışmaların sonuçlarıyla uyumludur.

TED sonucunda elde edilen $L_{\rm IR}$ değerleri kullanılarak, benzer şekilde dört z aralığı için de toplam kızılötesi ışınım



Şekil 4. MIRI'nin F1000W bandı için elde edilen ışınım gücü fonksiyonları. Bu Şekildeki fonksiyonlar ve veriler (Ling ve diğ. 2024)'den alınmıştır. Her bir z aralığının parlaklık sınırı üsetteki renkli üçgen işaretleriyle gösterilmiştir.

gücü fonksiyonları da elde edilmiştir (Ling ve diğ. 2024). Daha önceki AKARI, *Spitzer* gibi teleskopların verileri ile elde edilen çalışmalara göre bizim ışınım gücü fonksiyonumuzun limiti 1 mertebe daha sönüktür. Bu da bize ilk kez daha sönük gökadaların katkısını ölçme imkanı sağlamıştır. Elde edilen ışınım gücü fonksiyonları Schechter fonksiyonu ile fit edilmiştir (Ling ve diğ. 2024). Parametreleri elde edilen ışınım gücü fonksiyonları integre edilerek toplam kızılötesi parlaklık yoğunluğunu elde edilmiştir. Bu değer (Φ), belirli bir z aralığında tüm gökadalar tarafından yayılan ortalama kızılötesi ışınım gücünü ifade etmektedir. Toplam kızılötesi ışınım gücü yıldız oluşum hızına çevrilerek yıldız oluşum hızı yoğunluğu da elde edilmiştir (Bknz. Ling ve diğ. 2024, şekil 17). Ling ve diğ. (2024) olasılıklar dahilinde literatürdeki farklı modellerle uyumlu (tepe noktası $z{\sim}1.5$) bir yıldız oluşum hızı yoğunluğu değişimi elde etmiştir. Yıldız oluşum hızı yoğunluğunun $z{=}4$ ölçümü ilk kez Ling ve diğ. (2024) tarafından elde edilmiştir.

4 Sonuçlar

JWST gözlemsel astronomi alanında en uzak evrene dair yep yeni bir pencere açmıştır. Özellikle, JWST'nin ilk iki yılında yapılan büyük ölçekli tarama gözlemleri gökadalar konusunda (örneğin, ERS programları gibi) farklı bir çok çalışmada gösterilen şaşırtıcı önemli sonuçlar sunmuştur. Bunlardan en önemlileri Büyük Patlama'dan birkaç yüz milyon yıl sonra var olan parlak, mavi gökadalar; yüksek z değerine sahip beklenmedik AGN popülasyonu ve gökadaların aşırı yoğunluklarının keşfidir. JWST'nin yeni bulguları erken evrende yıldız oluşumunun daha önce varsayılandan daha erken veya daha verimli bir süreçle gerçekleşmiş olabileceğini işaret etmektedir. Erken evrendeki gökadaların JWST gözlemlerinden elde edilen istatistiksel özellikleri var olan kozmolojik modellerin geliştirilmesini gerekli kılmaktadır. JWST'nin yüksek z değerlerindeki gökadalardaki metal çizgilerini tespit edebilmesi, gökada kütlesi ile metal bolluğu arasındaki ilişkinin hem düşük hem de yüksek kütleli gökadalar için z ile evrimleştiğini göstermektedir. JWST ile erken evrende keşfedilen SKKD'lerin popülasyonu gökada evrim modellerinin yeniden gözden geçirilmesini gerekli kılmıştır. JWST'nin MIRI ile yapılan gözlemleri ilk kez daha sönük gökadaların tespitine olanak sağlamıştır. Bu daha sönük ve daha uzak gökadaların dahil edildiği ışınım gücü fonksiyonları toz tarafından örtülmüş kozmik yıldız oluşum yoğunluğunun ilk kez $z{=}4$'e kadar ölçebilmemizi sağlamıştır. Özetle, en uzak gökadalardan bazılarının şaşırtıcı özellikleri ve bu gözlemlerin fiziksel özelliklerin yorumlanmasında ortaya çıkardığı zorluklar modern astronominin yakın gelecekte tartışacağı önemli konulardır.

Kaynaklar

Adamo A., Atek H., Bagley M. B., Bañados E., Barrow K. S. S., ve diğ., 2024, preprint, (arXiv:2405.21054)
Adams N. J., Conselice C. J., Ferreira L., Austin D., Trussler J. A. A., ve diğ., 2023, MNRAS, 518, 4755
Arrabal Haro P., Dickinson M., Finkelstein S. L., Fujimoto S., Fernández V., Kartaltepe J. S., Jung I., ve diğ., 2023, ApJ, 951, L22
Böker T., Beck T. L., Birkmann S. M., Giardino G., Keyes C., Kumari N., ve diğ., 2023, PASP, 135, 038001
Bouwens R. J., ve diğ., 2023, MNRAS, 523, 1036
Bromm V., Yoshida N., 2011, ARA&A, 49, 373
Chemerynska I., Atek H., Dayal P., Furtak L. J., Feldmann R., Greene J. E., ve diğ., 2024, ApJ, 976, L15
Curti M., Maiolino R., Curtis-Lake E., Chevallard J., Carniani S., D'Eugenio F., Looser T. J., ve diğ., 2024, A&A, 684, A75
D'Eugenio F., ve diğ., 2024, A&A, 689, A152
Doyon R., ve diğ., 2023, PASP, 135, 098001
Finkelstein S. L., Bagley M. B., 2022, ApJ, 938, 25
Finkelstein S. L., ve diğ., 2022, ApJ, 940, L55
Finkelstein S. L., Bagley M. B., Ferguson H. C., Wilkins S. M., Kartaltepe J. S., Papovich C., Yung L. Y. A., ve diğ., 2023, ApJ, 946, L13
Finkelstein S. L., ve diğ., 2024, ApJ, 969, L2
Gardner J. P., Mather J. C., Clampin M., Doyon R., Greenhouse M. A., ve diğ., 2006, Space Sci. Rev., 123, 485
Gardner J. P., ve diğ., 2023, PASP, 135, 068001
Harikane Y., Ouchi M., Oguri M., Ono Y., Nakajima K., Isobe Y., ve diğ., 2023a, ApJS, 265, 5
Harikane Y., ve diğ., 2023b, ApJ, 959, 39
Harikane Y., Nakajima K., Ouchi M., Umeda H., Isobe Y., ve diğ., 2024, ApJ, 960, 56
Jakobsen P., ve diğ., 2022, A&A, 661, A80
Kennicutt R. C., Evans N. J., 2012, ARA&A, 50, 531
Larson R. L., Finkelstein S. L., Hutchison T. A., Papovich C., Bagley M., ve diğ., 2022, ApJ, 930, 104
Leung G. C. K., Bagley M. B., Finkelstein S. L., Ferguson H. C., Koekemoer A. M., ve diğ., 2023, ApJ, 954, L46
Ling C.-T., ve diğ., 2024, MNRAS, 528, 6025
Maiolino R., Mannucci F., 2019, A&ARv, 27, 3
Maiolino R., ve diğ., 2024, A&A, 691, A145
Mason C. A., Trenti M., Treu T., 2023, MNRAS, 521, 497
Menzel M., Davis M., Parrish K., Lawrence J., Stewart A., ve diğ., 2023, PASP, 135, 058002
Nakajima K., Ouchi M., Isobe Y., Harikane Y., Zhang Y., Ono Y., Umeda H., Oguri M., 2023, ApJS, 269, 33
Onoue M., ve diğ., 2023, ApJ, 942, L17
Rieke M. J., Kelly D. M., Misselt K., Stansberry J., Boyer M., Beatty T., Egami E., ve diğ., 2023, PASP, 135, 028001
Rigby J., ve diğ., 2023, PASP, 135, 048001

Silk J., 1997, ApJ, 481, 703
Somerville R. S., Davé R., 2015, ARA&A, 53, 51
Stark D. P., Ellis R. S., Bunker A., Bundy K., Targett T., Benson A., Lacy M., 2009, ApJ, 697, 1493
Trenti M., Stiavelli M., 2009, ApJ, 694, 879
Volonteri M., Habouzit M., Colpi M., 2023, MNRAS, 521, 241
Whitler L., Stark D. P., Endsley R., Chen Z., Mason C., Topping M. W., Charlot S., 2024, MNRAS, 529, 855
Wu C. K. W., ve diğ., 2023, MNRAS, 523, 5187

Access:
M25-0370: Turkish J.A&A — Vol.6, Issue 3.

TJAA Vol. **6**, *Special Issue*, *p.*105–110 (2025). DOI: 10.55064/tjaa.1598234 *Research Article*

Simbiyotik Sistem R Aquarii'ye X-ışınlarında Bakış

Havva Bostan[1,2] ⋆, Şölen Balman[2,3]

[1] *Istanbul University, Institute of Graduate Studies in Science, 34116, Istanbul, Turkey*
[2] *Department of Astronomy and Space Sciences, Faculty of Science, Istanbul University, Beyazıt, 34119, Istanbul, Turkey*
[3] *Kadir Has University, Faculty of Engineering and Natural Sciences, Cibali, 34083, Istanbul, Turkey*

Accepted: March 2, 2025. Revised: March 2, 2025. Received: December 8, 2024.

Özet
R Aquarii, bir Mira değişeni kırmızı dev ile beyaz cüceden oluşan ve belirli dönemlerde iki kutuplu jet dış akışları sergileyen, iyi bilinen bir simbiyotik sistemdir. Bu jetler, optik, radyo ve X-ışınları gibi farklı dalga boylarında gözlemlenmiş ve sistemin dinamiklerini anlamada önemli bilgiler sunmuştur. Bu çalışmanın amacı, R Aquarii sisteminin ve jetlerinin X-ışını dalga boyu aralığında kapsamlı bir şekilde incelenmesidir. Araştırma, 2017, 2020, 2021 ve 2022 yıllarına ait arşiv Chandra verileri kullanılarak, sistemin jetleri ve merkezi çift yıldızının uzamsal ve spektral özelliklerini detaylı bir biçimde analiz etmeyi amaçlamaktadır. Sistemin morfolojisini daha iyi anlamak için farklı dalga boyu aralıklarında analizler gerçekleştirilmiş ve özellikle merkezi ikili ve çevresindeki yayılmış emisyon bölgesinin spektral incelemesine odaklanılmıştır. Merkezi ikilinin spektrumu, iki farklı bileşik modelle analiz edilmiştir; bunlardan yalnızca birinin sonuçları sunulmuştur. Veri analizleri, CIAO (v14.15.2) ve XSPEC (v12.13.1) yazılımları kullanılarak yapılmıştır. Çalışma, R Aquarii'nin önceki Chandra verileriyle karşılaştırılarak, sistemin yaklaşık yirmi yıllık X-ışını geçmişine kapsamlı bir bakış sunmaktadır. Yapılan analizler, sistemin yumuşak X-ışınlarında güneybatıya doğru yayılan bir yapı sergilediğini, 2 keV'nin üzerinde ise merkezi ikili etrafında nokta benzeri fakat sabit bir pozisyonda kalmayan bir yapının gözlemlendiğini ortaya koymuştur. Ayrıca, merkezi ikilinin spektral analizi, yumuşak ve sert X-ışınları için iki farklı soğurma parametresinin varlığını göstermektedir. Sistemin toplam X-ışını parlaklığında belirgin bir değişim gözlemlenmemiş olsa da, 2022 yılı verileri, hem merkezi ikiliden hem de çevresindeki bölgeden alınan spektrumlarda bir parlaklık azalmasını işaret etmektedir.

Abstract
R Aquarii is a well-known symbiotic system consisting of a Mira-type red giant and a white dwarf, which exhibits bipolar jet outflows during certain periods. These jets have been observed in various wavelengths, including optical, radio, and X-rays, providing valuable insights into the system's dynamics. The goal of this study is to conduct a comprehensive analysis of the X-ray properties of the R Aquarii system and its jets. In this research, archival Chandra data from 2017, 2020, 2021, and 2022 were used to investigate the spatial and spectral characteristics of the system's jets and the central binary star. To better understand the system's morphology, analyses were performed in different energy ranges, focusing particularly on the spectral examination of the central binary and the surrounding extended region. The spectrum of the central binary was analyzed using two different composite models, with only one of the results presented here. The data analysis was conducted using the CIAO (v14.15.2) and XSPEC (v12.13.1) software packages. This study provides a comprehensive look at the system's X-ray history spanning nearly two decades by comparing the results with previous Chandra data. The analysis revealed that the system displays a diffuse structure in soft X-rays extending towards the southwest, while above 2 keV, a point-like structure is observed around the central binary, although not fixed in position. Additionally, the spectral analysis of the central binary shows the presence of two distinct absorption parameters for soft and hard X-rays. While no significant change in the total X-ray luminosity of the system was observed, the 2022 data indicate a decrease in brightness both in the central and the extended regions.

Anahtar Kelimeler: binaries:symbiotic – X-rays:binaries – stars:jets

1 Giriş

Simbiyotik sistemler, soğuk bir dev yıldız ile sıcak bir kompakt cisimden oluşan ikili sistemlerdir. Bu sistemlerde ayrıca, sistemi çevreleyen bir nebula üçüncü bir bileşen olarak bulunur. Simbiyotik sistemler, sıcak kompakt bileşenin türüne göre iki ana gruba ayrılır. Beyaz cüce içeren sistemler "beyaz cüce simbiyotikleri" olarak adlandırılırken, nötron yıldızı veya kara delik içeren sistemler ise "simbiyotik X-ışını çiftleri" olarak bilinir. Beyaz cüce simbiyotiklerine dair literatürde çok sayıda detaylı çalışma bulunmasına karşın, simbiyotik X-ışını çiftleriyle ilgili bulgular daha sınırlı olmakla birilkte günümüzde artmaya başlamıştır.

Beyaz cüce içeren simbiyotik sistemler daha detaylı incelenmeye başlandığında, bu sistemlerin farklı dalgaboylarında farklı özellikler sergilediği anlaşılmıştır. Bu gözlemler, sistemlerin yapısının daha iyi anlaşılmasına olanak sağlamış ve beyaz cüce içeren simbiyotik sistemlerin farklı türlerde olduğunu ortaya koymuştur. Yakın kızılötesi tayflarının incelenmesi bu sistemlerin içerdikleri dev yıldız türüne göre iki ana kategoride ayrıldığını göstermiştir: S-tipi ve D-tipi Webster & Allen (1975). S-tipi sistemlerde dev bileşen bir kırmızı devden oluşurken, D-tipi sistemlerde dev bileşen Mira tipi dev yıldızlardır. Dev bileşenin türü, sistemin yörünge periyodu ,

⋆ havvabostan@ogr.iu.edu.tr

© 2025 Turkish Astronomical Society (TAD)

bileşenlerin arasındaki mesafe gibi yörünge parametrelerinde farklılıklara yol açmaktadır. Simbiyotik sistemlerin büyük çoğunluğu S-tipi sistemlerden oluşmaktadır.

Simbiyotik sistemlerin çeşitliliği X-ışınlarında da gözlemlenmiştir. 1997 yılında Muerset ve diğ. (1997), 16 simbiyotik sistemine ait ROSAT verilerini inceleyerek bu sistemleri X-ışını özelliklerine göre α, β ve γ olmak üzere üç grupta sınıflandırmıştır. Ancak, ROSAT'ın sınırlı band genişliği bu sınıflandırmanın bir revizyona ihtiyacı olduğu düşüncesini doğurmuştur. Daha sonraları geniş band aralığına sahip X-ışınlarına duyarlı teleskopların verilerinin analiziyle bu sınıflandırma daha da genişletilmiştir Luna ve diğ. (2013). Sonuç olarak, güncel sınıflandırma $\alpha, \beta, \gamma, \delta$ ve β/δ olmak üzere beş kategoriyi içermektedir. α-tip sistemler, çok düşük enerjiye sahip son derece yumuşak X-ışını kaynaklarıdır ve emisyonları genellikle 1 keV'nin altındadır. β-tip sistemler, 2 keV'ye kadar enerjilerde yumuşak X-ışını emisyonları gösterirken, γ-tip sistemler ise 1 keV ve üzerindeki enerjilerle karakterize edilen, daha yüksek enerjili X-ışını spektrumlarına sahip sistemlerdir. δ-tip sistemler ise daha sert X-ışını emisyonları gösteren, yüksek oranda emilmiş termal kaynaklardır ve genellikle 2.4 keV'nin üzerinde radyasyon yayar. β/δ tipi sistemler, iki türün özelliklerini bir arada içeren sistemlerdir. Yumuşak X-ışını bileşeni, çarpışan rüzgarlar tarafından üretilirken, sert X-ışını bileşeni ise yığılma diskinin beyaz cüce ile birleşen sınır tabakasından kaynaklanmaktadır.

Bugün bilinen simbiyotik sistemlerin yaklaşık %20'si X-ışını emisyonu göstermektedir. α-tip sistemlerde X-ışını emisyonları, beyaz cücenin yüzeyinde gerçekleşen hidrojen yanmasından kaynaklanırken, β-tip sistemlerde ise bu emisyonlar çarpışan yıldız rüzgarları veya jetlerden kaynaklanmaktadır. γ-tip sistemlerde ise X-ışını emisyonu, optik olarak kalın olan Comptonize olmuş plazmadan ortaya çıkar. δ-tip sistemlerde ise X-ışını emisyonu, beyaz cüce ile aktarım diski arasındaki optik olarak ince bir sınır tabakasından gelir.

Bu çalışmanın odak noktası olan R Aquarii (R Aqr) sistemi, $\sim 218^{+12}_{-11}$ uzaklığıyla Min ve diğ. (2014) Dünya'ya en yakın konumda bulunan iki simbiyotik yıldızdan biri olarak büyük bir öneme sahiptir. Şimdiye kadar pek çok farklı dalga boyunda detaylı bir şekilde gözlemlenmiş ve analiz edilmiştir. R Aqr, bir mira değişen yıldızı ve bir beyaz cüceden oluşan, D-tipi olarak sınıflandırılan bir sistemdir. Sistemin yörünge periyodunun 43.6 yıl olduğu bulunmuştur Gromadzki & Mikołajewska (2009). Sistem, kuzey-güney yönünde yaklaşık $\sim 1'$ ve doğu-batı yönünde $\sim 2'$ boyunca uzanan belirgin bir nebulaya sahiptir. Bunun yanı sıra, kuzeydoğu ve güneybatı yönlerinde gözlemlenen çift kutuplu jet atımları Kellogg ve diğ. (2001), sistemin dinamik ve karmaşık yapısının önemli bir göstergesidir. Bu çalışmada, R Aqr sisteminin X-ışını dalga boyu aralığında yaklaşık 20 yıllık değişim sürecinin hem spektrel hem de uzamsal evrimine ilişkin kapsamlı bir analiz sunulmaktadır.

2 Gözlemler ve Veri İndirgeme

Chandra X-ışını Gözlemevi (CXO), 23 Temmuz 1999'da NASA tarafından fırlatılmıştır. 0.1 keV ile 10 keV enerji aralığına duyarlıdır ve $\sim 0\farcs5$ açısal çözünürlüğüyle X-ışını teleskopları arasında büyük bir öneme sahiptir.

R Aqr Chandra ile ilk olarak 2000, 2004 ve 2005 yıllarında gözlenmiştir. Daha sonraki Chandra gözlemleri 2017, 2020, 2021 ve 2022 yıllarına aittir. Bu çalışmada Chandra'ya ait son arşiv veri setlerinin analizi ile birlikte ilk veri setlerinin sonuçlarıyla karşılaştırmalar yapılıp sistemin zaman içindeki değişimi incelenmiştir. Analizler, hem görüntüleme teknikleriyle hem de spektrel analiz yöntemleri kullanılarak iki farklı yaklaşım çerçevesinde gerçekleştirilmiştir; böylece, sistemin hem morfolojik yapısı hem de X-ışını emisyonlarının detaylı spektral özellikleri kapsamlı bir şekilde incelenmiştir.

2.1 Görüntüleme

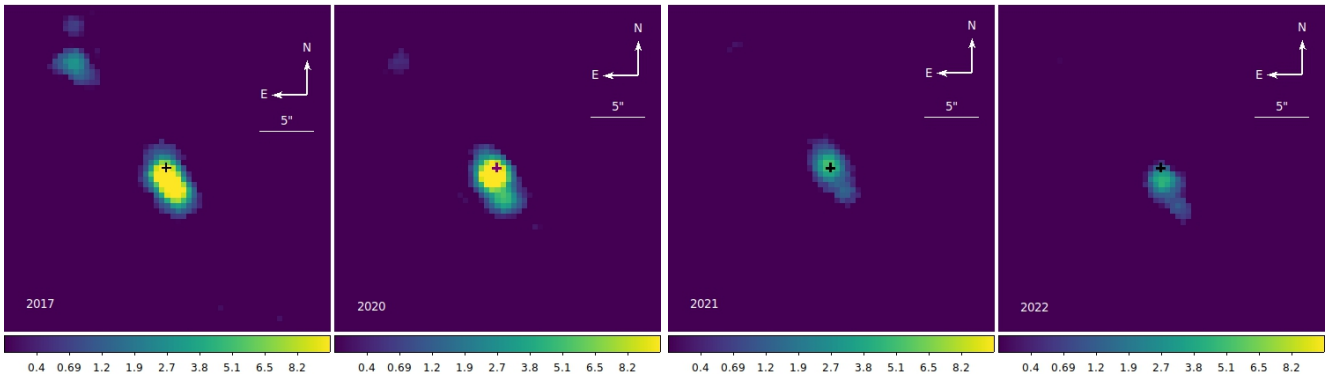
Aynı yıla ait birden fazla gözlem olduğundan, görüntüleme için en uzun poz süresine sahip olan gözlemleri seçtik. Bu gözlemlere ait ObsID'ler 19015 (2017), 23108 (2020), 24341 (2021) ve 27333 (2022) şeklindedir. Görüntüleme için CIAO (v14.15.2) Fruscione ve diğ. (2006) yazılımına ait `repro` komutunu kullanarak `evt2` kodlu olay dosyalarını oluşturduk. Oluşturulan dosyalardan 0.3-2.0 keV ve 2.0-8.0 keV enerji aralığını seçip `dmcopy` komutu ile bu enerji aralıklarındaki görüntüleri oluşturduk. Görüntüleme için SAOImageds9 (v8.5) yazılımını kullandık. Görüntülerde R Aqr koordinatı merkezlenerek 60×60 piksel boyutunda bir alt görüntü çıkarıp $\sigma=2'$ olan bir Gauss filtresiyle düzleme işlemi uyguladık. Görüntülerin uzamsal çözünürlüğü $1\farcs25$'dir. Bu görüntüler arasında tutarlılık sağlamak amacıyla ölçek parametresini `sqrt` olarak seçtik.

Şekil 1, R Aquarii'nin 0.3-2.0 keV aralığındaki yumuşak X-ışını görüntülerini göstermekte ve yumuşak X-ışını emisyonunun farklı dönemlerdeki belirgin özelliklerini ortaya koymaktadır. 2017 yılına ait yumuşak X-ışını görüntüsünde, kuzeydoğu bölgesinde eski jet kalıntısı ve merkezi bölgeden günaybatı yönüne doğru yayılmış yapı öne çıkmaktadır. 2017'deki yumuşak X-ışını emisyonunun, 2005 yılında gözlemlenen yapı ile benzerlik gösterdiği söylenebilir Nichols ve diğ. (2007). 2020 ve 2021 yıllarında da güneybatı yönüne doğru yönelmiş olan yayılmış yapı dikkat çekmektedir. 2022 yılında ise yumuşak X-ışını emisyonunun büyük kısmı güneybatı yönünde yoğunlaşmıştır. Sonuç olarak, yumuşak X-ışını emisyonu tüm dönemlerde, merkez bölgeden güneybatı yönüne doğru $\sim 2'$ boyunca uzanan yayılmış bir yapı sergilemiştir.

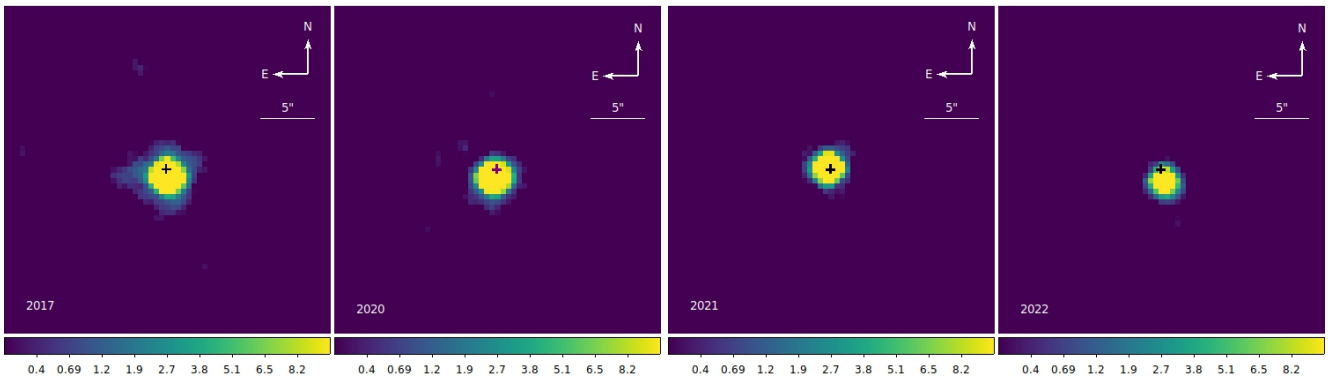
Şekil 2, R Aquarii'nin 2.0-8.0 keV enerji aralığındaki sert X-ışını görüntülerini göstermektedir ve bu görüntüler, sert X-ışını emisyonunun merkezi bölgede yoğunlaştığı nokta benzeri bir yapıyı açıkça ortaya koymaktadır. Görüntüler, hem yumuşak hem de sert X-ışını emisyonlarındaki değişimleri gözler önüne sererken, 2017 ile 2022 yılları arasındaki verilerde genel olarak bir emisyon azalması olduğunu vurgulamaktadır. Ancak, bu azalmanın 2017 yılı verilerinin daha uzun bir pozlama süresine ve daha fazla foton sayısına sahip olmasından kaynaklanabileceği göz önünde bulundurulmalıdır. Sert X-ışını görüntüleri özellikle 2022 yılına ait verilerde, emisyonun sistemin koordinatı etrafında merkezlenmesinden ziyade güneybatı yönüne doğru yoğunlaştığını göstermektedir. Benzer şekilde, 2017 ve 2020 yıllarına ait görüntülerde de emisyonun büyük bir kısmının sistemin merkezinden güneybatıya doğru kaydığı dikkat çekmektedir.Dikkat çeken diğer olgu ise 2021 yılında emisyonun sistemin kooordinatı etrafında merkezlenmesidir.Bu durum hareket eden bir nebulaya işaret etmektedir.

2.2 Spektral Analiz

Spektral analizin ilk adımında verilerde merkezi bölge ve GB yönündeki yayılmış bölgeyi ayırt edebilmek amacıyla iki farklı alan seçtik. İlk alan, merkezi kaynağın koordinatları etrafında yer alan $1\farcs5$ yarıçaplı bir çemberken merkez dışı olarak adlandırdığımız ikinci alan ise merkezi bölge



Şekil 1. R Aqr'nin 0.3-2.0 keV enerji aralığındaki görüntüleri, her yıl için 1.″25 çözünürlükle oluşturulmuştur. Her bir görüntünün sol alt köşesinde ilgili yıl belirtilmiştir. Merkezi ikilinin konumu, bir çarpı işareti ile gösterilmiştir.



Şekil 2. R Aqr'nin 2.0-8.0 keV enerji aralığındaki görüntüleri, her yıl için 1.″25 çözünürlükle oluşturulmuştur. Her bir görüntünün sol alt köşesinde ilgili yıl belirtilmiştir. Merkezi ikilinin konumu, bir çarpı işareti ile gösterilmiştir.

dışındaki 1.″5 yarıçaplı bir çember olarak GB yönünde belirlenmiştir. Merkez dışı bölgeler arasında çok az fark olsa da, her gözlemde bu bölgelerin tam olarak aynı yerlerden seçilmediği not edilmelidir. Merkez dışı bölge seçilirken GB bölgesindeki en yoğun emisyonun bulunduğu bölgeler dikkate alınmıştır. Burada not etmemiz gereken ikinci durum ise merkezi ve merkez dışı bölgelerin alanları seçilirken iki alanın birbirini kapsamamasına dikkat edildiğidir. Arka planlara ait alanlar ise kaynak bölgeleriyle aynı boyutlarda ve farklı bölgelerde seçilmiştir. Bahsi geçen alanların ardalan çıkarılmış spektrumlarını `specextract` komutuyla oluşturduk. Tüm yıllara ait spektrumlar oluşturulduktan sonra, her yıl için spektrumlar, `combine_spectra` aracı kullanılarak birleştirildi. Böylece, merkezi ve merkez dışı bölgelere ait 2017, 2020, 2021 ve 2022 yıllarını kapsayan dörder adet iki ayrı veri seti elde edilmiş oldu.

2.2.1 *Merkezi Bölge Spektrumu*

Merkezi bölgeye ait birleştirilmiş spektrumları CIAO'daki `dmgroup` komutu kullanılarak `grouptype=NUM_CTS` seçeneğiyle bin başına 20 sayım olacak şekilde gruplandırdık. Spektrumların analizlerini gerçekleştireceğimiz enerji aralığı için 0.3-8.0 keV aralığını seçtik ve analizlerimizi XSPEC Arnaud (1996) yazılımı kullanarak gerçekleştirdik.

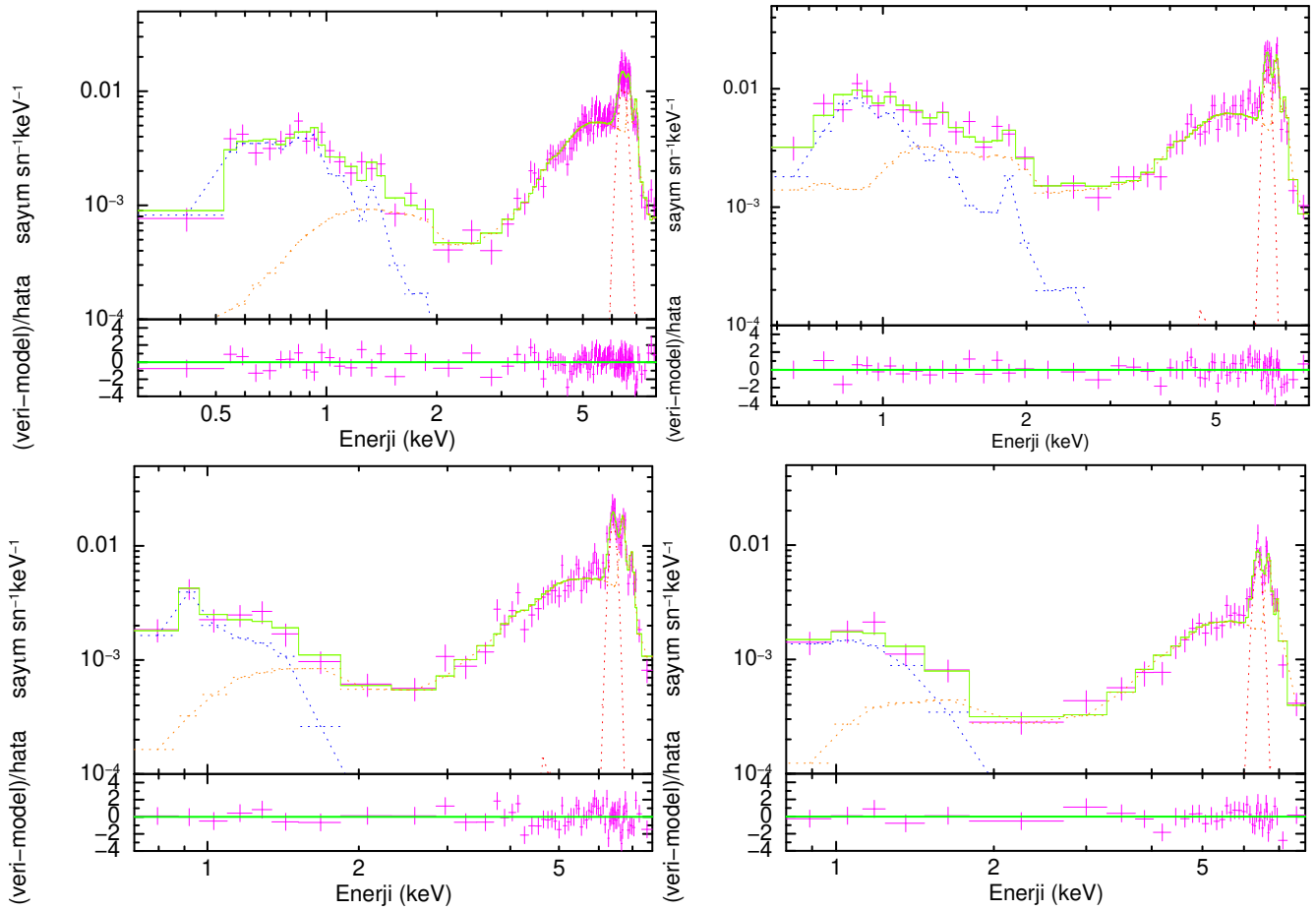
R Aqr, X-ışını spektrumunda yumuşak ve sert olmak üzere iki farklı bileşen barındıran bir β/δ tipi simbiyotik sistemdir. Bu hibrit spektrum, radyasyonun sistemin farklı bölgelerinden kaynaklanması nedeniyle oluşmaktadır. Sistemin spektrumunu en iyi şekilde modelleyebilmek için en az iki farklı sıcaklık bileşeni gerekmektedir.

Merkezi bölge spektrumunu modellerken ilk olarak yıldızlararası soğurma için tbabs modelini kullanarak HEASOFT'un $N_{\rm H}$ column density aracı ile elde ettiğimiz değeri kullanarak sabitledik. Spektrumun yumuşak X-ışını bileşeni için kısmi kaplayan soğurma `pcfabs` modelini ve spektrumun sert X-ışını bileşeni için kısmi kaplayan iyonize soğurma `zxipcf` modelini kullandık. Hem yumuşak hem de sert bileşenler için denge dışı plazma `NEI` modeli kullanarak iki farklı sıcaklık parametresi elde ettik. 6.4 keV'deki floresan Fe Kα emisyonunun Eze (2014) yığılma diskindeki sınır tabakasından kaynaklandığı düşünülmektedir. R Aqr'nin X-ışını spektrumunda da bu çizgiyi görmekteyiz. Bu nedenle, 6.4 keV'deki Fe Kα emisyonunu temsil etmek için bileşik modelimize bir Gauss modeli ekledik.

2017, 2020, 2021 ve 2022 yıllarına ait 1.″5 yarıçaplı merkezi bölgenin enerji spektrumları Şekil 3'te gösterilmektedir. Spektral analiz sırasında kullanılan bileşke model ve bu modele ait en iyi uyum parametreleri ise, ilgili hata değerleriyle birlikte Çizelge 1'de sunulmaktadır.

2.2.2 *Merkez Dışı Bölge Spektrumu*

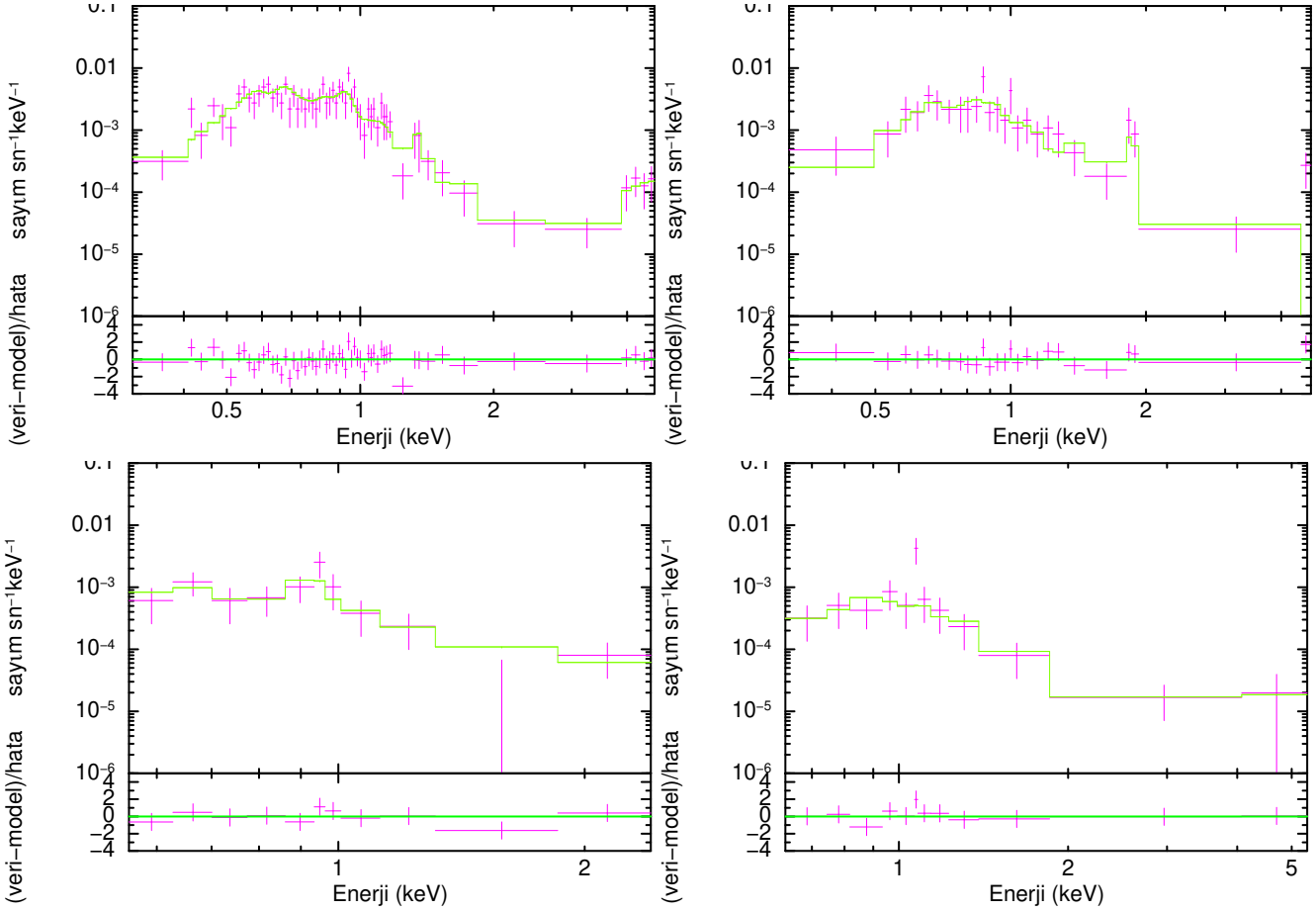
Merkez dışı bölgenin spektrumları, `dmgroup` komutu ve `grouptype=NUM_CTS` seçeneğini kullanılarak bin başına 5 sayım olacak şekilde gruplandırıldı. Düşük sayım istatistikleri nedeniyle spektrumları 0.3-5.0 keV aralığında analiz ettik. Spektrumları modellerken, merkezi bölge için kullandığımız



Şekil 3. R Aqr'nin merkezi bölgesine ait X-ışını spektrumları ve en iyi uyum modelleri, 2017 ve 2020 yılları (üst panel, soldan sağa) ve 2021 ve 2022 yılları için (alt panel, soldan sağa) gösterilmiştir. Veriler pembe renkle, uyum modelleri ise yeşil renkle sunulmuştur. Her spektrumun ikinci panelinde standart sapmalar gösterilmiştir.

Çizelge 1. 1.″5 yarıçaplı merkez bölgesine ait spektral uyum parametreleri. Kullanılan model: tbabs × (pcfabs × NEI + (zxipcf × (NEI + GAUSS))).

Parametre	Birim	2017	2020	2021	2022
Yıldızlararası Soğurma ($N_{\rm H}$)	10^{22} cm^{-2}	0.02	0.02	0.02	0.02
Soğurma (pcfabs($N_{\rm H}$))	10^{22} cm^{-2}	$0.8^{+0.08}_{-0.07}$	$2.4^{+\infty}_{-\infty}$	$0.7^{+0.08}_{-0.2}$	$0.004^{+\infty}_{-\infty}$
Kaplama kesri (pcfabs($f_{\rm cov}$))		$0.9^{+0.007}_{-0.007}$	$0.7^{+0.1}_{-0.7}$	$0.9^{+\infty}_{-0.07}$	$0.01^{+\infty}_{-\infty}$
kT$_{\rm nei}$	keV	$0.2^{+0.006}_{-0.006}$	$0.6^{+0.1}_{-0.09}$	$0.2^{+0.06}_{-0.008}$	$0.2^{+0.08}_{-0.01}$
İyonizasyon zaman ölçeği (τ)	10^{10} s cm^{-3}	$10.3^{+6.0}_{-3.2}$	$18.1^{+\infty}_{-8.0}$	$5.8^{+\infty}_{-2.1}$	$0.005^{+0.07}_{-\infty}$
Normalizasyon (nei)	10^{-4} cm^{-6}	$3.1^{+0.3}_{-0.3}$	$0.7^{+0.1}_{-0.1}$	$10.0^{+\infty}_{-1.7}$	$10.0^{+\infty}_{-2.0}$
Soğurma (zxipcf($N_{\rm H}$))	10^{22} cm^{-2}	$62.2^{+0.6}_{-0.7}$	$64.6^{+11.5}_{-1.2}$	$60.5^{+1.1}_{-1.3}$	$61.4^{+1.3}_{-1.6}$
Iyonizasyon parametresi ($\log(\xi)$)	erg cm s^{-1}	$1.7^{+0.1}_{-0.1}$	$1.9^{+0.02}_{-0.01}$	$1.4^{+0.1}_{-0.1}$	$1.3^{+0.2}_{-0.1}$
Kaplama kesri (zxipcf($f_{\rm cov}$))		$0.9^{+0.0003}_{-0.0004}$	$0.9^{+0.001}_{-0.001}$	$0.9^{+0.0005}_{-0.0006}$	$0.9^{+0.0006}_{-0.0008}$
kT$_{\rm nei}$	keV	$10.9^{+1.7}_{-1.05}$	$10.7^{+2.4}_{-1.9}$	$16.0^{+\infty}_{-3.0}$	$7.0^{+1.2}_{-0.9}$
İyonizasyon zaman ölçeği (τ)	10^{12} s cm^{-3}	$9.6^{+\infty}_{-8.2}$	$0.7^{+0.3}_{-0.2}$	$0.4^{+0.1}_{-0.08}$	$9.9^{+\infty}_{-9.0}$
Normalizasyon (nei)	10^{-3} cm^{-5}	$6.8^{+0.2}_{-0.2}$	$6.6^{+0.3}_{-0.3}$	$7.3^{+0.3}_{-0.3}$	$4.1^{+0.3}_{-0.2}$
Gauss ($E_{\rm line}$)	keV	$6.4^{+0.02}_{-0.02}$	$6.4^{+0.02}_{-0.01}$	$6.4^{+0.01}_{-0.01}$	$6.3^{+0.02}_{-0.02}$
Sigma (Gauss$_\sigma$)	keV	$0.1^{+0.02}_{-0.02}$	$0.08^{+0.02}_{-0.02}$	$0.08^{+0.02}_{-0.01}$	$0.09^{+0.03}_{-0.03}$
Normalizasyon (Gauss)	10^{-5} foton cm^{-2} s^{-1}	$10.0^{+0.9}_{-0.9}$	$8.7^{+1.3}_{-1.2}$	$10.3^{+1.3}_{-1.2}$	$5.7^{+0.9}_{-0.8}$
Soğurulmamış kaynak akısı (F(0.3-8.0) keV)	10^{-12} erg cm^{-2} s^{-1}	$1.5^{+2.4}_{-1.6}$	$1.8^{+0.2}_{-0.4}$	$1.6^{+0.5}_{-0.5}$	$0.8^{+0.2}_{-0.6}$
Lüminozite (L(0.3-8.0) keV)	10^{30} erg s^{-1}	$8.7^{+14.2}_{-0.9}$	$10.5^{+10.3}_{-2.3}$	$9.6^{+3.1}_{-3.3}$	$5.0^{+1.5}_{-3.9}$
Cstat/(dof)		1.08/(117)	1.11/(60)	1.52/(58)	1.23/(28)



Şekil 4. R Aqr'nin güneybatı yönündeki 1.″5 bölgesine ait X-ışını spektrumları, 2017 ve 2020 yıllarına (üst panel, soldan sağa) ve 2021 ile 2022 yıllarına (alt panel, soldan sağa) ait verileri göstermektedir. Gözlemsel veriler pembe, uyum sonuçları ise yeşil renkle gösterilmiştir. Her spektrumun ikinci panelinde, standart sapmalar sunulmaktadır.

Çizelge 2. 1.″5 yarıçaplı merkez dışı bölgesine ait spektrel uyum parametreleri. Kullanılan model: tbabs × (pcfabs × NEI)

Parametre	Birim	2017	2020	2021	2022
Yıldızlararası Soğurma ($N_{\rm H}$)	10^{22} cm^{-2}	0.02	0.02	0.02	0.02
Soğurma (pcfabs($N_{\rm H}$))	10^{22} cm^{-2}	$61.2^{+7.0}_{-5.9}$	$4.1^{+1.9}_{-1.0}$	$9.8^{+\infty}_{-2.3}$	$36.1^{+\infty}_{-12.5}$
Kaplama ölçeği (pcfabs($f_{\rm cov}$))		$0.9^{+0.00005}_{-0.00008}$	$0.9^{+0.009}_{-0.029}$	$0.9^{+0.001}_{-\infty}$	$0.9^{+0.001}_{-0.3}$
kT$_{\rm nei}$	keV	$0.8^{+0.08}_{-0.07}$	$0.4^{+0.06}_{-0.05}$	$0.4^{+0.1}_{-0.1}$	$0.8^{+0.3}_{-0.3}$
İyonizasyon zaman ölçeği (τ)	10^{10} s cm^{-3}	$7.4^{+1.6}_{-1.2}$	$46.1^{+51.0}_{-26.1}$	$8.9^{+13.1}_{-4.6}$	$10.8^{+36.9}_{-5.9}$
Normalizasyon (nei)	10^{-4} cm^{-6}	$294.1^{+28.9}_{-27.7}$	$4.7^{+0.9}_{-0.8}$	$29.4^{+8.4}_{-7.4}$	$8.1^{+2.5}_{-2.1}$
Soğurulmamış kaynak akısı (F(0.3-5.0) keV)	10^{-14} erg cm^{-2} s^{-1}	$7.6^{+0.3}_{-0.4}$	$7.7^{+0.7}_{-0.8}$	$9.7^{+1.7}_{-1.3}$	$3.6^{+0.6}_{-0.7}$
Lüminozite (L(0.3-5.0) keV)	10^{29} erg s^{-1}	$4.3^{+0.2}_{-0.2}$	$4.4^{+0.4}_{-0.04}$	$5.6^{+0.9}_{-0.8}$	$2.0^{+0.3}_{-0.4}$
Cstat/dof		0.88/(55)	0.86/(21)	0.99/(6)	1.12/(7)

modelin sert X-ışını bileşenini dikkate almadan, yalnızca yumuşak X-ışını bileşeni için kullanılan modeli tercih ettik.

2017, 2020, 2021 ve 2022 yıllarına ait 1.″5 yarıçaplı merkez dışı bölgenin enerji spektrumları Şekil 4'te gösterilmektedir. Spektral analiz sırasında kullanılan bileşke model ve bu modele ait en iyi uyum parametreleri ise, ilgili hata değerleriyle birlikte Çizelge 2'de sunulmaktadır.

3 Tartışma ve Sonuç

R Aqr'ye ait iyi bilinen olgulardan birisi simbiyotik sistemlerde çok yaygın olmamasına rağmen bu sistemin çift kutuplu jet yapıları göstermesidir. Bu jetler kuzeydoğu-güneybatı yönlerine doğru uzanmaktadır ve optik, radyo, X-ışını gibi birçok dalgaboyunda gözlenmiştir. 2017 yılına ait yumuşak X-ışını görüntüsünde merkezi ikilinin koordinatlarından yaklaşık 8″uzaklıkta, kuzeydoğu yönünde bir dış jet tespit edilmiştir. Ancak bu dış jet, sonraki gözlemlerde tespit edilememiştir. Bunun sebebi dış jetin soğuyarak X-ışınlarında

gözlenememesidir. Güneybatı yönünde ise herhangi bir eski dış jet yapısına rastlanmamıştır. Yumuşak X-ışını görüntüleri, merkezi bölgede yayılmış yeni bir emisyon yapısı ortaya koymakta ve bu yapı yaklaşık 2″boyunca güneybatı yönüne doğru uzanmaktadır.

2.0 keV üzerindeki X-ışını görüntüleri, emisyonun büyük kısmının merkezi bölgeden geldiği nokta benzeri bir yapıya işaret etmektedir. Ancak, merkezi bölgeden gelen X-ışını emisyonu, R Aqr'nin koordinatlarıyla tam olarak örtüşmemektedir. 2021 yılında emisyon, merkezi ikilinin konumuyla uyumlu görülürken, 2022'deki X-ışını görüntülerinde emisyonun merkezi ikilinin konumundan güneybatı yönüne doğru kaydığı tespit edilmiştir. Güneybatıya doğru bu sapma, hem yumuşak hem de sert X-ışını görüntülerinde gözlemlenmiş olup, 2017 ve 2020 yıllarında da fark edilmiştir. Ancak bu sapma, en belirgin şekilde 2022 yılında gözlenmektedir. Bu durum, hareket eden bir dış nebulaya işaret etmektedir.

Merkezi bölgeye ait spektrumlarda yumuşak ve sert X-ışını bileşenleri için iki farklı soğurma özelliği tespit ettik.2017 yılında yumuşak X-ışını bileşeni için soğurma değeri $N_{\rm H}$≈0.84×10^{22} cm^{-2} olarak bulunmuştur. 2020 yılında bu değer ani bir artışla $N_{\rm H}$≈2.39×10^{22} cm^{-2} seviyesine ulaşmış ve 2020 yılı sonrası bir azalma eğilimi gözlemlenmiştir. 2022 yılında ise $N_{\rm H}$, 2017'ye kıyasla 200 kat azalarak $N_{\rm H}$≈0.004×10^{22} cm^{-2} değerine düşmüştür. Buna karşın merkezi bölgeye ait spektrumların sert X-ışını bileşeni için iyonize soğurma, 2017 yılında $N_{\rm H}$≈62.2×10^{22} cm^{-2} gibi yüksek bir değerde bulunmuştur. Geriye kalan yıllarda ise iyonize soğurma değeri $N_{\rm H}$≈(60.5-64.7)×10^{22} cm^{-2} aralığında sabit kalmıştır.

Spektrumun yumuşak ve sert X-ışını bileşenleri için iki farklı plazma modeli kullanılmıştır. 2020 yılı dışında, yumuşak bileşen için plazma sıcaklıkları tüm dönemlerde kT≈0.2 keV civarlarında bulunmuştur. 2020 yılında ise plazma sıcaklığı kT≈0.60 keV olarak ölçülmüştür. Sert X-ışını bileşeninin plazma sıcaklıkları, 2017-2021 yılları arasında kT≈10.0-13.0 keV olarak ölçülmüş, 2022 yılında ise kT≈7.0 keV'ye düştüğü gözlemlenmiştir. Sert X-ışınlarındaki plazma sıcaklığı değerlerinin, önceki çalışmalarda gözlemlenen değerlerden biraz daha yüksek olduğu tespit edilmiştir. Bu nedenle, modelimizi `powerlaw` ve `bremss` modelleriyle yeniden düzenledik. Ancak bu modeller, uyum açısından ilk kullandığımız modelden daha iyi bir sonuç vermemiştir. Bu sebeple, ilk modelin sonuçlarını baz alarak değerlendirmelerimizi sürdürdük.

Merkezi bölge için X-ışını lüminoziteleri (öz ışımaları) 0.3-8.0 keV aralığında $L_{\rm x}$≈5.0-10.52×10^{30} erg s^{-1} olarak bulunmuştur.

Merkez dışı bölgenin spektrumlarında epoklar boyunca soğurmada önemli değişiklikler gözlenmiştir. 2017 ile 2020 yılları arasında $N_{\rm H}$≈61.22×10^{22} cm^{-2}'den $N_{\rm H}$≈4.13×10^{22} cm^{-2}'ye bir azalma göstermiş, ardından $N_{\rm H}$≈9.8×10^{22} cm^{-2}'ye kadar bir artış gözlemlenmiş ve 2022 yılında ise tekrar $N_{\rm H}$≈36.17×10^{22} cm^{-2}'ye yükselmiştir. Merkez dışı bölge spektrumları için yaklaşık sıcaklıkların, $N_{\rm H}$ değişimine bağlı olarak kT≈0.8 keV ile kT≈0.4 keV arasında değiştiği gözlemlenmiştir.

2022'de merkez dışı bölgesinin yumuşak X-ışını akısı, 2017'ye göre iki kat azalmıştır, ancak sıcaklıkta belirgin bir değişim görülmemiştir. Bu durum, hareket eden akıştaki şok sıcaklıklarının benzer olduğunu göstermektedir. 2017 ve 2022 yıllarında sıcaklıklar benzer olmasına rağmen, 2022 yılında gözlemlenen akıdaki azalmanın, bölgenin genişlemesiyle ilişkili olabileceği değerlendirilmektedir. Merkezi olmayan bölgenin X-ışını lüminoziteleri, 0.3-5.0 keV aralığında $L_{\rm x}$≈2.0-5.6×10^{30} erg s^{-1} olarak bulunmuştur. 2017, 2020 ve 2021 yılarında gözlemlenen lüminozite değerleri nispeten tutarlı olmasına rağmen, 2022 yılında belirgin bir azalma gözlemlenmiştir.

Sonuç olarak, R Aqr'nin yıllar içinde yapılan birçok gözleme rağmen hala derinlemesine incelenmesi gereken bir kaynak olduğunu düşünüyoruz. Gelecekteki Chandra ya da yüksek enerjili telekoplarla yapılacak gözlemler, sistemdeki morfolojik değişimlerin nedenlerini daha ayrıntılı bir şekilde ortaya koyma ve jetlerin oluşumu gibi sistemin dinamiklerine dair önemli bilgiler sunma açısından potansiyel taşımaktadır. Farklı dalga boylarında eşzamanlı gözlemler ise sisteminin daha kapsamlı bir şekilde anlaşılmasına olanak tanıyacaktır.

Kaynaklar

Arnaud K. A., 1996, in Jacoby G. H., Barnes J., eds, Astronomical Society of the Pacific Conference Series Vol. 101, Astronomical Data Analysis Software and Systems V. p. 17

Eze R. N. C., 2014, MNRAS, 437, 857

Fruscione A., ve diğ., 2006, in Silva D. R., Doxsey R. E., eds, Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series Vol. 6270, Observatory Operations: Strategies, Processes, and Systems. p. 62701V, doi:10.1117/12.671760

Gromadzki M., Mikołajewska J., 2009, A&A, 495, 931

Kellogg E., Pedelty J. A., Lyon R. G., 2001, ApJ, 563, L151

Luna G. J. M., Sokoloski J. L., Mukai K., Nelson T., 2013, A&A, 559, A6

Min C., Matsumoto N., Kim M. K., Hirota T., Shibata K. M., Cho S.-H., Shizugami M., Honma M., 2014, PASJ, 66, 38

Muerset U., Wolff B., Jordan S., 1997, A&A, 319, 201, ADS

Nichols J. S., DePasquale J., Kellogg E., Anderson C. S., Sokoloski J., Pedelty J., 2007, ApJ, 660, 651

Webster B. L., Allen D. A., 1975, MNRAS, 171, 171

Access:
M25-0355: Turkish J.A&A — Vol.6, Issue 3.

TJAA Vol. **6**, *Special Issue*, *p.*111–113 (2025). DOI: 10.55064/tjaa.1635363 *Conference Paper*

Atmosferik Türbülans Gözlemleri Yazılımı: ATLAS

Cihan Tuğrul Tezcan[1] ⋆, Onur Şatır[1]
[1] *Türkiye Ulusal Gözlemevleri, DAG, Erzurum 25050, Türkiye*

Accepted: March 1, 2025. Revised: March 1, 2025. Received: February 7, 2025.

Özet
Türkiye Ulusal Gözlemevleri Doğu Anadolu Gözlemevi (DAG) yerleşkesinde, sürekli ve anlık olarak atmosferik türbülans ölçümlerinin gerçekleştirildiği Türbülans Profil Sisteminin (TPS) veri üretimi ve kontrolleri, cihazların kendi yazılımları üzerinden bir operatör vasıtasıyla gerçekleştirilmektedir. Atmosferik türbülans parametrelerinin ölçümünü yapan TPS cihazlarının gözlem otomasyonu için DAG Gözlem ve Yazılım Ekibi tarafından, DAG'ın Gözlemevi Kontrol Yazılımı - Observatory Control Software (OCS) altyapısının bir parçası olarak TPS yazılımı ATLAS'ın (Atmospheric TurbuLAns Software) da geliştirilmesini zorunlu kılmıştır. Yazılım aynı zamanda AG-MAM (Meteorological and Atmospheric Monitoring) sistemine de bilgi üretmektedir.

Abstract
At the Türkiye National Observatories Eastern Anatolia Observatory (DAG) site, continuous and instantaneous atmospheric turbulence measurements are performed by the Turbulence Profiling System (TPS). Data acquisition and control of the TPS are currently carried out by an operator using the devices' proprietary software. To automate the observation process for the TPS, which measures atmospheric turbulence parameters, the DAG Observation and Software Team has undertaken the development of ATLAS (Atmospheric TurbuLAns Software). This software is integrated with DAG's Observatory Control Software (OCS) infrastructure. ATLAS also provides data to the DAG Meteorological and Atmospheric Monitoring (MAM) system.

Anahtar Kelimeler: atmospheric turbulence – instrumentation – atmospheric seeing

1 Giriş

Atmosferik türbülansın yarattığı optik bozulmalar, astronomik gözlemler üzerinde 1 metre ve üzeri teleskoplar ile yapılan gözlemlerde etkin olmaya başlar (Roddier 1981). Optik bozulmalar bilimsel gözlemler üzerinde sinyal-gürültü oranını (SNR) azaltarak gözlem sisteminin ulaşabileceği teorik kırınım limitine ulaşmayı imkansızlaştırmaktadır. Bu nedenle büyük teleskoplarda aktif optik (aO) ve adaptif optik (AO) sistemleri kullanılmaktadır. Bu sistemler gözlem ile eş zamanlı olarak dalgacephesi sensörü (WFS) sayesinde yüksek hızlar ile optik bozulmaları tespit edip uyarlanabilir ayna (DM) ile düzeltilmiş dalgacephesini bilimsel kameraya yönlendirir. Böylelikle çözünürlüğü artırarak, sinyal-gürültü oranı yükselir dolayısıyla çözünürlük, kırınım limitine yaklaştırılır (Glindemann ve diğ. 2000). Tasarlanan AO sistemlerine göre mekanizmanın verimli çalışabilmesi belli atmosferik türbülans şartlarında gerçekleşmektedir.

Atmosferik türbülans bir kaç parametre ile ölçülendirilir. Temel parametre ise tüm atmosferin toplam etkisini niteleyen atmosferik görüş parametresidir piksel veya yay saniyesi biriminde ölçülür. Atmosferik görüş temel olarak bir karar parametresi olarak kullanılmaktadır. Beraberinde farklı yöntemler ile atmosferik kırılım indisi yapı sabiti C_n^2 ($\mathrm{m}^{-2/3}$) birimiyle, eş yüzey açısı θ ($^\circ$), dış ölçek L_0 (m) ve Fried Parametresi ya da uzunluğu r_0 (cm) parametrelerinin gözlemsel ölçümleri gerçekleştirilebilir (Guyon 2005). Yönteme bağlı olarak aynı zamanda farklı atmosfer yüksekliklerinde bu parametrelerin hesaplanması gerçekleştirilmektedir. Atmosferik türbülans parametrelerinin anlık (1 Hz) ölçülerek veritabanlarına kaydedilmesi ve görüntülenmesi aO ve AO sistemlerine sahip büyük teleskoplar için elzemdir. Bu parametreler karar verme süreçlerinde kullanılabileceği gibi sistemlerin optimum verimde çalışabilmesini sağlayacak giriş verilerinin hesaplanmasında rol oynamaktadırlar.

4 metre birincil ayna çapıyla birlikte aO ve AO sistemlerine sahip Doğu Anadolu Gözlemevi teleskobu bu parametrelere ihtiyaç duymaktadır. Bunu sağlamak için yerleşkede gözlem istasyonu kurulmuş ve MASS-DIMM (Multi Aperture Scintillation Sensor - Differential Image Motion Monitor) (Kornilov ve diğ. 2007) ile DIMM (Sarazin & Roddier 1990) yöntemlerini eş zamanlı ve eş hedeften gözlem yapılabilecek, "Turbulence Profiling System" (TPS) adı verilen yapı geliştirilmiştir. Bu çalışmada TPS'nin bir operatör gözlemci vasıtasıyla gözlem yapılabilmesini sağlayan ATLAS yazılımının yapısı anlatılmaktadır.

1.1 Meteorolojik ve Astronomik Görüntüleme - MAM

MAM sistemi ve kulesi, bir çok çevresel ölçüm cihazından oluşan bir yapıdır. 9 metre yüksekliğindeki MAM kulesinin her köşesi ve kenar ortasında farklı ölçüm cihazları bulunmaktadır. İki farklı meteoroloji istasyonu, iki farklı tüm gökyüzü kamerası, GNSS anteni, astonomik görüş monitör cihazı ve bulut sensörü bu cihazlar arasındadır. Kule, fiber internet altyapısı, ağ zaman protokol (NTP) cihazı ve kesintisiz güç kaynağı üzerinden gelen elektrik altyapısı ile çalışmaktadır. Cihazların kesintisiz olarak

⋆ cihant@trgozlemevleri.gov.tr

© 2025 Turkish Astronomical Society (TAD)

Şekil 1. MAM Kulesinin görüntüsü.

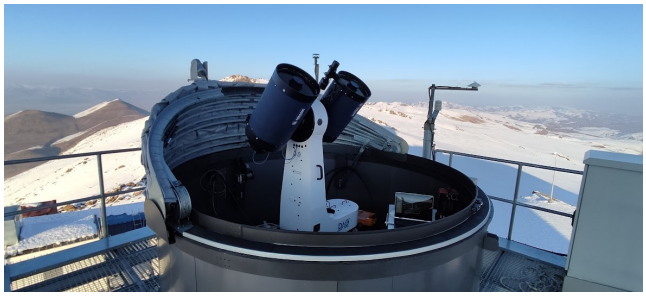
veri biriktirmesi gözlemevi için çok önemlidir. Hem anlık veri gösterimlerinde karar vericiler olarak kullanılırken aynı zamanda DAG veri sistemine depolanarak istatistiksel çalışmalara kaynak sağlanmaktadır (Yeşilyaprak ve diğ. 2018).

1.2 Türbülans Profil Sistemi - TPS

TPS sistemi kulenin ortasından yükselen ve kule yapısından bağımsız pilye üzerine konuşlandırılmış, 30 cm çaplı iki optik tüp, tek bir kundak üzerinde eş zamanlı olarak aynı hedeften gözlem yapmasını sağlayan, DAG teleskobuna 35 metre uzaklıkta, yerden yükseklik olarak aynı seviyede (9m) bulunan bir gözlem istasyonudur. İki farklı yöntem ile eş zamanlı gözlem yapılmasının temel amacı yöntemlerin birbirine uyumunun incelenmesi ve ölçüm hassasiyetinin artırılmasıdır. Aynı zamanda birbirlerinin yedekleri olarak kullanılabilmektedir. Böylelikle kesintisiz olarak atmosferik türbülans ölçümleri yapılabilmektedir.

MASS-DIMM cihazı sintilasyon değerlerinin (MASS) ve görüntü konum değişimlerinin (DIMM) hızlı ölçümü sonucunda dakikalık olarak 6 farklı atmosfer yüksekliğinde atmosferik kırınım indisi yapı sabiti/türbülans gücü (C_n^2) değerini, eş düzlemsel açı ve atmosferik görüş değerini ölçmektedir. MASS-DIMM, Linux ortamında kendine ait yazılımı ile çalışmaktadır. Cihaz bir adet kamera, 4 adet fotokatlandırıcı ve kendi elektronik devresi ile kompakt bir yapıda TPS teleskoplarının birinde bir elektronik odaklayıcı ile birlikte bulunmaktadır.

GDIMM sistemi görüntü konum değişimlerinin hızlı ölçümleriyle anlık olarak (mevcutta 0.1 Hz) tüm atmosfer



Şekil 2. TPS'nin kubbe açıkken görüntüsü.

boyunca, atmosferik görüş değeri sonucunu ölçmektedir. Cihaz yalnızca elektronik odaklayıcı üzerinde bulunan kamera ile çalışmaktadır. Teleskobunun önünde ise pasif bir maske, maske üzerinde saptırıcı optik kama bulunmaktadır.

Her iki sistem tek bir kundak üzerinde konuşlandırılmıştır. Böylelikle sistemlerin eş zamanlı olarak aynı hedeften gözlem yapılması sağlanmaktadır. Kubbe, TPS için özel olarak tasarlanmış ve üretilmiş, çevresel şartlara dayanıklı, tamamen açılabilen ve programlanabilen bir yapıdır. Kubbe içerisinde bir adet fanlı ısıtıcı da bulunmaktadır. TPS Şekil 2'de görülmektedir.

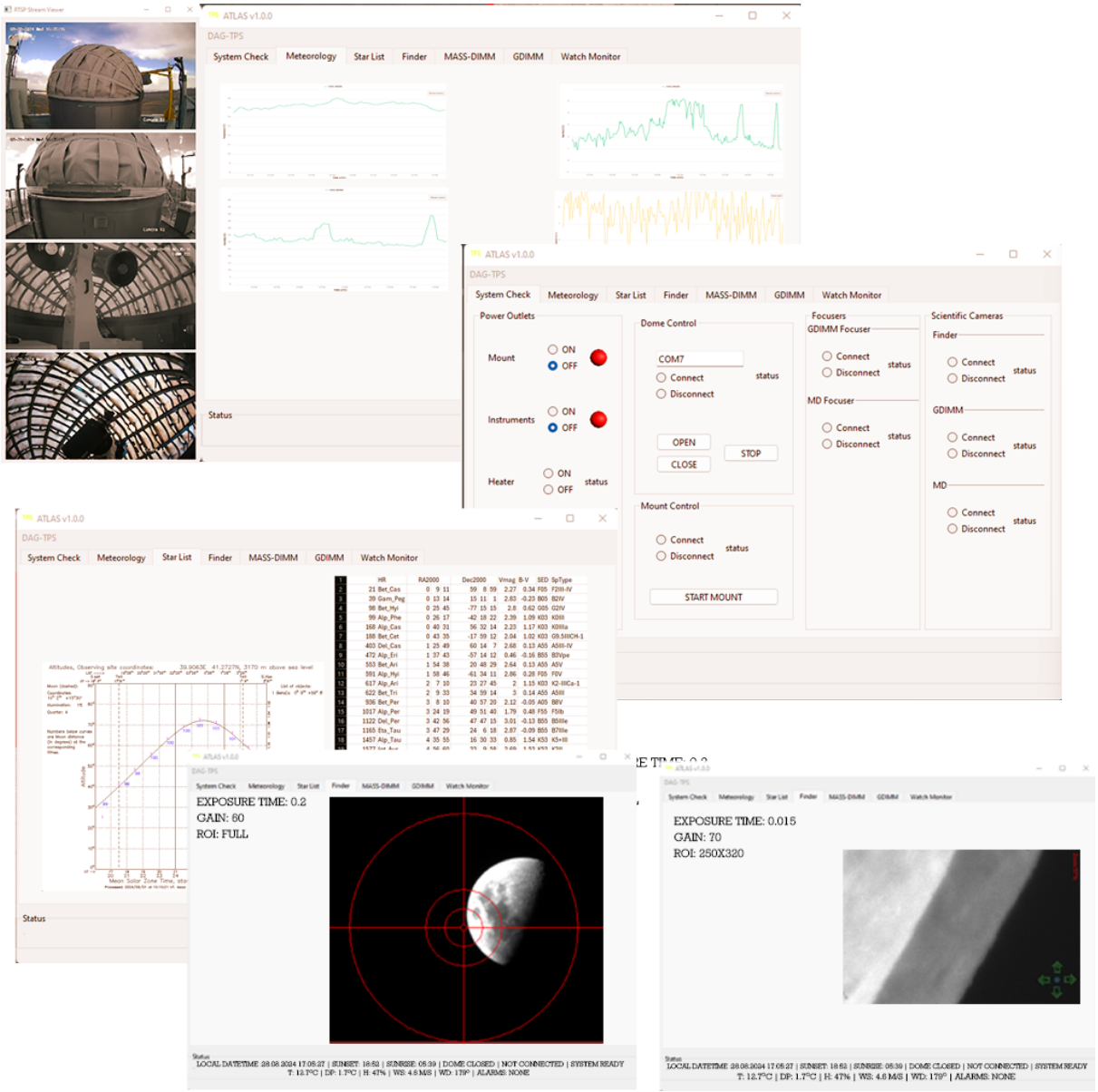
2 ATLAS

ATLAS, tüm bu sistemlerin eş zamanlı olarak çalıştırılabilmesi için yazılımsal altyapıyı oluşturan arayüze sahip bir uygulamadır. Bir çok cihazın aynı anda performanslı bir şekilde çalıştırılması ve alınan verilerin anlık olarak depolanması ile monitör edilmesini sağlamaktadır. Her bir cihazın farklı protokoller izleyerek çalışması zaman kaybı yaratmakta ve kendi uygulamalarında hatalar oluşturabilmektedir. Bu durumların önüne geçmek ile operatör gözlemcinin daha kolay işlem yapabilmesi amacıyla ATLAS yazılımı geliştirilmeye başlanmıştır.

Yazılım içerisinde çevre kameraları görüntüleme, ısıtıcı kontrolü, cihaz güç kontrolü ve bilgisayar bağlantıları gerçekleştirme, meteoroloji bilgileri takibi, otomatik gözlem listesi oluşturma, bulucu teleskobun kamera bağlantısı ve görüntü akışı, MASS-DIMM bağlantısı ve ön ayarlarını gerçekleştirme, DIMM bağlantısı ile hedef seçimi, ilgili görüntü alanı (ROI) seçimi, gözleme başlangıç ve sonuçların takip ekranı sekmeler dahilinde kontrol edilerek çalıştırılmaktadır. Bütün bu işlemler mevcut durumda kısmen otomatik olarak gerçekleşmektedir. ATLAS yazılımı mevcut haliyle robotikleştirme çalışmalarının altyapı kütüphanesini oluşturmaktadır. Yazılım, Python programlama dili ve `Qt` arayüz kütüphanesi ile geliştirilmektedir. Cihazların sahip olduğu Python kütüphanelerinin kullanılmasının yanı sıra güç kontrolü, kubbe kontrolü, analiz adımlarının yazılım paketleri ATLAS dahilinde geliştirilmektedir.

3 Sonuç

ATLAS yazılımı böylesine kompleks bir gözlem istasyonu için standart yazılım altyapı kütüphanelerini oluşturmakta fakat TPS'ye adanmış bir yazılımdır. Benzer gözlem istasyonlarının başka yerleşkelere kurulması ile aynı altyapı farklı donanımların ihtiyaç duyabileceği modifikasyonlar sonrası kullanılabilmesi hedeflenmektedir. Güncel versiyonu ile bir operatör kontrolünde



Şekil 3. ATLAS yazılımının farklı sekmelerinde görüntü.

gözlem yürütülmektedir. Yakın zamanda tamamlanması planlanan yazılımsal ve cihazlardaki fiziksel güncellemeler sonrasında robotik kullanıma kısım kısım başlanacaktır.

Benzer tarz küçük teleskopların robotik çalıştırılması günümüzde insan gücünün hem gözlem yapması hem de veri analizi yapması hususunda hantal bir yapı oluşturmaktadır. Hızlı bir şekilde istenen sonuca ulaşmaya günümüz teknolojisi izin vermektedir. ATLAS tarzı yazılımların geliştirilmesi ve içeriğinin kullanıcılara sunulması son derece önemlidir.

Teşekkür

Çalışmanın yürütüldüğü kurum Türkiye Ulusal Gözlemevleri Doğu Anadolu Gözlemevine sağladığı altyapı, üstyapı ve imkanları için teşekkür ederiz. Bu çalışma, yürütücülüğünü Dr. Onur Şatır'ın yaptığı 121F033 numaralı TÜBİTAK 3501 projesi kapsamında gerçekleştirilmiştir.

Kaynaklar

Glindemann A., Hippler S., Berkefeld T., Hackenberg W., 2000, Experimental Astronomy, 10, 5
Guyon O., 2005, ApJ, 629, 592
Kornilov V., Tokovinin A., Shatsky N., Voziakova O., Potanin S., Safonov B., 2007, MNRAS, 382, 1268
Roddier F., 1981, Progess in Optics, 19, 281
Sarazin M., Roddier F., 1990, A&A, 227, 294, ADS
Yeşilyaprak C., Tezcan C. T., Shameoni Niaei M., Özturk İ., Güney Y., Doğan E., 2018, in Marshall H. K., Spyromilio J., eds, Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series Vol. 10700, Ground-based and Airborne Telescopes VII. p. 107005D, doi:10.1117/12.2313420

Access:
M25-0378: Turkish J.A&A — Vol.6, Issue 3.

TJAA Vol. **6**, *Special Issue*, *p.*114–117 (2025). DOI: 10.55064/tjaa.1593910 *Conference Paper*

HT Cas Kataklismik Değişen Sisteminin TESS Gözlemleri

Okan Can İnce[1] ⋆, Belinda Kalomeni[1]
[1] *Ege Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 35100, İzmir, Türkiye*

Accepted: March 1, 2025. Revised: March 1, 2025. Received: November 30, 2024.

Özet
Bu çalışmada örten cüce nova HT Cas çift sisteminin TESS uydu telekobu tarafından elde edilen fotometrik gözlemleri incelendi. Elde edilen yeni zaman serilerinin frekans analizi 18, 24 ve 58 sektörlerini kapsayacak şekilde yapılmıştır. Baskın frekans olan yörünge dönemine ilişkin değer hassas bir şekilde 0.0736461 gün olarak yeniden elde edildi. Yapılan frekans analizi sonucunda on adet frekans tespit edilmiş fakat bunlarının çoğunun birbirlerinin kombinasyonu olduğu belirlendi.

Abstract
In this study, we analysed the photometric observations of the HT Cas binary system obtained by the TESS satellite telescope. The frequency analysis of the newly obtained time series was performed for sectors 18, 24 and 58. The dominant frequency, the value for the orbital period, was precisely reconstructed as 0.0736461 days. As a result of the frequency analysis, ten frequencies were identified, but most of them were found to be a combination of each other.

Anahtar Kelimeler: Binary Stars — Cataclysmic Variables — Nova — HT Cas

1 Giriş

Kataklismik değişen yıldızlar, genellikle bir ana kol yıldızından ve bir beyaz cüce yıldızından oluşan çift sistemlerdir. Böylesi sistemlerde madde aktarımı ve disk yapısı ile bileşenlerin etkileşimi kısa ve uzun dönemli fotometrik gözlemlerde etkilidir. Bu değişimler bazen dakikalar mertebesinde olan ve flickering (Bruch 1992; Sokoloski ve diğ. 2001; Kalomeni ve diğ. 2005a) olarak bilinen değişimler olabileceği gibi uzun dönemli ve birkaç yüz gün mertebesinde olan değişimler de olabilir (Wade & Ward 1985; Chen ve diğ. 1997; Garnavich & Szkody 1988; Kalomeni 2012b; Kalomeni & Yakut 2008; Kalomeni 2012a). Ayrıca güçlü manyetik alan kaynaklı madde atımları bazen düşük kütle oranlarında olabildiği gibi bazen de yüksek kütle oranlarında olabilir ve bu fiizksel süreçler sonucunda ani akı değişimleri ortaya çıkar (Williams 1983; Kalomeni ve diğ. 2005b). Kısa dönemli değişimler, genellikle toplanma diskindeki yapısal kararsızlıklar veya manyetik etkileşimlerden kaynaklanırken, uzun dönemli değişimler kütle aktarım hızındaki varyasyonlara, manyetik döngülere veya geri-tür olan bileşenin aktivitesine bağlı olabilir. Bu sistemlerde gözlemlenen kısa ve uzun dönemli fotometrik değişimler, hem seçilen sistemlerin fiziksel özelliklerini anlamak hem de genel olarak kataklismik değişen yıldızların evrimsel yollarını incelemek açısından büyük önem taşır.

Cüce novalar, bir beyaz cüce ve düşük kütleli bir anakol yıldızından oluşan çift yıldız sistemleridir. Bileşen yıldızdan beyaz cüceye kütle transferi gerçekleşir. Cüce novalar genel olarak patlama özellikleri ve dönemlerine göre farklılık gösterir. Z Cam, SU UMa ve U Gem gibi alt türleri mevcuttur. HT Cas 1978 yılındaki keşfinden bu yana birçok araştırmacı tarafından çalışılmıştır. Toplanma diski kaynaklı değişimler nedeni ile sistemin parlaklığında belirgin değişimler ortaya çıkar (Patterson 1998). Beyaz cücenin etrafında toplanan maddenin yüzeye düşmesi sonucu disk parlaklığı hızla artar (Warner 1995; Kalomeni ve diğ. 2016). Toplanma diski, kararsızlıklar ve viskoz süreçler kaynaklı olarak dinamik bir yapıya sahip olup diskteki gazın viskozitesi, madde akışını düzenler ve parlaklık değişimlerine yol açar (Osaki 1996).

Kataklismik değişen bir yıldız olan HT Cas, 106 dakika yörünge dönemine ve düşük kütle aktarım oranına sahiptir. Sistem dönemli olmayan parlaklık değişimleri sergilemektedir. Parlaklık değişimlerine neden olan patlamalar genelikle disk kararsızlık modeli (DIM) (Lasota 2001) ile açıklanmaktadır. Toplanma diskine yığılan maddenin yoğunluğu kritik bir yoğunluğa ulaştığında parlaklıkta artışa neden olan ani bir patlama gerçekleşir (Osaki 1996). Bu patlamalar genellikle birkaç hafta ile birkaç ay arasında düzensiz aralıklarla meydana gelir ve sistemin parlaklığı birkaç kat artar.

HT Cas çift sistemi hem fotometrik hemde tayfsal gözlemler bakımından sıklıkla ele alınmıştır. Fotometrik gözlemler bize HT Cas'in düzenli patlama döngüleri hakkında ayrıntılı bilgi sunar ve sistemin toplanma diskinin kararsızlıklarını ve superhump adı verilen karakteristik ışık eğrisi özelliklerinin tanımlanmasına olanak tanır (Kato ve diğ. 2009). Tayfsal analizler, beyaz cücenin ve toplanma diskindeki madde akışının hızını ve kimyasal bileşimini belirlemeye katkı sunar. Lawrence & Copperwheat (2024) sistemin 2022 de elde ettikleri yeni ışık değişimini sunmuşlar ve olası kütle oranı ve yarıçap gibi bazı parametrelerini elde etmişlerdir. Feline ve diğ. (2005) ULTRACAM ile sistemin hassas fotometrisini elde ederek diskli yapı hakkında bilgiler sunmuşlardır. Sistemin 1995 yılı patlamasına ilişkin çalışmalar ise Ioannou ve diğ. (1999) tarafından ele alınmış ve toplanma diskindeki değişim çalışılmıştır. Sistemin birçok yazar tarafından ışık değişimleri çalışılmıştır. Yörünge dönem değişimi Han ve diğ. (2023) tarafından ele alınmış ve azalan dönem değişimine ek olarak görülen çevrimsel yapı 14 Jüpiter kütlesi mertebesinde bir cismin varlığına atfedilmiştir.

⋆ okan98307@gmail.com

© 2025 Turkish Astronomical Society (TAD)

2 Gözlemler ve veri indirgemesi

TESS (Transiting Exoplanet Survey Satellite) (Ricker ve diğ. 2015) kataklismik değişen yıldızlara ilişkin veri setleri de sunmaktadır. TESS verilerinin hassasiyeti ve yüksek zaman çözünürlüğü, kısa yörünge dönemine sahip kataklismik değişen yıldızların parlaklık değişimlerini analiz etme ve hassas sonuçlar elde etme imkanı sunar. Bu sistemlerde gerçekleşen patlamalar Yer konuşlu gözlemlerden çok daha hassas olan TESS gözlem verileri ile patlamaların zamanı, süresi ve parlaklık değişimlerinin şiddetini doğru bir şekilde belirler. Böylelikle toplanma diskinde gerçekleşen fiziksel süreçlerin daha iyi modellenmesine olanak tanır. Diğer taraftan TESS'in sağladığı kesintisiz gözlem veri sektörleri, sistemin sönük olduğu düşük toplanma dönemlerindeki ince yapıları ortaya çıkarmıştır. Bu da toplanma diskinin zaman içindeki evrimini ve beyaz cücenin etrafındaki gaz dinamiklerini daha iyi anlamamıza olanak sağlar. Kesintisiz gözlem verileri, HT Cas ve benzeri sistemlerde olduğu gibi disk kararsızlıkları ve manyetik alanlar ile ilişkili fiziksel süreçlerin iyi anlaşılmasına yardımcı olur.

Kataklismik değişenlerde gözlenen toplanma diski, hem patlamalar hem de beyaz cücenin toplanma diskindeki maddenin davranışı açısından önemlidir. Disk karasızlık modeli, HT Cas gibi kataklismik değişen sistemlerde gözlemlenen parlaklık değişimlerini anlamak için kritik bir rol oynar. Model, düşük sıcaklıkta optik olarak ince ve yüksek sıcaklıkta optik olarak kalın olacak şekilde diskin iki farklı denge durumu arasında geçiş yapabileceğini öne sürer (Lasota 2001). Bu sistemindeki patlamalar diskin sıcaklık ve yoğunluk değişimleriyle ilişkilendirilir. Bileşen yıldızdan aktarılan madde belirli koşullar altında toplanma diskinde ani bir parlaklık artışına neden olur. Bu tür patlamalar genellikle birkaç hafta/ay süren aralıklarla meydana gelir ve TESS verileri, bu sürecin daha doğru bir şekilde izlenmesine olanak tanımaktadır. Bu tür gözlemler, toplanma diskinin evrimi hakkında ayrıntılı bilgi verir ve madde akışının sürekli mi yoksa düzensiz mi olduğunu anlamamızı sağlar (Scaringi ve diğ. 2017).

Yakın çift yıldızların ışık değişimleri birkaç ay mertebesinde değişimler gösterdiğinden ışık eğrileirnin elde edilmesinde sektörlerin ayrı ayrı çizilmesi daha doğru olacaktır. Bu nedenle sistemin evreye karşı akı değişimleri çizdirilirken en son TESS tarafından elde edilen sektör 58'de elde edilen veri setleri kullanılmıştır. Bu gözlemler aralıksız olarak toplamda 27.7 günde tamamlanmıştır. Gözlemlerde poz süresi 120 saniye olup 2459882.3 ve 59910.1 BJD aralığındadır. Sistemin TESS gözlemleri MAST veri arşivinden alınmış, `Lightkurve` (Lightkurve Collaboration ve diğ. 2018) ve yeni geliştirdiğimiz Python kodları kullanılarak zamana karşı normalize akı değişimleri elde edildi. Elde edilen ışık değişimleri Şekil 1'de gösterilmiştir.

3 Sonuç ve Tartışmalar

Kataklismik değişenler üzerine yapılan çalışmalar, beyaz cüceler ile bileşen yıldızlar arasındaki madde transferi ve kütle toplanma süreçleri hakkında bilgi verir. Özellikle TESS gibi uzay konuşlu teleskoplar bu sistemlerin evrim süreçlerini daha iyi anlamamıza olanak tanır. Beyaz cüceler, Tür-Ia süpernovalarının ataları olabileceğinden bu sistemler Tür-Ia süpernovaları üzerine yapılan çalışmalar için de önemlidir (Mukai 2017). TESS, kataklismik değişen yıldızların modellemeleri ve teorilerine ilişkin çalışmaların sınanmasında önemli gözlem verileri sunmaktadır. Bu veriler, beyaz cüceler, toplanma disklerinin kimyasal yapısı ve bileşen yıldızın evrimi gibi birçok çalışmaya önemli katkıda bulunabilir.

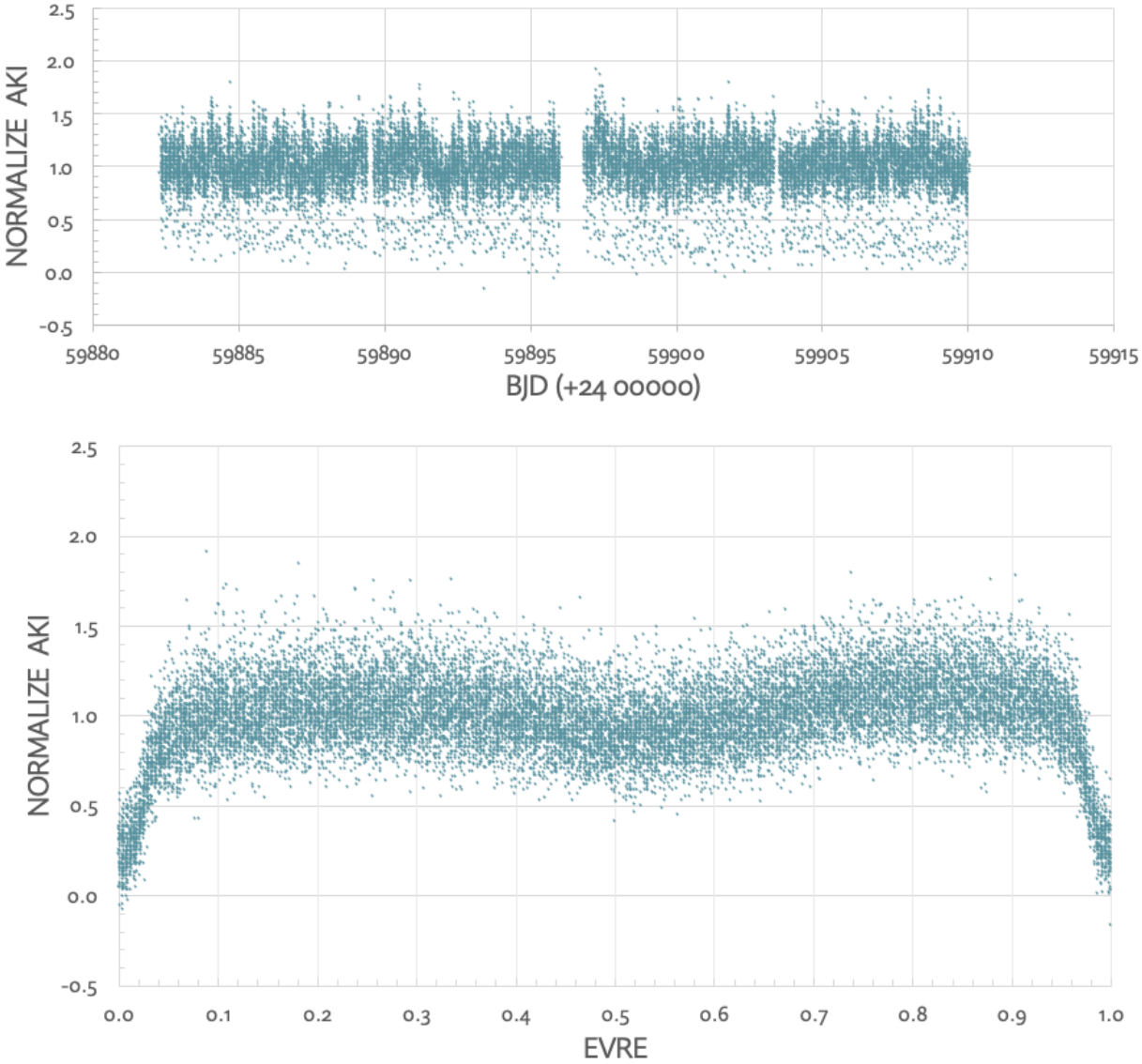
Sistem fotometrik olarak birçok araştırmacı tarafından elde edilmesine karşın TESS uydu teleskobu ile elde edilen kesintisiz gözlemleri en iyi ve hassas gözlemi olarak gösterilebilir. TESS gözlemlerinin zamana karşı göreli akı değişimi ile evre değişim grafikleri Şekil 1 de gösterilmiştir. Evre değerleri hesaplanırken bu çalışmada yeni elde edilen dönem ve minimum zaman kullanılmıştır. Ardışık TESS gözlemleri analiz edilip yeni dönem bulma sırasında Period04 (Lenz & Breger 2005) programı kullanılmıştır. Baskın frekans olarak 27.1569 c/d belirlenmiş bu frekansı gösteren güç tayfı da Şekil 2'de gösterilmiştir. Çift sistemlerdeki frekans analizinde, temel bir yörünge frekansının yanı sıra genellikle farklı sayıda birkaç ek frekansın ortaya çıkması ya mevcut frekansın kombinasyonları ya da başta aktivite olmak üzere diğer bazı fiizksel süreçlerin katkısı olabilir. Bunlara ek olarak, HT Cas sisteminde de olduğu gibi gözlemler sırasında kaynağın yakında bulunan başka bir ışık kaynağının kirletici etkisi de bir ek değişime neden olabilir. Çalışmada elde edilen temel frekans dışında on frekans daha tespit edilmiş olmasına karşın çoğu birbirinin kombinasyonu biçiminde olduğu tespil edilmiştir. Çift sistemin yörünge dönemi hassas TESS gözlemlerinden 0.0736461(7) olarak elde edilmiştir.

Teşekkür

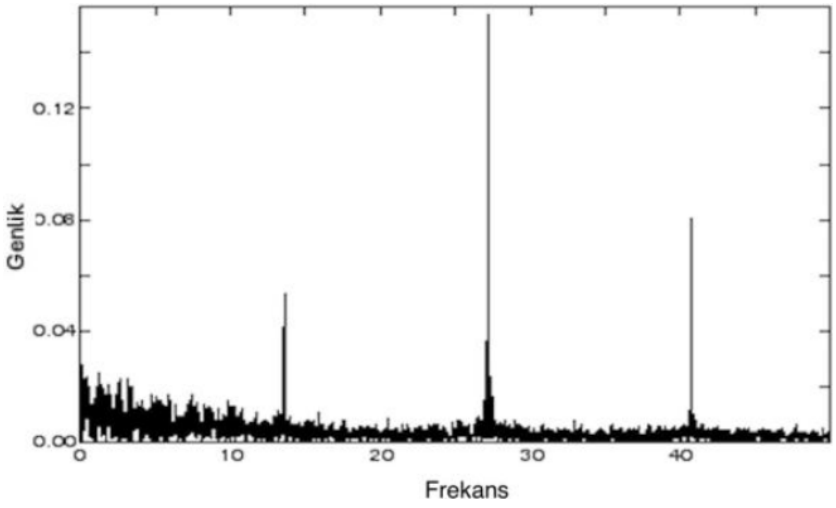
Bu çalışma Okan Can İnce'nin Yüksek Lisans tez çalışmasının bir bölümünden üretilmiştir. Çalışmada kullanılan gözlemler TESS uydu teleskobundan elde edilen veri setlerinden elde edilmiştir.

Kaynaklar

Bruch A., 1992, A&A, 266, 237, ADS
Chen W., Shrader C. R., Livio M., 1997, ApJ, 491, 312
Feline W. J., Dhillon V. S., Marsh T. R., Watson C. A., Littlefair S. P., 2005, MNRAS, 364, 1158
Garnavich P., Szkody P., 1988, PASP, 100, 1522
Han Z. T., ve diğ., 2023, ApJ, 953, 63
Ioannou Z., Naylor T., Welsh W. F., Catalán M. S., Worraker W. J., James N. D., 1999, MNRAS, 310, 398
Kalomeni B., 2012a, in Richards M. T., Hubeny I., eds, IAU Symposium Vol. 282, From Interacting Binaries to Exoplanets: Essential Modeling Tools. pp 91–92, doi:10.1017/S1743921311027049
Kalomeni B., 2012b, MNRAS, 422, 1601
Kalomeni B., Yakut K., 2008, AJ, 136, 2367
Kalomeni B., PekÜnlÜ E. R., Yakut K., 2005a, Ap&SS, 296, 477
Kalomeni B., Pekünlü E. R., Yakut K., 2005b, A&A, 439, 823
Kalomeni B., Nelson L., Rappaport S., Molnar M., Quintin J., Yakut K., 2016, ApJ, 833, 83
Kato T., ve diğ., 2009, PASJ, 61, S395
Lasota J.-P., 2001, New Astron. Rev., 45, 449
Lawrence E. A., Copperwheat C. M., 2024, Research Notes of the American Astronomical Society, 8, 14
Lenz P., Breger M., 2005, Communications in Asteroseismology, 146, 53
Lightkurve Collaboration ve diğ., 2018, Lightkurve: Kepler and TESS time series analysis in Python, Astrophysics Source Code Library (ascl:1812.013)
Mukai K., 2017, PASP, 129, 062001
Osaki Y., 1996, PASP, 108, 39
Patterson J., 1998, PASP, 110, 1132
Ricker G. R., ve diğ., 2015, Journal of Astronomical Telescopes, Instruments, and Systems, 1, 014003



Şekil 1. Cüce Nova HT Cas'ın TESS ışık değişimi. Üst panel zamana göre değişimi gösterirken alt panel bu çalışmada elde edilen yeni döneme göre elde edilmiş ışık eğrisini göstermektedir.



Şekil 2. HT Cas sisteminin TESS 18, 24 ve 58 sektörleri kullanılarak yapılan frekans analizi sonucu elde edilen güç spektrumu.

Scaringi S., Maccarone T. J., D'Angelo C., Knigge C., Groot P. J., 2017, Nature, 552, 210
Sokoloski J. L., Bildsten L., Ho W. C. G., 2001, MNRAS, 326, 553
Wade R. A., Ward M. J., 1985, in Pringle J. E., Wade R. A., eds, , Interacting Binary Stars. CUP, p. 129
Warner B., 1995, Cataclysmic variable stars. Camb. Astrophys. Ser., Vol. 28 Vol. 28, CUP
Williams G., 1983, ApJS, 53, 523

Access:
M25-0332: Turkish J.A&A — Vol.6, Issue 3.

TJAA Vol. **6**, *Special Issue*, *p.*118–121 (2025). DOI: 10.55064/tjaa.1593479 *Conference Paper*

Aynalı Teleskoplar için Düşük Maliyetli Düz-Alan (Flat-Field) Panel Üretimi

Şeyma Pekdemir[1] ⋆, Neslihan Arslan[1], Mustafa Kürşad Yıldız[2,3]
[1] *Erciyes Üniversitesi, Fen Bilimleri Enstitüsü, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 38039, Kayseri, Türkiye*
[2] *Erciyes Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 38030, Kayseri, Türkiye*
[3] *Erciyes Üniversitesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Gözlemevi Uygulama ve Araştırma Merkezi (UZAYBİMER), 38281, Kayseri, Türkiye*

Accepted: February 13, 2025. Revised: February 13, 2025. Received: November 29, 2024.

Özet
Bu çalışmada Erciyes Üniversitesi Astronomi ve Uzay Bilimleri Gözlemevi Uygulama ve Araştırma Merkezinde (UZAYBİMER) kullanılmak üzere yüksek maliyetli düz-alan panellerine ekonomik bir alternatif geliştirilmesi amaçlamıştır. Düz-alan panelleri, CCD ve CMOS dedektörleri ile alınan bilimsel görüntülerin kalibrasyonu için gerekli olup, dedektörlerdeki üretim hatalarını ve optik yol üzerindeki toz ve lekelerin etkilerini ortadan kaldırmak için kullanılırlar. Çalışma kapsamında iki farklı yöntem ile düz-alan panel üretimi hedeflenmiştir. Birinci yöntemde, led izleme paneli kullanılarak taşınabilir bir düz-alan paneli üretilmiştir. UZAYBİMER'de bulunan T40 teleskopundan deneme düz-alan görüntüleri başarıyla alınmıştır. İkinci yöntemde ise UZAYBİMER teleskoplarından Meade-LT6 isimli 6 inçlik bir teleskobun üzerine takılıp, otomatik olarak parlaklık ayarı yapacak ve teleskobun ASCOM yazılımı ile uyumlu bir şekilde çalışacak düz-alan paneli üretilmiştir.

Abstract
This study aims to develop an economical alternative to high-cost flat-field panels to be used at Erciyes University Astronomy and Space Sciences Observatory Application and Research Center (UZAYBİMER). Flat-field panels are essential for the calibration of scientific images taken with CCD and CMOS detectors and are used to eliminate manufacturing errors in detectors and the effects of dust and stains on the optical path. This study aims to produce flat-field panels using two different methods. The first method produced a portable flat-field panel using an LED viewing panel. Trial flat images were successfully obtained from the T40 telescope at UZAYBİMER. In the second method, we produced a flat-field panel to be mounted on a 6-inch Meade-LT6 telescope at UZAYBİMER, and it will automatically adjust brightness, and work in harmony with the telescope's ASCOM software.

Anahtar Kelimeler: Flat-Field — Optical Observation — Image Sensors

1 Giriş

Sensörler, çevresel bilgileri algılayıp diğer cihazlara aktarır. Son yıllarda mikro teknoloji alanında gerçekleşen ilerlemelerle sensörlerin işlevsellikleri genişlemiştir. Optik görüntüleri elektronik sinyallere dönüştüren bu sensörler, ışığa duyarlı fotodiyotlar içerir (Kumbhar & Kshirsagar 2015; Polatoğlu & Özkesen 2022). Çözünürlük, fotodiyot sayısına göre belirlenir; ancak sensör boyutu küçüldükçe ışığa duyarlılık azalır, bu nedenle yüksek çözünürlük her zaman daha iyi kalite anlamına gelmez. CCD ve CMOS sensörler dijital kamera ve ölçüm sistemlerinde yaygın olarak kullanılır (Lesser 2015).

CCD ve CMOS sensöreleri kullanarak yüksek doğruluklu astronomik veriler elde etmek için kalibrasyon görüntülerine ihtiyaç duyulur. Kalbirsayon görüntüleri, sensörelerin her pikseldeki kusurlarını gidererek ve gürültüleri en aza indirerek sönsörlerden elde edilen ham verilerin analizi ve kullanılması için daha uygun hale gelmesini sağlar (Polatoğlu & Özkesen 2022).

Astronomik gözlemler yapıldığında, her pikselden elde edilen ADU (Analog Dijital Birimi) sayısı, gözlenen nesneden gelen ışık, insan kaynaklı ışık kirliliği ve gökyüzü parlaklığını içeren arka plan ışığını içerir (AAVSO 2022). Bunun yanı sıra, piksel özelliklerinden kaynaklanan gürültüler de gözlemlenir; bu gürültüler, yüksek tepki veren sıcak pikseller ve daha az hassas olan soğuk pikseller gibi farklı türlere ayrılır (Paterson 2000). Bu sinyalleri azaltmak için kalibrasyon işlemi uygulanır ve istenmeyen sinyalleri gidererek yüksek sinyal-gürültü oranını korumak hedeflenir.

Kalibrasyon işlemi, üç temel kalibrasyon görüntüsüne dayanır (Legault 2014): Bias kareleri, dedektörün foton alan bölümü kapalı konumda sıfır pozlama süresiyle alınır ve astronomik kaynaklardan bağımsız bir temel sinyali ölçerek bu değerin tüm görüntülerden çıkarılmasını sağlar (Baugh 2006). Karanlık kareler ise, "karanlık akım" olarak bilinen gürültüyü ölçüp CCD çiplerinin sıcaklık duyarlılığını belirler ve bu kareler sıcaklık etkisini minimize etmek amacıyla aynı pozlama süresinde kaydedilir. Son olarak, düz-alan kareleri her pikselin aynı ışık yoğunluğuna verdiği tepkiyi ölçmek için kullanılır ve genellikle gün batımından sonra veya şafaktan önce gökyüzünde boş bir alan hedeflenerek çekilir (Baugh 2006). Ancak gözlemlerde her zaman gün doğumu ya da batımı beklenilmesi bazen bazı sorunlara yol açmaktadır. Bu sebepten gözlemevlerinde düz-alan panelleri kulanılarak her gözlemden sonra zaman kısıtlaması olmadan düz-alan kalibrasyon görüntüleri alınmaktadır.

Bu çalışmada, Erciyes Üniversitesi Astronomi ve Uzay Bilimleri Gözlemevi Uygulama ve Araştırma Merkezi (UZAYBİMER), astronomik gözlemler için daha ekonomik

⋆ syma.pkdmr28@gmail.com

© 2025 Turkish Astronomical Society (TAD)

Şekil 1. Yöntem 1'den elde edilen düz-alan paneli.

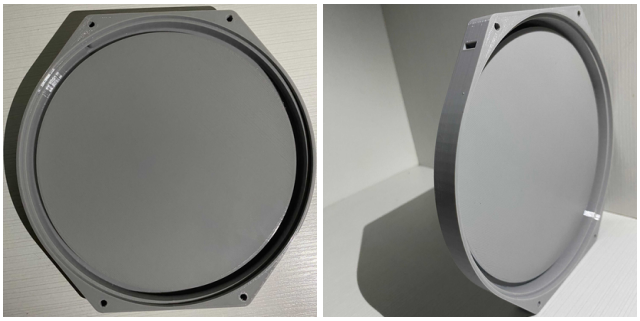
bir düz-alan (flat-field) paneli geliştirilmesi amaçlamaktadır. Piyasada yaygın bulunan bu panellerin yüksek maliyeti nedeniyle, UZAYBİMER teleskop ve gözlemevi koşullarına uygun, düşük maliyetli bir alternatif üzerinde çalışmıştır. Proje kapsamında, teleskop türleri, görüntüleme sensörleri ve kalibrasyon yöntemleri detaylı bir şekilde incelenmiş ve panel tasarımı bu doğrultuda gerçekleştirilmiştir. Dedektör ve teleskop yüzeylerindeki toz ve lekeler gibi kusurlar, düz-alan paneller sayesinde her bir piksele eşit parlaklıkta ışık gönderilerek giderilmiş; böylece doğru kalibrasyon sağlanmıştır.

Bu makalede çalışma sürecinde kullanılan yöntemler detaylı bir şeklide §2'de anlatılmıştır. §3'te birinci yöntemde kullanılan led izleme paneli yardımıyla, farklı filtreler kullanılarak elde edilen flat görüntüleri ve ilk bulgularımız verilmiştir. §4 tartışma ve sonuçlarımızı içermektedir. Bu düz-alan panelleri ile UZAYBİMER'de bulunan teleskopların gözlem kapasitesini arttırarak, gözlemevinin verimliliğine önemli bir katkı sağlaması planlanmaktadır.

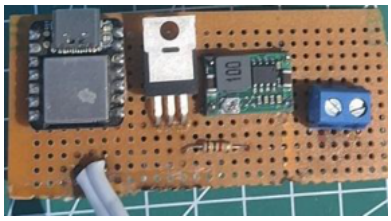
2 Yöntem

2.1 Yöntem 1

Birinci yöntem olarak, ayaklı bir düz-alan paneli tasarlanmıştır. Bu tasarımda kullanılan en önemli malzemelerden biri A2 boyutundaki LED izleme panelidir. Panel, güç düğmesi aracılığıyla manuel olarak kısılabilmekte ve aynı düğme ile çalıştırılmaktadır. Panel, gözlemevinin duvarına monte edilip teleskop doğrudan panele bakacak şekilde konumlandırılmıştır. Panelin parlaklığı, Arduino geliştirme kartı ile kontrol edilmiştir. Bu proje kapsamında, Erciyes Üniversitesi UZAYBİMER Gözlemevi'ndeki tüm teleskoplara uyumlu taşınabilir bir düz-alan panel tasarlanmıştır. Yöntem 1'den elde edilen düz-alan panel Şekil 1'de gösterilmektedir.



Şekil 2. Üç boyutlu yazıcı kullanılarak basılan parça.



Şekil 3. Tamamlanan elektronik devre kartı.

2.2 Yöntem 2

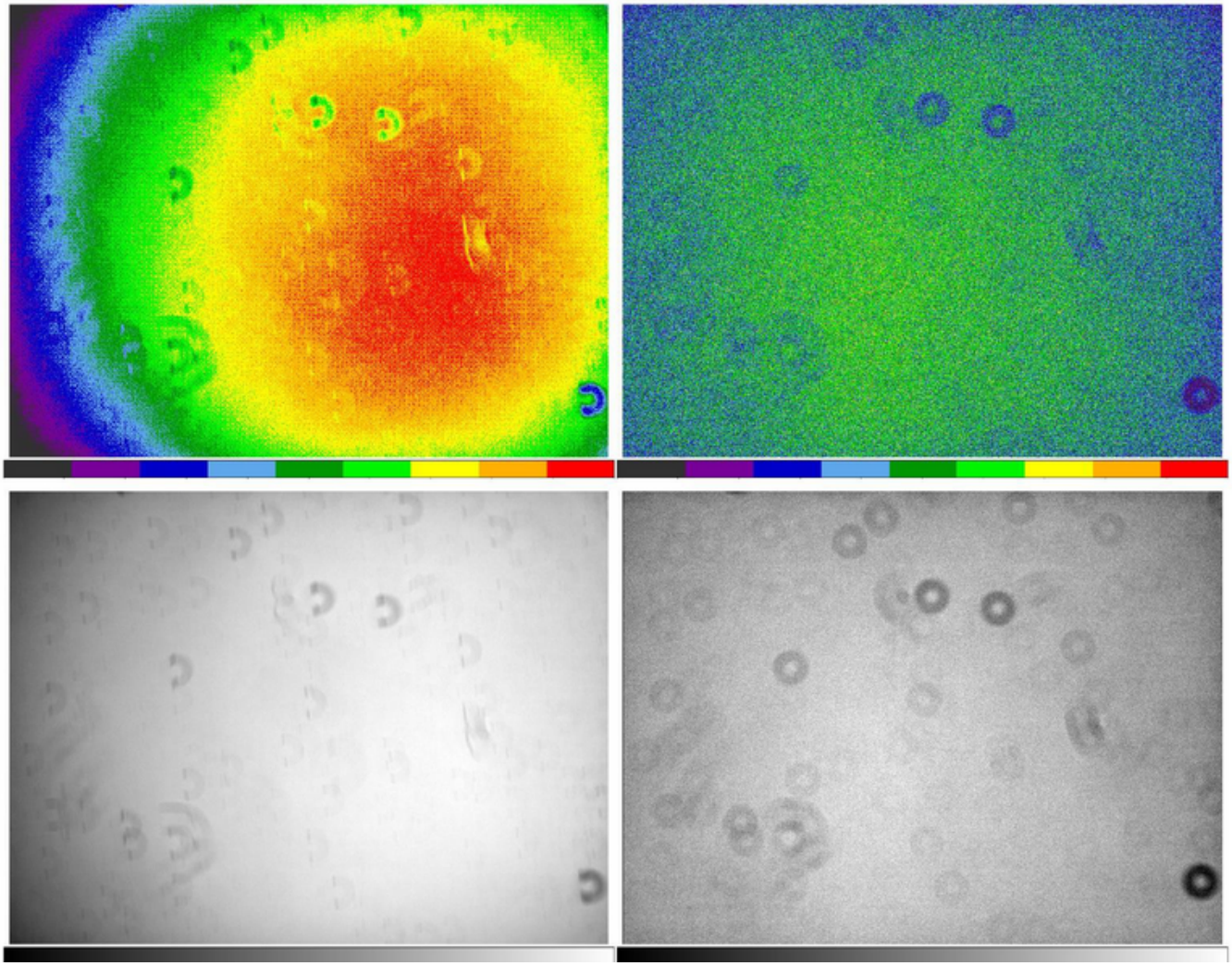
Bu yöntem yazılım ve donanım olmak üzere iki aşamaya ayrılmaktadır. Yazılım aşamasında, ASCOM sürücüleri kurulmuş ve mikrodenetleyici ile test edilerek ekipmanlar merkezi bir noktadan kontrol edilmiştir.

Donanım aşamasında ise UZAYBİMER'de bulunan Meade-LT6 isimli 6 inçlik bir teleskoba takılarak kullanılması planlanan bir düz-alan paneli tasarlanmıştır. Bu aşamada üç boyutlu yazıcı kullanarak gerekli bölümler basılmıştır. Basılan bu bölümlerden bir parça Şekil 2'te gösterilmiştir. Ayrıca teleskobun ASCOM vasıtası ile yapılan düz-alan paneli ile iletişimini sağlayacak olan elektronik kart, Şekil 3'deki gibi gözlemevinde basılmış ve yazılımla uyumlu olarak çalışması kontrol edilmiştir. Düz-Alan panelin parlaklığı, devrede kullanılan SAMD21 XIAO mikrodenetleyicisi ve N.I.N.A uygulaması sayesinde hassas bir şekilde kontrol edilebilmektedir.

3 Bulgular

Yöntem-1 ile elde edilen sonuçlar incelenmiştir. Şekil 4'ün üst panel sağdaki görsel, gökyüzünden alınan düz-alan görüntüsünü, soldaki görsel ise yöntem-1 ile yapılan düz-alan panelinin kullanılmasıyla alınan düz-alan görüntüsünü göstermektedir. Her iki görüntüye de daha iyi bir karşılaştırma için 3-sigma ile yumuşatma filtresi uygulanmıştır. Bu işlem görüntüdeki değişikliklerin daha belirgin olmasını sağlamıştır.

LED izleme paneli ile alınan düz-alan görüntüsünde, merkezde yüksek bir aydınlatma yoğunluğu ve kenarlarda parlaklık düşüşü gözlemlenmiştir. Bu, panelin homojen olmayan aydınlatmasını ve ışık kaynağının merkezdeki daha güçlü olmasını göstermektedir. Gökyüzünden alınan düz-alan görüntüsünde ise daha homojen bir aydınlatma bulunmuştur, ancak dairesel kusurlar gözlemlenmiştir. Bu kusurlar, lens veya sensör üzerindeki toz ve kirlerden kaynaklanabilir. LED



Şekil 4. (Üst Panel) ERÜ UZAYBİMER'de alınan yöntem-1 ile üretilen düz-alan paneli ile alınan (sol), gökyüzünden alınan düz-alan görüntüleri (sağ). Görüntülerdeki farkların daha net ortaya çıkması için 3-sigmalık bir yumuşatma filtresi uygulanmıştır. (Alt Panel) Herhangi bir yumuşatma filtresi uygulanmamış ve renksiz sonuçlar gösterilmektedir.

paneli ile alınan görüntüdeki daireler, gökyüzünden alınan görüntüye göre daha belirgin ve fazladır, bu da panelin homojen aydınlatma sağlamamasından veya optik sistemdeki kirlerden dolayı olabilir.

Şekil 4'ün alt paneli renksiz ve smooth edilmemiş düz-alan görüntüsü karşılaştırması sunmaktadır. Burada renkli görüntülere göre hatalar daha belirgin gözlemlenmiştir, fakat renkli görüntüdeki parlaklık yoğunlaşması ve homojen olmayan ışık dağılımı daha belirgindir. Renksiz görüntüde ise bu tür farklar net bir şekilde gözlemlenememiştir.

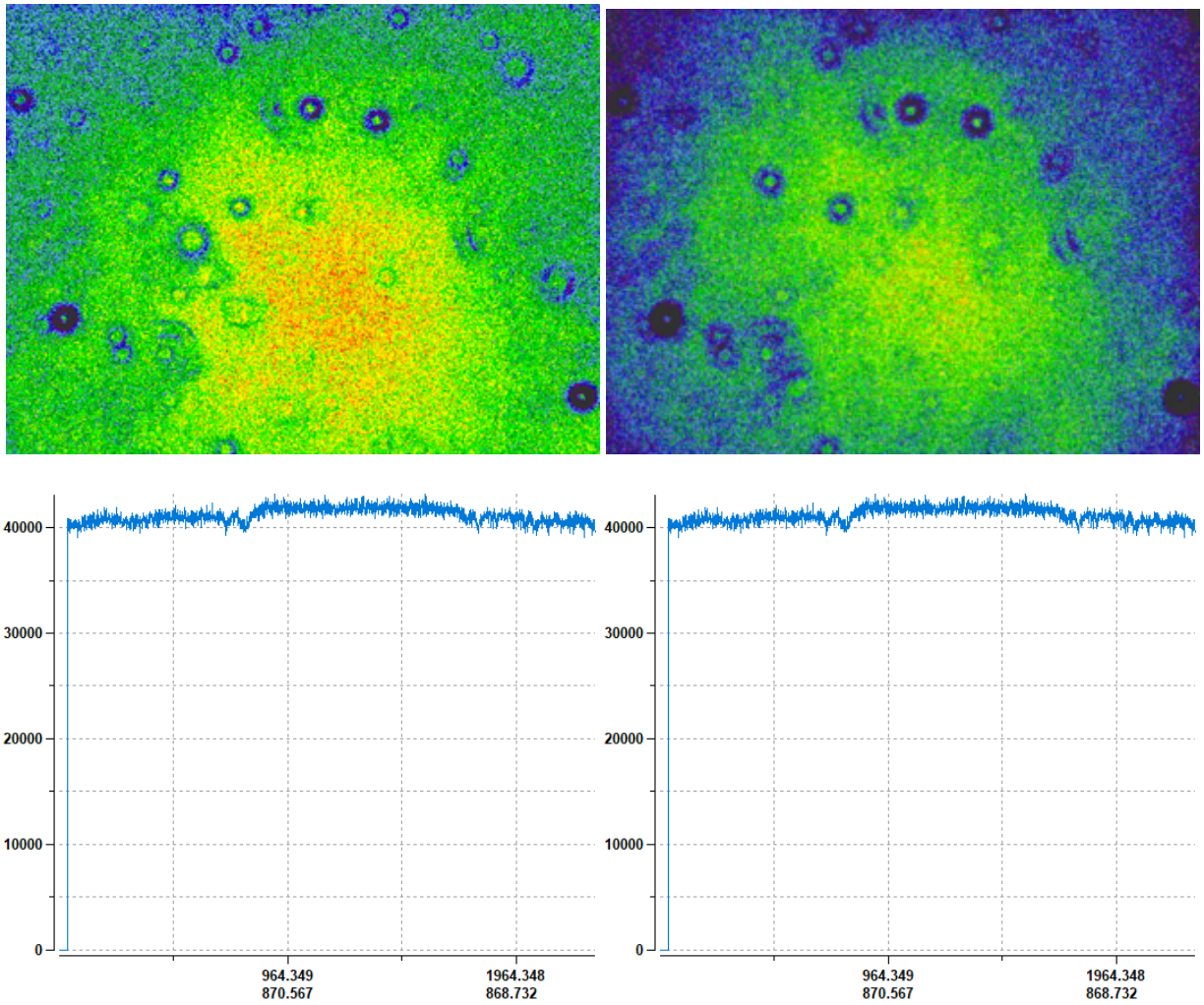
Şekil 5'de 30 saniyelik pozlama süresi ile yeşil ve mavi filtreleri kullanılarak alınan düz-alan görüntüleri gösterilmektedir. Sol üstteki görüntü, 30 saniye pozlama süresi ile yeşil filtreden alınmış düz-alan görüntüsüdür, sağ üstteki görüntü, 30 saniye pozlama süresi ile mavi filtreden alınmış düz-alan görüntüsüdür. Alt panelde yeşil ve mavi filtreleri kullanarak alınan düz-alan görüntüsündeki, piksel başına düşen ortalama foton sayısı gösterilmektedir. Bu grafiklerden de anlaşılacağı üzere, piksel başına düşen ortalama foton sayısının hemen hemen eşit olduğunu göstermektedir. Grafikte bazı ufak düzensizlikler bulunmaktadır bu durum ise, sensörde veya lenste bulunan kusurlardan kaynaklandığı düşünülmektedir.

Şekil 5'deki düz-alan görüntüsünde, Şekil 4'ün alt panelinde görülen kusurlar düzeltilmiştir ve görüntü incelendiğinde, homojen bir aydınlanma olduğu, düzgün bir düz-alan alındığı görülmektedir. Ayrıca, düz-alan görüntüsündeki daireler ise, sensör veya lensteki bulunan kusurları daha net ve kaymalar olmadan ortaya çıkardığı görülmektedir.

4 Tartışma ve Sonuçlar

Bu çalışmada, projelerden biri olan Yöntem-1 uygulanmış ve detayları bu yöntem başlığı altında açıklanmıştır. Şekil 4 üst panelde gökyüzü, alacakaranlık düz-alan yöntemiyle (sol) ve Yöntem-1'de (sağ) kullanılan düz-alan teknikleriyle elde edilen görüntüler yer almaktadır. Görseller, renkli ve siyah-beyaz olarak değerlendirilmiştir.

Renkli görüntülerin incelenmesi sonucunda, LED izleme paneli kullanılarak elde edilen düz-alan görüntüsünde merkezde yüksek bir aydınlatma yoğunluğu ile kenar kararması gözlenmiştir. Siyah-beyaz görüntülerin incelenmesinde ise (Şekil



Şekil 5. (Üst Panel) İkinci yöntemi kullanarak, 30 saniyelik pozlama süresi ve yeşil (sol) ve mavi (sağ) filtreler kullanılarak M33 gökada gözleminden sonra alınan flat görüntüleri.(Alt Panel) Üst paneldeki görüntüler için piksel başına düşen ortalama foton sayımı gösterilmektedir.

4 alt panel), merkezdeki ışık yoğunluğu fark edilememekle birlikte, dairesel kusurlar ve lekeler daha belirgin bir şekilde tespit edilmiştir.

Bu kusurların kaynakları araştırılmış olup, konuya ilişkin çalışmalar halen sürmektedir. İlk bulgular doğrultusunda, gökyüzü alacakaranlık düz-alan yönteminin bilimsel olarak daha uygun bir yöntem olduğu değerlendirilmiştir.

İlerleyen çalışmalarda ikinci yöntem detaylı bir şekilde ele alınacaktır. Bu çalışmanın yazılım aşaması tamamlanmıştır. Donanım aşamasında ise 3B yazıcıdan üretilen çerçevelere LED şerit yerleştirilecek ve ışığı dağıtmak için beyaz akrilik levha kullanılacaktır. LED şeritler, gövdenin içine dikkatlice monte edilecek; ışık kılavuz plakası (LGP) ve akrilik levha yardımıyla homojen bir aydınlatma sağlanacaktır. Panel teleskoba entegre bir kapak olarak tasarlanacaktır.

Teşekkür

Bu çalışma, Türkiye Bilimsel ve Teknolojik Araştırma Kurumu (TÜBİTAK) bünyesinde TÜBİTAK Bilim İnsanı Destek Programları Başkanlığı (BİDEB) tarafından yürütülen 2209-A Üniversite Öğrencileri Araştırma Projeleri Destekleme Programı kapsamında TÜBİTAK-2209-A-919B012335325 Numaralı proje ile desteklenmiştir. Projeye verdiği destekten ötürü TÜBİTAK'a teşekkürlerimizi sunarız. Bu çalışamada yardımlarını esirgemeyen Öğr. Gör. Dr. Özgün Arslan'a teşekkürlerimizi sunarız.

Kaynaklar

AAVSO 2022, Guide to CCD/CMOS Photometry
Baugh P. A., 2006, Brigham Young University, pp 5–10
Kumbhar K., Kshirsagar K. P., 2015, IJIREEICE
Legault T., 2014, Astrophotography. Rocky Nook
Lesser M., 2015, Publications of the Astronomical Society of the Pacific
Paterson K. G., 2000, Old OA Course, pp 1–2
Polatoğlu A., Özkesen I. C., 2022, Journal of Astronomy and Space Sciences

Access:
M25-0322: Turkish J.A&A — Vol.6, Issue 3.

TJAA Vol. **6**, *Special Issue*, *p.*122–127 (2025). DOI: 10.55064/tjaa.1597370 *Research Article*

Illustris TNG Simülasyonundaki Kabuk Gökadaların Farklı Bakış Doğrultularıyla İncelenmesi

Tuğba Erol[1] ⋆, Mustafa Kürşad Yıldız[2,3], Ivana Ebrová[4], Michal Bílek[5]

[1] *Erciyes Üniversitesi, Fen Bilimleri Enstitüsü, 38039, Kayseri, Türkiye*
[2] *Erciyes Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 38030, Kayseri, Türkiye*
[3] *Erciyes Üniversitesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Araştırma ve Uygulama Merkezi (UZAYBİMER), 38281, Kayseri, Türkiye*
[4] *Çek Bilimler Akademisi, Fizik Enstitüsü, m182 00, Prag, Çek Cumhuriyeti*
[5] *Belgrad Astronomik Gözlemevi, 18400, Belgrad, Sırbistan*

Accepted: March 1, 2025. Revised: March 1, 2025. Received: December 8, 2024.

Özet

Yıldızıl kabuklar, gökadaların etrafında eşmerkezli yaylar şeklinde görülen düşük yüzey parlaklığına sahip yapılardır ve gökada birleşmeleri sırasında oluşurlar. Kabuklar, gökadanın yarı büyük eksen doğrultusuna dik bir şekilde bulunur ve oluştuktan sonra merkezden uzaklaşarak genişler. Bu nedenle, en dıştaki kabuk, birleşme başlangıç zamanını tahmin etmek için kullanılır. Tahmin edilen bu süre gökadaların birleşmesindeki alt sınır olarak değerlendirilir. Ancak kabukların görünürlüğü ve yarıçapları, gökadanın bakış doğrultusuna göre değişiklik gösterir. Gökadaların yalnızca bir bakış doğrultusundan gözlemlenebilmesi, bu tür yapıların doğru bir şekilde anlaşılmasını zorlaştırır; bu nedenle, farklı bakış doğrultularına dair analizler yalnızca kozmolojik simülasyonlarla gerçekleştirilebilir. Illustris TNG50 kozmolojik simülasyonu kullanılarak, kabuk yarıçaplarının gözlemciye göre gökadanın izdüşümüne olan bağımlılığı incelenmiştir. Simülasyonda, bir gökada için dokuz farklı bakış doğrultusu belirlenmiş ve her doğrultuda en uzak kabuk mesafesi ölçülmüştür. Bu ölçümler, bakış doğrultularının en uzak kabuk mesafesi üzerindeki etkilerini değerlendirmek için analiz edilmiştir. Çalışma, kabuk dağılımının bakış doğrultusuna göre nasıl değiştiğini ortaya koymaktadır.

Abstract

Stellar shells are low surface brightness structures that appear as concentric arcs around galaxies and are formed during galaxy mergers. Shells are aligned perpendicular to the direction of the semi major axis of the galaxy and expand away from the centre after they form. Therefore, the outermost shell is used to estimate the start of merger time. This estimated time is considered the lower limit for the merger of galaxies. However, the visibility and radii of the shells vary depending on the line of sight of the galaxy. The fact that galaxies can only be observed from one line of sight makes an accurate understanding of such structures difficult; therefore, analyses of different lines of sight can only be performed with cosmological simulations. Using the Illustris TNG50 cosmological simulation, the dependence of the shell radii on the projection of the galaxy relative to the observer was studied. In the simulation, nine different lines of sight were determined for a galaxy and the farthest shell distance in each direction was measured. These measurements were analysed to evaluate the effects of the line of sight on the outermost shell distance. The study reveals how the shell distribution varies with the line of sight.

Anahtar Kelimeler: Galaxies: kinematics and dynamics – galaxies: evolution – simulations – tidal disruption events

1 Giriş

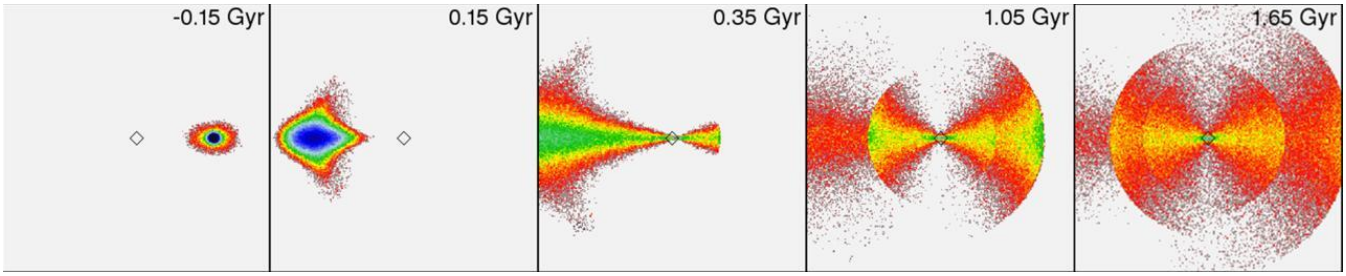
Gökada evrimini belirleyen en önemli etkileşimlerinden birisi gökada birleşimleridir (Lambas ve diğ. 2012, ve içindeki referanslar). Bu etkileşimler iki ya da daha fazla gökadanın kütle çekimi sebebiyle birleşmeleri ile meydana gelir. Bu birleşmeler sırasında gökadaların birbirlerine uyguladıkları kütleçekimsel gelgit etkisinden dolayı 'kuyruklar', 'akıntılar', 'asimetrik haleler', 'çift çekirdekler' ve 'kabuklar' gibi değişik yapılar meydana gelir. Gökada birleşimlerini ve evrimlerini anlamak için literatürde birçok çalışma yer almaktadır (örn., Malin 1983; Schweizer & Seitzer 1988; Weil & Hernquist 1993; Sikkema ve diğ. 2007; Duc ve diğ. 2014; Bílek ve diğ. 2016).

Gökadaların birleşme türleri, gökadanın kütlesi, sayısı ve içerdiği gaz miktarı gibi farklı parametrelere bağlı olarak adlandırılmaktadır. Gökadalar boyutlarına göre üç başlıkta tanımlanır. Büyük birleşmeler, gökadaların kütle oranının birbirine yakın, 1-4 katı aralığında değiştiği durumları kapsar (Ebrova 2013); orta birleşmeler, gökadaların kütle oranının 4-10 kat olduğu durumlardır (Conselice ve diğ. 2022); küçük birleşmeler ise, gökadaların kütle oranının en az 10 olduğu durumlarda kullanılır (Conselice ve diğ. 2022). Genellikle kabuk oluşmu, büyük ve orta birleşmelerde gözlenirken, küçük birleşmeler sonucunda kabuk oluşumu gözlenmesi nadirdir (Atkinson ve diğ. 2013; Hausman 1978).

Kabuk gökadaların ilk gözlemleri 1966 yılında Halton Arp tarafından Arp230 gökadasıyla yapılmıştır (Arp 1966). Arp'tan sonra, 137 kabuk gökadayla, ilk defa kataloglandıranlar ise Malin ve Carter'dır (Malin 1983). Kabuklar, gökadanın etrafında, yıldızlardan oluşan eş merkezli yay benzeri yapılardır (Malin 1983). Bu yapılar birbirini asla kesmez ve sürekli olarak gökada merkezinden uzaklaşarak genişlerler. Belli bir zaman

⋆ tjaa@tad.org.tr

© 2025 Turkish Astronomical Society (TAD)



Şekil 1. Radyal bir küçük birleşmenin Newton simülasyonundan anlık görüntüler verilmiştir. Sadece orijinal olarak ikincil gökadanın parçacıklarına ait yüzey yoğunluğu görüntülenmiştir. Paneller, 300×300 kpc, toplam kütlesi $8.2\times10^{12}\,M_{\odot}$ olan birincil merkez üzerinde merkezlenmiştir (Bílek ve diğ. 2015).

Şekil 2. Kabuk gökadaların morfolojik dağılımı: (Sol) NGC 3923 (HST; 3.35×3.37′ ve Kuzey, dikeyden 14.6° sağdadır) tip-1 kabuk gökada. (Orta) NGC 474 (CFHT; 11×11′ ve Kuzey yukarı ve Batı sağdır) tip-2 kabuk gökada. (Sağ) NGC 2554 (SDSS DR14; 4×4′ ve Kuzey, yukarıdır) tip-3 kabuk gökadadır.

sonra bu yapı dağılır ve yok olur (Prieur 1990). Şekil 1'de iki gökadanın birleşme olayı, sadece ikincil gökadanın yıldızıl parçacıkları gösterilerek simüle edilmiştir. Bu simülasyonda, iki gökada birleşirken, ikincil (daha küçük kütleli) gökada, birincil (daha büyük kütleli) gökadanın merkezinden geçerek bir salınım yapar. Bu salınım sırasında ikincil gökadadan çıkan parçacıklar galaktik enöteye ulaşır. Bu noktada parçacıkların kinetik enerjisi en azdır ve birincil gökadanın merkezine geri dönme eğilimindedirler. Fakat ikincil gökadadan yayılan parçacıkların tümü, galaktik enöteye aynı anda ulaşmaz. Dolayısıyla, galaktik en öteye ilk ulaşan parçacıklar merkeze dönmeye çalışırken bir parçacık bombardırmanına uğrar ve parçacıklardan bazıları o bölgede birikir (Ebrova 2013). Her salınımda farklı bir yarıçapta biriken bu yapılara "kabuk" adı verilir (Arp 1966).

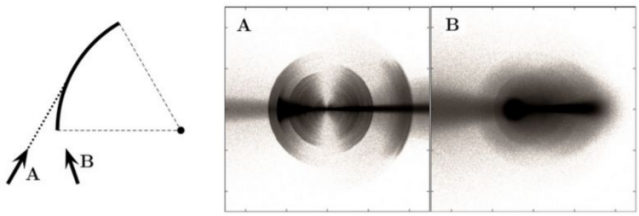
Kabuk gökadalar morfolojik olarak üç gruba ayrılır (Prieur 1990). Bu yapılara örnekler Şekil 2'de verilmiştir:

- Tip-1 Kabuk Gökada: Kabuklar gökadanın etrafında düzgün dağılmış halde bulunur.
- Tip-2 Kabuk Gökada: Kabuklar gökadanın etrafında rastgele dağılmış yaylar şeklinde bulunur. Tip-1'e göre daha dağınıktır.
- Tip-3 Kabuk Gökada: Kabuklar o kadar dağınıktır ki, tespit edilmesi bile mümkün olmayabilir. Kabukların sayıca en az bulunduğu tiptir.

Kabuk gökadalarda bulunan kabuk yapılarının numaralandırılması dıştan içe doğru yapılır çünkü ilk oluşan kabuk, en dıştaki kabuktur. Gökadaların birleşme zamanı tayininde kilit nokta, en dıştaki kabuğun merkeze olan uzaklığıdır. Bu uzaklık kullanılarak, gökadaların birleşme zamanı için bir alt sınır belirlenebilir (Ebrová ve diğ. 2020).

Yer'den yapılan gözlemlerde, uzak cisimlerin ancak bir bakış doğrultusundan görüntüsü alınabilir. Dolayısıyla, bir kabuk gökadanın bize olan tek izdüşümünden başka bir yüzeyinin görüntüsü elde edilemez. Bu gözlemsel kısıtlılık, kabukların nasıl oluştuğu ya da dağıldığı hakkındaki senaryoların cevapsız kalmasına sebep olmaktadır. Gözlediğimiz doğrultuda, gökadanın merkezinin bize göre arkasında kalan kabuklar olabilir (Bílek ve diğ. 2015). Öte yandan bu kabuklar gözlenenlerden daha büyük ve merkezden daha uzakta bulunabilirler (Duc ve diğ. 2014). Bu da gökadanın birleşme zamanını belirlemeye engel olur.

Farklı bakış doğrultularına kozmolojik simülasyonlar kullanılarak erişilebilir. Bu çalışmada bir çeşit "yapay evren" oluşturan kozmolojik simülasyonlardan yararlandık. Çünkü kabuk gökadayı sıfırdan simüle etmektense, zaten "yapay evren" içinde oluşmuş kabuk gökadalar seçilerek, bu gökadalara tüm bakış doğrultularından bakmak daha çok veri elde edilmesini sağlar (örneğin Şekil 3). Böylece, kabukların dağılımının bakış doğrultusuna göre değişiminin istatistiği



Şekil 3. Kabuk görünümü bakış doğrultusuna bağlı olarak değişir. Üç boyutlu uzayda bir kabuk, gökada merkezli küresel bir yüzeyin bir parçasıdır. A yönündeki gözlemci kabuğu keskin kenarlı bir yapı olarak görür. Kabuğa B yönünden bakan gözlemci kabuğun hiçbir parçasını keskin kenarlı olarak görmez ve bu nedenle kabuk dağınık görünür. Sağdaki iki görüntü, iki küresel gökada arasındaki radyal küçük birleşmenin açıklayıcı bir simülasyonunu göstermektedir. Sadece küçük gökadadaki yıldızlar gösterilmiştir. Orta panel birleşme düzlemine dik görünümü göstermektedir. Sağ paneldeki görünüm birleşme düzlemine 35° eğimlidir (Bílek ve diğ. 2016).

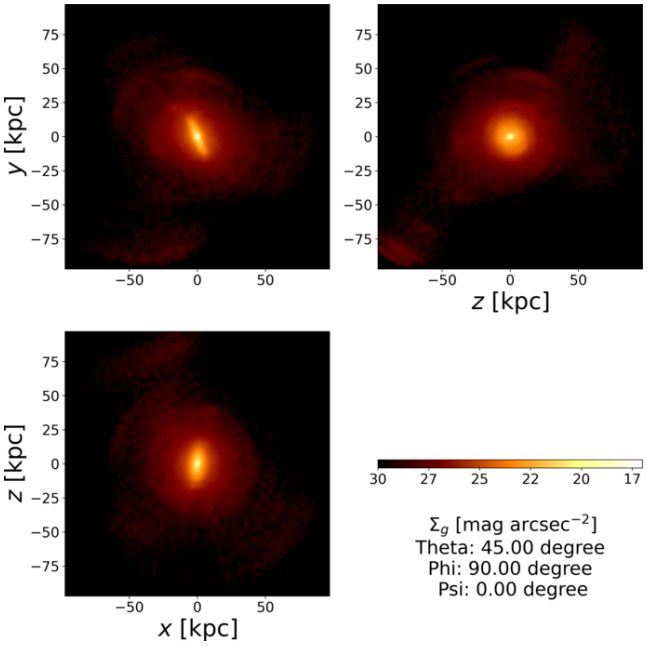
yapılabilir. Ayrıca bu simülasyonlarda z değeri değiştirilebildiği için birleşme zamanı hesabı ya da birleşme düzlemindeki değişim gibi çalışmalar yapılabilir. Bu çalışmada kabukların, bakış doğrultusuna göre nasıl dağıldığı ve sayılarının nasıl değiştiği araştırılmıştır.

§2'de kullanılan simülasyon hakkında detaylı bilgi ve verinin elde edilişi anlatılmıştır. Simülasyonun bu çalışmada nasıl kullanıldığı ve bakış doğrultusu probleminin nasıl çözülebileceği §2.1'de sunulmuştur. Kabukların belirlenme yöntemi ise §2.2'de verilmiştir. Bu çalışmada elde edilen sonuçlar ve tartışma §3'de sunulmuştur. Yapılan gözlemler ve devam eden çalışmalar §3'de sunulmuştur.

2 Yöntem

Illustris TNG kozmolojik hidrodinamik evren simülasyonu, Büyük Patlamadan bugüne kadarki tüm fiziksel süreci içeren bir yapay evren oluşturur. Bu simülasyon üç farklı hacim halinde hazırlanmıştır. Her küp hacmin bir kenarı: 300 Mpc, 100 Mpc ve 50 Mpc'dir ve sırayla TNG300, TNG100 ve TNG50 şeklinde isimlendirilir (Nelson ve diğ. 2017; Springel ve diğ. 2017; Naiman ve diğ. 2018; Pillepich ve diğ. 2017b; Marinacci ve diğ. 2018). Bu farklı hacimlerle ilgili genel özelliklerin yer aldığı tablo Çizelge 1'de verilmiştir. Kabukların incelenebilmesi için gerekli çözünürlüğü sağlayan TNG50 kutucuğu olduğu için bu çalışmada TNG50 hacmi kullanılmıştır (Nelson ve diğ. 2019; Pillepich ve diğ. 2019).

TNG50 içindeki her bir görüntü, 50×50 Mpc boyutundaki bir küp içerisinden anlık görüntü şeklinde alınır. Fakat bu simülasyon üç boyutlu olmasına rağmen veriler iki boyutlu alındığı için her bir anlık görüntüde üç izdüşüm görüntüsü oluşturulur. Üç boyutlu bir şekli iki boyutlu bir düzleme aktardığımızda, yani izdüşüm aldığımızda, farklı perspektiflerden görünüşleri ayrı ayrı elde ederiz. Bu farklı görünüşler, cismin üç boyutlu yapısının iki boyutlu bir düzlemde doğru algılanmasını sağlar. Bu yüzden, bir nesneyi tam olarak tasvir etmek için en az üç farklı izdüşüm görüntüsüne ihtiyaç duyarız. Bu durum şöyle düşünülebilir: Ön görünüş: cisme önden bakılarak alınan görüntü, yüksekliği ve genişliği yansıtır; yan görünüş: cisme yandan bakılarak alınan görüntü, yüksekliği ve derinliği gösterir; üst görünüş: cisme üstten bakılarak alınan görüntü, genişlik ve derinliği gösterir. Bu üç görünüş bir araya



Şekil 4. Illustris TNG simülasyonundan bir kabuk gökada görüntüsü (subid=511920). Gökadadan üç tane izdüşüm görüntüsü elde edilmiştir: xy, xz ve yz. Sağ altta bulunan değerler, döndürme matrisine girilen değerler ve bu anlık görüntünün parlaklık ölçeğidir. Her bir izdüşüm 200×200 kpc'dir.

Çizelge 1. Illustris TNG kozmolojik hidrodinamik evren simülasyonunun sahip olduğu bazı teknik özellikleri (Pillepich ve diğ. 2017a).

	Birim	TNG50	TNG100	TNG300
Hacim	(Mpc^3)	51.7^3	110.7^3	302.6^3
L_{box}	(Mpc/h)	35	75	205
N_{GAS}	-	2160^3	1820^3	2500^3
N_{DM}	-	2160^3	1820^3	2500^3
N_{TR}	-	2160^3	2×1820^3	2500^3
m_{baryon}	($\mathrm{M}_\odot$)	8.5×10^4	1.4×10^6	1.1×10^7
m_{DM}	($\mathrm{M}_\odot$)	4.5×10^5	7.5×10^6	5.9×10^7

geldiğinde, nesnenin üç boyutlu yapısı hakkında daha doğru ve tam bir fikir ediniriz.

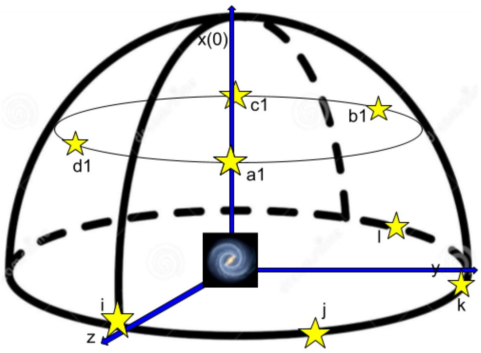
Her bir görünüş yalnızca iki boyutlu bir bilgi sağladığından, üç boyutlu yapıyı tam anlamıyla algılayabilmek için üç ana görünüşe (ön, yan ve üst) ihtiyaç duyulur. Bu yüzden, üç boyutlu bir cismi iki boyuta aktardığımızda en az üç temel izdüşüm görüntüsü elde ederiz. Şekil 4'de Illustris TNG50 simülasyonudan elde edlilmiş bir görüntü bulunmaktadır. Bu görüntüde "`subid=subhalo id`" şeklinde tanımlanan, simülasyon içindeki anlık görüntünün simülasyondaki kimliğidir. Illustris TNG simülasyonunda geçmişe gitmek mümkündür. Bu yüzden aynı bölgeninin hangi zamanına bakıldığı önem arz eder. Her bir zamanın da bir subid'i vardır. Fakat bu çalışmada sadece z=0 zamanında çalışılmıştır.

2.1 Simülasyonda Bakış Doğrultusu

Gökadanın en dıştaki kabuğunu tespit etmek için simüle gökadaya istenilen her doğrultudan bakılabilir. Fakat

Bakış Doğrultusu	Theta (θ)	Phi (ϕ)	Psi (ψ)
0	$\pi\times0$=0°	$\pi\times0$=0°	0
a1	$\pi/8$=22.5°	$\pi/4$=45°	0
b1	$5\pi/8$=112.5°	$\pi/4$=45°	0
c1	$9\pi/8$=202.5°	$\pi/4$=45°	0
d1	$13\pi/8$=292.5°	$\pi/4$=45°	0
i	$\pi\times0$=0°	$\pi/2$=90°	0
j	$\pi/4$=45°	$\pi/2$=90°	0
k	$\pi/2$=90°	$\pi/2$=90°	0
l	$3\pi/4$=135°	$\pi/2$=90°	0

Çizelge 2. Belirlenen bakış doğrultularının döndürme matrisi için değerleri.



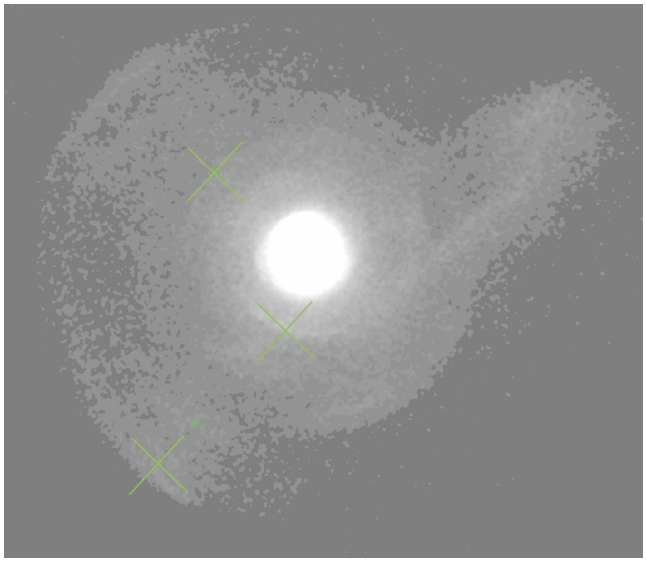
Şekil 5. Dokuz farklı bakış doğrultusunun hayali küre üzerinde gösterimi.

bu yapılırken birbirinin simetriği olan doğrultuların dahil edilmemesi gerekir çünkü aynı sonucu verirler. Bu soruna çözüm olarak, simüle gökada bir kürenin merkezinde varsayılmıştır (Şekil 5). Bu kürenin yüzeyinden merkeze bakılan her nokta, farklı bir bakış doğrulutusu verir. Fakat bu kürenin yarısı, diğer yarısının simetriği olduğundan kürenin yarısına ihtiyaç yoktur. Elde kalan yarım küre üzerinde ise, birbirinden farklı ve birbirinin simetriği olmayan dokuz nokta belirlenmiştir. Şekil 5'de, belirlenen bakış doğrultuları verilmiştir. Bu dokuz nokta, gökadayı dokuz farklı bakış doğrultusundan inceleyebilmeyi sağlamaktadır.

Bakış doğrultuları arasında geçiş yapabilmek için öncelikle bir başlangıç noktası belirlenmesi gerekir. Başlangıç noktası için gökadanın yukardan bakılan bir hali seçilmiştir. Gökada anlık görüntüsü merkeze alındıktan sonra, kütlelerin merkezden hangi doğrultuda en çok dağılıdığına göre yukardan ya da kenardan olduğu anlaşılabilir. Bu yöntemi kullanarak gökadanın yukardan görüntüsünü, başlangıç noktası seçtik. Başlangıç noktasından diğer doğrultulara geçiş yapabilmek için bir döndürme matrisi oluşturduk. Bu matris, temel üç boyutlu döndürme matrisi esas alınarak hazırlanmıştır. Başlangıç noktasında görüntülenen gökadanın mevcut konumuna bir koordinat sistemi yerleştirilir. Bu yüzden döndürme matrisine de üç farklı açı tanımlanmıştır: θ, ϕ ve ψ. Bu koordinat sisteminde, tam olarak x-ekseni üzerinden gökadaya, yani merkez doğrultusuna, bakıldığında başlangıç noktası görülmektedir. Diğer bakış doğrultularına geçebilmek için bir vektör tanımlanmıştır: Bu vektör, merkezden kürenin yüzeyine çıkan bir doğrultuya sahiptir. Yönü hep merkezden dışarı doğrudur ve büyüklüğü kürenin yarıçapı kadardır. Bizim bakışımız ise, bu vektörün ucundan merkeze doğrudur. Yani, vektörün ucundaki bir gözden, vektörün doğrultusunda, merkeze doğru görüş vardır.

Bu vektör, Şekil 5'de küre üzerinde yıldız ile gösterilen bakış doğrultularının döndürme matrisinde uygulanabilmesi için oluşturulmuştur. Başlangıç yani 0 bakış doğrultusundan hareketle, Çizelge 2'deki değerler döndürme matrisine girilerek istenen bakış doğrultusu elde edilebilir. ψ değeri her zaman sıfır olmak zorunda değildir. Bu üç değerle aynı sonucu veren simetrik durumlar da döndürme matrisine uygulanabilir. Yine aynı sonucu verecektir.

Vektöre döndürme matrisi uygulandığında, vektör başlangıçta oluşturulan koordinat sistemi üzerinde hareket etmektedir. Eğer x-ekseninde bir döndürme yapılmak isteniyorsa, θ değeri değiştirilir; y-ekseninde bir döndürme yapılmak isteniyorsa, ϕ değiştirilir ve son olarak z-ekseninde bir döndürme yapılacaksa ψ değeri değiştirilmelidir. Şekil 5'de



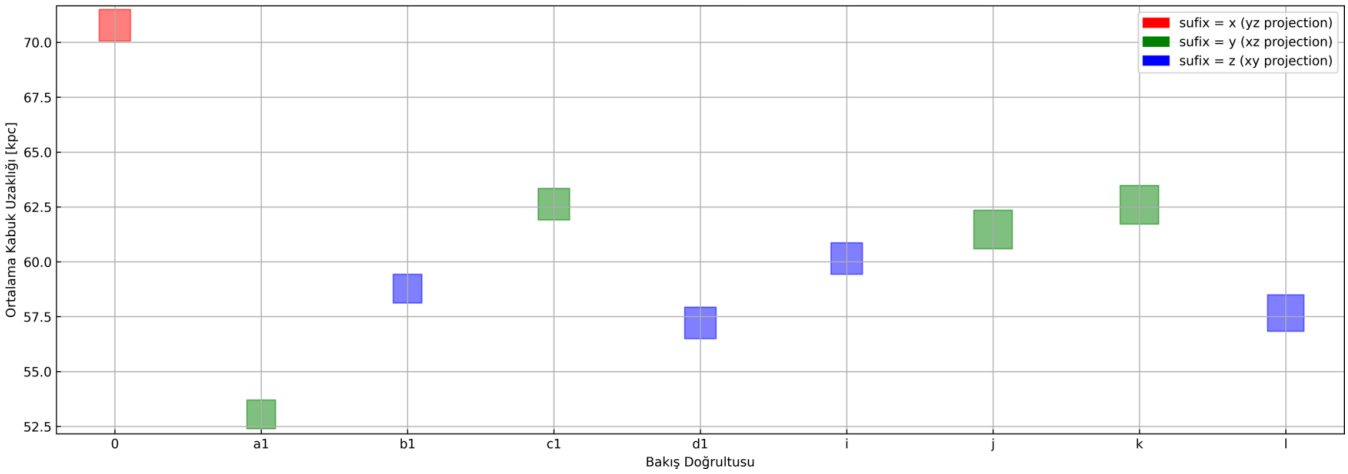
Şekil 6. 511920 kimlik numaralı simüle gökadadan alınan verinin görüntüsü. Yeşil çarpı ile gökadanın kabukları işaretlenmiştir. Şekil 175×175 kpc alanını göstermektedir.

bulunan bakış doğrultularından a1'e ulaşmak için önce y-ekseni 90° döndürülmeli, sonra da x-ekseni 22.5° döndürülmelidir.

2.2 Kabukların Belirlenmesi

Veriler, belirlenen dokuz farklı bakış doğrultusuna göre simülasyondan çekilip FITS dosyası olarak kaydedildi. Her bakış doğrultusunun üç farklı izdüşümü olduğu için toplamda 27 tane görsel elde ettik. Bu görseller içinde, izdüşümleri çakışanlar birbirinin aynısıdır. Farklı bakış doğrultularının üzdüşümlerinden, diğer bakış doğrultularındaki izdüşümlere denk gelenler olması doğaldır çünkü bazen döndürme matrisinde sadece tek değer (örneğin θ) değiştirilmektedir. Bu da değişen o değerin bulunduğu eksenin kendi etrafında dönmesine sebep olur. Dolayısıyla, sadece θ'nın değiştiği bakış doğrultularının en az bir izdüşümü birbirinin aynısı olacaktır. Sadece aralarında dönme farklı olacaktır. Yani biri diğerinin 180° dönmüş hali olacaktır.

Görüntüler üzerinde kabukların konumlarını belirledikten sonra merkeze olan uzaklıklarını hesapladık (Şekil 6). Bu hesaplama yapılırken kabuğun konumundan merkeze bir doğru çizilir ve bu doğrunun değeri kabuğun merkeze olan uzaklığını



Şekil 7. 511920 kimlik numaralı simüle gökadanın bakış doğrultusuna göre ortalama kabuk uzaklığının dağılımı. Her bakış doğrultusu için yalnızca en büyük ortalama kabuk mesafeleri işaretlenmiştir. Renklendirme, izdüşüme göre yapılmıştır. Sembollerin boyutu kabuk sayısına göre artmaktadır.

verir. Elde edilen görüntü simülasyon verisi olduğu için, her pikselin kaç parsek değerine karşılık geldiği bilinmektedir. Dolayısıyla kolayca piksel-parsek dönüşümü yaparak kabukların uzaklıklarını parsek cinsinden bulduk.

Hesaplanan uzaklıklar, tek bir gökadanın farklı bakış doğrultularından alınan görüntülerden elde edildiğinden, bu hesaplar arasındaki en uzak durum aslında kabuğun dağıldığı düzleme en yakın bakış doğrultusudur. Öyle ki bu bakış doğrultusu, en dıştaki kabuğun merkeze olan uzaklığını en doğru veren doğrultudur.

3 Sonuçlar ve Tartışma

Yaptığımız bu çalışmada, kabukların bakış doğrultusuna göre nasıl değiştiğini araştırdık. Ölçümler ve hesaplamalar sonucunda, kabukların uzaklıklarının bakış doğrultusuna göre nasıl değiştiğini gösteren bir dağılım elde ettik (Şekil 7). Belirlenen dokuz farklı bakış doğrultusu için kabukların uzaklıkları incelendiğinde, bazı kabukların farklı bakış doğrultularında gözlenmediği görülmüştür.

En dıştaki yani ilk oluşan kabuğun tespiti için, her bakış doğrultusundaki gözlenen kabukların uzaklıklarının ortalama değerlerini aldık. Aralarından en büyük uzaklık değerine sahip olan ortalama değeri seçtik ve Şekil 7'ye ekledik.

Bakış doğrultuları incelenirken, her birindeki en uzakta ölçülen kabuğun mesafeleri farklılık göstermiştir. Bu durum, en dıştaki kabuğun uzaklığının bakış doğrultusuna göre değiştiğini göstermektedir. Uzaklıkların farklılığından dolayı kabuk uzaklıklarının ortalaması alınmıştır.

Şekil 7 incelendiğinde, dokuz farklı bakış doğrultusundan "0" bakış doğrultusunun en uzak ortalama kabuk mesafesine sahip olduğu görülmektedir. Fakat en fazla kabuğun gözlendiği bakış doğrultusu ise j ve k'dir. Buradan çıkarılması gereken sonuç, 0 bakış doğrultusu ilk kabuğun oluştuğu düzleme dik, j ve k bakış doğrultusu ise en fazla kabuğun görüldüğü doğrultudur.

Kabuklar her zaman tek bir düzlemde dağılmazlar. Dolayısıyla farklı doğrultulardan incelendiğinde kabukların farklı yüzeylerinin görülmesi ya da hiç görülmemesi doğaldır. Tip-1 ya da Tip-2 kabuk gökadalarda, kabukların oluştuğu düzleme

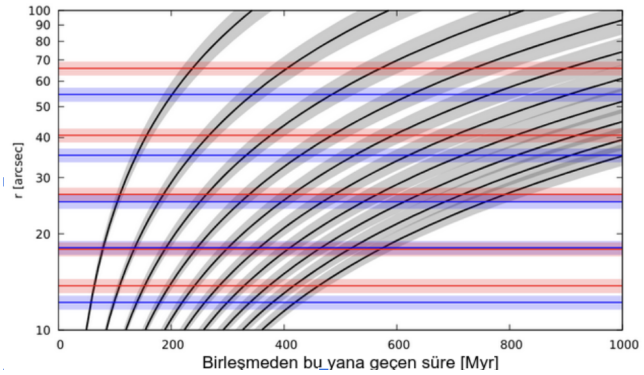
Şekil 8. Legacy Survey'den alınmış GAMA2116966 gökadasının görüntüsü. Şekil 40×40″ boyutundadır.

en yakın doğrultu en fazla kabuğun görüldüğü doğrultudur. İlk oluşan kabuğun olduğu düzleme dik olan doğrultu ise, en dıştaki kabuğun uzaklığını veren doğrultudur.

Ekler

Belgrad, Sırbistan'da bulunan Astronomik Gözlemevine (AS Vidojevica) ait 140 cm'lik Milanković Teleskobu'nda, Kasım 2023'den beri kabuk gökada gözlemi yapılmaktadır. Bu gözlemlerde seçilen cisimler, özel durumlara sahip kabuk gökadalar ya da daha önce yapılan gözlemlerin yetersiz verilerinden dolayı tekrardan gözlenmesi gereken cisimlerdir. Şimdiye kadar gözlemi yapılan bazı cisimler: GAMA2116966, UGC 6522, IC 0813, NGC 5943, NGC 6020 bunlardır.

Şekil 8'de görüldüğü gibi GAMA2116966 gökadasının kabuğu ortalama bir kabuğun parlaklığına göre daha parlaktır. Daha önce CHFT ile gözlenmiş olmasına rağmen kabuğun



Şekil 9. NGC 4993 gökadasının kabuk evrimi model şeması. Siyah eğriler, NGC 4993'ün çekim potansiyelindeki ilk on kabuk için yarıçapların modellenmiş evrimini göstermektedir. Gri şeffaf bölgeler halo kütlesi ve konsantrasyonundaki belirsizliklere karşılık gelmektedir. Kırmızı (mavi) çizgiler NGC 4993'ün merkezinin kuzeyindeki (güneyindeki) gerçek kabuk kenarlarına karşılık gelir. Şeffaf kırmızı ve mavi çizgiler, galaksinin ana ekseni üzerinde ölçülen kabuk yarıçaplarının ±%5'lik ölçüm hatalarına karşılık gelmektedir (Ebrová ve diğ. 2020).

incelenebilmesi için eldeki veri yeterli değildir. Bu sebeple tekrardan gözlemi yapılmıştır ve bu gözlem sonuçları, gözlenen diğer kabuk gökadalar ile birlikte analiz edilmektedir. Ayrıca bu gökadalardan bazıları, bu çalışma kapsamında, kabukların bakış doğrultusuna göre nasıl dağıldığı hakkında simülasyon verilerini, gerçek gözlem verisi olarak destekleyecektir.

Gözlemlerden elde edilen tek bakış doğrultusuyla yapılan (Ebrová ve diğ. 2020) bu çalışmada, kabukların evrimi için bir model oluşturulmuştur (Şekil 9). Bu model, gökadanın fiziksel özellikleri dikkate alınarak ve görünen kabukların merkeze olan mesafeleri hesaplanarak elde edilmiştir. Bu modelde tek bakış doğrultusuna göre yapılan bu modeli, simüle gökadalara uygulayarak modelin doğruluğunun test edilmesi ve modelin geliştirilmesi çalışılmaktadır.

Teşekkür

Bu çalışma Erciyes Üniversitesi Bilimsel Araştırma Projeleri Birimi tarafından FYL-2024-13884 numaralı Lisansüstü ve Uzmanlık Tez Projesi ile desteklenmiştir. Projeye verdiği destekten ötürü Erciyes Üniversitesi'ne teşekkürlerimizi sunarız. Hakemlere, verdikleri değerli katkılardan dolayı teşekkür ederiz.

Kaynaklar

Arp H., 1966, Astrophysical Journal Supplement, 14, 1
Atkinson A. M., Abraham R. G., Ferguson A. M. N., 2013, AJ, 765, 28
Bílek M., Ebrová I., Jungwiert B., Jílková L., Bartošková K., 2015, Canadian Journal of Physics, 93, 203
Bílek M., Cuillandre J.-C., Gwyn S., Ebrová I., Bartošková K., Jungwiert B., Jílková L., 2016, A&A, 588, A77
Conselice C. J., Mundy C. J., Ferreira L., Duncan K., 2022, AJ, 940, 168
Duc P.-A., ve diğ., 2014, MNRAS, 446, 120–143
Ebrova I., 2013, Shell galaxies: kinematical signature of shells, satellite galaxy disruption and dynamical friction (arXiv:1312.1643)
Ebrová I., Bílek M., Yıldız M. K., Eliášek J., 2020, A&A, 634, A73
Hausman M. A. ; Ostriker J. P., 1978, AJ
Lambas D. G., Alonso S., Mesa V., O'Mill A. L., 2012, A&A, 539, A45
Malin D. F. ; Carter D., 1983, Astrophysical Journal Supplement
Marinacci F., ve diğ., 2018, MNRAS
Naiman J. P., ve diğ., 2018, MNRAS, 477, 1206–1224
Nelson D., ve diğ., 2017, MNRAS, 475, 624–647
Nelson D., ve diğ., 2019, MNRAS, 490, 3234–3261
Pillepich A., ve diğ., 2017a, MNRAS, 473, 4077–4106
Pillepich A., ve diğ., 2017b, MNRAS, 475, 648–675
Pillepich A., ve diğ., 2019, MNRAS, 490, 3196–3233
Prieur J. L., 1990, International Conference on Dynamics and Interactions of Galaxies
Schweizer F., Seitzer P., 1988, AJ
Sikkema G., Carter D., Peletier R. F., Balcells M., Del Burgo C., Valentijn E. A., 2007, A&A, 467, 1011
Springel V., ve diğ., 2017, MNRAS, 475, 676–698
Weil M., Hernquist L., 1993, Astronomical Society of the Pacific Conference Series

Access:
M25-0343: Turkish J.A&A — Vol.6, Issue 3.

TJAA Vol. **6**, *Special Issue*, *p.*128–138 (2025). DOI: 10.55064/tjaa.1592945 *Conference Paper*

Çift Yıldızlı Sistemlerde Ötegezegenlerin Geçiş Zamanı Analizi

Selahaddin Serttaş[1] ⋆, Mehmet Tanrıver[1, 2], Mustafa Salman[1], Ebubekir Atsız[1]
[1] *Erciyes Üniversitesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, Kayseri, 38030,Türkiye*
[2] *Erciyes Üniversitesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Gözlemevi Uygulama ve Araştırma Merkezi (UZAYBİMER), Kayseri, 38281,Türkiye*

Accepted: March 17, 2025. Revised: March 17, 2025. Received: November 29, 2024.

Özet
G0-G8 tayf türleri arasındaki çift yıldız sistemlerinde, Neptün ile Jüpiter arasında yarıçapa sahip ötegezegenlerin ışık eğrileri üzerinden gezegenlerin tutulma anındaki minimum zamanlarından O-C (Observed - Calculated) analizi yapılmıştır. Çalışma kapsamında 33 adet aday ötegezegen incelenmiş ve bu ötegezegenlerin transit geçişleri kullanılarak TESS uydu teleskobu tarafından toplanan veriler değerlendirilmiştir. TESS verilerinden elde edilen ışık eğrileri ile her bir minimum çukuruna Gauss fonksiyonu geçirilerek MCMC (Monte Carlo - Markov Chain) optimizasyon algoritması ile birlikte her sistemin minimum zamanları hesaplanmış, sistemlerin O-C değişim grafikleri oluşturulmuştur ve fark diyagramları elde edilmiştir. Periyodik bir sinyal frekansını işlemek için O-C fark değerlerinden Lomb-Scargle periyodogramı oluşturulup belirli bir frekanstaki herhangi bir sinüzoidal sinyal için bir tepe noktası belirlenmiştir. Lomb-Scargle periyodogramı için FAP (Yanlış Alarm Olasılığı) değerleri hesaplanmıştır. Sonuç olarak FAP değerleri %20-40 arasında hesaplandığı için bu ötegezegenlerin periyodları hakkında tutarlı sonuca varılamamıştır. Bu ötegezegenlerde daha fazla fotometrik gözleme ihtiyaç vardır.

Abstract
O-C (Observed - Calculated) analysis was performed on the light curves of exoplanets with a radius between Neptune and Jupiter in double star systems between the G0-G8 spectral types. Within the scope of the study, 33 candidate exoplanets were examined and the data collected by the TESS satellite telescope were evaluated using the transits of these exoplanets. With the light curves obtained from TESS data, the minimum times of each system were calculated with the MCMC (Monte Carlo - Markow Chain) optimization algorithm by passing a Gaussian function to each minimum trough with the light curves obtained from TESS data, the O-C change graphs of the systems are created and the difference diagram is extracted. To process a periodic signal frequency, a Lomb-Scargle pediogram is performed from the O-C difference values and a peak is determined for any sinusoidal signal at a given frequency. FAP (false alarm probability) values are calculated for the Lomb-Scargle pediogram. As a result, FAP values Since these exoplanets are calculated between 20-40%. no consistent conclusions could be reached about their periods. This More photometric observations are needed on exoplanets.

Anahtar Kelimeler: Exoplanets, O-C Analysis, Lomb-Scargle

1 Giriş

O-C Analizi bir çift yıldız sisteminin dönem değişimini belirlemek için yapılan bir çalışmadır. O, gözlenen ve C, hesaplanan minimum zamanlarını ifade etmektedir ve zamana göre O-C farkındaki değişimin yorumlanmasına dayanır. Dönem değişimine etki eden 4 farklı mekanizma vardır:

a. Eksen dönmesi
b. Korunumlu kütle aktarımı veya korunumsuz kütle kaybı
c. Manyetik etkinlik
d. Sistemdeki üçüncü cisim etkisi

Günümüzde yer tabanlı ve uzay teleskopları tarafından yapılan gözlemler sayesinde 182 çift yıldız sistemi etrafında 401 adet onaylanmış ötegezegen bulunmaktadır (NASA Exoplanet Archive).

Ötegezegenlerin keşif yöntemlerinden birisi olan zamanlama yöntemi, ötegezegenli çift yıldızların ışık eğrilerindeki minimum çukurlarına ait minimum zamanlarını tespit etmektedir. Bu tespit edilen minimum zamanlarından gözlenen ile hesaplanan minimum zamanları arasındaki fark belirlenir ve O-C grafikleri oluşturulur. Oluşturulan O-C grafikleri sisteme göre parabolik, sinüzoidal, doğrusal ya da üst üste binmiş değişimler gösterebilir.

Ötegezegenlerin O-C diyagramındaki veri dağılımı sinüzoidal bir değişim göstermektedir. Bu O-C'deki sinüzoidal değişim Denklem 1'de verilmiştir (Irwin 1959; Mayer 1990). Denklem 2'deki a_{12}, e_3, ω_3, $\sin i'$ ve ν ise sırasıyla üçlü sistemin kütle merkezi etrafındaki üçüncü cismin yörünge yarı büyük eksen uzunluğu, dışmerkezliği, enberi noktasının boylamı, yörünge eğimi ve gerçel anomali parametreleridir. A_{LTE} ise sinüs eğrisinin genliğini ifade etmektedir (Irwin 1959; Mayer 1990):

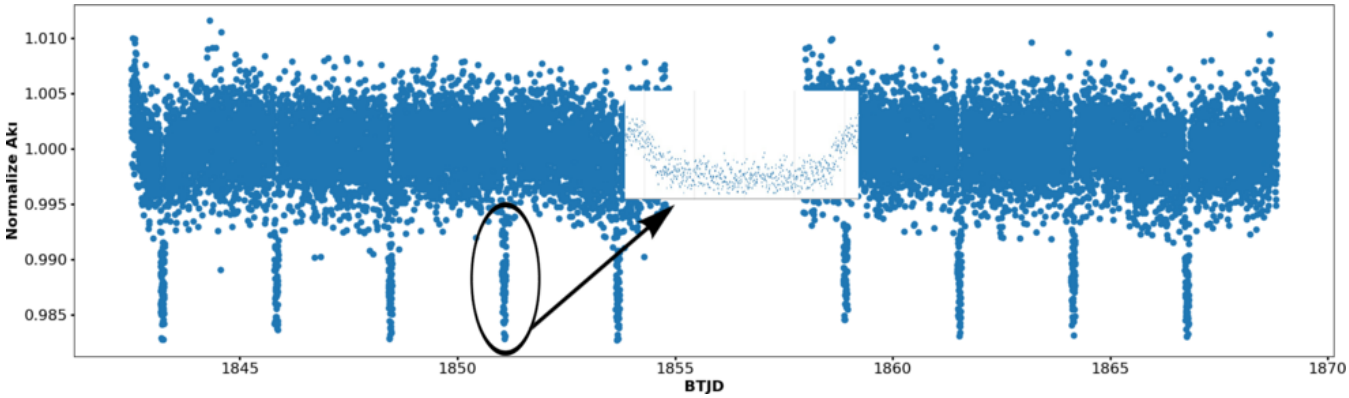
$$O-C = \frac{A_{\mathrm{LTE}}}{\sqrt{1-e_3^2\cos\omega_2}}\left[\left(\frac{1-e_3^2}{1+e_3\cos\nu}\right)\sin(\nu+\omega_3)\right] \quad (1)$$

$$A_{\mathrm{LTE}} = \frac{1}{2}\left[(O-C)_{\mathrm{max}} - (O-C)_{\mathrm{min}}\right] = \frac{a_{12}\cdot\sin i'\left(\sqrt{1-e_3^2\cdot\cos^2(\omega_3)}\right)}{173.15} \quad (2)$$

O-C grafiğinin artık kısımları oluşturulmakta ve periyodik

⋆ serttas2001@gmail.com

© 2025 Turkish Astronomical Society (TAD)



Şekil 1. XO-2 N b ötegezegenine ait ışık eğrisi.

sinyalleri tespit etmek için bu artıklara LombScargle periyodogram analizi uygulanmaktadır. Lomb-Scargle periyodogramın ana amacı Denklem 3'te verilen bir zaman serisi veri kümesi $y(t)$ içindeki periyodik bir sinyalin frekansını (f) belirlemektedir:

$$y(t) = a\cos(2\pi ft) + b\sin(2\pi ft) \tag{3}$$

Lomb-Scargle periyodogramlarında belirli bir frekanstaki sinüzoidal sinyal için tepe noktası beklenir ve böyle bir tepe noktası için istatiksel önemi değerlendirmek amacı ile FAP (Yanlış Alarm Olasılığı) hesaplanır. Herhangi bir FAP hesaplamaya yönelik çeşitli yaklaşımlar vardır.

Bu çalışmada, FAP hesaplamak için bootstrap (ön yükleme) yöntemi kullanılmıştır. Bu yöntem, verilerin birçok rastgele yeniden örneklemesiyle istatistiksel dağılımı yaklaşık olarak tahmin etmeyi sağlamaktadır.

2 Gözlemler ve Analizler

TESS (Sullivan ve diğ. 2015) verileri Nasa Exoplanet Archive veritabanından alınmıştır (Barclay ve diğ. 2018), gezegenin T_0 (başlangıç zamanı) ve P (periyod/dönem) değerleri de aynı veritabanından elde edilmiştir.

Python programlama dilinde yer alan `lightkurve` (Lightkurve Collaboration ve diğ. 2018) kütüphanesi kullanılarak yıldız isimlerine göre TESS uydu teleskobundan alınan ışık eğrileri her sektör için indirilmiştir. Böylelikle her bir sektöre ait ışık eğrisi elde edilmiştir. Bu ışık eğrilerinden başlangıç T_0 ve P değerleri kullanılarak evre hesaplaması yapılmış ve ışık eğrileri bu evrelere göre düzenlenerek çizilmiştir. Aynı T_0 ve P değerleri kullanıldığında farklı sektörlerdeki ışık eğrilerinin minimum çukurları evresel olarak aynı değerlere denk gelecektir ve tüm minimum çukurları üst üste binmiş olacaktır. XO-2 N b örnek bir ötegezegen ışık eğrisi olarak Şekil 1 de verilmiştir.

2.1 Minimum Çukurlarının Belirlenmesi

Ötegezegenlerin ışık eğrilerindeki minimum noktaların belirlenmesi için evrelendirme işlemi gerçekleştirilmiştir. Bu evre hesabı aşağıdaki denklemde kullanılmıştır:

$$\text{Evre} = \left(\frac{t-t_0}{P} - \left|\frac{t-t_0}{P}\right|\right) \tag{4}$$

Burada t gözlem zamanı, t_0 başlangıç zamanı ve P ötegezegenin yörünge periyodudur. Bu işlem sonucunda hesaplanan evrelere, ötegezegenin yörünge periyodu eklenerek diğer minimum noktaların zamanları belirlenmiştir. Evrelendirme işlemi sırasında, her bir minimum çukuruna Gauss fonksiyonu uygulanabilmesi için alt ve üst sınırlar tanımlanmıştır. Her bir ışık eğrisindeki minimum noktalar, ayrı ayrı paketler şeklinde kaydedilerek analiz edilmiştir. Elde edilen her minimum çukur için Gauss fonksiyonu uygulanmış ve bu süreç sonucunda her bir ışık eğrisindeki minimum noktalar kadar veri seti oluşturulmuştur. Bu yöntem, ötegezegenlerin ışık eğrilerinden yörünge dinamiklerinin ve fiziksel parametrelerinin daha hassas bir şekilde belirlenmesini sağlamaktadır.

2.2 Gauss fonksiyonu ve MCMC uygulaması

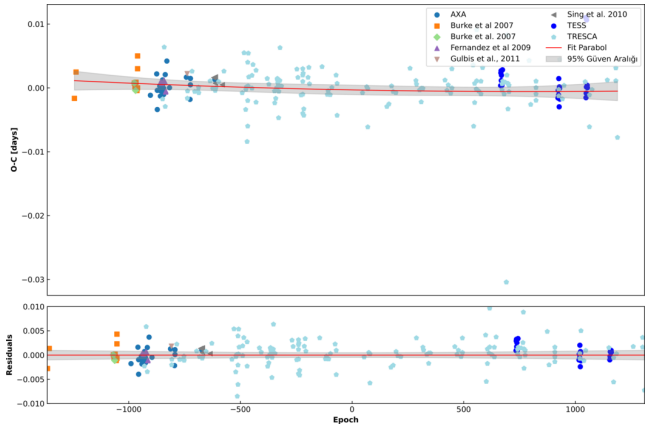
Her sektörde elde edilen minimum çukurlarına ait veri dosyaları Python dilinde yazılmış olan Gauss fonksiyonu yaklaştırma modeli (Ford 2005), `pymc3` Python paketi (Salvatier ve diğ. 2016), MCMC optimizasyon algoritması ile çalıştırılır. "Gauss + MCMC" yöntemi minimum çukurlarına ait orta noktayı ifade eden minimum zamanını hesaplamak için kullanılan en gelişmiş yöntemlerden bir tanesidir. MCMC algoritması hesaplanan bu minimum zamanı çıktıları için hata miktarını hesaplamada yardımcı olmaktadır.

Elde edilen bu minimum zamanını gösteren veriler ayrı bir dosyaya kaydedilir. Minimum çukurlarını içeren liste bir Gauss modeli ile MCMC optimizasyon koduyla işlenir. Çıktılar ise MCMC optimizasyon fonksiyonundan çıkan çukurların en derin noktası ve bu noktaların hesaplama hatası olur.

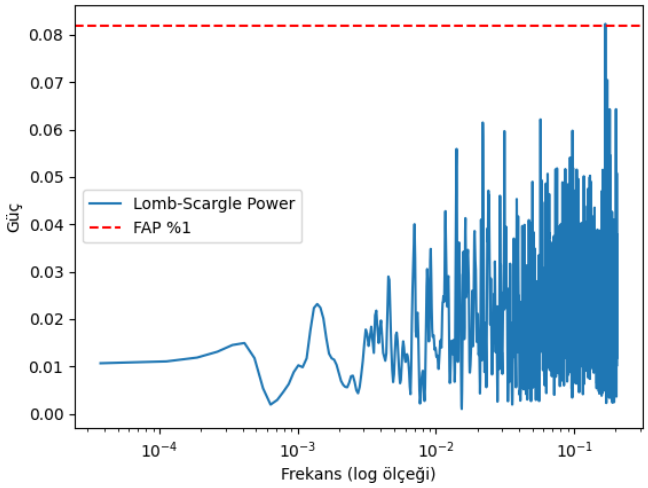
2.3 O-C diyagramının oluşturulması

Gauss modeli ile MCMC optimizasyon kodu ile TESS ışık eğrilerinden elde edilen minimumlar daha önce literatürde verisi paylaşılmış ve farklı gökyüzü taramalarındaki minimum zamanları ile birleştirilir. TESS exoplanet veritabanındaki veriler BJD'ye göre akı değerleri olarak verilmektedir. Literatürde ise birçok minimum zamanı verisi HJD olarak verilmektedir. Bu nedenle HJD verileri Eastman ve diğ. (2010) yöntemi kullanılarak BJD değerlerine dönüştürülmüştür (bkz Şekil 2).

O-C değişim diyagramına ikinci dereceden polinom fonksiyonu geçirilerek en iyi uyum sağlayan parabol denklemi bulunur ve ardından O-C değişim grafiğindeki her verinin bu fonksiyondan olan farklarını gösteren artıklar diyagramı elde edilir. Ötegezegenlere ait hesaplanmış O-C ve artıkları gösteren



Şekil 2. XO-2 N b ötegezegenine ait O-C ve artıklar grafiği.



Şekil 3. XO-2 N b ötegezegenine ait Lomb-Scargle grafiği.

verilerin grafik haline getirilmesi Python'da `matplotlib` kütüphanesi kullanarak gerçekleştirilirmiştir.

2.4 Lomb-Scargle Periyodogramının oluşturulması

Ötegezegenlere ait hesaplanmış O-C verilerinden artıklar ve ışık elemanı (T_0, P) değerleri kullanılarak Lomb-Scargle periyodogram (frekans) analizi (VanderPlas 2018) yapılır. İlk olarak, `numpy` ve `matplotlib` gibi temel kütüphanelerin yanı sıra, astronomik zaman serisi analizinde kullanılan `astropy.timeseries` modülünden Lomb-Scargle sınıfı dahil edilir. Daha sonra, örnek olarak verilen şekil 3'teki gibi en yüksek güç değeri bulunur ve bu değere karşılık gelen frekans ve periyod hesaplanır. Ayrıca, her bir ötegezegenin periyodogramına ait FAP değeri bulunur (Horne & Baliunas 2004). Bulunan değer, bu sinyalin rastgele bir gürültüden kaynaklanma olasılığını gösterir. Elde edilen sonuçları logaritmik ölçekte bir Lomb-Scargle periyodogramıyla görselleştirilir (Şekil 3). Genel olarak bulunan bu FAP değerleri %1 den (şekilde kesikli kırmızı çizgi) düşük olduğu için maksimum frekansa ait periyod sonuçları tutarlı değildir. Bu nedenle böyle durumda olan ötegezegenler için daha iyi fotometrik gözlemlere ihtiyaç vardır.

3 Sonuç

Ötegezegen içeren G0–G8 tayf türlerinden 33 çift yıldız sisteminin ışık eğrileri incelenmiştir. Bu ışık eğrilerinin 22 tanesinde minimum zamanları bulunmuştur. Diğer 11 tanesinin minimum zamanları, ışık eğrisinin kötü veya çok az veri olmasından dolayı O-C ve Lomb-Scargle analizi yapılamamıştır.

DS Tuc A b ötegezegeninin O-C analizinde iki adet gözlemsel veri olması nedeniyle Lomb-Scargle işlemi yapılmamıştır. Bu sistem için daha fazla fotometrik gözleme ihtiyaç vardır.

HAT-P 3 b'nin TESS verilerindeki ışık eğrisi analiz edilebilecek durumda olmadığından bu ötegezegenin O-C ve Lomb-Scargle analizi yapılmamıştır.

TOI-1338 b ötegezegeninin TESS verisi olarak iki adet gözlemsel veri olmasından dolayı Lomb-Scargle işlemi yapılmamıştır. Bu sistem için de daha fazla fotometrik gözleme ihtiyaç vardır.

NASA Exoplanet Archive kataloğundan bu çalışmada incelenen ötegezegenlere ait TESS ışık eğrileri elde edilmiştir. Her bir ışık eğrisindeki minimum çukurlarına Gauss ile MCMC algoritması uygulanarak minimum zamanları hesaplanmıştır. O-C verilerinin işlemleri MS Office Excel yaygın programı ile gerçekleştirilmiştir. Sonrasında bu veriler Python programlama dili kullanılarak çizdirilmiştir (Şekil 4). Ayrıca, Lomb-Scargle periyodogramları oluşturulmuştur (Şekil 5). Lomb-Scargle periyodogramı sonucunda ele alınan 22 ötegezegenin FAP değerleri %20-40 arasında hesaplandığı için bu ötegezegenlerin periyodları hakkında tutarlı sonuca varılamamıştır. Bu nedenle her bir ötegezegene ait daha fazla fotometrik gözleme ihtiyaç vardır. Böylelikle S/N oranı daha yüksek olan fotometrik gözlemlerle FAP değerlerinin %1'in altına inmesi sağlanabilir.

O-C analizine göre, bazı ötegezegenlerin yörünge periyotları ve yarı-büyük eksen uzunlukları artarken, bazılarının ise azalmaktadır. CoRoT-2 b, TrES-2 b, HAT-P-22 b, WASP-114 b, WASP-129 b, WASP-139 b, K2-29 b, KELT-23 A b, TOI-4145 A b, WASP-98 b, XO-2 N b ve TrES-1 b ötegezegenlerinde yörünge periyotları ve yarı-büyük eksen uzunlukları artmaktadır. Böylelikle bu ötegezegenler bağlı oldukları çift yıldız sistemlerinden uzaklaşmaktadır. Diğer taraftan, WASP-104 b, HAT-P-27 b, HATS-58 A b, WASP-140 b, WASP-56 b, WASP-64 b, TOI-1937 A b ve WASP-77 A b ötegezegenlerinde ise yörünge periyotları ve yarı-büyük eksen uzunlukları azalmaktadır. Bu durum ise bu ötegezegenlerin çift yıldız sistemlerine yaklaştığı anlamına gelmektedir (bkz. Çizelge 1).

Ayrıca, WASP-168 b ve TOI-858 B ötegezegenleri O-C grafiklerinde doğrusal bir değişim göstermektedirler. Bu ötegezegenler için düzeltilmiş T0 (geçiş zamanı) ve P (periyot) değerleri hesaplanmıştır ve değerler Çizelge 2'de verilmiştir.

Teşekkür

Bu çalışma, Türkiye Bilimsel ve Teknolojik Araştırma Kurumu TÜBİTAK Bilim İnsanı Destekleme Programları Başkanlığı (BİDEB) tarafından yürütülen 2209 A Üniversite Öğrencileri Araştırma Projeleri Destekleme Programı kapsamında TÜBİTAK-2209-A-1919B012320391 numaralı proje ile desteklenmiştir. Verdiği desteklerden ötürü TÜBİTAK'a teşekkürlerimizi sunarız. Bu çalışmada yardımlarını esirgemeyen Dr. Ahmet Keskin'e teşekkürlerimizi sunarız.

Çizelge 1. Parabolik Fit ile Analiz Edilen Ötegezegenler

Sistemler	T_0 (BJD)	P (gün)	dP/dE (s yıl^{-1})
CoRoT-2 b	2457347.043140	1.742997	0.015406
TrES-2 b	2453957.635800	2.470613	0.000688
WASP-104 b	2457048.590610	1.755406	-0.113894
HAT-P-22 b	2456603.794290	3.212233	0.085277
WASP-114 b	2456667.735820	1.548774	0.169855
HAT-P-27 b	2456638.938520	3.039578	-0.018386
WASP-129 b	2457027.437300	5.748145	0.043671
WASP-139 b	2457196.793300	5.924262	0.027235
HATS-58 A b	2459036.642020	4.218073	-0.085070
WASP-140 b	2456912.351050	2.235984	-0.076135
K2-29 b	2458508.094300	3.258831	0.010630
KELT-23 A b	2458785.399304	2.255287	4.661589
WASP-56 b	2455841.609390	4.617065	-1.035455
WASP-64 b	2455582.601690	1.573292	-0.07019
TOI-1937 A b	2459085.910230	0.946679	-0.010881
WASP-77 A b	2456663.347570	1.360029	-0.349098
TOI-4145 A b	2458925.882110	4.066443	14.020467
WASP-98 b	2456333.391300	2.962640	0.006233
XO-2 N b	2456923.177110	2.615860	0.008194
TrES-1 b	2453898.873420	3.030070	0.003569

Çizelge 2. Doğrusal Fit ile Analiz Edilen Ötegezegenler.

	T_0 (BJD) +2450000	P (gün)	Yeni T_0 (BJD) +2450000	Yeni P (gün)
WASP-168 b	9252.138447	4.153662	9252.138039	4.153655
TOI-858 b	8386.452350	3.279718	8386.453363	3.279712

Kaynaklar

Barclay T., ve diğ., 2018, The Astrophysical Journal Supplement Series, 239, 2

Eastman J., Siverd R., Gaudi B. S., 2010, PASP, 122, 935

Ford E. B., 2005, Bayesian Methods in Astronomy. Springer Science & Business Media

Horne J. H., Baliunas S. L., 2004, Astrophysical Journal, 302, 757–771

Irwin J. B., 1959, The Astronomical Journal, 64, 149

Lightkurve Collaboration ve diğ., 2018, Lightkurve: Kepler and TESS time series analysis in Python, Astrophysics Source Code Library (ascl:1812.013)

Mayer P., 1990, Bulletin of the Astronomical Institute of Czechoslovakia (BAICz), 41, 231

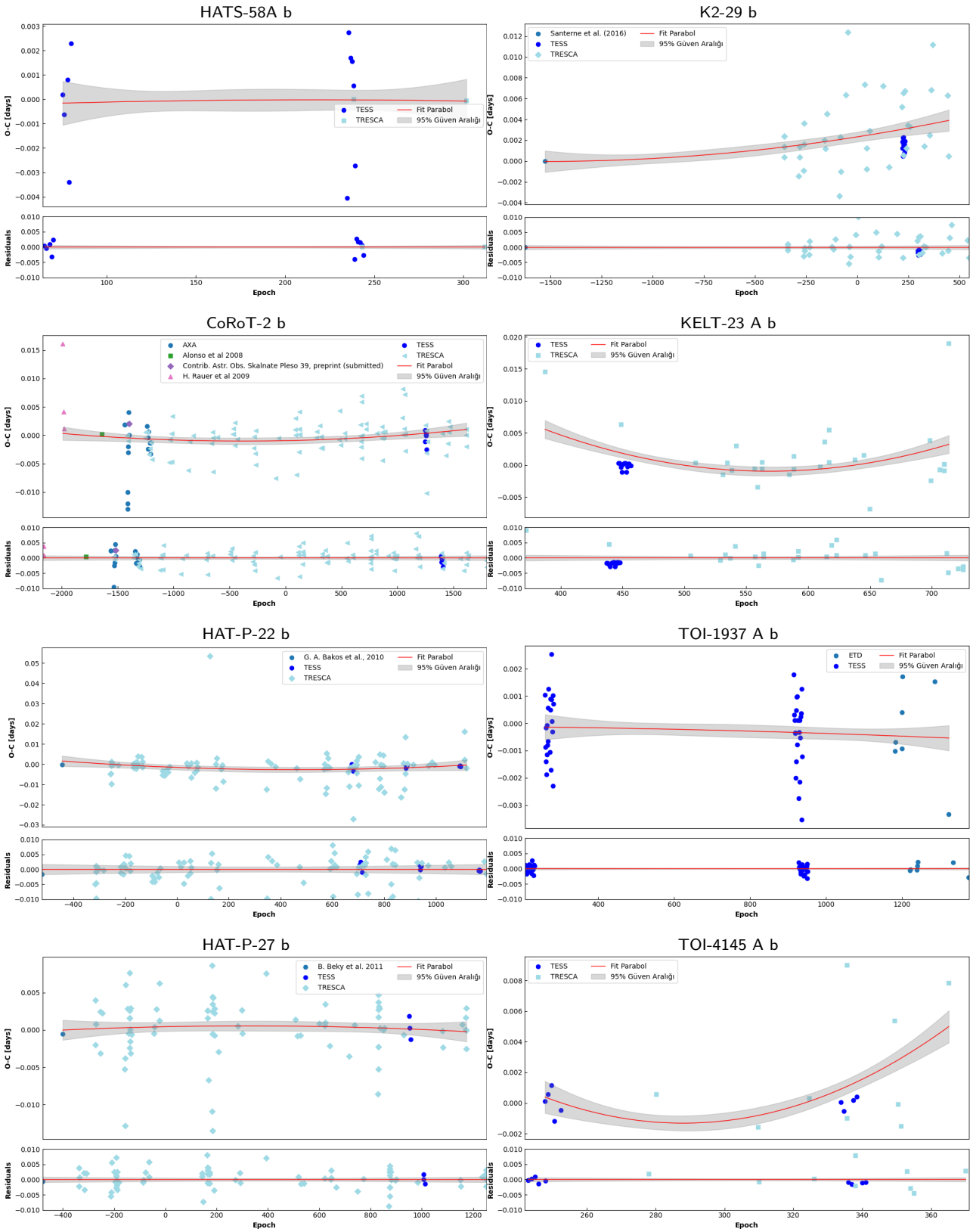
Salvatier J., Wiecki T. V., Fonnesbeck C., 2016, PeerJ Computer Science, 2, e55

Sullivan P. W., ve diğ., 2015, Proceedings of the International Astronomical Union, 11, 314

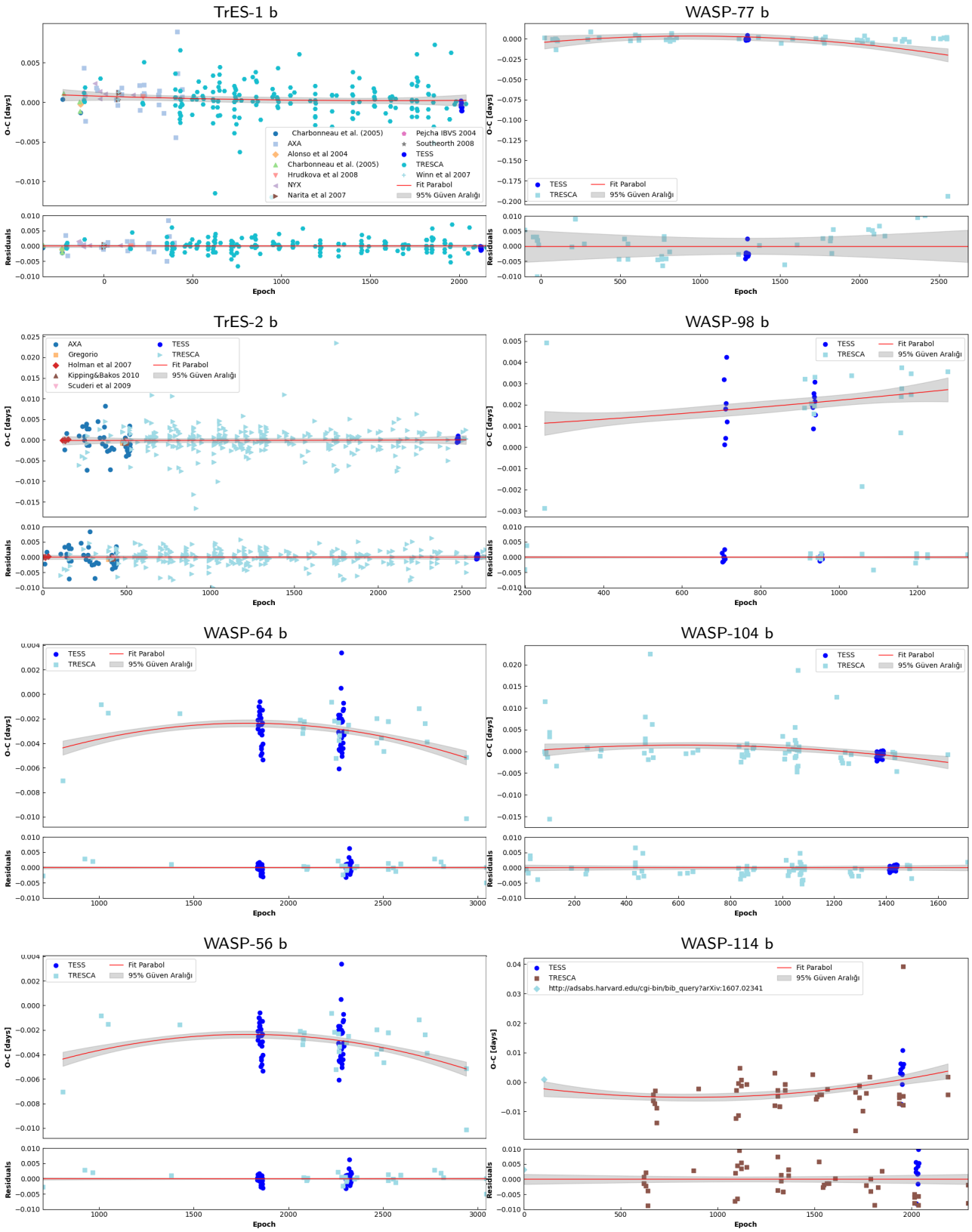
VanderPlas J. T., 2018, The Astrophysical Journal Supplement Series, 236, 16

Access:

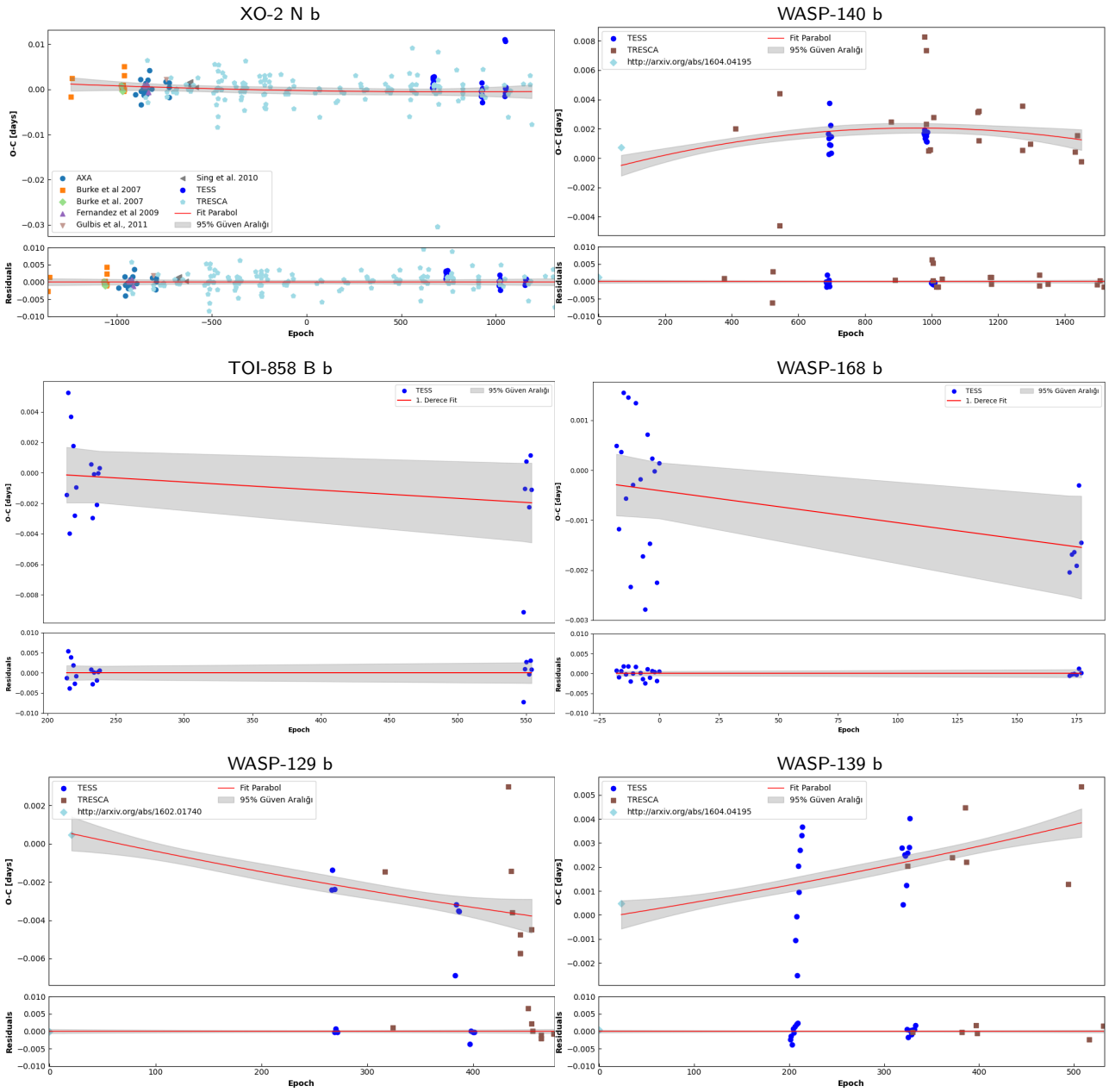
M25-0314: Turkish J.A&A — Vol.6, Issue 3.



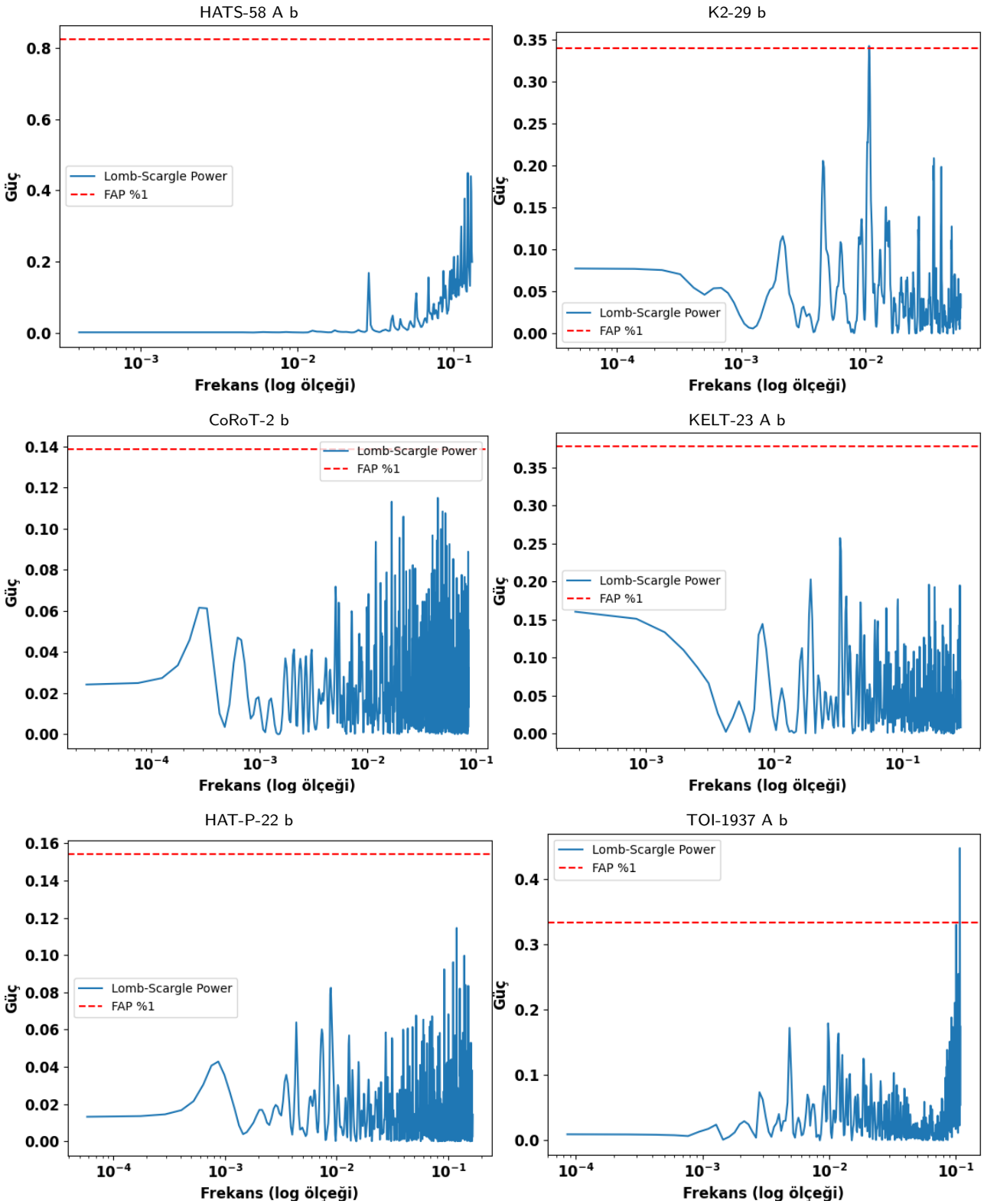
Şekil 4. Ötegezegenlerin O-C ve artık grafikleri.



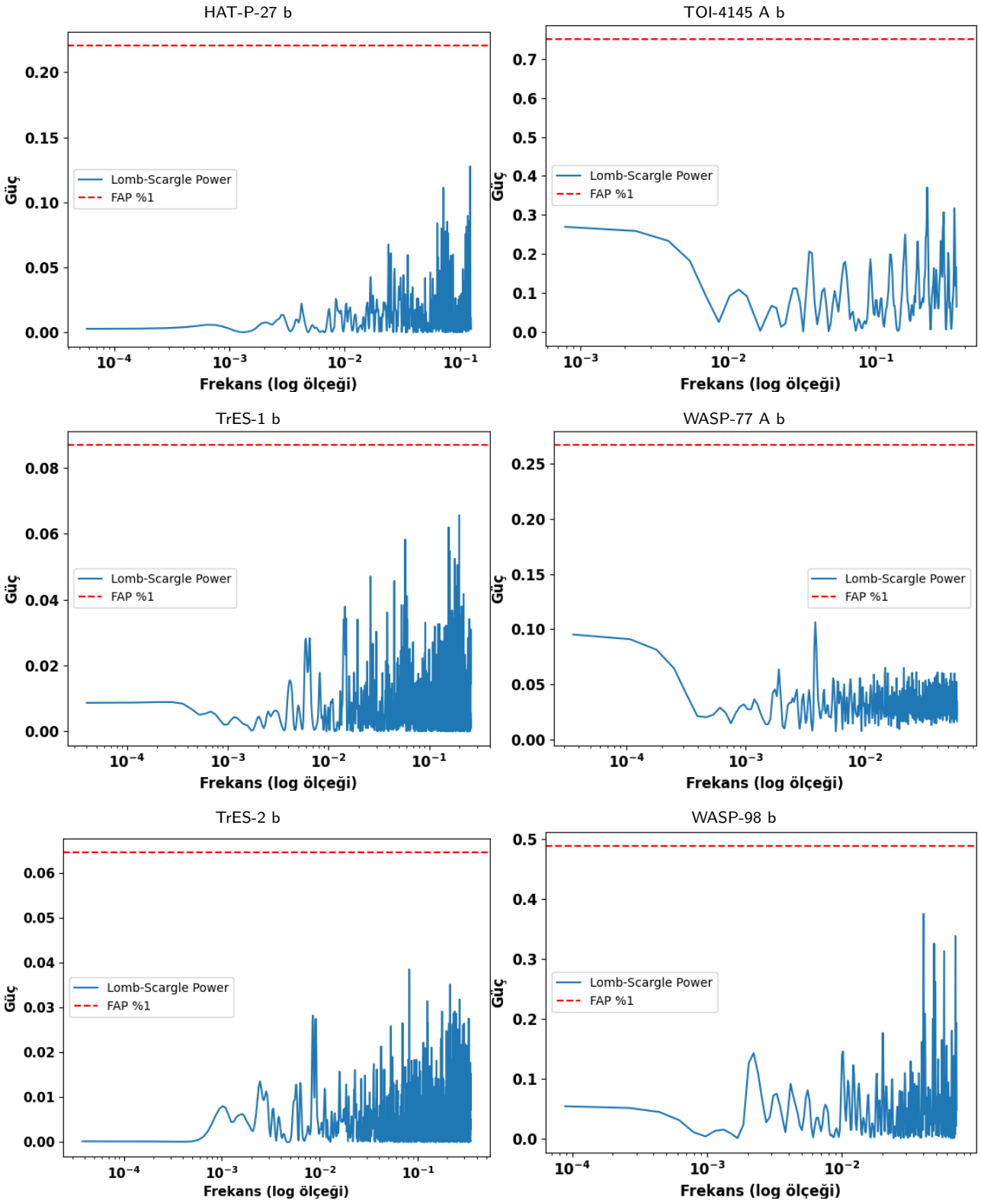
Şekil 4 – *devamı.*



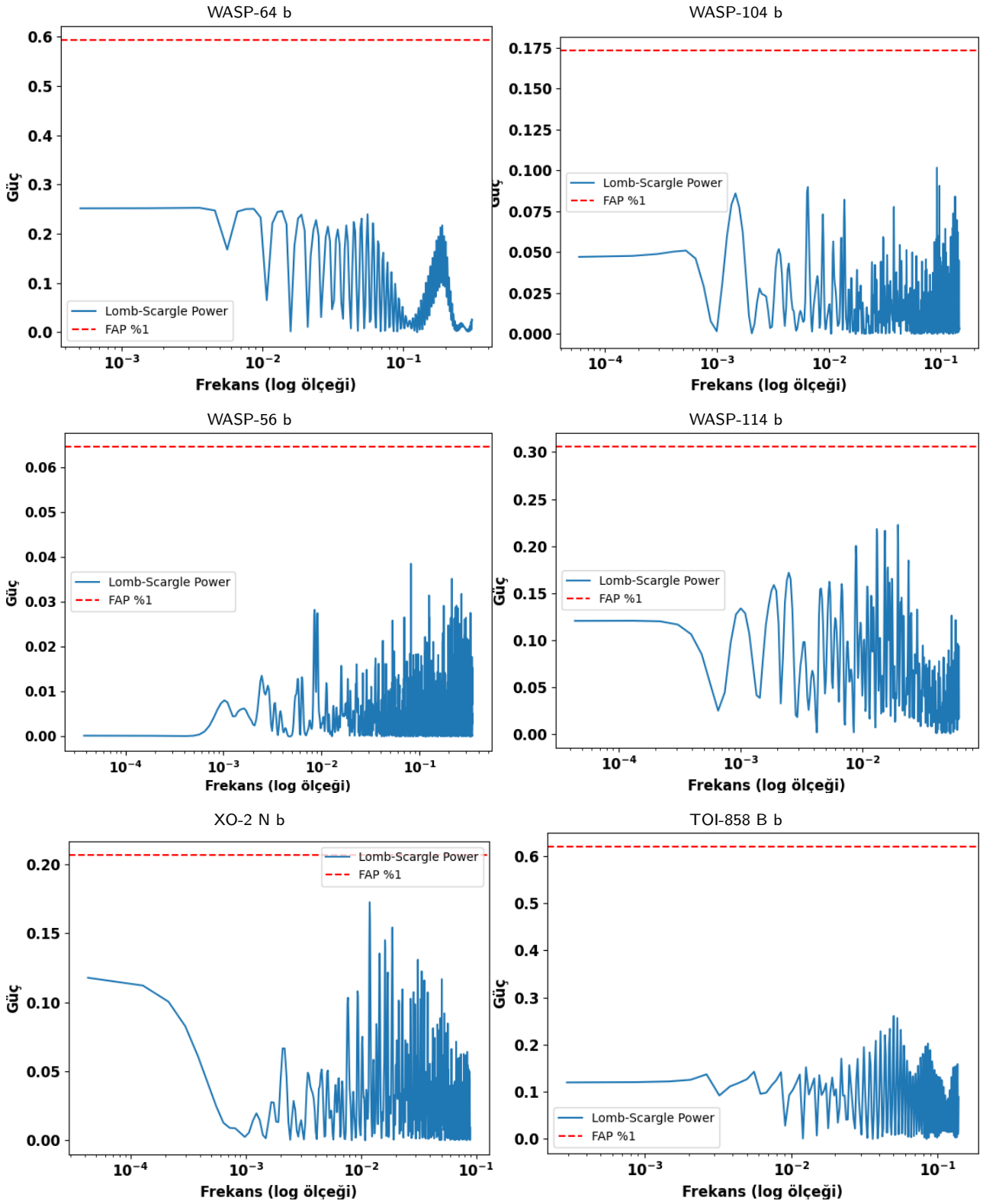
Şekil 4 – *devamı.*



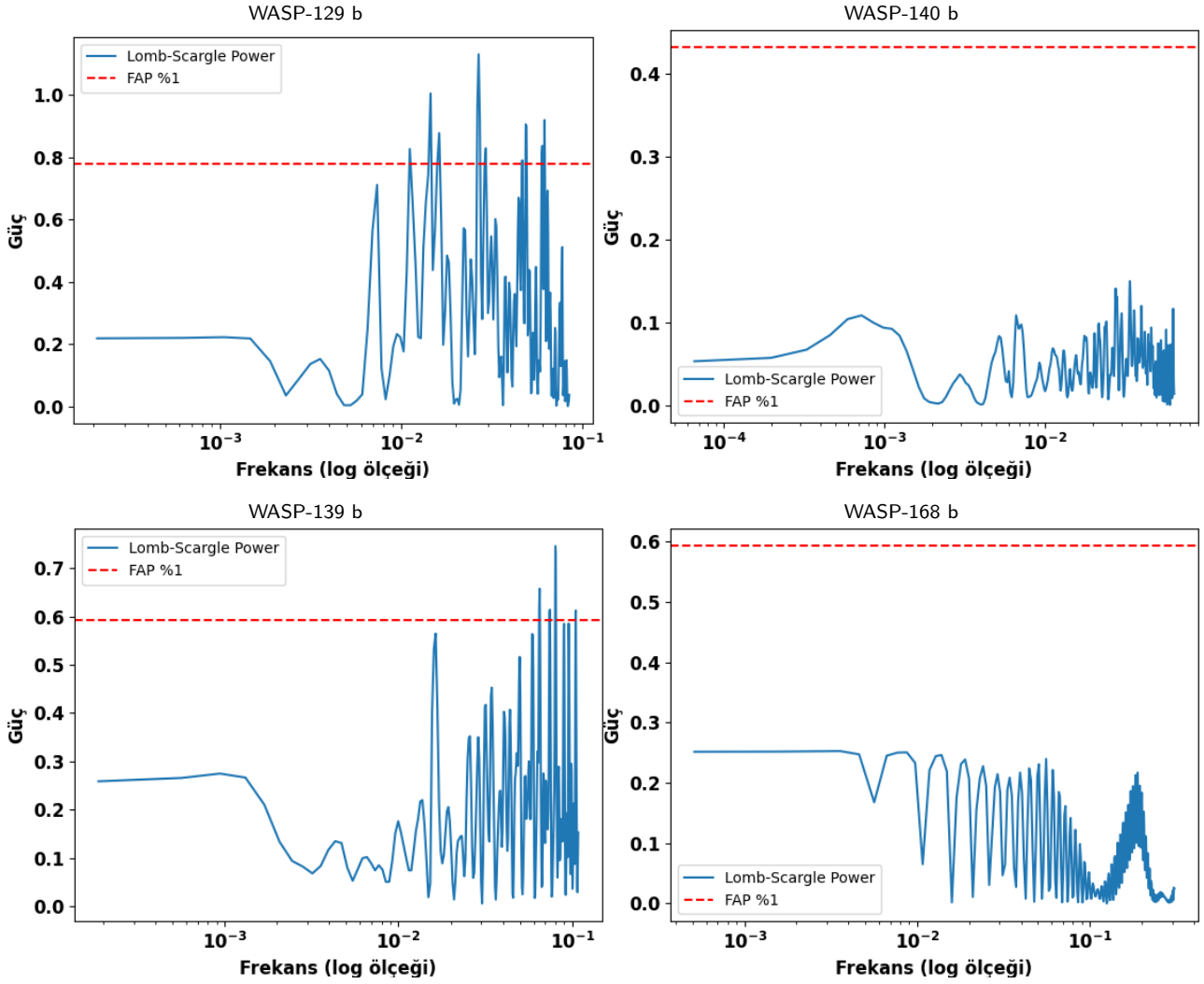
Şekil 5. Ötegezegenlerin Lomb-Scargle grafikleri.



Şekil 5 – *devamı.*



Şekil 5 – *devamı.*



Şekil 5 – *devamı.*

TJAA Vol. **6**, *Special Issue*, *p.*139–143 (2025). DOI: 10.55064/tjaa.1592101 *Conference Paper*

Mezopotamya'da Astronomi

Hatice Deniz[1] ⋆, Nesibe Özel [2],
[1] *Erciyes Üniversitesi, Fen Bilimleri Enstitüsü, Astronomi ve Uzay Bilimleri, Kayseri, Türkiye*
[2] *Erciyes Üniversitesi, Astronomi ve Uzay bilimleri Bölümü, Kayseri, Türkiye*

Accepted: March 17, 2025. Revised: March 17, 2025. Received: November 27, 2024.

Özet
Astronomi, insanlık tarihinin en eski bilim dallarından biri olarak Mezopotamya ve Mısır gibi eski uygarlıkların kültürel ve bilimsel hayatında önemli bir yere sahiptir. Bu çalışmada, Mezopotamya'nın astronomi tarihindeki rolü ve Mezopotamya uygarlıklarının astronomiyle olan ilişkileri incelenmiştir. Mezopotamya'da Sümerler, Akadlar, Babilliler, Asurlular ve Selökidler gibi çeşitli medeniyetler, astronomiyi hem zaman ölçümü amacıyla hem de dini ve ritüel işlevler doğrultusunda kullanmışlardır. Bu medeniyetler, astrolojiye olan derin ilgileri nedeniyle gökyüzündeki olayları gözlemleyerek, sistematik bir bilgi birikimi oluşturmuş ve bilimsel gelişmelerin temellerini atmışlardır. Özellikle gezegen hareketleri, Ay ve Güneş'in döngüleri üzerine yapılan gözlemler, bilimsel yöntemlerin gelişimine katkı sağlamıştır. Mezopotamya uygarlıklarının bu bilimsel mirası, modern astronominin şekillenmesinde önemli bir temel oluşturmuştur. Bu çalışmada, Mezopotamya'nın astronomiye yaptığı katkılar ve bu katkıların günümüz astronomi bilgisine olan etkileri ele alınmıştır.

Abstract
Astronomy, one of the oldest sciences in human history, held a significant place in the cultural and scientific life of ancient civilizations such as Mesopotamia and Egypt. This study examines the role of Mesopotamia in the history of astronomy and the relationship between Mesopotamian civilizations and Astronomy. In Mesopotamia, various civilizations including the Sumerians, Akkadians, Babylonians, Assyrians, and Seleucids used astronomy both for timekeeping and for religious and ritual functions. These civilizations developed a systematic accumulation of knowledge by observing celestial events, driven by their profound interest in Astrology, laying the foundations for scientific advancements. Observations, especially of planetary movements and the cycles of the Moon and the Sun, contributed significantly to the development of scientific methods. This scientific heritage of Mesopotamian civilizations formed an important foundation for the shaping of modern astronomy. This study addresses Mesopotamia's contributions to Astronomy and the impact of these contributions on contemporary astronomical knowledge.

Anahtar Kelimeler: history and philosophy of astronomy, sociology of astronomy, miscellaneous

1 Giriş

Astronomi bilimi, insanlık tarihi kadar eski bir geçmişe sahip olup, en eski bilimsel uğraşı alanlarından biri olarak kabul edilir (Kırbıyık 2001). İlkçağda (M.Ö. 3000-M.S. 500), bilimsel çalışmalar denildiğinde akla gelen başlıca kavramlar astronomi, matematik ve bilim tarihidir. Bu kavramların temelleri ise büyük ölçüde Mezopotamya ve Mısır gibi kadim uygarlıklarda atılmıştır. Özellikle Mezopotamya ve Mısır toplumları, astronomiye olan ilgilerini yazılı kaynaklarla kalıcı hale getirmişlerdir; bu durum, onların bilimsel bilgi birikiminin gelecek nesillere aktarılmasında kritik bir rol oynamıştır. Bu uygarlıklardan kalan çivi yazılı tabletler ve papirüsler, yalnızca astronomiye değil, aynı zamanda matematik ve takvim hesaplamalarına dair kapsamlı bilgiler sunmaktadır.

Mezopotamya ve Mısır'da astronominin gelişimi, büyük ölçüde bu toplumların ihtiyaçları ve dünya görüşleri ile şekillenmiştir. Mezopotamya'da Sümerler ve Babilliler, özellikle göksel olayları gözlemleyerek, tarım ve dini ritüellerini düzenleyecek bir takvim geliştirmeyi amaçlamışlardır. Bu gözlemler ve hesaplamalar, aynı zamanda astronominin daha sistematik bir disiplin haline gelmesine olanak tanımıştır. Tarihin yazılı belgelerle başladığı kabul edildiğinden, Mezopotamya ve Mısır'ın bilimsel mirası, günümüzde bilinen en eski bilimsel belgeleri oluşturmakta olup, modern astronomi ve bilim tarihi çalışmalarına ışık tutmaktadır (Sayılı 1991).

Bu çok eski ve köklü uygarlıklar, başlıca nedeni tarım olmak üzere astronomiyle ilgilenmiş, ekin ve hasat gibi vakitleri belirleyebilmek için çeşitli astronomik gözlemlerle zaman ölçümleri yapmışlardır. Astronomi onlar için sadece zaman ölçümlerinden ibaret olmamış, aynı zamanda gök cisimlerine çeşitli anlamlar yüklemiş, onlara hikayeler yazmış ve kutsal kabul etmişlerdir. Bu kutsal gökyüzü astroloji ve astrolatri (latince astro (yıldız) - latreia (tapınma/ibadet)) gibi disiplinleri ortaya çıkarmıştır. Bu terim, antik dönemlerde bazı toplumların veya kültürlerin, Güneş'e, Ay'a, yıldızlara ve diğer gök cisimlerine dini veya ritüel bağlamda tapınma veya ibadet etme uygulamalarını ifade etmek için kullanılır. Burada gökler tanrılara aittir ve yıldızlar ile yıldız kümelerinin tanrıları ve gökyüzündeki olayların ise tanrıların faaliyetlerini temsil ettiği düşünülür. Astroloji ise gök cisimlerinin, özellikle yıldızların ve gezegenlerin konumlarına ve hareketlerine dayanarak insan hayatını, olayları ve kişisel özellikleri etkileyeceği inancına dayalı bir disiplindir. Fakat astroloji bilimsel bir temeli olmadığı, gözlemsel ve deneysel yöntemlerle desteklenmediği için bilimsel olarak kabul edilmez. Astroloji Eski Mısırlılar'da ortaya çıkmasına rağmen, Mezopotamyalılar'da astroloji astronominin yanı başında yer almaktaydı. Ancak Mezopotamya insanları

⋆ denizhatice038@gmail.com

© 2025 Turkish Astronomical Society (TAD)

göğü sadece kutsal saymamış; aynı zamanda göğü inceleyerek ve gezegenlerin hareketlerini gözlemleyerek astronomi konusunda günümüze kadar gelen önemli bilgiler bırakmışlardır. Mısır insanları ise astronomiyi temel ihtiyaçların karşılanması için pratik bir bilim olarak kullanmışlardır ve bu nedenle astronomi Mısır'da çok fazla ilerleme olanağı bulamamıştır (Unat 2013).

2 Mezopotamya'da Astronomi

Günümüzde Irak, Kuzeydoğu Suriye, Güneydoğu Anadolu Bölgesi ve Güneybatı İran topraklarından oluşan bölgeyi kapsayan Mezopotamya uygarlığının ortaya çıkışı M.Ö. 3000 yıllarına dayanır. Dicle ve Fırat nehirlerinin deltasında bulunan Mezopotamya, birçok önemli uygarlığın merkezi olmuştur. O zamanlar Asya, Afrika ve Avrupa arasında bir köprü vazifesi gören bu bölge, yoğun bir bilimsel çalışmaya öncülük etmiştir (Yörükoğulları 2013).

Elde edilen yazılı kaynaklara göre (Baysal 2018) Mezopotamya'da astroloji ve astronominin yazının icadı kadar eskiye dayandığını söylemek mümkündür. Mezopotamya astronomisinin oluşumunda genel olarak kehanet kültünün önemli bir yeri olduğu söyleyenebilir. Kehanetler, liderler ve ülkenin geleceği için çok önemli olmuştur ve bu çerçevede astroloji kehanet tarzları arasında önemli bir yer tutmuştur. Bu nedenle, saraylarda göksel olayları yorumlayan astrolog kahinler veya keşişler bulundurulmuştur. Bu kişiler, tanrı ile insanlar arasındaki aracılar olarak görülmekte; bunların yorumlarına tanrısal sözler olarak bakılmaktaydı (Kantar 2019). Bu anlayış, insanların gök cisimlerini kutsal kabul etmelerine ve üzerinde incelemeler yapmalarına yol açmış, böylece astronominin gelişimine zemin hazırlamıştır.

Mezopotamya uygarlığında her gezegenin ve bazı gök cisimlerinin kendine ait anlamları vardır. Mezopotamyalılar için Jüpiter uğurlu, Mars başka krallıklar için uğurlu, Merkür veliahtla alakalı, Satürn ise adalet ve barışla ilişklendirilmiştir. Gezegenlere verilen isimler arasında; İştar (Venüs), Nergal (Mars), Şamaş (Güneş), Sin (Ay), Ninurta (Satürn), Marduk (Jüpiter), Nabu (Merkür) bulunmaktaydı (Duman 2022). Asırlar boyunca gezegenlere duyulan derin ilgi sayesinde gezegenlerin helyak doğuş ve batışlarını, duraklamalarını, direk ve retrograd (ters yönde hareket) hareketlerini incelemişler, bu olayların çeşitli gezegenlerdeki periyodlarının, görünme dönemlerinin, ve tutulma düzlemi bölgesinin hangimkısımlarında yer aldıklarının belirlenmesi konularında detaylı araştırmalar yapmışlardır (Sayılı 1991).

Unat (2013), kitabında Mezopotamya uygarlığını sırasıyla Sümerler (M.Ö. 4000-2000), Akadlar (M.Ö. 3000-2500), Babiller (M.Ö. 2000-1800), Asurlular (M.Ö. 2000-612) ve Selökidler (M.Ö. 250'ler) ortaya koymuşlardır.

2.1 Sümerler'de Astronomi

Sümerler, Mezopotamya'nın kurucu uygarlığı olarak bilinse de, anayurtlarının Mezopotamya olmadığını söylemek mümkündür. Sümerlerin, Mezopotamya'ya gelmeden önceki yerleşim yeri hakkında kesin bilgiler yoktur. M.Ö. 4000 ile M.Ö. 2000 yılları arasında varlık gösteren bu uygarlık, astronomi alanında da önemli çalışmalar yapmış ve bu alandaki ilk medeniyetlerden biri olarak kabul edilmiştir (Aydın 2019). Sümerler, gökyüzünü tanrıların yeri olarak kabul etmişler ve Güneş, Ay, yıldızlar gibi gök cisimlerini tanrıları simgeleyen varlıklar olarak görmüşlerdir. Sümerlerin üç büyük tanrısı olan An, Enlil ve Enki, sırasıyla ekvator bölgesi, Yengeç kuşağı ve Oğlak kuşağını temsil etmekteydi. Bu inançları doğrultusunda, Sümerler tanrılara daha yakın olmak ve gök cisimlerini daha yakından incelemek amacıyla Ziggurat adı verilen büyük tapınaklar inşa etmişlerdir. Zigguratlar, sadece ibadet yerleri değil, aynı zamanda bilimsel gözlemler için de kullanılmıştır. Bu yapılar içinde astrologlar için ayrılmış odalar bulunmakta ve gökyüzü gözlemleri burada yapılmaktaydı (Demirci Karaoğlu 2018). Sümerli astronom rahipler, Ay ve Güneş hareketlerini ve diğer gök olaylarını inceleyerek, çeşitli yıldız ve takımyıldızlarını isimlendirmişlerdir (Aydın 2019). Ayrıca Sümerler, çıplak gözle gözlemlenebilen gezegenlerin hareketlerini uzun yıllar boyunca takip etmiş ve bu gezegenlerin, tanrıların düşüncelerini insanlara aktardığına inanmışlardır. Gözlemlerine göre, Merkür, Satürn, Mars, Jüpiter ve Venüs, kendilerine özgü yörüngelerde hareket ederken, diğer yıldızlar sabit bir şekilde yerlerinde kalmakta ve bu gezegenlerin hareketleri, geleceği gösteren birer işaret olarak kabul edilmiştir (Çığ 1995).

Sümerce	Türkçe
hun.lu	Koç
mul	Boğa
maṣ.maṣ	İkizler
a'arslan	Aslan
absin.absin	Başak
rin	Terazi
gu.tab.gir	Akrep
pa	Yay
maṣ	Oğlak
gu	Kova
zib.me	Balık
ku-ṣu	Yengeç

Çizelge 1. Sümer dilinde Zodyak Burçlarının karşılığı (Çığ 1995).

Sümerler, Güneş ve Ay'ı kullanarak takvimler oluşturmuşlardır. Ay'ın hareketlerine dayalı olarak hazırlanan 12 aylık bir takvim kullanılmış ve bu takvimin güneş takvimiyle uyumlu olabilmesi için 17 ve 19 yıllık döngülerde bir 13. Adar ayı eklenmiştir. Sümerlerin kullandığı zodyak burçları, günümüzde kullanılan burç isimlerinin kökenini oluşturur ve bu isimler, Sümerce kökenli terimlerdir. Bu burç isimleri Çizelge 1'de gösterilmektedir.

Sümerlerin en önemli başarılarından biri, M.Ö. 5000'li yıllardan itibaren Orta Doğu'da kullanılacak olan yazıyı, yani çivi yazısını icat etmeleridir. Bu buluş, bilgilerin doğru bir şekilde diğer medeniyetlere aktarılmasını sağlamış ve Sümer düşüncesi, sonraki Mezopotamya uygarlıklarında da etkisini sürdürmüştür (Bilhan 2019).

2.2 Akadlar'da Astronomi

Akadlar (M.Ö. 3000-2500) Kral Sargon'un liderliğinde Akad şehrinde kurulmuş ve Mezopotamya'ya hâkim olmuşlardır (Baştopuz 2011). Yüzyıllar boyunca Sümer kültürünün etkisinde kalan Akadlar, inanç ve kültür bakımından Sümerlilere benzemektedirler. Buna kanıt olarak Akadlar tarafından Sümer tanrısı Enki'nin oğlu Marduk'a yazılmış bir şiir örnek verilebilir (Duman 2022):

Tanrının Emriyle Yıldızlar
Aralarında bir takımyıldızı oluşturdular
İlk doğan Marduk'a dediler ki;
"Ya Rab, kaderiniz, tanrıların en büyüğü olacak

Şekil 1. Akad Dönemi dönemine ait (yaklaşık M.Ö. 2254-2193), Naram-Sin veya Shar-Kali-Shari'nin saltanatı, kara taş silindir mühür üzerine Tanrıça İştar ve Ninishkun'un gösterimi ve güneş ve yıldız motif işlemeleri. Erişim: 13.11.24.

Senin sözünle yıldızlar yok edilecek
Tekrar emrettiğinde, yıldızlar var olacak"
Emretti ve sözüyle yıldızlar yok edildi,
Tekrar emretti ve yıldızlar yeniden yaratıldı.

Akadlıların astrolojiye olan ilgileri astronomiyi geride bırakmıştır. Akad astrolojisinde amaç meteoroloji olaylarından ve gök olaylarından gelecek hakkında bilgi edinmektir. Ele geçen sayısız buluntuda Akad kültüründe gökyüzüne ve göksel tanrılara verilen önemin yansımasını günümüze kadar gelen mühürlerde (Şekil 1) tanrıları simgeleyen Ay, Güneş ve yıldız motif işlemeleriyle net olarak görebilmekteyiz.

2.3 Babiller'de Astronomi

Babilliler dönemi Eski Babil ve Yeni Babil olarak ayrılmaktadır. M.Ö. 1800 civarında Sümer devletinin yıkılmasından sonra Eski Babil devri başlamış ve M.Ö. 1650'ye kadar devam etmiştir. Daha sonra M.Ö. 700'lerde Asur İmparatorluğu'nun yıkılması ile Yeni Babil devri başlamış ve Mezopotamya'nın sonlarına doğru varlığını sürdürmüştür. Eski Babil Dönemi'nde ilk sistemli kehanet kayıtları başlamıştır. Evrenin oluşumuna yönelik ilk yazılı çalışmalar bu dönemde görülür (Baysal 2018). Günümüze kadar gelen astronomiyle alakalı kaynaklar diğer medeniyetlere göre çok daha fazladır (Rochberg 2001).

Sümerler gök cisimlerini yakından inceleyen ilk medeniyet olmakla birlikte onların buluşlarıyla ilgili bilgilerin çoğu Babillilerin yazılı belgelerinden elde edilmiştir. Bu uygarlık, gök cisimlerinin hareketlerini izleyip kil tabletlere yazmışlarıdır (örn. "Enuma Anu Enlil" tabletleri).

2.3.1 Enuma Anu Enlil Tabletleri

Mezopotamyalıların gökyüzündeki tanrıları ve göksel olayları anlattığı bu eser tüm dönemlerde oluşturulmuş, astronomik ön bilgileri içeren geniş tablet serisidir. Enuma Anu Enlil tabletleri antik Babil astronomisinin en eski, en önemli metinlerinden biridir ve bazı bölümleri M.Ö. 3. binyıla kadar dayanmaktadır. "Bir Zamanlar Anu-Enlil" şeklinde çevrilebilir. Anu, gökyüzü tanrısıdır ve Enlil, hava ve fırtına tanrısıdır. İçeriğinde 70 tablet ve yaklaşık 7000 tane kehanet bulunan bu tabletler incelendiğinde ilk 22 tablet Ay, Ay tutulmaları, Ay'ın doğuş ve batışı, parlaklığı ve Ay hakkındaki kehanetleri içermektedir. 23 ve 30'a kadar olan tabletlerde Güneş konu alınmıştır. Güneş'in rengi, doğuş ve batışı, gezegenlerle uzaklık yakınlık ilişkisi ve Güneş kehanetleri hakkında bilgiler içermektedir. Serinin 44 ve 49 arasındaki tabletler meteorolojik olaylar hakkındadır. Tablet 50 ve 51 de yıldızlarla ilgili kehanetlere yer verilmiştir. 56. Tablet gezegenler hakkında kehanetleri içermektedir. Tablet 59 ve 62 arasındaki metinlerde Venüs ile ilgili kehanetler verilmektedir. Enuma Anu Enlil'in 63. Tableti 'Venüs Tableti' olarak bilinmektedir. Tablette Venüs gezegeninin belli zamanlarda doğuşu, gözden kaybolması, Güneş doğmadan önce veya Güneş doğduktan sonra görünüşü gibi olayların astronomik kayıtları verilmektedir (Baysal 2018).

Ay Sırası	Ay Adı
1	Nisan
2	Ayar
3	Sivan
4	Temmuz
5	Ab
6	Elül
7	Teşrit
8	Arahsama
9	Kisilimmu
10	Tebet
11	Şubat
12	Adar

Çizelge 2. Mezopotamya Takvimi Ay Adları (Sayılı 1991).

2.4 Asurlular'da Astronomi

Asurlular M.Ö. 2000 ile M.Ö. 612 yılları arasında yaşamış ve Mezopotamya'da yaşayan diğer uygarlıkların kültürlerini benimsemişlerdir. Mevcut kaynaklara göre (Unat 2013) Asur kralları kehanetlere yani astrolojiye çok önem vermişlerdir. Bu durum Asur döneminde de astrolojinin astronomiden daha önemli bir yere sahip olmasına neden olmuş ve bu geleneksel astroloji Yeni Asur Dönemi'nde zirveye ulaşmıştır (Baysal 2018). Asur hükümdarları hizmetindeki saray astronomlarının muntazam gözlemler yaptıkları ve bu gözlemler sonuçlarını hükümdarlara rapor ettikleri görülmektedir (Unal ve diğ. 2021). Asur krallarına yazılan mektuplar ve tutulan raporlar, gökyüzünün dikkatle izlenmesinin ülkenin geleceği açısından büyük bir öneme sahip olduğunu göstermektedir. Bu dönemde, gök cisimlerinin hareketleri, toplumsal ve siyasi olaylarla ilişkilendirilmiş ve kehanetlerde önemli bir rol oynamıştır. Örneğin, Asur astronomları, Jüpiter'in Ay'ın arkasında görünmesi durumunda ülkede düşmanlıkların artacağını belirtmişlerdir. Bu tür göksel olaylar, halkın ve yöneticilerin kaderini belirlemek için bir işaret olarak kabul edilmiştir (Demirci Karaoğlu 2018). Bu kehanetler, sadece birer gökyüzü gözlemi değil, aynı zamanda ülkenin politik yapısını etkileyen birer rehber olarak işlev görmüştür.

Mezopotamyalılar yüzyıllar boyunca Ay esaslı takvimler kullanmışlardır. Ay'ın evreleriyle belirlenen 29,5 gün bir ay kabul edilmekte aylar Hilal'in ilk görülmesiyle başlımaktaydı. Asurlular zamanından itibaren kullanılan ay adları Çizelge 2'de verilmektedir. Bu ay adlarında Nisan, Temmuz, Şubat gibi günümüzde de kullanılan aylar olduğu görülmektedir.

Asurlular dönemi ve Mezopotamya hakkında bilgilerimizin büyük bir kısmı Yeni Asur döneminin kralı Asurbanipal

XII_2	29;18,40,2	23;6,44,22	Terazi
I	29;36,40,2	22;43,24,24	Akrep
II	29;54,40,2	22;38, 4,26	Yay
III	29;51,17,58	22;29,22,24	Oğlak
IV	29;33,17,58	22; 2,40,22	Kova
V	29;15,17,58	21;17,58,20	Balık
VI	28;57,17,58	20;15,16,18	Koç
VII	28;39,17,58	18;54,34,16	Boğa
VIII	28;21,17,58	17;15,52,14	İkizler
IX	28;18, 1,22	15;33,53,36	Yengeç
X	28;36, 1,22	14; 9,54,58	Arslan
XI	28;54, 1,22	13; 3,56,20	Başak
XII	29;12, 1,22	12;15,57,42	Terazi

Şekil 2. Selökidlerin kullandığı astronomik cetvellerin bir gösterimi (Sayılı 1991).

sayesinde olmuştur. Kral Asurbanipal hükümdarlığında (M.Ö. 668-631 dolayları) çevre ülkelerden de kaynaklar toplayarak dünyada sistematik olarak toplanmış ve listelenmiş ilk kütüphaneyi kurmuştur. Bu kütüphane sayesinde elimize birçok kaynak ulaşmıştır (örn., Mul Apin tablet serisi).

2.4.1 Mul Apin Tabletleri

Mul Apin tabletleri, bilebildiğimiz kadarıyla iki tablettir ancak diğer tabletlere göre daha fazla astronomik içeriğe sahiptir. Asurlular çağına (M.Ö. 1250-612) ait olmakla beraber kesinlikle tarihleri belirlenemeyen Mul Apin adlı tablet serisinin Kimin tarafından yazıldığı tam olarak bilinmemektedir, ancak tabletlerin M.Ö. 7. yüzyıla kadar uzandığı düşünülmektedir. Mul Apin sözcüğü Sümerce Mul (Yıldız) ve Apin (Saban) sözcüklerinden türemiş olup 'Saban Takımyıldızı' demektir. Büyük Ayı Takımyıldızının tarımda kullanılan 'Saban' isimli alete benzemesi nedeniyle takımyıldızına aynı zamanda Saban Takımyıldızı da denilmektedir (Baysal 2018). Mul Apin tabletleri, antik Asur ve Babil astronomisinin en önemli astronomi el kitaplarından biridir. Bu el kitabı, yıldızların hareketleri, takvimler, ay evreleri, ay tutulmaları ve diğer astronomik olaylar hakkında bilgi içermektedir (Rochberg 2010).

2.5 Selökidler'de Astronomi

Selökidler (M.Ö. 250'ler) kaynaklarda Mezopotamya astronomisinin en gelişmiş kavimi olarak geçer (Unal ve diğ. 2021). Sayılı (1991)'a göre Selökidler çağında Mezopotamyalılar artık gök cisimlerine ilişkin devreleri tatmin edici ölçüde tespit etmiş bulunmakta ve matematik bilgilerini verimli bir şekilde uygulamayı bilmekteydiler. Yunan astronomisi üzerinde oldukça önemli etkileri olmuştur.

Astronomi alanında Selökidler çağından zamanımıza ulaşan kaynaklar arasında Ay için hazırlanan astronomik cetveller Şekil 2'de gösterilmektedir. Daha uzun bir cetvelin bir kısmını gösteren bu astronomik cetvelde dört sütun görülmektedir. Birinci sütun ayları ifade eder. Birinci satırda "XII2" ilave edilen artık bir Adar ayını ifade etmektedir. Bundan sonraki satırlarda da bir sonraki yılın ayları sırasıyla yazılmıştır. Üçüncü sütun, o satırdaki ayın sonuna doğru Güneş'in ve Ay ile kavuşumda olduğu zamanı, tutulma düzleminde aldığı yeri göstermektedir (Örneğin, yılın üçüncü ayının kavuşumunda Güneş Yay burcunda $22^\circ 38' 4.''26$ de bulunuyor). İkinci sütun üçüncü sütuna bağlı olarak anlam kazanmaktadır. Güneş'in her ortalama mesafeyi ya da her kavuşum ay başına ortalama hızını vermektedir. Dördüncü sütun ise zodyak kuşağının aylara göre dağılımını vermektedir. Bunlardan anlaşılıyor ki bu cetvel Güneş yer ve hızlarını, ve aynı zamanda ayın yerini veren bir cetveldir. Ek olarak cetvellerde Güneş'in tutulma düzlemine göre gece ve gündüz uzunluklarını veren sütunlar da bulunmaktadır. Bu cetveller Ay ve Güneş tutulmalarının önceden tespit edilmesi için kullanılmaktadır.

3 Sonuç

Fırat ve Dicle nehirleri arasında yer alan Mezopotamya, insanlık tarihinin önemli bir bölümünde medeniyetin merkezi olmuş, Sümerler, Akadlar, Asurlular, Babiller ve Selökidler gibi önemli uygarlıklara ev sahipliği yapmıştır. Bu uygarlıklar, Mezopotamya'da bir dönem hakim olan astrolatri ve astroloji inancı sayesinde gökyüzünü inceleme ve anlama gereği duymuş ve ilk sistematik astronomik cisim gözlemlerini yapmışlardır. Bu gözlemleri anlamak ve daha detaylandırmak için birtakım bilgilere ihtiyaç duymuşlardır. Matematiğe duyulan ihtiyaç sayesinde, mitolojiye ve dini inanışlara dayanan astronomiden matematiksel astronomiye geçmeyi başarmışlardır. Gökyüzü olaylarını ve gök cisimlerini dikkatle gözlemlemiş, matematik ve geometriyi kullanarak astronomik hesaplamalar yapmışlardır.

Ayrıca modern anlamda kitabın ilk formunu oluşturan çivi yazılı kil tabletler ilk olarak Mezopotamya'da yazılmaya başlanmış ve günümüze kadar kültür ve bilginin taşıyıcısı olmuştur. Günümüzde yapılan arkeoloji ve arkeoastronomi çalışmaları sayesinde bu kil tabletler gün yüzüne çıkarılıp incelenmiştir. Bu incelemeler sayesinde astronomi tarihinin erken dönemlerine ışık tutulmuş, takvim ve zaman hesaplamalarının gelişimi gösterilebilmiştir. Bununla birlikte gök cisimlerinin hareketlerini anlama konusunda önemli adımlar atılmıştır.

Dolayısıyla, Mezopotamya astronomisi günümüzdeki astronomi ve matematiğin temel taşlarından biri olarak kabul edilir. Eski Mezopotamya toplumları, bilim ve uygarlığın ilk filizlerini Eski Yunan'dan çok daha önce vermeye başlamış ve günümüze büyük bir miras bırakmışlardır. Mezopotamya astronomisinin tarihi ve bilimsel önemi, antik uygarlıkların zengin bilgi mirasını ve insanlığın bilimsel merakının temellerinin anlaşılmasında büyük bir rol oynamıştır. Bu uygarlıkların bilimsel mirası, Yunanlılar, Persler ve diğer uygarlıklar üzerinden Avrupa gibi diğer bölgelere yayılmış ve zamanla modern astronominin temellerini atmaya yardımcı olmuştur.

Kaynaklar

Aydın A., 2019, Master's thesis, Dokuz Eylül Üniversitesi Sosyal Bilimler Enstitüsü Kadın Çalışmaları Anabilim Dalı, İzmir
Baştopuz M., 2011, Tarih ve Arkeoloji Dergisi, 5, 123
Baysal A. S., 2018, Akademik Sosyal Araştırmalar Dergisi, 6, 461
Bilhan S., 2019, in 3. Mezopotamya ve Sümerler Konferansı. pp 303–339
Demirci Karaoğlu G., 2018, Master's thesis, Pamukkale Üniversitesi Sosyal Bilimler Enstitüsü, Denizli
Duman H., 2022, Kültürel Miras Araştırmaları, 3, 37–43
Kantar M., 2019, Master's thesis, Mimar Sinan Üniversitesi Güzel Sanatlar Üniversitesi Fen Edebiyat Fakültesi Arkeoloji Bölümü, İstanbul
Kırbıyık H., 2001, Babillerden Günümüze Kozmoloji, 1. baskı edn. İmge Kitabevi

Rochberg F., 2001, Department of History, University of California at Riverside
Rochberg F., 2010, In the Path of the Moon: Babylonian Celestial Divination and Its Legacy. Leiden ▪ Boston
Sayılı A., 1991, Mısırlılarda ve Mezopotamyalılarda Matematik, Astronomi ve Tıp, 3. baskı edn. Türk Tarih Kurumu Basımevi, Ankara
Unal I., Gungor H., Gulseven E., San S., 2021, Tarih Okulu Dergisi (TOD), 14, 4114
Unat Y., 2013, İlk Çağlardan Günümüze Astronomi Tarihi, 2. baskı edn. Nobel Akademik Yayıncılık
Yörükoğulları E., 2013, Bilim ve Teknoloji Tarihi, 1. baskı edn. Anadolu Üniversitesi Yayını, Eskişehir
Çığ I. M., 1995, Bilim ve Utopya Dergisi

Access:
M25-0309: Turkish J.A&A — Vol.6, Issue 3.

TJAA Vol. **6**, *Special Issue*, *p.*144–148 (2025). DOI: 10.55064/tjaa.1646900 *Conference Paper*

Türkiye Ulusal Gözlemevleri Proje ve Süreç Yönetim Mimarisi

Elif Yağmur[1,2] ⋆, Mehmet Kuruçolak[1,3], Erkan Şahmalı[4], Cahit Yeşilyaprak[1,5]

[1] *Türkiye Ulusal Gözlemevleri, DAG, 25050, Erzurum, Türkiye*
[2] *Atatürk Üniversitesi, İktisadi ve İdari Bilimler Fakültesi, Yönetim Bilişim Sistemleri Bölümü, 25050, Erzurum, Türkiye*
[3] *Atatürk Üniversitesi, Mühendislik Fakültesi, Makine Mühendisliği Bölümü, 25050, Erzurum, Türkiye*
[4] *Günarda A.Ş., Güvenevler, Farabi Sok., 44/5, 06690, Ankara, Türkiye*
[5] *Atatürk Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 25050, Erzurum, Türkiye*

Accepted: March 12, 2025. Revised: March 12, 2025. Received: February 25, 2025.

Özet

Türkiye Ulusal Gözlemevleri, Türkiye'nin en büyük kırmızı öte ve görsel bölgede gözlem yapan teleskobuna sahip DAG (Doğu Anadolu Gözlemevi) ve yıllardır gözlem faaliyetlerini sürdüren TUG (TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi) altyapılarıyla, 4 farklı yerleşkede hizmet veren Türkiye'nin uzay bilimleri ve optik teknolojileri alanındaki en büyük ve ortak ArGe araştırma altyapılarından biridir. Bu çalışmada amaç, Türkiye Ulusal Gözlemevlerinin proje ve süreç yönetimi yaklaşımlarını, sistem mühendisliği yöntemlerini ve dijital ikiz altyapısına dayalı çözüm önerilerini ele almaktadır. Akıllı proje yönetim süreçlerinin geliştirilmesi, verimli veri yönetimi sağlanması, eş zamanlı veri akışıyla karar destek mekanizmalarının güçlendirilmesi ve disiplinlerarası projelerde etkinlik sağlanması gibi konular detaylandırılmıştır.

Abstract

Türkiye National Observatories, with its infrastructure including DAG (Eastern Anatolia Observatory), which hosts Türkiye's largest infrared and visual telescope, and TUG (TÜBİTAK National Observatory), which continues its observational activities for years, operates across four different locations and stands as the largest Research and Development center in Türkiye in the fields of space sciences and optical technologies. The aim of this study is to discuss the project and process management approaches, systems engineering methodologies, and digital twin-based solution proposals of Türkiye National Observatories. This study also elaborates on topics such as the development of smart project management processes, ensuring efficient data management, strengthening decision-support mechanisms with real-time data flow, and enhancing effectiveness in interdisciplinary projects.

Anahtar Kelimeler: Project Management – Process Management – Enterprise Architecture - Türkiye National Observatories

1 Giriş

Türkiye Ulusal Gözlemevleri, 6550 sayılı Kanun (Kalkınma Bakanlığı 2014, 2015) kapsamında ilk ortak araştırma altyapısı olarak Erzurum ve Antalya yerleşkelerinde konumlanan, sahip olduğu ve olacağı sistemler ile çok katmanlı bir sistemdir. Ortak araştırma altyapısının faaliyet alanlarının özgünlüğü, kurum bünyesinde yürütülmesi planlanan farklı nitelikteki projeler, operasyonel çeşitlilik ve kurumun coğrafi dağınıklığı düşünüldüğünde, yapının bir "komplike yapı" olduğu anlaşılmaktadır. DAG ve TUG'un birlikte oluşturduğu bu yapı, astronomi, optik bilimi, astrofizik, görüntü işleme, veri analizi ve uzaktan algılama gibi çok disiplinli alanlarda faaliyet göstermektedir. Bu faaliyetlerin yanı sıra Türkiye Ulusal Gözlemevleri, Birleşmiş Milletler "Sürdürülebilir Kalkınma Hedefleri" doğrultusunda eğitim, toplumsal katkı ve ileri teknoloji hizmetleri sunarak bilimsel ekosistemin büyümesine katkıda bulunmaktadır.

Türkiye Ulusal Gözlemevlerinin bütünleşik bir sistem olarak değerlendirilmesi, kompleks sistem bağlamında ele alınması gereken bir yapı olduğunu göstermektedir. Kompleks sistemlerin ele alınmasında, kurumsal süreçlerin ve altyapıların etkili yönetimi için "Enterprise Architecture" yaklaşımı stratejik bir çerçeve sunmaktadır. Bu bağlamda, karmaşık sistemlerin yönetimi, sistemler arasındaki işlevsel bağımlılıkları ve entegrasyon gereksinimlerini dikkate alan bir mimari anlayış gerektirir (Boxer & Garcia 2009).

DAG'ın henüz kurulum sürecini tamamlamış olması ve TUG'un faaliyette olması gibi operasyonel farklılıklar, kurumsal yapıda karmaşıklık yaratmakta ve kompleks bir yönetim anlayışını zorunlu kılmaktadır. Bunun yanı sıra uzay bilimleri çalışmalarında vardiyalı çalışma düzenleri, saha zorunlulukları ve yüksek rakım koşulları gibi kendine özgü zorlukları, standart işletme modellerinin ötesinde bir yaklaşımla yönetilmesini gerektirmektedir. Kurumun farklı yerleşkelerdeki dağınık yapısı ve çeşitli disiplinleri bir araya getirme faaliyetleri, dijital ikiz altyapılarının ve süreç optimizasyonunun önemini ortaya koymaktadır. Bu komplike yapı ve faaliyetler doğrultusunda kurumsal iş süreçlerinin dijital süreç modelleme ve "İşletme Süreçlerinin Yaşam Döngüsü" ile desteklenmesi, kurumların stratejik hedeflerine ulaşmasını kolaylaştırır (Fernandes ve diğ. 2024).

Bu bağlamda temel amaç Türkiye Ulusal Gözlemevlerinin mevcut ve gelecekteki operasyonel süreçlerini dijital bir mimari ile modellemek, izlemek ve yönetmektir. Türkiye Ulusal Gözlemevleri bünyesinde yürütülen projelerin ve idari süreçlerin eş zamanlı veri akışı ile dijital ortamda takip edilmesi, etkili raporlama mekanizmalarının oluşturulması ve kurum içi

⋆ eyelifyagmur@gmail.com

© 2025 Turkish Astronomical Society (TAD)

bilgi paylaşımının artırılması hedeflenmektedir. Ayrıca, stratejik seviyede karar vericilere destek sağlayacak tahmine dayalı analizler sunan bir sistemin geliştirilmesi amaçlanmaktadır. Türkiye Ulusal Gözlemevlerinin komplike yapısı, DAG ve TUG gibi farklı yerleşkede konumlanması ve mevcut ve hedeflenen projelerin çeşitliliği nedeniyle kendine özgü bir süreç yönetimi yaklaşımını zorunlu kılmaktadır. Bu kapsamda, kurum ihtiyaçlarının gerçekçi bir şekilde belirlenmesi, mevcut durum analizlerinin yapılması ve stratejik hedeflere uygun kabiliyetlerin türetilmesi yoluyla proje ve süreç yönetiminin optimize edilmesi hedeflenmektedir. Böylelikle, disiplinlerarası çalışmaların daha etkin bir şekilde yürütülmesi ve uzun vadeli kurumsal sürdürülebilirliğin sağlanması amaçlanmaktadır. Bu amaçlar doğrultusunda geliştirilecek sistem, operasyonel ve idari süreçlerinin bir dijital ikiz altyapısı ile temsil edilmesi ve akıllı proje yönetimi süreçlerinin geliştirilmesi, çok disiplinli projelerde eş zamanlı veri akışı sağlanarak karar destek mekanizmalarının güçlendirilmesi kurumsal mimariyi şekillendirecek, Türkiye Ulusal Gözlemevlerinin bilimsel ve operasyonel altyapısına dijitalleşme yoluyla stratejik bir değer katacaktır.

Şekil 1. Disiplinlerarası Çalışma Ortamı.

2 Yöntem

Türkiye Ulusal Gözlemevlerinin kompleks yapısı, sistem mühendisliği yaklaşımları ve dijital modelleme yöntemleriyle ele alınmıştır. Sistem mühendisliği yaklaşımları ile ele alınması, kompleks sistemlerin yönetiminde etkili bir strateji olarak öne çıkmaktadır. Kompleks sistemlerin modellenmesi ve optimize edilmesi için bir sistem yaklaşımıyla mevcut durumu analiz etmek, uzun vadeli başarı için kritik bir adımdır (Armour ve diğ. 1999). İlk aşamada mevcut kurumsal yapı, sistem bakış açısı ile analiz edilmiştir. Kompleksite Analizi, DAG ve TUG arasındaki işleyiş farklılıklarını ve operasyonel süreçlerin çeşitliliğini değerlendirmek için kullanılmıştır. Bu analiz, altyapıların coğrafi konumu, operasyonel farklılıkları ve bilimsel çalışmaların kapsamını içermektedir. DAG ve TUG arasındaki operasyonel farklılıkları değerlendirirken kullanılan Kompleksite analizi iş süreçlerinin analizi ile paralellik göstermektedir.İş süreçlerinin yapılandırılmış bir şekilde ele alınması, altyapılar arasındaki farklılıkların yönetilmesinde önemli bir yol haritası sunar (Fernandes ve diğ. 2024).

2.1 Kurumsal Yapının Mevcut Durum Analizi ve 6550 Yapısı

Türkiye Ulusal Gözlemevlerinin mevcut komplike yapısını anlamak ve tüm süreçleri optimize etmek için, sistem mühendisliği disiplinine dayalı bir yöntem uygulanmıştır. 6550 sayılı kanun kapsamında bir Ar-Ge altyapısı olarak konumlanan Türkiye Ulusal Gözlemevleri, DAG ve TUG gibi farklı coğrafi bölgelerde yerleşik altyapıları ile çok katmanlı bir sistemler sistemidir. Bu yapı, operasyonel farklılıklar, disiplinlerarası projeler ve coğrafi dağılımın getirdiği zorluklar dikkate alınarak sistem perspektifinden değerlendirilmiştir. Bu bağlamda:

- DAG'ın yüksek rakımlı, henüz faaliyete geçme aşamasındaki operasyonel süreçleri ile TUG'un gözlem hizmetlerinde aktif rol üstlenmesi gibi dinamikler analiz edilmiştir.
- Yönetim ihtiyaçları, organizasyonel süreçler ve araştırma altyapılarının mevcut kapasitesi; verimlilik, iş gücü yönetimi ve operasyonel etkinlik bağlamında ayrıntılı bir şekilde incelenmiştir.

Bu analizler, kurumsal yapının bir sistemler sistemi olarak modellenmesi için güçlü bir temel oluşturmuş ve karmaşıklığın yönetimine yönelik stratejik bir çerçeve sağlamıştır.

2.2 Kompleksite Analizi

Şekil 1'deki disiplinlerarası çalışma ortamında da görüldüğü üzere DAG ve TUG arasındaki operasyonel farklılıkların ve bilimsel çalışmaların kuruma getirdiği zorlukları değerlendirmek amacıyla operasyonel süreçlerdeki karmaşıklık, proje yönetiminde kullanılan bütçe ve metodolojiler ile multidisipliner çalışmalardan kaynaklanan organizasyonel ihtiyaçlar değerlendirilerilerek sistem bakış açısında bir kompleksite analizi uygulanmıştır. Bu analizde:

- Operasyonel Süreçlerin Karmaşıklığı: Coğrafi farklılıkların ve organizasyonel dinamiklerin etkisiyle artan süreç çeşitliliği değerlendirilmiştir. Örneğin, DAG'daki yüksek rakım şartları, lojistik zorluklar ve TUG'daki mevcut operasyonların entegrasyonu ele alınmıştır.
- Proje Yönetimi ve Bütçe Kısıtları: Projelerde kullanılan metodolojiler, kaynak yönetimi ve bütçe tahsis süreçlerinin optimize edilmesi için sistem mühendisliği yaklaşımı uygulanmıştır.
- Multidisipliner Çalışmalar: Astronomi, optik bilimi, görüntü işleme ve uzaktan algılama gibi çok disiplinli alanların getirdiği organizasyonel ihtiyaçlar analiz edilerek, bu ihtiyaçların sistem seviyesinde karşılanmasına yönelik aksiyonlar belirlenmiştir.

Bu analiz, operasyonel karmaşıklığın kontrol altına alınmasını ve süreçlerin optimize edilmesini sağlayan önemli bir adım olmuştur.

2.3 GZFT (Güçlü ve Zayıf Yönler, Tehditler ve Fırsatlar)

Türkiye Ulusal Gözlemevlerinin "Güçlü ve Zayıf" yönleri ile mevcut veya potansiyel "Fırsat ve Tehditleri' belirlemek için GZFT analizi uygulanmıştır.Türkiye Ulusal Gözlemevlerinin GZFT analizi, mevcut durumunu değerlendirerek stratejik planlamada rehberlik eden bir araçtır. GZFT aynı zamanda kurumsal kabiliyetlerin belirlenmesinde etkili bir yöntem olduğundan ve iç-dış faktörlerin değerlendirilmesi yoluyla kuruma yönelik stratejilerin geliştirilebileceğini de

vurgulamaktadır. Kurumun güçlü ve zayıf yönlerini analiz etmek, fırsat ve tehditlerin etkili bir şekilde ele alınmasını sağlayarak sistemlerin performansını artırır.

GZFT analizi sonucunda belirlenen niteliklere yönelik alınan ve alınması hedeflenen aksiyonlar tanımlanmıştır. Belirlenen fırsat ve tehditlerin, operasyonel süreçlerin iyileştirilmesine yönelik stratejik aksiyonlara dönüştürülmesi karmaşık sistemlerin bağlamsal entegrasyonu için önerilen yöntemlerle uyumludur (Torkjazi ve diğ. 2022).

Her bir nitelik araştırma altyapısının stratejik hedeflerini yeniden yapılandırmak, operasyonel süreçlerin geliştirilmesi ve iyileştirilmesi, iş modeli ve sistem seviyesinde kabiliyetlerin tanımlanması için bir temel oluşturmuştur. GZFT çıktılarına dayalı tanımlanan kabiliyetlerin modellenmesi, kurumsal süreçlerin dijital ortamda simüle edilmesi için kritik bir adımdır. Bu süreç, paydaşların ihtiyaçlarını daha etkin bir şekilde ele almayı mümkün kılmıştır.

GZFT analizi Türkiye Ulusal Gözlemevi bünyesindeki profesyonel araştırmacı, Ar-Ge personeli ve teknik personellerin katılımları ile gerçekleştirilmiştir. Farklı görev ve sorumluluklara sahip kurum çalışanlarının dahil olması, Türkiye Ulusal Gözlemevlerini bir sistem olarak değerlendirirken farklı perspektifler kazandırmıştır. Yapılan GZFT analizinin temel adımları Şekil 2'de gösterildiği gibidir.

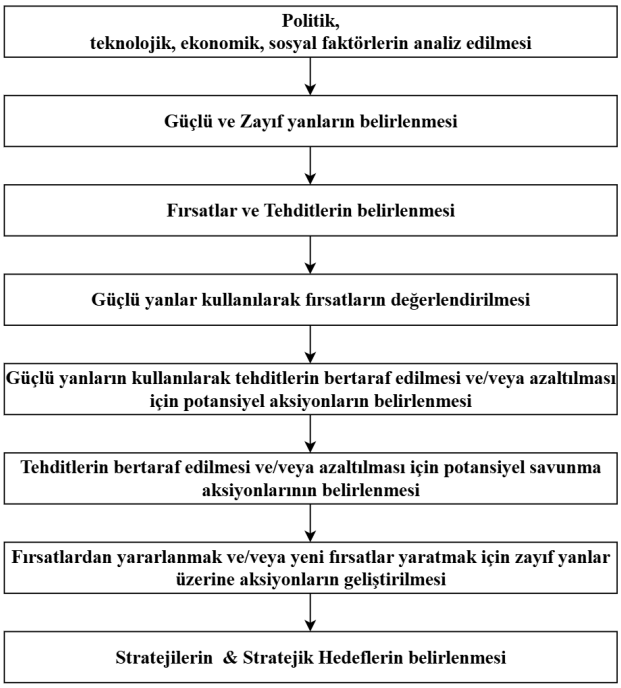
GZFT Analizinin çıktılarında; Türkiye'nin en büyük teleskobuna sahip olma avantajı, çok disiplinli projelere ev sahipliği yapabilme kapasitesi ve uluslararası işbirliği potansiyeli, araştırma altyapısı için güçlü yönler olarak belirlenmiştir. Bununla birlikte coğrafi dağılımından kaynaklanan lojistik zorluklar, sınırlı insan kaynağı ve operasyonel süreçlerdeki koordinasyon eksiklikleri tespit edilmiştir. Bilimsel araştırmaların küresel ölçekte desteklenmesi, teknolojik inovasyonların Türkiye'ye kazandırılması ve toplum nezdinde bilime olan ilginin artırılması Türkiye Ulusal Gözlemevlerinin fırsatları olarak değerlendirilmiştir. Bütçe kısıtları, enflasyon ve mali zorluklar rekabetçi uluslararası araştırma altyapılarının oluşturduğu baskı ve iklim koşullarının gözlem süreçlerine etkisi gibi farklı kısıtlar araştırma altyapısının karşılaşabileceği tehditler olarak ele alınmıştır.

GZFT çıktıları, stratejik hedeflerin yeniden yapılandırılmasına ve operasyonel süreçlerin iyileştirilmesine yönelik önemli bir rehber olmuştur. Uluslararası iş birliklerini artırmak ve marka değerini yükseltmek için bir iletişim stratejisi oluşturulmuştur. Devamındaki TOWS analizi ile bu çıktılar, tehditleri fırsatlara dönüştürmek için somut aksiyonlara dönüştürülmüştür.

2.4 Dijital Süreç Modelleme

Süreçlerin modellenmesi kurumsal süreçlerin etkin bir şekilde yönetilmesi ve operasyonların optimize edilmesi için kritik bir araçtır. BPM yaşam döngüsü, süreçlerin tanımlanması, analiz edilmesi ve yeniden tasarlanması aşamalarını içeren sistematik bir çerçeve sunar. Bu yaklaşım, süreçlerin dijital ikiz altyapılarıyla entegre edilmesine olanak tanır ve organizasyonların stratejik hedeflerine ulaşmasını destekler.

"Unified Architecture Framework" stratejik görünümüne ilişkin çalışmalar, sistemler arasındaki karmaşık ilişkilerin modellenmesi ve kurumsal hedeflerin dijital platformlarda simüle edilmesinde kullanılabilecek etkili araçları tanımlamaktadır (Giachetti 2010). Bu yöntemler, sistemlerin birbirleriyle olan etkileşimlerini gösteren detaylı modellemeler sağlamaktadır.



Şekil 2. GZFT Analizi Adımları.

Hedeflenen süreçlerin optimizasyonu ve dijital ikiz altyapısının oluşturulması, ihtiyaç ve gereksinimler doğru bir şekilde belirlenmesi, stratejik hedefleri belirleyecek kurumsal kabiliyetlerin sistem seviyesinde ve süreçler özelinde belirlenmesi, süreçlerin gösterimi ve birbirleriyle olan etkileşimlerinin tanımlanması için Model Tabanlı Sistem Mühendisliği (MBSE) araçları kullanılmaktadır. Bu, süreçlerin şeffaf bir şekilde izlenmesini ve optimize edilmesini kolaylaştırmaktadır. MBSE, operasyonel süreçlerin dijital ortamda modellenmesini ve projelerin tüm aşamalarının simüle edilebilmesini sağlamaktadır. Böylece çevik bir iş akışı sağlanmış ve alınan her aksiyon ve güncelleme simülasyon desteği ile ilerlemektedir.

3 Bulgular

Bu çalışma kapsamında, Türkiye Ulusal Gözlemevlerinin proje ve süreç yönetimine yönelik, mevcut yapı analiz edilerek, sistemlerin daha verimli ve entegre bir şekilde çalışmasını sağlamak amacıyla yapılan çalışmaların çıktıları paylaşılmıştır.

3.1 GZFT Analizi Çıktıları

Kurumsal kabiliyetler ve stratejik hedeflerin temelini oluşturan GZFT analizlerinden elde edilen temel sonuçlar aşağıdaki gibidir:

3.1.1 Güçlü Yönler

- DAG, ulusal düzeyde rakipsiz bir kapasiteye sahiptir. Bu altyapı, yalnızca Türkiye'nin bilimsel potansiyelini değil, aynı zamanda uluslararası iş birliklerinde bir çekim merkezi olmasını sağlamaktadır. Özellikle bu kapasitenin, uluslararası projelerde rekabet gücünü artırdığı ve Türkiye'nin bilimsel prestijine katkı sağladığı görülmektedir.
- Türkiye Ulusal Gözlemevlerinin devlet destekli fonlama

yapısı, özellikle araştırma altyapılarının güncellenmesi ve projelerin devamlılığı açısından önemli bir avantaj sunmaktadır. Bu sürdürülebilir finansal destek, riskleri minimize etmekte ve stratejik hedeflerin gerçekleştirilmesinde güvence sağlamaktadır.
- DAG'ın yüksek rakımı ve düşük ışık kirliliği gibi coğrafi avantajları, gözlem kalitesini artırarak uluslararası projelerde tercih edilen bir merkez olmasını desteklemektedir. Ayrıca, bu coğrafi konum, test merkezlerinin kurulması gibi yeni fırsatlar için de uygun bir altyapı sunmaktadır.

3.1.2 Zayıf Yönler

- Coğrafi dağılımından kaynaklanan lojistik zorluklar, sınırlı insan kaynağı ve operasyonel süreçlerdeki koordinasyon eksiklikleri tespit edilmiştir. Bu açıdan Türkiye Ulusal Gözlemevleri kurumsal yapısında, iş modellerinin tam oturtulamamış olması, süreçlerin standartlaştırılmasında ve organizasyonel verimliliğin artırılmasında zorluklar yaratmaktadır. Bu durum, özellikle çok paydaşlı projelerde işbirliği kurmayı ve süreç yönetimini zorlaştırmaktadır.

3.1.3 Fırsatlar

- Bilimsel araştırmaların küresel ölçekte desteklenmesi, teknolojik inovasyonların Türkiye'ye kazandırılması ve toplum nezdinde bilime olan ilginin artırılması Türkiye Ulusal Gözlemevlerinin fırsatları olarak değerlendirilmiştir. Bu bağlamda Türkiye'nin "Milli Uzay Programı", bilimsel ve teknolojik altyapıların geliştirilmesi için önemli bir fırsat sunmaktadır. Bu program kapsamında, DAG ve TUG gibi araştırma altyapılarının stratejik projelerde konumlandırılması, ulusal düzeyde güçlü bir bilimsel katkı sağlama potansiyeline sahiptir.
- Kurulabilecek iş birlikleri, yeni projelerin geliştirilmesi ve mevcut altyapıların daha verimli kullanılması için önemli bir fırsat oluşturmaktadır. Özellikle bu iş birliklerinin gelir getirici projelerle entegre edilmesi, ekonomik sürdürülebilirliği destekleyecektir.
- Planlanan yeni altyapılar, Türkiye Ulusal Gözlemevlerinin hizmet kapasitesini artırarak uluslararası arenada daha fazla söz sahibi olmasını sağlayacaktır. Bu tesisler, yeni teknoloji transferlerine olanak tanıyarak kurumsal kabiliyetlerin genişletilmesine katkıda bulunacaktır.

3.1.4 Tehditler

- Ekipmanların sürekli güncellenmesi ve ekonomik dalgalanmaların etkisi, mali sürdürülebilirlik üzerinde risk yaratmaktadır.
- Artan ışık kirliliği, özellikle DAG gibi yüksek kaliteli gözlemler yapmak için kritik öneme sahip tesislerde önemli bir tehdit oluşturmaktadır. Bu tehdidi azaltmak için yerel yönetimlerle işbirliği yapılması gerekmektedir.

3.2 Stratejik Amaç ve Hedefler

GZFT çıktılarının değerlendirilmesi sonucunda güncellenen "Türkiye Ulusal Gözlemevleri Stratejik Amaç ve Hedefleri" Şekil 3'de gösterildiği gibidir. Bu kapsamda, altyapı kapasitesinin ve yeteneklerinin geliştirilmesi temel önceliklerden biri olarak belirlenmiş olup, uzay bilimleri ve optik teknolojileri alanlarında rekabetçi araştırma altyapılarının oluşturulması ve mevcut DAG ve TUG araştırma altyapılarının işlevselliğinin sürdürülmesi hedeflenmiştir. Astronomik gözlem faaliyetleri ve

NO	STRATEJİK AMAÇLAR	ALT NO	STRATEJİK HEDEFLER
1	Altyapı kapasitesi ve yeteneklerini geliştirmek.	1.1	Uzay bilimleri alanında rekabetçiliğe destek olacak nitelikli araştırma altyapılarını kurmak.
		1.2	Optik bilimi ve uzay teknolojileri alanlarında rekabetçiliğe destek olacak nitelikli araştırma altyapılarını kurmak.
		1.3	Uzay bilimleri ile optik bilimi ve teknolojileri alanlarında, DAG ve TUG Araştırma Altyapıları'nın işlevselliğini sürdürme öncelikli nitelikli ve rekabetçi ArGe faaliyetlerinde bulunmak.
2	Temel araştırma ve ArGe faaliyetleri yapmak, astronomik gözlem faaliyetlerini yürütmek.	2.1	Uzay Bilimleri kapsamında farklı dalgaboylarında gözlem faaliyetlerinde bulunmak.
		2.2	Optik teknolojileri ve astronomik aygıt geliştirilmesine yönelik ArGe faaliyetleri yapmak.
3	Uzay Durumsal Farkındalık altyapısı kapasitesini ve yeteneklerini geliştirmek.	3.1	Uzay Durumsal Farkındalık gözlem ve altyapı hizmetleri sunmak ve işletmek.
		3.2	Uzay Durumsal Farkındalık gözlem sistemleri ve ürünleri geliştirmek ve uygulamak.
4	Faaliyet alanlarında uzman insan kaynağı kapasitesini geliştirmek ve bilim - toplum farkındalığı oluşturmak.	4.1	Altyapıları geliştirmek ve sürdürülebilirliğini sağlamak için uzman insan kaynağı kapasitesini artırmak amacıyla kurum içi eğitim programları yürütmek.
		4.2	Uzay bilimlerinde bilim - toplum etkinlikleri düzenlemek ve eğitim programları oluşturmak.
5	Bilimsel işbirlikleri çerçevesinde altyapı olanakları sunmak ve dış destek hizmetleri vermek.	5.1	Altyapı yetenek ve kapasitesi kapsamında; ulusal ve uluslararası işbirlikleri geliştirmek.
		5.2	Açık veri politikası kapsamında gözlem verisi dijital altyapısı

Şekil 3. Türkiye Ulusal Gözlemevleri stratejik amaç ve hedefleri.

Ar-Ge çalışmaları, farklı dalga boylarında gözlem yapma ve optik teknolojileri ile astronomik aygıt geliştirme süreçlerine odaklanacak şekilde planlanmıştır. Bununla birlikte insan kaynağı kapasitesinin artırılması ve bilim-toplum farkındalığının güçlendirilmesi, altyapıların sürdürülebilirliği için kritik bir unsur olarak değerlendirilmiş, kurum içi eğitim programları ve uzay bilimlerine yönelik bilim-toplum etkinlikleriyle desteklenmektedir.

3.3 Kurumsal Karmaşıklığın Yönetilmesi

Bu çalışma, Türkiye Ulusal Gözlemevlerine ait DAG ve TUG altyapılarının farklı işlevleri ve coğrafi konumları arasındaki koordinasyonun sağlanması üzerine odaklanmaktadır. Bu iki farklı altyapının multidisipliner projelere uygun süreçlerle yönetilmesi ve optimal bir mimari çerçevede, belirlenen hedeflere uyumlu bir şekilde faaliyet göstermesi amaçlanmaktadır. Bu süreçte:

- Kurum içi ve dışı paydaşların ihtiyaçları analiz edilmekte ve bu ihtiyaçlara uygun çözümler geliştirilmektedir.
- DAG ve TUG arasındaki veri paylaşımını ve süreç entegrasyonunu kolaylaştıracak sistematik yaklaşımlar tanımlanmaktadır.
- Operasyonel süreçlerin etkinliğini artırmak ve görev dağılımlarını netleştirmek için detaylı değerlendirmeler yapılmaktadır.
- Bu çalışmalar, Türkiye Ulusal Gözlemevlerinin karmaşık yapısını daha verimli bir şekilde yönetebilmek için güçlü bir temel oluşturmaktadır.

3.4 Süreç Yönetimi

Dijital süreç yönetimi, kurumların operasyonel süreçlerini optimize etmeleri ve stratejik hedeflere uyumlu hale getirmeleri

için kritik bir araçtır (Fernandes ve diğ. 2024). Bu yaklaşım, Türkiye Ulusal Gözlemevlerinin operasyonel ve idari süreçlerinin daha şeffaf ve entegre bir yapıya dönüştürülmesinde ve proje yönetiminde önemli bir kolaylık sağlamaktadır. Bu kapsamda:

- Süreçler, paydaşlar arası iletişimi ve iş birliğini artıracak şekilde birleştirilmektedir.
- Gözlem, bakım ve idari görevler gibi süreçlerin bütünleşik bir yapı içinde yönetilmesi sağlanmaktadır.
- Veri akışını destekleyecek dijital yöntemler tanımlanmakta ve bu yöntemlerle süreçlerin çevik bir yapıya kavuşması hedeflenmektedir.
- Dijital süreç yönetimi, Türkiye Ulusal Gözlemevlerinin faaliyetlerini daha etkin ve koordineli bir şekilde yürütebilmesi için gerekli altyapıyı sağlamaktadır.

3.5 Dijital İkiz Altyapısı

Dijital ikiz altyapısı oluşturma çalışmaları, proje ve süreç yönetimini optimize etmek ve nihai hedef olan kurumsal mimariyi geliştirmek için önemli bir adım olarak görülmektedir. Bu süreçte:

- Proje ve süreçlerin sanal ortamda uygun çerçeveler içerisinde modellenmesi sağlanmaktadır.
- Sistemler arasında veri paylaşımını kolaylaştıran araçlar ve yöntemler belirlenmekte, projelerde kullanılan kaynakların performansı analiz edilmekte ve gelecekteki durumlara yönelik öngörüler geliştirilerek karar destek mekanizmaları güçlendirilmektedir.
- Bu altyapı, Türkiye Ulusal Gözlemevlerinde daha stratejik bir yönetim anlayışını desteklemeyi hedeflemektedir.

4 Sonuç

Bu çalışma, Türkiye Ulusal Gözlemevlerinin proje ve süreç yönetiminde dijital ikiz altyapısına dayalı entegre bir yaklaşım geliştirilmesine odaklanmaktadır. Dijital ikiz modeli, kurumsal karmaşıklığı yönetmek, süreçler ve projelerin eş zamanlı veri akışıyla daha etkili bir şekilde yönetilmesini sağlamak için güçlü bir araç sunmaktadır. Elde edilen avantajlar şunlardır:

- Eş Zamanlı Veri Akışı: Süreçlerin dijital platformlarda temsil edilmesiyle izlenebilirlik ve yönetim kolaylığı sağlanmakta, projelerin her aşamasında daha hızlı ve doğru kararlar alınabilmektedir.
- Tahmine Dayalı Analiz Yetenekleri: Simülasyon tabanlı analizler, olası aksaklıkların önceden tespit edilmesine olanak tanımakta ve bu sayede daha proaktif bir yönetim anlayışı benimsenmektedir.
- Multidisipliner Projelerin Desteklenmesi: Astronomi, optik bilimi ve veri analizi gibi disiplinler arası projelerde daha güçlü bir koordinasyon sağlanmakta, bu projelerin başarısı artırılmaktadır.
- Kurumsal Konumun Güçlenmesi: Dijital süreçlerin entegrasyonu, Türkiye Ulusal Gözlemevlerinin ulusal ve uluslararası arenada lider bir araştırma altyapısı olarak konumunu pekiştirmektedir.

Sonuç olarak, geliştirilen bu dijital ikiz modeli yalnızca projelerin daha etkili yönetilmesini sağlamakla kalmamakta, aynı zamanda Türkiye'nin uzay bilimleri ekosistemine stratejik katkılar sunmayı hedeflemektedir. Bu yaklaşım, kurumsal sürdürülebilirliği artırırken, Türkiye Ulusal Gözlemevlerini hem ulusal hem de uluslararası alanda daha rekabetçi bir konuma taşımayı amaçlamaktadır.

Teşekkür

Bu çalışmanın yürütülmesi ve tamamlanması sürecinde sağladıkları destek ve sundukları imkanlar için Türkiye Ulusal Gözlemevlerine en içten teşekkürlerimizi sunarız. Verdikleri değerli rehberlik, bilimsel ve teknik olanaklar çalışmanın başarılı bir şekilde tamamlanmasına önemli ölçüde katkı sağlamıştır.

Kaynaklar

Armour F. J., Liu S. Y., Kaisler S. H., 1999, IT Professional, 1, 31
Boxer P. J., Garcia S., 2009, in 2009 3rd Annual IEEE Systems Conference. pp 253–256, doi:10.1109/SYSTEMS.2009.4815807
Fernandes T., Tereso A., Sousa R. D., Sousa P., 2024, Procedia Computer Science, 239, 1815
Giachetti R., 2010, Design of Enterprise Systems: Theory, Architecture, and Methods. CRC Press, doi:10.1201/9781439882894
Kalkınma Bakanlığı 2014, Araştırma Altyapılarının Desteklenmesine Dair Kanun, https://www.mevzuat.gov.tr/MevzuatMetin/1.5.6550.pdf
Kalkınma Bakanlığı 2015, Araştırma Altyapılarının Desteklenmesine Dair Kanununun Uygulanmasına İlişkin Yönetmelik, https://www.mevzuat.gov.tr/MevzuatMetin/yonetmelik/7.5.21107.pdf
Torkjazi M., Davila-Andino A. J., Alghamdi A., Zaidi A. K., 2022, IEEE Access, 10, 123549

Access:
M25-0380: Turkish J.A&A — Vol.6, Issue 3.

TJAA Vol. **6**, *Special Issue*, *p.*149–158 (2025). DOI: 10.55064/tjaa.1589899 *Research Article*

UPK 45 ve UPK 185 Açık Yıldız Kümelerinin Fotometrik ve Tayfsal İncelenmesi

Rüya Demirci[1] ⋆, İnci Akkaya Oralhan[2], Cenk Kayhan[3]

[1] *Astronomi ve Uzay Bilimleri Anabilim Dalı, Fen Bilimleri Enstitüsü, Erciyes Üniversitesi, 38039, Melikgazi, Kayseri, Türkiye*

[2] *Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, Fen Fakültesi, Erciyes Üniversitesi, 38039, Melikgazi, Kayseri, Türkiye*

[3] *Bilimsel Araştırma Projeleri Koordinatörlüğü Birimi, Kayseri Üniversitesi, 38280, Talas, Kayseri, Türkiye*

Accepted: March 17, 2025. Revised: March 17, 2025. Received: November 22, 2024.

Özet

Bu çalışmada Ulsan Pusan Korea (UPK) kataloğundan UPK 45 ve UPK 185 açık yıldız kümelerinin (AYK) fotometrik ve tayfsal üyelik analizleri yapılmıştır. Üyelikler ve kümelere ait yaş, uzaklık, kızarma belirlenirken Gaia DR3 astrometrik veriler kullanılmıştır. Large sky Area Multi-Object fiber Spectroscopic Telescope (LAMOST) DR9 tayfsal verileri kullanılarak UPK 45 ve UPK 185'in üye yıldızlarının etkin sıcaklık ($T_{\rm eff}$), yüzey çekim ivmesi ($\log g$), ortalama etal bolluğu ([Fe/H]) değerleri elde edilmiş ve Gaia sonuçlarıyla karşılaştırılmıştır. Küme üyesi yıldızlar Transiting Exoplanet Survey Satellite (TESS) verileri kullanılarak değişen yıldız analizi yapılmış ve bu yıldızlar değişen türlerine göre sınıflandırılmıştır.

Abstract

In this study, we conducted a photometric and spectral analysis of the membership of the open star clusters UPK 45 and UPK 185, as presented in the Ulsan Pusan Korea (UPK) catalog. The age, distance, and reddening of the memberships and clusters were determined using Gaia DR3 astrometric data. The effective temperature ($T_{\rm eff}$), surface gravitational acceleration ($\log g$), and average metal abundance ([Fe/H]) values of the member stars of UPK 45 and UPK 185 were obtained using the Large Sky Area Multi- Object Fiber Spectroscopic Telescope (LAMOST) DR9 spectral data and compared with the Gaia results. The cluster member stars were analyzed as variable stars using Transiting Exoplanet Survey Satellite (TESS) data and classified according to their variable types.

Anahtar Kelimeler: (Galaxy:) open clusters and associations: general – techniques: spectroscopic – techniques: photometric

1 Giriş

Yıldız kümeleri, galaksilerin temel yapı taşlarıdır ve galaksilerin oluşumu ile evrimi hakkında önemli bilgiler sunmaktadır (Janes & Phelps 1994; Friel 1995; Krumholz, McKee, & Bland-Hawthorn 2019). Açık yıldız kümeleri (AYK), çok sayıda yıldızın aynı kütleçekim etkisi altında bir arada bulunduğu ve galaksi diskine yakın konumlanan yıldız gruplarıdır. Bu kümelerdeki yıldızlar, aynı moleküler buluttan oluşmuş olup kimyasal yapıları, yaşları ve uzaklıkları bakımından benzerlik gösterir. Galaktik düzleme yakın bir konumda bulunan AYK'lar, Galaktik diskin evrimini incelemek için bize önemli ipuçları sunmaktadır (Chen, Hou, & Wang 2003; Jacobson ve diğ. 2016).

Çalışmamızda, yeni bir katalog olan UPK kataloğundan seçilen UPK 45 ve UPK 185 açık kümeleri incelenmiştir. Buna göre, çeşitli araştırmacılar bu kümelerin yaş, uzaklık, metal bolluğu ve öz hareket bileşenleri gibi temel parametrelerini belirlemiştir. Cantat-Gaudin & Anders (2020), Gaia DR2 verilerini kullanarak UPK 45'in öz hareket bileşenlerini $\mu_\alpha \cos\delta$=-0.714 mas yıl^{-1} ve μ_δ=-2.092 mas yıl^{-1} olarak hesaplamışlardır. Aynı çalışmada, UPK 185'in öz hareket bileşenleri $\mu_\alpha \cos\delta$=-6.283 mas yıl^{-1} ve μ_δ=-9.281 mas yıl^{-1} olarak hesaplanmıştır. Dias ve diğ. (2021), Gaia DR2 verilerini kullanarak UPK 45 ve UPK 185 dahil toplamda 1743 açık yıldız kümesinin yaş, uzaklık ve kızarma parametrelerini elde etmişlerdir. Başka bir çalışmada ise Poggio ve diğ. (2021), Gaia EDR3 verileri ile UPK 45 ve UPK 185'i detaylı şekilde incelemiştir. Çalışmada, UPK 45'in yaşı $\log t$=8.02 yıl (104 Myıl), uzaklığı 897 pc, ve trigonomterik paralaksı 1.141 mas olarak tespit edilmiştir. UPK 185 için ise yaş 74 Myıl yıl, uzaklık 573 pc, uzaklık modülü 8.79 kadir ve trigonometrik paralaks 1.796 mas olarak hesaplanmıştır. Tarricq ve diğ. (2022), Gaia DR2 verileriyle gerçekleştirdiği analizde UPK 45'in yaşını 112 Myıl, uzaklığını 875 pc ve dikine hızını 26.60 km s^{-1} olarak tayin etmişlerdir. Aynı çalışmada UPK 185'in yaşını 74 Myıl, uzaklığını 565 pc ve dikine hızını -11.25 km s^{-1} olarak belirlemişlerdir.

LAMOST tayfsal verilerini kullanan Fu ve diğ. (2022), UPK 185'in demir bolluğu ve dikine hız gibi parametrelerini tespit etmiş, ayrıca UPK 45'in temel özelliklerini incelemiştir. Almeida, Monteiro, & Dias (2023) ise Gaia DR3 verileriyle UPK 45 ve UPK 185 dahil olmak üzere toplamda 773 AYK'nın yaş, uzaklık, metal bolluğu, sönükleşme ve başlangıç kütle fonksiyonu gibi parametrelerini ayrıntılı bir şekilde incelemişlerdir. Bu çalışmalar, UPK 45 ve UPK 185 kümelerinin yıldız özellikleri, yaş, uzaklık, metal bolluğu, dikine hız ve öz hareket gibi çeşitli parametrelerini ortaya koyarak, bu yıldız kümelerinin Galaktik yapı içindeki konumlarını ve evrimsel süreçlerini anlamada önemli katkılar sağlamıştır.

Bu çalışmada ise yukarıda literatür bilgisi verilen iki AYK için Gaia, LAMOST ve TESS verileri birarada kullanılmıştır.

⋆ 4011730069@erciyes.edu.tr

© 2025 Turkish Astronomical Society (TAD)

Çizelge 1. Çalışma kapsamında incelenen AYK'ların konumları (α, δ) ve özhareketleri (μ).

Küme	α (hh:mm:ss)	δ (hh:mm:ss)	$\mu_\alpha \cos\delta$ (mas yıl^{-1})	μ_δ (mas yıl^{-1})
UPK 45	19:26:47.90	+00:13:37.71	-0.714	-2.092
UPK 185	23:05:37.92	+49:22:03.03	2.641	-1.919

ESA'nın Gaia görevi (Cantat-Gaudin ve diğ. 2020; Gaia Collaboration ve diğ. 2021), Galaksimizin bileşimini ve evrimini incelemek, yıldızların hareket ve konum verileri ile üç boyutlu bir harita oluşturmak amacıyla tasarlanmış ve Dünya atmosferinin etkilerinden kaçınmak için uzaya fırlatılmıştır. Gaia'nın en güncel verisi olan GaiaDR3, 13 Haziran 2022 tarihinde yayımlanmış ve 1.8 milyardan fazla kaynağın koordinatları, öz hareket bileşenleri, trigonometrik paralaksları ve görünür parlaklık verilerini içermektedir (Tadross 2023). Ancak Gaia'nın gökyüzündeki G=19 kadirden sönük yıldızlar için sağladığı trigonometrik paralaks değerlerinin doğruluğunda sınırlamalar bulunmaktadır.

LAMOST veri tabanı, yıldızların fiziksel özelliklerinin anlaşılmasını sağlayacak tayfsal parametreler sunmaktadır (Chen ve diğ. 2021). LAMOST, geniş açıklık ve görüş alanı sayesinde tek bir pozda 3000'den fazla tayf kaydetme kapasitesine sahiptir ve düşük çözünürlüklü bir araştırma ile geniş bir dalgaboyu aralığını kapsamaktadır. Bu veriler, Gaia verileriyle birleştirildiğinde yıldızların üyelik analizini desteklemekte ve kümelerin daha derinlemesine incelenmesini sağlamaktadır.

NASA'nın 2018 yılında başlattığı TESS görevi de, her biri geniş görüş alanına sahip dört kamera ile donatılmış olup tüm gökyüzünde fotometrik bir araştırma yürütmektedir (Ricker ve diğ. 2014). Kırmızı dalgaboyu aralığına duyarlı kameraları ile parlak yıldızları gözlemleyen TESS, yıldız ışığındaki dönemsel değişimlerin izlenmesine olanak tanımaktadır.

Bu çalışmada, yukarıda detayları verilen Gaia, LAMOST ve TESS verilerini bir araya getirerek az çalışılmış UPK 45 ve UPK 185 kümeleri incelenmiş ve dolayısıyla Galaksimizdeki yıldız oluşumu ve evrimi üzerine yapılan çalışmalara katkı sağlanmıştır.

2 Yöntem ve Materyal

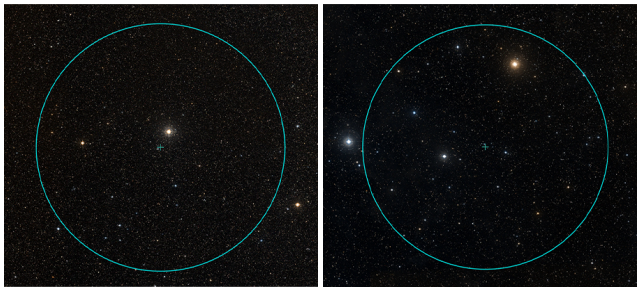
Bu çalışmada, Galaksimizde tespit edilen kümeler hakkında geniş bilgi sunan UPK küme kataloğu (Sim ve diğ. 2019), Gaia DR3 veritabanı ile bir arada kullanılmıştır. İncelenen UPK 45 ve UPK 185 kümelerine ait verilen ekvatoral koordinat ve öz hareket bileşenleri Çizelge 1'de verilmiştir. Bu tablodaki değerler Cantat-Gaudin & Anders (2020)'den alınmıştır.

Bu kaynaklar, incelenecek kümelerin seçiminde önemli bir bilgi sağlamaktadır. Çalışmada, literatürde nispeten az çalışılmış ve sınırlı bilgiye sahip kümeler özellikle tercih edilmiştir; bu nedenle, bu kümeler üzerinde yapılacak araştırmaların bilimsel literatüre anlamlı katkılar sunması beklenmektedir.

2.1 Fotometrik Analiz

2.1.1 Alan Taraması ve `pyUPMASK` Algoritmasının Kullanımı

Kümelerin sağ açıklık (RA) ve dik açıklık (DEC) verileri temel alınarak, 1° yarıçapında kapsamlı bir alan taraması gerçekleştirilmiştir. Kümelerin 1° lik alan görüntüsü Şekil 1'de sunulmuştur. Alan taramasının geniş tutulmasının amacı, potansiyel küme üyelerinin kayıp riskini en aza indirerek daha geniş bir örneklem elde etmektir. Böylece daha fazla veri toplanabilmekte ve analizlerde daha yüksek güvenilirlik sağlanmaktadır. Bu yaklaşım, seçilen kümelerin astrofiziksel özelliklerini daha ayrıntılı anlamaya olanak tanıyarak, onlar üzerinde kapsamlı çalışmalar yapılmasına olanak tanır. Yıldız kümelerinin gökyüzünde geniş bir alan kaplaması ve çok sayıda alan yıldızı barındırması nedeniyle, yıldızların kümeye ait olma olasılıklarını hesaplamak ve alan yıldızları ile küme üyelerini ayırmak için `pyUPMASK` algoritması tercih edilmiştir. `PyUPMASK` algoritması, `UPMASK` tabanlı bir yaklaşımdan türetilmiş olup, çalışma mekanizması `UPMASK` algoritmasıyla benzerlik göstermektedir. `UPMASK` algoritması, iç ve dış olmak üzere iki temel döngüden oluşmaktadır (Krone-Martins & Moitinho 2014). İç döngü (`UPMASK` çekirdeği), üç ana adımdan oluşan yinelemeli bir süreçle yıldızların konum uzayında kümelenme durumunu değerlendirir. Bu değerlendirmede, yoğunluk tahminleri kullanılarak, gerçek veriler ile rastgele oluşturulan alanlardaki yoğunluk parametreleri karşılaştırılmaktadır. Bu süreçte toplamda 2000 rastgele örnekleme yapılmaktadır (Krone-Martins & Moitinho 2014). Dış döngü ise yıldızların gözlemsel hatalarından yola çıkarak Gauss dağılımından elde edilen ortalama değerlerden, standart sapmaları hesaplamaktadır. Gauss dağılımına uymayan hata modelleri ise yönteme esnek bir şekilde entegre edilebilmektedir (Krone-Martins & Moitinho 2014). Bu iki adım, kullanıcı tarafından belirlenen maksimum yineleme sayısına ulaşana kadar tekrarlanır. Ardından, tüm yinelemelerin sonuçları analiz edilerek her bir yıldızın küme üyesi olma olasılıkları hesaplanır. Bu süreçte, Gaia verilerinde parlaklığı G>19 kadirden daha sönük yıldızlar analizlerden çıkarılmış, negatif trigonometrik paralaks verilerine sahip yıldızlar, ön temizleme sırasında silinmiştir. Ayrıca, UPK kataloğundaki uzaklık ve öz hareket ($\mu_\alpha \cos\delta$, μ_δ) değerlerine dayalı ek kısıtlamalar uygulanarak, yalnızca analize dahil edilecek yıldızlar belirlenmiştir.



Şekil 1. UPK 45 (sol) ve UPK 185 (sağ) AYK etrafındaki SIMBAD veritabanından elde edilen 1° alanları göstermektedir. Camgöbeği daireler her bir kümenin yaklaşık sınırlarını göstermektedir.

`pyUPMASK` algoritması ile uzaysal dağılım ve fotometrik veriler üzerinden Gaussian Mixture Model (GMM) yöntemi kullanılarak en uygun üyelik olasılık histogramı elde edilmiştir. Bu sayede, alan yıldızları ile küme üyeleri arasındaki ayrım en doğru şekilde yapılmış, üyelik olasılığı yüksek olan yıldızlar belirlenmiştir. Belirlenen bu üye yıldızlar için renk - parlaklık diyagramları (CMD) oluşturulmuş, bu diyagramlar üzerinden iki kümenin yaş, metal bolluğu ve diğer temel parametreleri belirlenmiştir.

2.1.2 Renk-Parlaklık Diyagramı ve MIST Eşyaş Çizgileri

UPK 45 ve UPK 185 kümelerinin yaş, metal bolluğu, kızarma miktarı ve uzaklık modülü gibi fiziksel parametrelerini belirlemek amacıyla oluşturulan CMD'lerine, MESA yıldız iç yapı ve evrim kodunun (Paxton ve diğ. 2011) kullanıldığı MIST eş-yaş eğrileri uygulanmıştır. Eş-yaş eğrileri seçilirken, literatürde yer alan tahmini yaş, metal bolluğu ve kızarma değerleri dikkate alınmıştır. Bu tahmini değerler doğrultusunda, CMD'ler üzerinde farklı eş-yaş eğrileri grafiksel olarak çizilmiştir. CMD'lerde en iyi uyumu sağlayan eş-yaş eğrileri, gözlemsel verilerle karşılaştırılarak seçilmiş ve elde edilen yaş, kızarma miktarı ile uzaklık modülü değerleri, literatürdeki diğer çalışmalarla uyumlu bir şekilde doğrulanmıştır. İlk aşamada, metal bolluğu Güneş bolluğu olarak kabul edilmiş ve analizler bu varsayıma göre gerçekleştirilmiştir.

2.2 LAMOST Tayfsal Verilerinin Kullanımı ve Analiz Süreci

Hem Gaia hem de LAMOST'ta ortak olarak tespit edilen UPK 45 ve UPK 185 kümelerine ait yıldızların özelliklerini ayrıntılı bir şekilde incelemek amacıyla, LAMOST DR9 verilerinden elde edilen yıldız tayfları üzerinden tayfsal analizler gerçekleştirilmiştir. Bu analizler, kümelerin üye yıldızlarının etkin sıcaklık, metal bolluğu ve yüzey çekim ivmesi gibi temel tayfsal özelliklerini değerlendirmek açısından büyük önem taşımaktadır. Elde edilen tayfsal parametreler, CMD ve MIST eş-yaş eğrileri ile karşılaştırılarak, kümelerin üye yıldızlarının doğrulanmasını sağlamıştır. İlk aşamada yalnızca LAMOST tayflarından elde edilen değerler kullanılmış, ardından bu tayflar tek tek detaylı bir şekilde analiz edilmiştir.

Tayfsal analiz sürecinde, LAMOST'tan sağlanan düşük çözünürlüklü tayflar, iSpec yazılım paketi (Blanco-Cuaresma ve diğ. 2014) kullanılarak ayrıntılı bir şekilde işlenmiştir. Bu analiz, tayfların gürültüden arındırılması, kalibre edilmesi ve normalize edilmesi gibi adımları içermekte olup her bir yıldız için tahmin edilen parametrelere göre uygun bir atmosfer modeli uyarlanmıştır. Ardından, bu model üzerinden sentetik tayf üretilmiş ve gözlemlenen tayf ile karşılaştırılmıştır. Tayf çizgilerinin genişliği, derinliği ve konumu gibi özellikler analiz edilerek yıldızların etkin sıcaklık, yüzey çekim ivmesi ve metal bolluğu gibi temel atmosfer parametreleri hesaplanmıştır. Elde edilen bu tayfsal veriler, üye yıldızlar arasında karşılaştırılarak sonuçların doğruluğu ve güvenilirliği değerlendirilmiştir. Böylece kümelerin astrofiziksel özelliklerinin ayrıntılı bir analizi yapılmıştır.

2.3 Değişen Yıldız Analizi: TESS Verilerinin Kullanımı

Çalışmanın son aşamasında, UPK 45 ve UPK 185 kümelerindeki değişen yıldızların ayrıntılı analizi için TESS verileri (Ricker ve diğ. 2014) kullanılmıştır. İlk olarak, TESS verileri indirildikten sonra ışık eğrilerini etkileyebilecek tüm gürültülerden arındırılmıştır. Zamana bağlı parlaklık değişimlerini gösteren ışık eğrileri oluşturulmuş ve bu eğrilerdeki dönemsel değişimler analiz edilmiştir. Bu analizle, yıldızların parlaklıklarında gözlemlenen düzenli değişimler incelenerek hangi tür değişen yıldız oldukları belirlenmiştir. Işık eğrileri, bilinen değişen yıldız sınıfları ile karşılaştırılarak sınıflandırma yapılmış ve elde edilen değişim periyotları, yıldızların temel özelliklerine dair ipuçları sunmuştur.

Bu analiz sonucunda, UPK 45 ve UPK 185 kümelerinde bulunan değişen yıldızların, kümelerin yaş ve metal bolluğu gibi parametrelerle ilişkisi ortaya konulmuş ve küme üyelerinin evrimsel süreçleri hakkında bilgiler verilmiştir.

Çizelge 2. MESA eş-yaş modeli kullanılarak UPK 45 ve 185 AYK üyesi değişen yıldızların temel özellikleri (kütle: $M/\mathrm{M}_\odot$, etkin sıcaklık: $\log(T_{\rm eff})$, yüzey yerçekimi ivmesi: $\log g$ ve ışıtma: $\log(L/\mathrm{L}_\odot)$.

AYK	ID	M ($\mathrm{M}_\odot$)	$\log T_{\rm eff}$ (K)	$\log g$ (cm s^{-2})	$\log L$ ($\mathrm{L}_\odot$)
UPK 45	2	2.94	4.09	4.15	2.06
	26	1.23	3.82	4.39	3.91
	46	9.90	3.77	4.53	-5.60
	40	9.13	3.75	4.58	-2.24
	47	9.24	3.75	4.57	-1.99
UPK 185	265	3.38	4.05	4.05	2.08
	214	1.20	3.76	4.44	7.99
	297	2.84	3.44	4.72	-2.10
	303	3.83	3.50	4.78	-1.82

3 Bulgular

3.1 Fotometrik Analiz

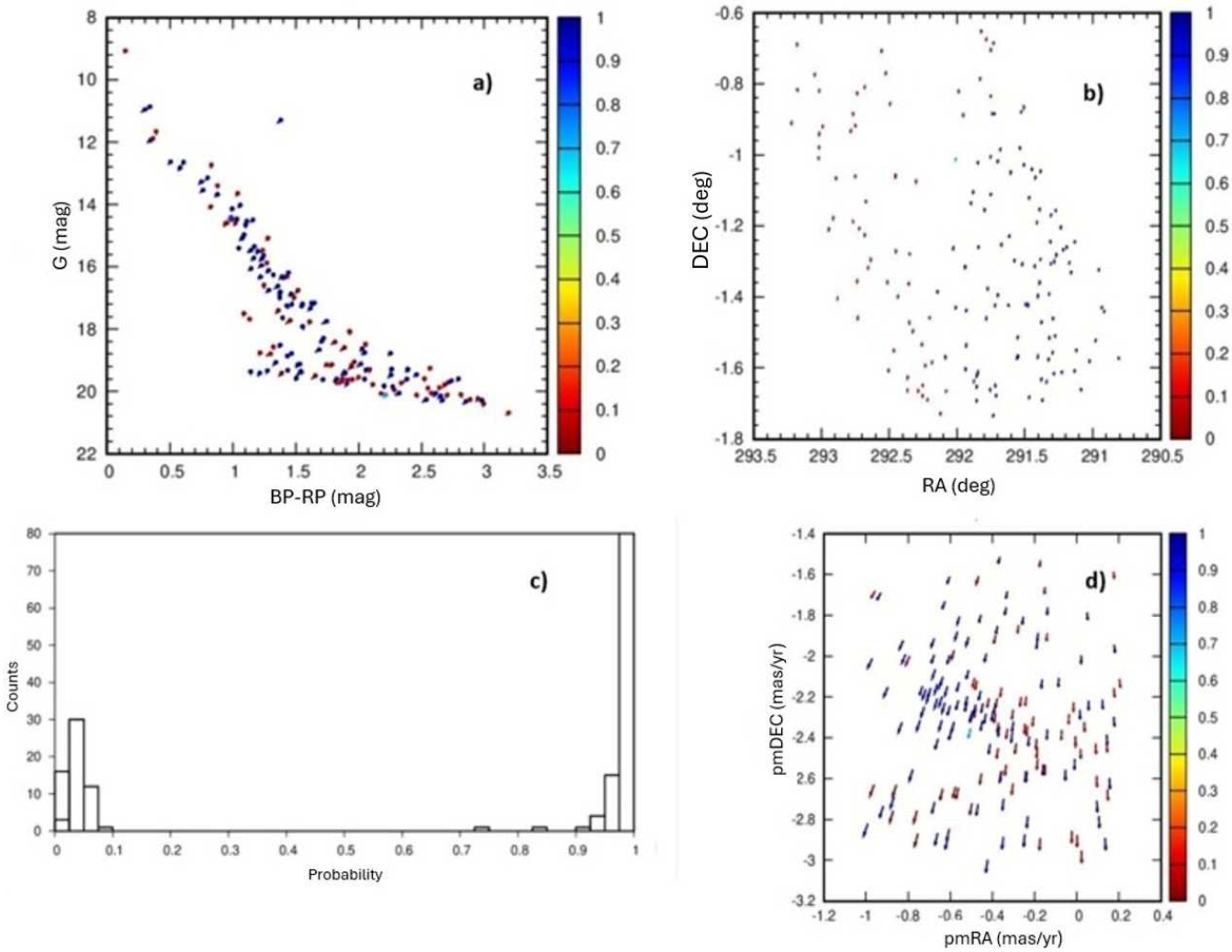
Bu çalışmada UPK 45 ve UPK 185 AYK üzerinde kapsamlı bir analiz gerçekleştirilmiştir. Elde edilen bulgular, UPK 45 ve UPK 185'in evrimsel süreçlerine dair mevcut bilgilere önemli katkılar sunmaktadır. Şekil 2 ve 3 her iki küme için GMM ile kümelerin üyelik hesaplamasından elde edilen grafikleri göstermektedir. Şekil 2'de, UPK 45 kümesi için olasılığı P>0.90 yıldızlar küme üyesi olarak seçilmiştir. Burada incelenen 164 yıldızdan 100'ü küme üyesi olarak tespit edilmiştir. Şekil 3 incelendiğinde ise UPK 185 kümesi için bu olasılık değeri P>0.70 ve üzeri yıldızlar için kabul edilmiştir. UPK 185 açık kümesinde incelenen 584 yıldızın 203'ü küme üyesi yıldızlar olarak kabul edilmiştir. Daha sonraki aşamada renk-parlaklık diyagramı çizdirilerek UPK 45 ve UPK 185 kümeleri için $E(B-V)$ kızarma değeri, DM (uzaklık modülü) ve kümelere ait yaş parametresi belirlenmiştir. Burada yaş belirleme, teorik eş-yaş eğrilerinin gözlemsel verilere uygun bir çakıştırması yapılarak kızarma çizgisi boyunca kaydırılmasından elde edilmiştir.

Teorik eş-yaş eğrileri için, güneş bolluğunda Z=0.015, MIST eşyaş çizgileri kullanılmıştır Şekil 4 ve 5'deki G-(G_{BP}-G_{RP}) CMD'de TESS analizleri sonucunda belirlenen değişen yıldızların bulunduğu bölgeler renkli noktalar ile işaretlenmiştir.Burada mavi noktalar dönen değişenleri (rotating variable star), yeşil noktalar zonklayan değişenleri ve mor noktalar ise çift yıldızları sembolize etmektedir.Kümelere ait kütle ($M/\mathrm{M}_\odot$), etkin sıcaklık ($T_{\rm eff}$), yüzey çekim ivmesi ($\log g$) ve ışıtma ($\log(L/\mathrm{L}_\odot)$) parametrelerini elde etmek için hem güneş bolluğu hem de LAMOST verileri ile elde edilen metal bolluğu kullanılarak MIST eş-yaş eğrileri uygulanmıştır. Değişen yıldızların MIST eşyaş çizgisi ile belirlenen kütle, $\log T_{\rm eff}$, $\log g$ ve $\log(L/\mathrm{L}_\odot)$ değerleri her iki küme için de Çizelge 2'de ayrıntılı olarak verilmiştir.

3.2 Tayfsal Analiz

UPK 45 ve UPK 185 AYK üyesi yıldızların incelenmesi sırasında Çizelge 3'de belirtilen alandaki yıldızların düşük çözünürlüklü LAMOST tayfları taranmıştır. İlk olarak, bu yıldızların tayfları Gaia tarafından elde edilen yıldızlarla eşleştirilmiştir. Bu yıldızların listesi Çizelge 4'de verilmiştir.

Şekil 6'da üst panelde her iki kümeye ait alan taraması



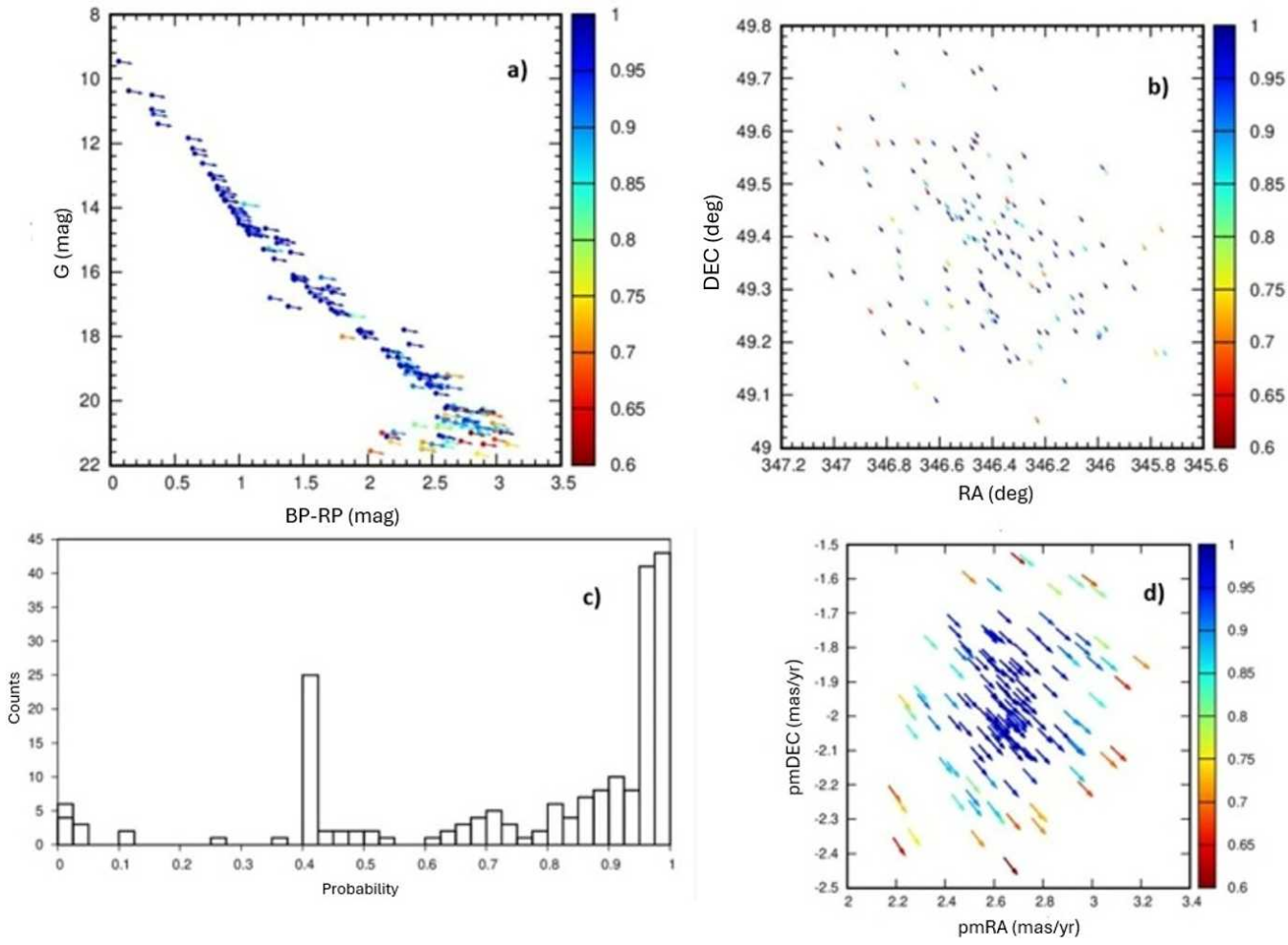
Şekil 2. UPK 45 kümesinin GMM uygulaması sonucu elde edilen grafikler. (Panel a) Kadir biriminde, G'ye karşın G_{BP}-G_{RP} (CMD). (Panel b) RA ve DEC. (Panel c) 164 örnek yıldıza ait GMM üyelik olasılıklarının histogramı. (Panel d) özhareket bileşenleri ($\mu_\alpha \cos\delta$ ve μ_δ).

Çizelge 3. UPK 45 ve UPK 185 kümelerinin Lamost tayfsal veri tabanında taranan alanı.

Küme	α (°)	δ (°)
UPK 45	290.807 - 292.143	-1.728 - (-0.858)
UPK 185	345.638 - 347.384	48.960 - 49.828

görülmektedir. Orta panelde ise eşleşen yıldızlar işaretlenmiştir. Eşleştirilen yıldızların LAMOST tayfsal parametreleri, Gaia ile elde edilen parametreler ile karşılaştırılmıştır. Belirlenen bu üye yıldızlar üzerinden güvenilir metal bolluğu aralığı belirlenmiş ve bulunan ortalama metal bolluğu MIST eş-yaş eğrilerinde kullanılarak yaşlar bu metal bolluk değerine göre yeniden belirlenmiştir. Çizelge 5, UPK 45 ve UPK 185 için bulunan metal bolluğu değerinde kümeye ait parametrelerin değerlerini göstermektedir. Bir sonraki aşamada güvenirliği arttırmak amacıyla, UPK 45 ve UPK 185 kümelerindeki yıldızlara ait Gaia ve LAMOST tayfsal verileri iSpec kodu kullanılarak daha ayrıntılı incelenmiştir. Her iki veri kaynağından aynı yıldız için alınan tayflar kullanılarak, LAMOST tayflarında dalgaboyu düzeltmesi, Gaia tayflarında ise akı düzenlemesi yapılmış ve tayflar üst üste çizdirilmiştir. Şekil 7'de gösterilen üst üste bindirilmiş tayflar, dalgaboyu arttıkça akının nasıl değiştiğine dair bir karşılaştırma sunmaktadır. Bu grafikler, LAMOST ve Gaia verileri arasında dalgaboyu tayfının farklı aralıklarında gözlemlenen bazı uyumsuzlukları ve benzerlikleri ortaya koymaktadır. Örneğin, üst grafikte UPK 45 AYK'sındaki ID8 Gaia verilerinin akı değeri, LAMOST verilerinden belirgin şekilde daha yüksek iken, alt grafikte UPK 185 AYK'sındaki ID344 Gaia ve LAMOST verileri arasında uyum daha iyidir. Bu farklılıkların, her iki teleskobun duyarlılığı ve veri toplama yöntemleri gibi çeşitli etkenlerden kaynaklanabileceği düşünülmektedir.

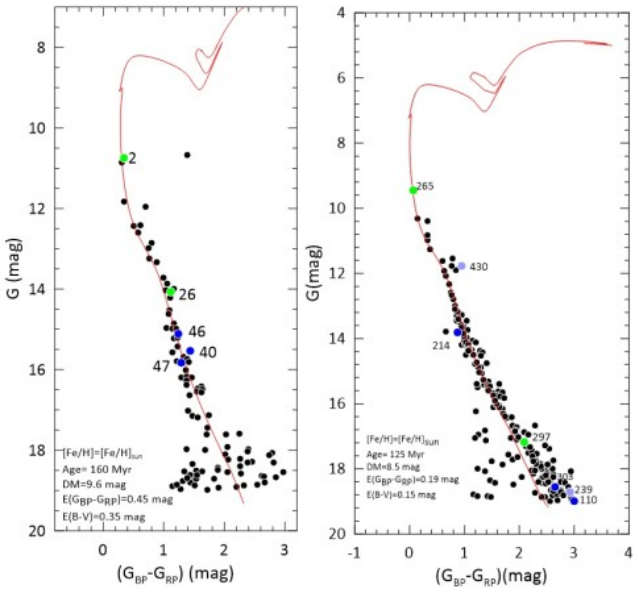
Bu farkın nedenlerini daha iyi anlamak amacıyla, çalışmamızda Gaia tayflarından belirlenen hidrojen çizgilerinin sınırları, LAMOST tayflarında da sınırlanarak karşılaştırmalı analiz yapılmıştır. Çizgilerin ayrıntılı analizi için, kendi yazdığımız kod yardımıyla `iSpec` yazılımı kullanılarak analizler gerçekleştirilmiştir. Bu analizlerin sonucu, Şekil 8 ve 9'da gösterilmiştir. Burada UPK 45 kümesine ait ID8 yıldızının Gaia tayfında iki çizgi (H_δ ve H_γ) bulunması sebebiyle LAMOST



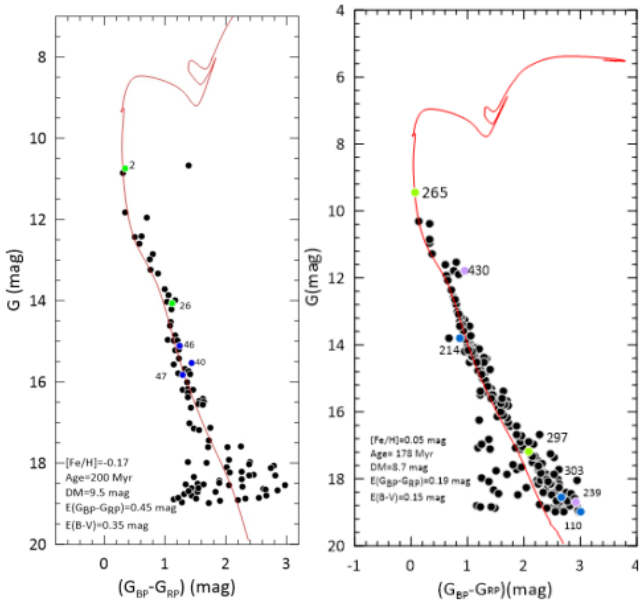
Şekil 3. UPK 185 kümesinin GMM uygulaması sonucu elde edilen grafikler. (Panel a) Kadir biriminde, G'ye karşın G_{BP}-G_{RP} (CMD). (Panel b) RA ve DEC. (Panel c) 584 örnek yıldıza ait GMM üyelik olasılıklarının histogramı. (Panel d) özhareket bileşenleri ($\mu_\alpha \cos\delta$ ve μ_δ).

Çizelge 4. UPK 45 ve UPK 185 AYK'ları için Gaia ve LAMOST'da eşleşen üye yıldızların tayfsal özellikleri. Burada, yıldızların kimlik numaraları (ID) ile birlikte, Gaia tarafından sağlanan metal bolluğu ($[Fe/H]_{Gaia}$), etkin sıcaklık ($T_{eff,Gaia}$) ve yüzey çekim ivmesi ($\log g_{Gaia}$) değerleri, hata paylarıyla birlikte verilmiştir. Benzer şekilde, LAMOST tarafından sağlanan metal bolluğu, etkin sıcaklık ve yüzey çekim ivmesi değerleri de hata paylarıyla sunulmaktadır. Son sütunda bulunan `probs_final` ise bu yıldızların üye olma olasılığını göstermektedir.

Küme Adı	ID	feh_gaia	logg_gaia	T_{eff}_gaia	feh_lam	logg_lam	T_{eff}_lam	probs_final
UPK 45	9	-	3.95±0.02	7433±16	-0.12±0.01	3.95±0.02	7433±16	1
	18	-0.29±0.08	4.11±0.05	6868±200	0.09±0.05	4.07±0.07	6798±47	0.9739
	26	-0.36±0.02	4.08±0.02	5809±100	0.11±0.06	4.10±0.09	6221±60	0.9998
UPK 185	241	-0.13±0.01	4.34±0.01	4840±100	-0.03±0.01	4.29±0.03	6009±20	0.9825
	289	-0.24±0.01	4.33±0.01	6230±500	-0.07±0.01	4.33±0.06	6249±19	0.9891
	376	-0.28±0.01	4.39±0.03	5765±500	0.01±0.02	4.39±0.04	5897±24	0.9935
	266	-0.29±0.01	4.38±0.01	5824±500	0.02±0.02	4.38±0.03	6030±25	0.9943
	250	-0.27±0.01	4.32±0.01	6255±500	0.01±0.02	4.32±0.02	5825±29	0.9921
	336	-0.34±0.02	4.35±0.02	5847±500	0.06±0.03	4.35±0.03	6023±24	0.9931
	267	-0.26±0.02	4.07±0.01	6171±500	-	-	-	0.9923
	432	-0.42±0.01	4.39±0.01	5963±500	0.06±0.04	4.39±0.04	6193±27	0.8301
	492	-0.42±0.01	4.01±0.01	6291±500	-0.18±0.02	4.33±0.04	6251±26	0.8305
	214	-0.52±0.03	4.06±0.03	5853±500	-0.06±0.06	4.31±0.10	6165±59	0.8791
	478	-0.51±0.01	4.01±0.01	5800±500	0.06±0.06	3.15±0.11	4865±59	0.8365



Şekil 4. UPK 45 (sol) ve UPK 185 (sağ) AYK'larına ait CMD gösterilmektedir. Diyagramlarda renklerle işaretlenmiş yıldızlar değişen yıldızları temsil etmektedir. Mavi noktalar dönen değişen yıldızları, yeşil noktalar zonklayan değişen yıldızları, mor noktalar ise çift yıldızları sembolize etmektedir. Şeklin sol alt panelinde ise eş yaş çizgileri kullanılarak elde edilen parametreler yer almaktadır.



Şekil 5. UPK 45 (sol) ve UPK 185 (sağ) AYK'larına ait LAMOST tayfları kullanılarak bu çalışmada elde edilen metal bolluğu değerinde oluşturulan CMD'ler.Diyagramlarda renklerle işaretlenmiş yıldızlar değişen yıldızları temsil etmektedir. Mavi noktalar dönen değişen yıldızları, yeşil noktalar zonklayan değişen yıldızları, mor noktalar ise çift yıldızları sembolize etmektedir. Şeklin sol alt panelinde ise eş yaş çizgileri kullanılarak elde edilen parametreler yer almaktadır.

Çizelge 5. UPK 45 ve UPK 185 AYK'larının Güneş metal bolluğunda ve bu çalışma sonucunda elde edilen metal bolluğu değerlerinde bulunan temel parametreleri. $E(G_{BP}\text{-}G_{RP})$ kızarmayı, t kümenin yaşını, DM ise uzaklık modülünü ifade etmektedir.

AYK	[Fe/H] (dex)	$E(G_{BP}\text{-}G_{RP})$ (kadir)	t (Myıl)	DM (kadir)
UPK 45	0.0±0.38	0.45±0.15	160±41	9.6±0.10
	-0.17±0.47	0.45±0.15	200±52	9.5±0.10
UPK 185	0.0±0.36	0.19±0.18	125±32	8.5±0.15
	0.05±0.30	0.19±0.18	178±74	8.7±0.15

tayfında da sadece bu çizgiler incelenmiştir.UPK 185 kümesi üyesi ID344'ün ise tüm çizgilerinin mevcut olması dolayısıyla dört hidrojen çizgisi (H_α, H_β, H_γ, H_δ) tamamı incelenebilmiştir. Böylece, gözlemlenen farklılıkların kaynaklarına dair daha kesin çıkarımlar yapılması amaçlanmıştır. Bu incelemeler sonucunda elde ettiğimiz ortalama sıcaklık, yüzey çekim ivmesi ve metal bolluğu değerlerinin sonuçları her bir veri seti için Çizelge 6'da verilmiştir.

4 Tartışma ve Sonuç

4.1 Tartışma

Bu çalışmada UPK 45 ve UPK 185 yıldız kümelerinin temel astrofiziksel parametreleri ve üyelik analizleri, literatürdeki çeşitli çalışmalarla kıyaslanarak Gaia DR3 (Gaia Collaboration et al. 2023) ve LAMOST DR9 (Cui et al. 2012) verileri yardımıyla kapsamlı şekilde incelenmiştir. Bu analizler, önceki çalışmalardaki verilerle uyumluluk ve farklılıkları ortaya koymuş, aynı zamanda daha güncel ve hassas sonuçlar elde edilmiştir.

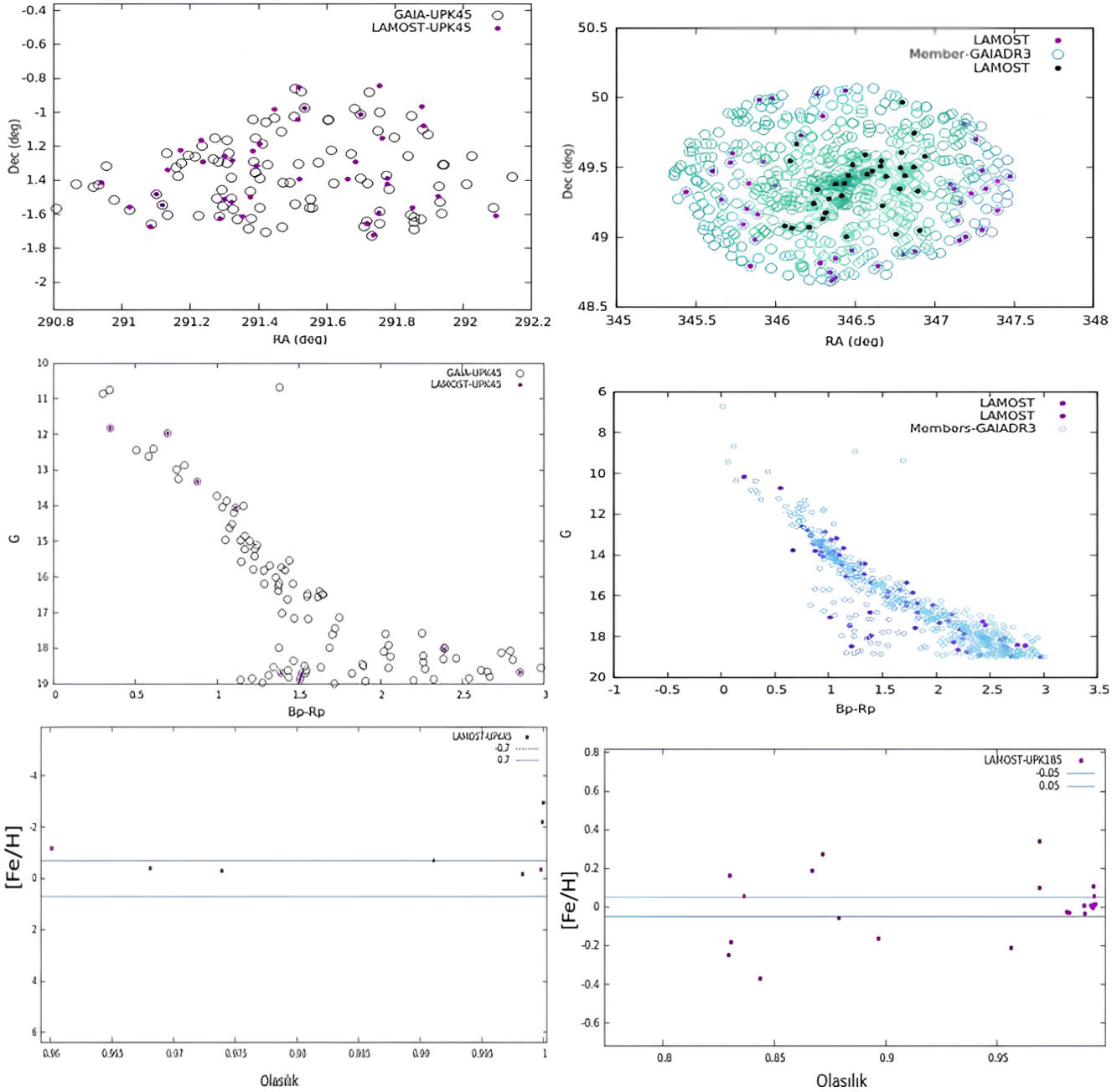
UPK 45 ve UPK 185 kümelerinin yaş, uzaklık ve metal bolluğu değerleri, literatürde sunulan sonuçlarla genel olarak tutarlılık göstermektedir. Örneğin, Tarricq ve diğ. (2022) tarafından UPK 45 için $\log(t)$=8.05 yıl ve d=875 pc uzaklık bildirilmiştir. Bu çalışmada ise yaş değeri benzer bir yaş aralığında ($\log(t)$=8.2 yıl) belirlenirken, uzaklık biraz daha az, yaklaşık 831 pc olarak tespit edilmiştir. Bu küçük fark, Gaia DR3 verilerinin önceki verilere kıyasla daha yüksek hassasiyetle ölçülmesi ve küme üyelik analizinde kullanılan yöntem farklılıkları gibi etkenlerden kaynaklanabilir. UPK 185 için Poggio ve diğ. (2021) tarafından verilen 573 pc uzaklık değeri ile bu çalışmada elde edilen değerler (501-550 pc) birbirine oldukça yakındır.

Çalışmamızda bulunan ortalama özhareket bileşenleri de literürle benzer sonuçlar vermiştir. Cantat-Gaudin & Anders (2020) çalışmasında UPK 45 için belirlenen $\mu_\alpha \cos\delta$=-0.714 mas yıl^{-1} ve μ_δ=-2.092 mas yıl^{-1} değerleriyle bu çalışmada ulaşılan sonuçlar arasında yalnızca küçük farklılıklar bulunmaktadır. Bu küçük farklılıklar, Gaia DR3 verilerinin daha yüksek duyarlılığı ve küme üyelik analizinde kullanılan farklı yöntemlerle açıklanabilir. Örneğin, bu çalışmada üyelik belirleme sürecinde `pyUPMASK` ve GMM yöntemleri kullanılarak daha hassas sonuçlar elde edilmeye çalışılmıştır. Özhareket değerlerinin kesinleşmesi, küme üyelerinin doğru tanımlanması için kritik önem taşır; bu çalışmanın katkılarından biri de Gaia DR3 verilerinin sunduğu hassasiyeti kullanarak UPK 45 ve UPK 185 kümeleri için üyelik analizini daha güvenilir hale getirmektir.

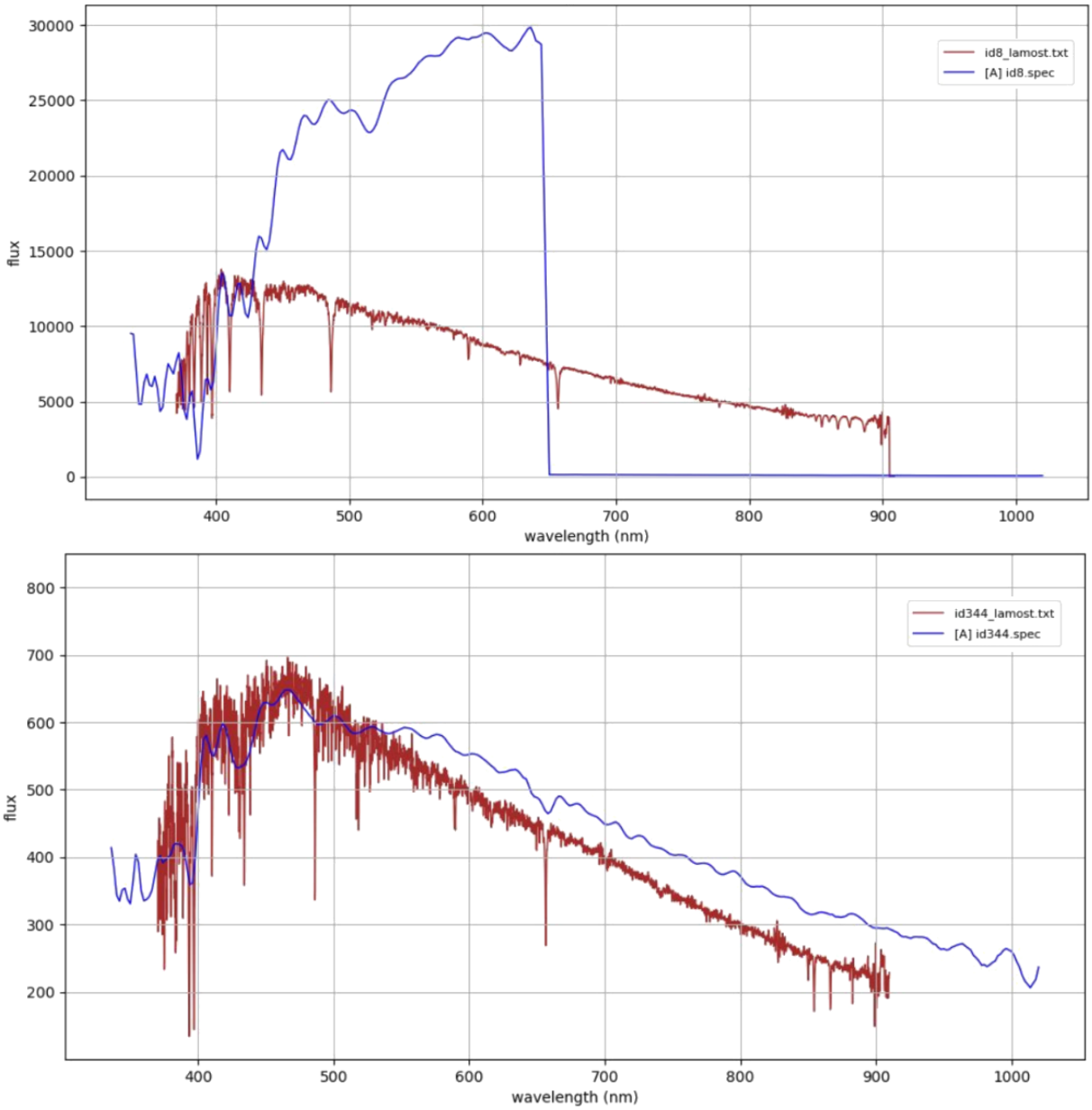
Tayfsal analizde ise, LAMOST ve Gaia verileri arasında farklılıklar gözlemlenmiştir. Örneğin, UPK 45 ve UPK 185 kümelerinin metal bollukları LAMOST ve Gaia verileri ile analiz edildiğinde, özellikle metal bolluk dağılımlarında ufak uyumsuzluklar dikkat çekmiştir. Bu uyumsuzluklar, her iki teleskobun tayfsal çözünürlüğü, veri toplama teknikleri ve

Çizelge 6. ID 8 ve ID 344 yıldızlarına ait Gaia, LAMOST ve bu çalışma (iSpec) sonuçlarının karşılaştırması.

		$T_{\rm eff}$ (K)			$\log g$ (cm s^{-2})			[Fe/H] (dex)		
Küme	ID	Gaia	iSpec	LAMOST	Gaia	iSpec	LAMOST	Gaia	iSpec	LAMOST
UPK 185	344	6060	6490	6255	4.32	4.54	4.37	-0.41	0.01	0.01
UPK 45	8	-	7712	7433	-	4.10	3.95	-	-0.06	-0.12



Şekil 6. UPK 45 (sol) ve UPK 185 (sağ) AYK'larına ilişkin analiz grafiklerini göstermektedir. (Üst Panel) Yıldızların uzaysal dağılımı (RA'ya karşı DEC); Gaia verilerinden elde edilen küme üyeleri ile LAMOST verileriyle örtüşen üyeler farklı renklerle gösterilmiştir. (Orta Panel) CMD: Gaia verilerinden elde edilen üyeler içi boş dairelerle, LAMOST verilerinden elde edilen üyeler ise mor dairelerle işaretlenmiştir. (Alt Panel) Metal bolluğu ([Fe/H]) değerleri ile olasılık dağılımı.

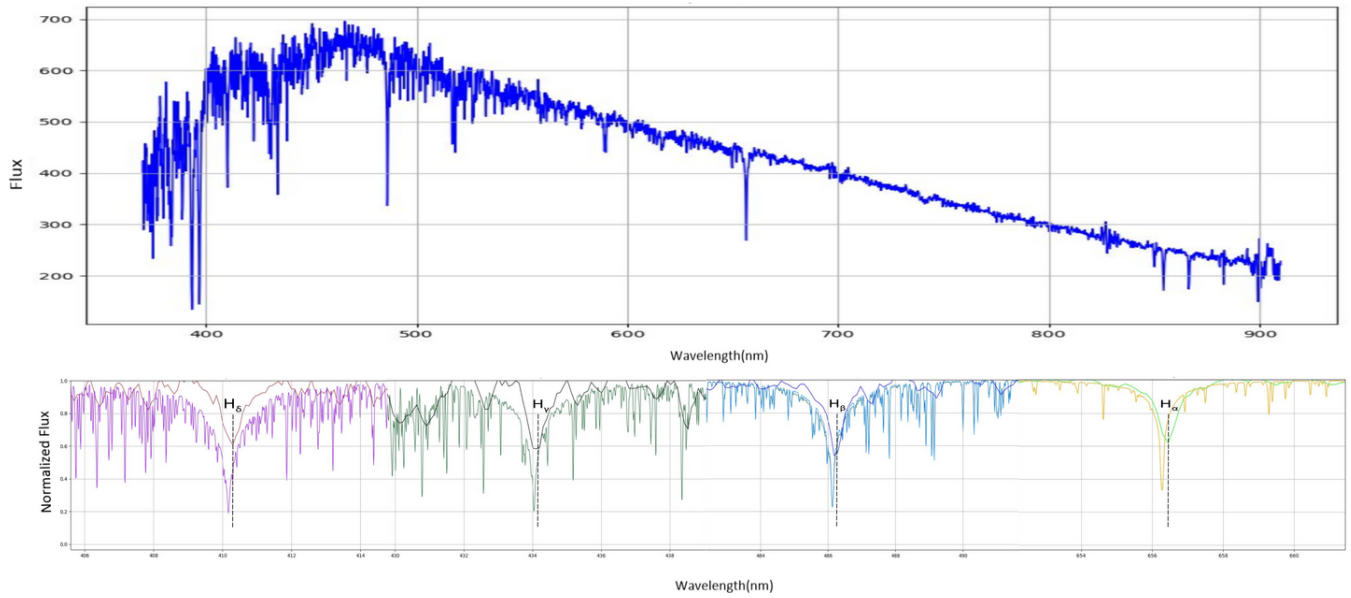


Şekil 7. (Üst panel) ID 8, UPK 45 ve (Alt Panel) ID 344, UPK 185 için Gaia (mavi) ve LAMOST (kırmızı) tayfları.

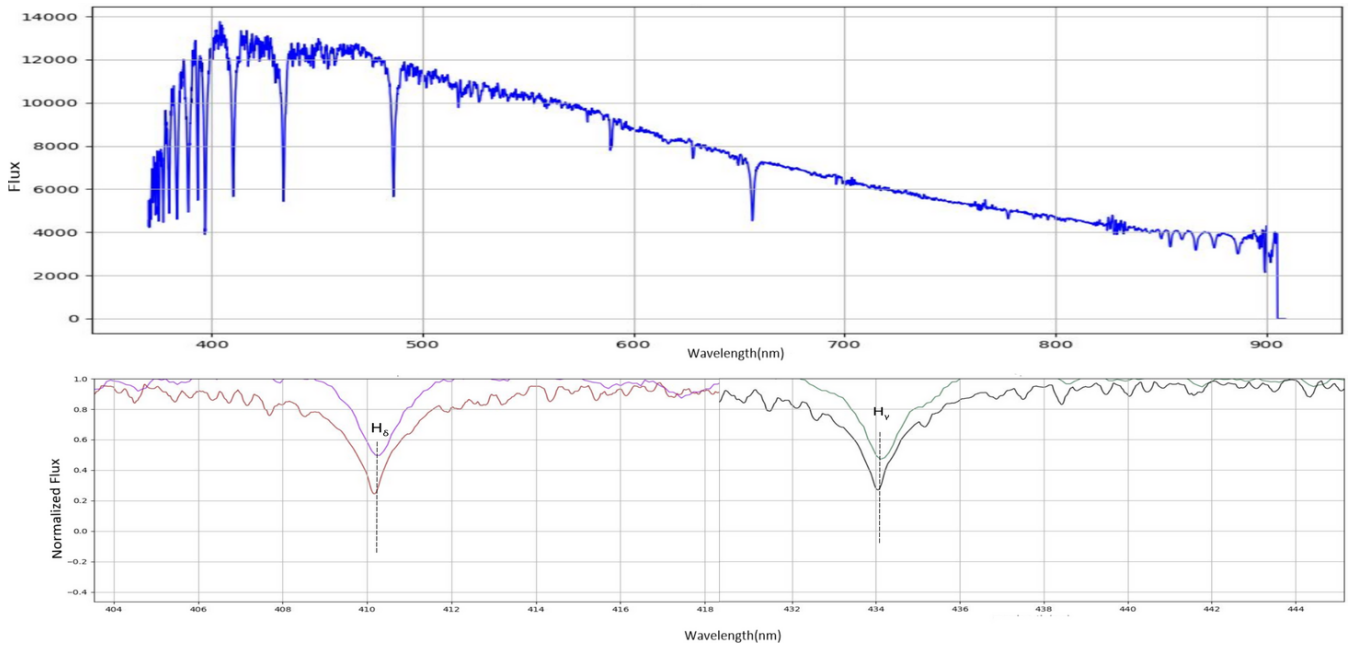
duyarlılık farklılıklarından kaynaklanabilmektedir. Bu çalışmada kullanılan MIST eş-yaş eğrileri göre güncellenmiş yaş ve uzaklık modülü değerleri, özellikle tayfsal metal bolluk değerleriyle uyumlu olacak şekilde yeniden hesaplanmıştır.

Renk-parlaklık diyagramı ve TESS verileri kullanılarak gerçekleştirilen değişen yıldız analizi, UPK 45 ve UPK 185 kümelerinde ilk kez değişen yıldızların ve çift yıldızların tespit edilmesine olanak tanımıştır. Gaia DR3 ve TESS verilerinin yüksek hassasiyeti sayesinde, bu çalışmada hem zonklama yapan hem de dönen değişen yıldızlar belirlenmiş, aynı zamanda çift yıldız sistemleri de detaylı bir şekilde analiz edilmiştir. Daha önce literatürde bu kümeler için rapor edilmemiş küçük ışık değişimleri ve çift yıldızlar bu çalışmada ilk kez tanımlanmış olup UPK 45 ve UPK 185 kümelerinin yıldız popülasyonu kapsamlı bir şekilde ortaya konulmuştur. CMD kullanılarak elde edilen değişen yıldız grupları MIST eşyaş çizgilerine göre sınıflandırılmış ve her iki küme için yıldızların kütle, etkin sıcaklık ($\log T_{\rm eff}$), yüzey çekim ivmesi ($\log g$) ve ışıtma $\log(L/\mathrm{M}_{\odot})$ parametreleri belirlenmiştir. Elde edilen bu parametreler, değişen yıldızların kümeye olan katkısını anlamada önemli bilgiler sunmaktadır.

Çalışmanın bir diğer dikkat çekici bulgusu, bu çalışmada yapılan Gaia ve LAMOST verilerinin aynı yıldız için sağladığı tayfsal parametreler arasındaki farkların hidrojen çizgileri üzerinden yapılan ayrıntılı inceleme ile belirlenmiş olmasıdır. Gaia tayfında iki çizgi (H_{δ} ve H_{γ}) gözlemlenen bir yıldızda, LAMOST verilerinde de benzer çizgi yapıları gözlenmiş, ancak akı düzeylerinde belirgin farklılıklar bulunmuştur. Bu farklılıklar, Gaia verilerinin tayfsal çözünürlüğü sayesinde ayrıntılı analizlerin yapılmasına olanak tanımaktadır. Ayrıca, Gaia ve LAMOST verilerinin tayfsal özelliklerinin örtüşmesi ve ayrıştığı noktaların belirlenmesi, iki veri seti arasındaki



Şekil 8. UPK 185 kümesinin ID344 numaralı yıldızına ait bu tayflarda, alt kısımda gösterilen tayflardan pembe, yeşil, sarı ve mavi renkli olanlar sentetik tayfları; açık yeşil (H_δ), mor (H_γ), siyah (H_β) ve kırmızı (H_α) renkli çizgiler ise orijinal tayfımızdaki hidrojen çizgilerini temsil etmektedir. Üst bölümde ise, bu yıldıza ait çizgilerin alındığı LAMOST tayfı bulunmaktadır. Fitlerin iyi görünmesi için ayrık biçimde gösterim yapılmıştır.



Şekil 9. UPK 45 kümesinin ID8 numaralı yıldızına ait bu tayflarda, alt kısımda gösterilen tayflardan kırmızı ve siyah renkli olanlar sentetik tayfları, pembe ($H\delta$) ve yeşil ($H\gamma$) renkli çizgiler ise orijinal tayfımızdaki hidrojen çizgilerini temsil etmektedir. Üst bölümde ise, bu yıldıza ait çizgilerin alındığı LAMOST tayfı bulunmaktadır. Fitlerin iyi görünmesi için ayrık biçimde gösterim yapılmıştır.

uyumluluğu değerlendirme açısından kıymetli bir sonuç sunmaktadır.

4.2 Sonuçlar

Bu çalışmada, UPK 45 ve UPK 185 AYK'larının astrofiziksel parametreleri Gaia DR3 ve LAMOST DR9 verileri kullanılarak kapsamlı şekilde analiz edilmiştir. Gaia ve LAMOST verilerinin birlikte kullanılması, yıldız kümelerinin üyelik analizi, yaş, uzaklık ve metal bolluğu gibi temel parametrelerin yüksek hassasiyetle belirlenmesini sağlamıştır. Çalışma kapsamında `pyUPMASK` ve GMM algoritmaları yardımıyla yapılan üyelik analizleri sonucunda, UPK 45 kümesinde 164 yıldız incelenmiş ve bunlardan 100'ü yüksek üyelik olasılığına sahip küme üyesi olarak tanımlanmıştır. UPK 185 kümesinde ise 584 yıldız analiz

edilmiş, bunlardan 203'ü küme üyesi olarak belirlenmiştir. Bu üyelik analizleri, UPK 45 ve UPK 185 kümelerine ait yıldızların güvenilir bir şekilde sınıflandırılmasına olanak tanımıştır.

Renk-parlaklık diyagramları oluşturulmuş ve MIST eş-yaş eğrileri kullanılarak yaş, uzaklık modülü ve metal bolluğu değerleri belirlenmiştir. LAMOST verilerinin tayfsal çözünürlüğü, yıldızların etkin sıcaklığı, metal bolluğu ve yüzey çekim ivmesi gibi parametrelerin daha güvenilir bir şekilde hesaplanmasını sağlarken, Gaia verileri astrometrik analizlerde önemli bir katkı sunmuştur. Ancak, Gaia tayfları LAMOST tayfları ile bu çalışmada iSpec kodu kullanılarak karşılaştırıldığında düşük çözünürlüklü tayflarda bazı uyumsuzluklar göstermesi, tayfsal analizlerde LAMOST'un daha uygun bir veri kaynağı olduğunu ortaya koymuştur. Gaia tayflarındaki çizgi çeşitliliği ne yazık ki LAMOST'a göre oldukça azdır. Bu nedenle Gaia tayfları ile daha fazla çizginin analizi ve buradan hareketle elde edilen tayfsal parametrelerin denetlenmesi mümkün değildir. Aynı zamanda LAMOST ile ortak çizgilerin belirlenmesi açısından da oldukça zayıf kalmaktadır. Bu nedenle, Gaia tayfları yalnızca H çizgilerinde kıyas olarak kullanılabilmekte ve LAMOST tayflarını denetlemeyi sağlamaktadır. Sonuç olarak, LAMOST tayflarının daha güvenilir olduğu görülmüştür.

TESS verilerinin kullanımı, incelenen kümelerdeki çok sayıda değişen yıldızın belirlenmesini sağlamıştır. Değişen yıldız analizi sonucunda, UPK 45 kümesinde beş, UPK 185 kümesinde ise yedi değişen yıldız tespit edilmiştir. Bu yıldızlar dönen değişen, zonklayan değişen ve çift yıldız olarak sınıflandırılmıştır. Bu değişenlerin keşfi sayesinde küme eş-yaş eğrisi üzerinde saçılan yıldızların grafik üzerindeki konumları daha anlaşılır hale gelmektedir. Değişen yıldızların parlaklık değişiminden dolayı anakoldan saçılmaları anlaşılmıştır. Ayrıca bir sonraki çalışmamızda değişen yıldız türlerinden elde edilecek yaş, metal bolluğu ve uzaklık parametreleri kullanılarak küme parametreleri denetlenebilecektir.

Bu çalışma sonucunda, UPK 45 ve UPK 185 kümelerinin yapısal özelliklerinin ayrıntılı incelenmesi sağlanmış ve bu iki AYK ile ilgili literatüre önemli katkılar sunulmuştur. Elde edilen bulgular, bu kümelerin evrimsel süreçlerine dair mevcut bilgilere katkı sunarak, galaksimizin AYK hakkındaki anlayışımızı derinleştirmektedir.

Teşekkür

Bu çalışmada Fransa Strazburg'da yer alan ve CDS tarafından yürütülen SIMBAD veritabanı kullanıldı. Bu çalışma, 122F364 numaralı TÜBİTAK 1001 projesi ile desteklenmiştir. Yazarlar desteklerinden dolayı TÜBİTAK'a teşekkür etmektedir.

Kaynaklar

Almeida A., Monteiro H., Dias W. S., 2023, MNRAS, 525, 2315.
Blanco-Cuaresma S., Soubiran C., Heiter U., Jofré P., 2014, A&A, 569, A111. doi:10.1051/0004-6361/201423945
Cantat-Gaudin T., Anders F., 2020, A&A, 633, A99. doi:10.1051/0004-6361/201936691
Cantat-Gaudin T., Anders F., Castro-Ginard A., Jordi C., Romero-Gómez M., Soubiran C., Casamiquela L., ve diğ., 2020, A&A, 640, A1. doi:10.1051/0004-6361/202038192
Castro-Ginard A., Jordi C., Luri X., Álvarez Cid-Fuentes J., Casamiquela L., Anders F., Cantat-Gaudin T., ve diğ., 2020, A&A, 635, A45. doi:10.1051/0004-6361/201937386
Chen D.-C., Yang J.-Y., Xie J.-W., Zhou J.-L., Dong S., Zheng Z., Zhang J.-H., ve diğ., 2021, AJ, 162, 100. doi:10.3847/1538-3881/ac0f08
Chen L., Hou J. L., Wang J. J., 2003, AJ, 125, 1397. doi:10.1086/367911
Cui X.-Q., Zhao Y.-H., Chu Y.-Q., Li G.-P., Li Q., Zhang L.-P., Su H.-J., et al., 2012, RAA, 12, 1197. doi:10.1088/1674-4527/12/9/003
Dias W. S., Monteiro H., Moitinho A., Lépine J. R. D., Carraro G., Paunzen E., Alessi B., ve diğ., 2021, MNRAS, 504, 356. doi:10.1093/mnras/stab770
Friel E. D., 1995, ARA&A, 33, 381. doi:10.1146/annurev.aa.33.090195.002121
Fu X., Bragaglia A., Liu C., Zhang H., Xu Y., Wang K., Zhang Z.-Y., ve diğ., 2022, A&A, 668, A4. doi:10.1051/0004-6361/202243590
Gaia Collaboration, Brown A. G. A., Vallenari A., Prusti T., de Bruijne J. H. J., Babusiaux C., Biermann M., ve diğ., 2021, A&A, 649, A1. doi:10.1051/0004-6361/202039657
Gaia Collaboration, Vallenari A., Brown A. G. A., Prusti T., de Bruijne J. H. J., Arenou F., Babusiaux C., et al., 2023, A&A, 674, A1. doi:10.1051/0004-6361/202243940
Jacobson H. R., Friel E. D., Jílková L., Magrini L., Bragaglia A., Vallenari A., Tosi M., ve diğ., 2016, A&A, 591, A37. doi:10.1051/0004-6361/201527654
Janes K. A., Phelps R. L., 1994, AJ, 108, 1773. doi:10.1086/117192
Krone-Martins A., Moitinho A., 2014, A&A, 561, A57. doi:10.1051/0004-6361/201321143
Krumholz M. R., McKee C. F., Bland-Hawthorn J., 2019, ARA&A, 57, 227. doi:10.1146/annurev-astro-091918-104430
Liu, L., Pang, X. 2019. A Catalog of Newly Identified Star Clusters in Gaia DR2. The Astrophysical Journal Supplement Series 245. doi:10.3847/1538-4365/ab530a
Paxton B., Bildsten L., Dotter A., Herwig F., Lesaffre P., Timmes F., 2011, ApJS, 192, 3. doi:10.1088/0067-0049/192/1/3
Poggio E., Drimmel R., Cantat-Gaudin T., Ramos P., Ripepi V., Zari E., Andrae R., ve diğ., 2021, A&A, 651, A104. doi:10.1051/0004-6361/202140687
Ricker G. R., Winn J. N., Vanderspek R., Latham D. W., Bakos G. Á., Bean J. L., Berta-Thompson Z. K., ve diğ., 2014, SPIE, 9143, 914320. doi:10.1117/12.2063489
Riello M., De Angeli F., Evans D. W., Montegriffo P., Carrasco J. M., Busso G., Palaversa L., ve diğ., 2021, A&A, 649, A3. doi:10.1051/0004-6361/202039587
Sim G., Lee S. H., Ann H. B., Kim S., 2019, JKAS, 52, 145. doi:10.5303/JKAS.2019.52.5.145
Tadross A. L., 2023, AN, 344, e20230073. doi:10.1002/asna.20230073
Tarricq Y., Soubiran C., Casamiquela L., Castro-Ginard A., Olivares J., Miret-Roig N., Galli P. A. B., 2022, A&A, 659, A59. doi:10.1051/0004-6361/202142186

Access:
M25-0302: Turkish J.A&A — Vol.6, Issue 3.

TJAA Vol. **6**, *Special Issue*, *p.*159–166 (2025). DOI: 10.55064/tjaa.1592027 *Research Article*

Klasik Nova V6567 Sgr'un Fotoiyonizasyon Analizi ve Bolluk Tayini

Hasan H. Esenoğlu[1] ⋆, Gamal M. Hamed[2]

[1] *İstanbul Üniversitesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, İstanbul 34119, Türkiye*

[2] *Stellar Astronomy Lab, Astronomy Department, National Research Institute of Astronomy and Geophysics, Cairo 11421, Egypt*

Accepted: March 17, 2025. Revised: March 17, 2025. Received: November 27, 2024.

Özet

Bu araştırmada, 2020-06-01 tarihinde keşfedildiği ve 2020-06-17 tarihinde patlama olayının en büyük parlaklığa ulaştığı klasik nova V6567 Sgr'un 2020-06-30'da TUG-RTT150 teleskobundan alınan optik tayfının `Cloudy` kodu kullanılarak fotoiyonizasyon analizi ve bolluk tayini sonuçlarını sunuyoruz. Klasik novalar eğer bulutsu evrede bulunursa bu model, bolluk analizi, içteki beyaz cüce, patlamanın mekanizması ve patlamadan önceki sistemin fiziksel koşulları hakkında bilgi verir. Maksimum parlaklığından sonraki 13. gününde V6567 Sgr'un kabuğu bu şekilde modellendi ve çıktıları gözlemle karşılaştırıldı. Modelde kullanılan `Cloudy` kodu ile, bu nova kabuğunun termal ve istatistiksel denge denklemleri çözülmüş ve bu yolla elektron sıcaklığı ve sayı yoğunluğu ile salma tayfı ve iyonlaşma hesaplandı. V6567 Sgr için uygulanan model ve gözlem tayflarının uyuşmaması ve gözlenen tayfsal özellikler nedeniyle novanın bulutsu evreye henüz girmediği görüldü. Bu durumda, novanın bulutsu evresi, patlamanın 13. günden sonraki zamanlarda gerçekleşmiş olmalıdır. Maksimum ışıktan 13. (bulut öncesi evre), 265. (bulut evresi) ve 515. (geç bulut evresi) günlerde üç farklı novanın tüm bulguları da karşılaştırıldı.

Abstract

In this study, we present the results of a photoionization analysis and abundance determination of the optical spectrum of the classical nova V6567 Sgr, using the `Cloudy` code. This nova was discovered on June 1, 2020, and reached peak brightness on June 17, 2020. The spectrum was obtained on June 30, 2020, with the TUG-RTT150 telescope. When classical novae are observed in the nebular phase, this modeling approach offers insights into abundance analysis, the characteristics of the underlying white dwarf, the outburst mechanism, and the physical conditions of the system prior to the explosion. Thirteen days after V6567 Sgr reached its maximum brightness, its shell was modeled in this way, and the model outputs were compared with observational data. Using the `Cloudy` code in this model, we solved the thermal and statistical equilibrium equations for the nova shell, calculating the electron temperature, number density, emission spectrum, and ionization levels. The discrepancies between the modeled and observed spectra for V6567 Sgr, along with certain spectral features, suggest that the nova has not yet entered the nebular phase. This suggests that the nebular phase of the nova likely occurred sometime after the 13th day following the outburst. The findings from three different novae were compared at distinct stages: day 13 (pre-cloud phase), day 265 (cloud phase), and day 515 (late cloud phase) after maximum brightness.

Anahtar Kelimeler: Cataclysmic variables – Novae – V6567 Sgr – Abundance analysis

1 Giriş

Kataklismik değişenler (KD), Roche lobun taşması yoluyla geç tip ana kol yıldızı ile madde biriktiren bir beyaz cüceden (BC) oluşan yarı ayrık çift yıldızlardır. KD'ler, birçok çift yıldızın evriminin önemli bir aşamasını temsil eder. KD'ler, yıldız evrim teorilerini ve birikim disklerini test etmek için harika bir fırsat sağlar (Warner 2003). Ayrıca, tek dejenerasyon modeli aracılığıyla Tip Ia süpernovaları için öncü olarak kabul edilirler (Yaron ve diğ. 2005). BC'nin yüzeyine yeterli madde biriktiğinde, KD'lerde klasik nova patlamaları adı verilen ani patlamalar meydana gelir. Bu patlamalar sırasında sistemler 6-19 kadire kadar parlaklaşır. Klasik novalar, birincil BC'nin karbon-oksijen (CO) veya oksijen-neon-magnezyum (ONeMg) bileşimine bağlı olarak ayrılır. Klasik novaların patlama sırasında incelenmesi astrofizikte büyük öneme sahiptir, çünkü BC'lerin doğası, çift yıldız evrimi ve patlamanın hidrodinamiği hakkında önemli ipuçları sağlar. Nova patlamasını farklı evrelerde inceleyerek, BC'nin yüzey sıcaklığını (`Cloudy` kodu girdi-1 parametresi) ve çekirdek bileşimini, ayrıca atılan maddenin dinamiklerini ve kimyasal bolluğunu belirleyebiliriz. Bu amaçla klasik novaların element bollukları, bulutsu evredeki novaların tayflarını inceleyerek tahmin edilebilir. Bu çalışmada yeni patlayan V6567 Sgr novasının bulutsu evredeki tayf incelemesi için literatür bilgisi aşağıda verildi.

Yakın kızılötesi (J=11.16 kadir) geçici V6567 Sgr (Nova Sgr 2020 No.2, ASASSN-20ga, AT2020lrv, Gaia20dwe, PGIR20dsv, ZTF20abdpwst ve göksel koordinatları: 18 22 45.32 -19 36 02.2), 2020-06-01'de, maksimum parlaklık öncesi [Gün -16], Palomar Gattini-IR araştırması tarafından keşfedildi (De ve diğ. 2020b). AAVSO'da novanın patlamadaki maksimum parlaklığı V=12.5 kadir olarak verilmekle birlikte, AAVSO ışık eğrisinde patlamanın maksimumu CV=12.259 kadire karşılık gelmektedir ki bunun da tarihi 2020-06-17.43128 UT'dir (JD 2459017.93128). Keşif ile maksimum parlaklık arasında yaklaşık 16 gün fark var ki nova patlaması daha

⋆ esenoglu@istanbul.edu.tr

© 2025 Turkish Astronomical Society (TAD)

erken zamanlarda belirlenebildi ve maksimum evresi tam olarak ortaya çıkartılabildi. 2020-06-17.43128 tarihi novanın en büyük parlaklığa ulaştığı gün olarak kabul ediliyor [Gün 0]. Bu tarihin öncesinde ve özellikle sonrasında novadaki gelişmeler aşağıda ayrıntılı olarak verildi. Bu çalışmada, gözlem ve Cloudy modeli bilgisi §2'de ve Clody modeli çıktı sonuçları ile tartışması da §3'de gösterildi.

1.1 Nova V6567 Sgr İçin Literatür Bilgileri

1.1.1 Maksimum Parlaklık Öncesi (Gün -17 ile 0 arası)

Optik bölgede bağımsız olarak ZTF[1] tarafından 2020-05-31.418 UT'de [Gün -17] g=15.80 kadirde ve 2020-06-02.259 UT'de [Gün -15] g=15.3 kadirde ASAS-SN (Shappee ve diğ. 2014) tarafından bağımsız olarak bulundu (De ve diğ. 2020b). Nova 2020-06-04'de [Gün -13] J=11.69 kadir parlaklığına sönükleşti (Sokolovsky ve diğ. 2020). 2020-06-05 [Gün -12] ve sonrasında novanın BVRI fotometrisinde maksimum parlaklığa henüz ulaşıldığına dair net bir işaret olmadan, zamanla parlaklıkta sabit bir artış gözlendi (Munari ve diğ. 2020). 2020-06-08'de [Gün -9] optik bölge tayfında Balmer serisi ve OI'in geniş çözülmemiş salma çizgileriyle birlikte kırmızı bir sürekliliği göstermektedir (De ve diğ. 2020b). V6567 Sgr, 2020-06-08'de [Gün -9] Palomar 60 inçlik teleskopla alınan bir tayfta bir nova olarak sınıflandırıldı (De ve diğ. 2020b). Nova, 2020-06-8 ile 2020-06-11 tarihlerinde (Gün -9 ile -6 arası) 14.3-13.2 kadir arasında sabit bir parlaklık gösterdi (Sokolovsky ve diğ. 2020).

2020-06-11.4 UT'de [Gün -6] NASA IRTF 3.2 m teleskopla alınan NIR tayfları bir Fe II novası olduğunu gösterdi (Woodward ve diğ. 2020a). IR tayflarda görülen çok sayıda tayfsal çizgilerin hepsi ya salma halindedir ya da daha yaygın olarak P-Cygni tipi çizgi profilleri sergiler. Fe II sınıfı novaların tayflarında beklenen diğer standart O ve N çizgilerinin hepsi mevcuttur; örneğin: O I (λ 0.8446, 1.1287 ve 1.3164 μm), N I (λ 1.2461 ve 1.2469 μm). He I çizgileri görülmemektedir. P-Cygni salma minimumları tipik olarak H çizgileri için salmada $\sim$370 km s^{-1} uzaklıktadır. Paschen ve Brackett çizgilerinin FWHM değerleri 400-450 km s^{-1} arasında değişir. Hidrojen Paschen-beta'nın (λ 1.282 μm) salma çizgisi akı yoğunluğu $\sim$5.6$\times$10^{-13} erg cm^{-2} s^{-1} iken, Brackett-alfa (λ 4.052 μm) çizgisinin akı yoğunluğu $\sim$1.3$\times$10^{-15} erg cm^{-2} s^{-1} dir. 3.0 μm'den daha büyük dalgaboylarında termal sürekliliğin şekli göz önüne alındığında, bu aşamada toz yoğunlaşmasına dair hiçbir kanıt görülmedi. Paschen, Brackett, Pfund ve Humphreys serilerinin Hidrojen çizgileri baskındır. Bunun bir Fe II nova olduğunu açıkça ortaya koyan çok sayıda nötr C çizgisi görülmektedir (Banerjee ve Ashok 2012).

Asiago 1.22 m teleskobu ile novanın 2020-06-13.011 UT'de [Gün -4] alınan düşük çözünürlüklü optik tayflarında derin soğurma ve sadece zayıf salmaya sahip P-Cygni profillerinin tüm Balmer çizgilerini, Na I çiftini, O I λ7772'yi ve çeşitli Fe II çoklularını (en dikkat çekenleri 42, 48, 49, 55, 73 ve 74) etkilediği görülmektedir. Tüm soğurmalar iki bileşen gösterir, en mavisi ortalama olarak -1275 km s^{-1}'de ve çok daha güçlü olanı salma bileşeninden -610 km s^{-1} uzaktadır. İkincisi ortalama olarak FWHM=770 km s^{-1} ile karakterize edilir (Munari ve diğ. 2020).

Sokolovsky ve diğ. (2020), novayı 2020-06-13.229 UT'de [Gün -4] Swift ile 0.2 ks boyunca gözledi. Swift/XRT tarafından 0.0006 sayım s^{-1}'lik bir sigma üst sınırıyla hiçbir X-ışını kaynağı tespit edilmedi. Foton indeksi 2 ve H I kolon yoğunluğu 4.59$\times$10^{-21} cm^{-2} (Kalberla ve diğ. 2005) olan güç yasası emisyonu varsayıldığında bu, 4.5$\times$10^{-14} cm^{-2} s^{-1}'lik soğrulmayan 0.3-10 keV akı sınırına dönüşür. Swift/UVOT, novayı optik bölgede V=13.44 kadirde tespit etti.

2020-06-13.940 UT'deki [Gün -4] ölçümlerinde nova V=13.215 kadir ($(B-V)$=+1.752, $(V-R)$=+1.100 ve $(V-I)$=+2.153) parlaklığına ulaştı (Munari ve diğ. 2020). Munari ve diğ. (2020)'na göre, van den Bergh ve Younger (1987) tarafından maksimum parlaklıkta novaların rengiyle karşılaştırıldığında, $E(B-V)$=1.52'lik bir kızarma çıkarımı elde edilir ve bu da 3 boyutlu Galaktik sönümleme haritalarına dayanarak öngörülen yüksek sönümlemeyi doğrular (De ve diğ. (2020b)'da belirtildiği gibi). Novanın bir başka düşük çözünürlüklü tayfı 2020-06-13.917 UT'de [Gün -4] Stroncone 50 cm teleskobuyla elde edildi. Önceki gece 1.22 m teleskobuyla elde edilen tayflarla karşılaştırıldığında, P-Cygni profillerinin salma bileşeni daha da zayıfladı ve Hα dışındaki çizgiler de zor görülebilir hale geldi (ya da hiç görünmedi). Bu tayfta, Hα'ya yönelik soğurma bileşenleri hala salmadan yaklaşık -1200 ve -620 km s^{-1} uzaklıktadır.

AAVSO gözlemcileri ve NMW araştırması (Sokolovsky ve diğ. 2014) tarafından yapılan takip fotometrisi, novanın optik bölgede giderek parlaklaştığını ve 2020-06-13.946 UT'de [Gün -4] filtresiz 12.19 kadire ulaştığını gösterdi.

2020-06-14.943 UT'de [Gün -3] son ölçümlerinde ise nova V=13.087 kadir ($(V-R)$=+1.105 ve $(V-I)$=+2.154) parlaklığına ulaştı (Munari ve diğ. 2020).

Nova, AAVSO ışık eğrisinde 2020-06-15'de [Gün -2] filtresiz $\sim$11.8 kadirlik birincil maksimuma ulaştı (Banerjee ve diğ. 2012).

2020-06-15.05 UT'de [Gün -2] Varese 0.84 m teleskobuyla kısa pozlanmış bir Echelle tayfı elde edildi (Munari ve diğ. 2020). Bu tayfta, Hα için P-Cygni profilinin salma ve ana soğurma bileşeni -550 ve +70 km s^{-1}'lik Güneş merkezli hızlarda ve FWHM değerleri sırasıyla 210 ve 680 km s^{-1} olarak hesaplandı.

1.1.2 Maksimum Parlaklık Sonrası (Gün 0 ile 110 arası)

AAVSO filtresiz ışık eğrisinde novanın parlaklığı yaklaşık 2020-06-25'de [Gün 8] $\sim$13.8 kadire düştüğü rapor edildi (Banerjee ve diğ. 2012).

Kırmızılaşmış galaktik nova V6567 Sgr'un 0.7-2.5 μm'ye yakın kırmızıötesi tayf gözlemleri, 2020-06-30 [Gün 13] tarihinde kırmızıötesi tayfölçer SpeX (Rayner ve diğ. 2003) ile NASA IRTF 3.2 m teleskobunda SXD (kısa çapraz dağılımlı) modunda (R=1200) 0.5$\times$15$''$ yarık kullanılarak elde edildi (Woodward ve diğ. 2020b). Bu tayflarda, 2020-06-11.4 [Gün -6] tarihli gözlemlerde (Woodward ve diğ. 2020a) bildirilen tüm çizgiler mevcut, çoğunlukla derin P-Cygni soğurma özellikleriyle, ancak salma bileşenleri artık çok daha güçlü olduğu belirtildi. Salma tepe noktası ile soğurma minimumu arasındaki ayrım H çizgileri için 1200-1400 km s^{-1} arasındadır. Nova artık AAVSO ışık eğrisinin gösterdiği gibi maksimumunu geçti. Önemli bir değişiklik, daha önce görülmeyen He çizgilerinin artık mevcut olmasıdır (He I λ 1.083

[1] Buradaki kısaltma "the Zwicky Transient Facility" gözlemevinin baş harfleridir. Optik bölgede gökyüzünün sistematik bir şekilde incelenmesini amaçlayan bir kamu-özel ortaklığıdır. Son derece geniş görüş alanına sahip bir kamera kullanan ZTF, her iki günde bir Kuzey gökyüzünün tamamını tarar; Masci ve diğ. (2019)

ve 2.059 μm) ve P Cygni profilleri vardır. Bir diğer önemli gelişme ise, CO salması kısmen Pfund çizgileriyle karışmış olsa da salmada karbon monoksit bantlarının artık açıkça görülebilmesidir. Bu novanın toz oluşturması muhtemeldir.

0.7-2.5 μm bölgesinde yeni bir tayf, 2020-07-16'da [Gün 29] elverişsiz hava koşulları altında kırmızıötesi tayfölçer SpeX ile NASA IRTF 3.2 m teleskobunda SXD modunda (R=1200) 0.5×15″ yarık kullanılarak alındı (Banerjee ve diğ. 2012). Elde edilen verilere göre dikkate değer bir gelişme, CO salmasının (2020-06-30 tarihli ve Gün 13) son gözlemden yaklaşık 15 gün gibi kısa bir süre içinde ortadan kalkmış olmasıdır. Bir novada tespit edildiğinde, CO salmasının bir nova patlamasından hemen sonra meydana geldiği ve ardından bir hafta veya biraz daha uzun bir zaman dilimi içinde hızla yok olduğu görülür (örn. V2615 Oph, Nova Oph 2017, V496 Sct, V705 Cas; novalardaki CO tespitlerinin bir derlemesi için Joshi ve diğ. (2017)'ye bakılabilir). Nova rüzgarlarındaki CO'in geçici varlığı, belki de açıklanması en zor problemlerden biridir. CO salması genellikle toz oluşumundan önce görüldüğü için, optik ışık eğrisinin izlenmesi teşvik edilir. AAVSO filtresiz ışık eğrisinde ilginç ama alışılmadık bir şekilde davrandı; nova 2020-06-15'de [Gün -2] ∼11.8 kadirlik birincil maksimuma ulaştı, ardından yaklaşık 2020-06-25'de [Gün 8] ∼13.8 kadire düştü ve 2020-07-16'da [Gün 29] hala devam eden yavaş bir yeniden parlama gösterdi ve yaklaşık 12.6 kadire ulaştı.

Woodward ve diğ. (2020c), parçalı bulutlu havanın koşullarında ve orta astronomik görüşte (K-bandında 0.9″) 0.8″ yarık (R=750) ve çapraz dağılımlı modda SpeX tayfölçerini kullanarak 3.2 m IRTF teleskobundan elde edilen novanın 2020-09-19.221 UT'deki [Gün 94] son 0.7-2.5 μm tayflarını aldılar. Buna göre novanın tayfları, 2020-06-11.4 [Gün -6] tarihinde bildirilen akılara kıyasla (Woodward ve diğ. 2020a) Hidrojen tekrar birleşme süreci ile üretilen çizgilerin şiddetinin belirgin şekilde zayıfladığını ve derin P-Cygni soğurma özelliklerinin tamamen kaybolduğunu göstermektedir. CO bantlarının tespiti (2020-06-30 ve [Gün 13], Woodward ve diğ. 2020b), tozun oluşmasının muhtemel olduğunu düşündürmektedir; gerçekten de, 2.04 μm tayfsal enerji dağılımı kırmızıya doğru dik bir yükseliş gösterdi.

2 Yöntem

Klasik novaların element bollukları, bulutsu evredeki novaların tayflarını inceleyerek tahmin edilebilir. Bulutsu evre, patlama tayfının evriminde (i) güçlü yasak salma çizgilerinin (örn. [O I], [N II] ve [O III]) ortaya çıkması ve (ii) yüksek iyonlaşma durumlarının salma çizgilerinin (örn. C IV ve N V) maksimum akılarına ulaşmasıyla karakterize edilen bir aşamadır. Novaların tayfları birçok element için geniş bir aralıkta yeniden birleşme, rezonans ve yasak çizgiler içerir, bu nedenle atılan madde ve element bolluğunun fiziksel koşulları doğru bir şekilde belirlenebilir (González-Riestra ve Krautter 1998). Örneğin, elektron sıcaklığı (T_e, `Cloudy` kodu girdi-1 parametresi), dielektronik tekrar birleşme süreci ile (örn. C II λ1335) üretilen bir çizginin akısının çarpışma ile uyarılarak (örn. C III λ1909) üretilen bir çizginin (aynı elementin) akısına oranından belirlenebilir. Gözlenen tayftaki çizgilerin bollukları ve akıları, modelin ürettiği tayftakiler ile çakışacak şekilde elektron sıcaklığı (T_e, `Claudy` kodu girdi-1 parametresi) belirlenebilir (bkz. Stickland ve diğ. (1981), Denklemler 5.8, 5.9, 5.11, 5.12 ve 6.1). Bazı salma çizgileri novanın belli evrelerindeki karakteristik özelliklerdir. Klasik novaların element bollukları, patlama süreci ve patlamadan önceki sistem koşulları hakkında önemli bilgiler sağlar. Klasik novaların element bolluğunun belirlenmesi, BC'nin CO veya ONeMg tipi olup olmadığını belirlemek için de önemlidir (Andreä ve diğ. 1994).

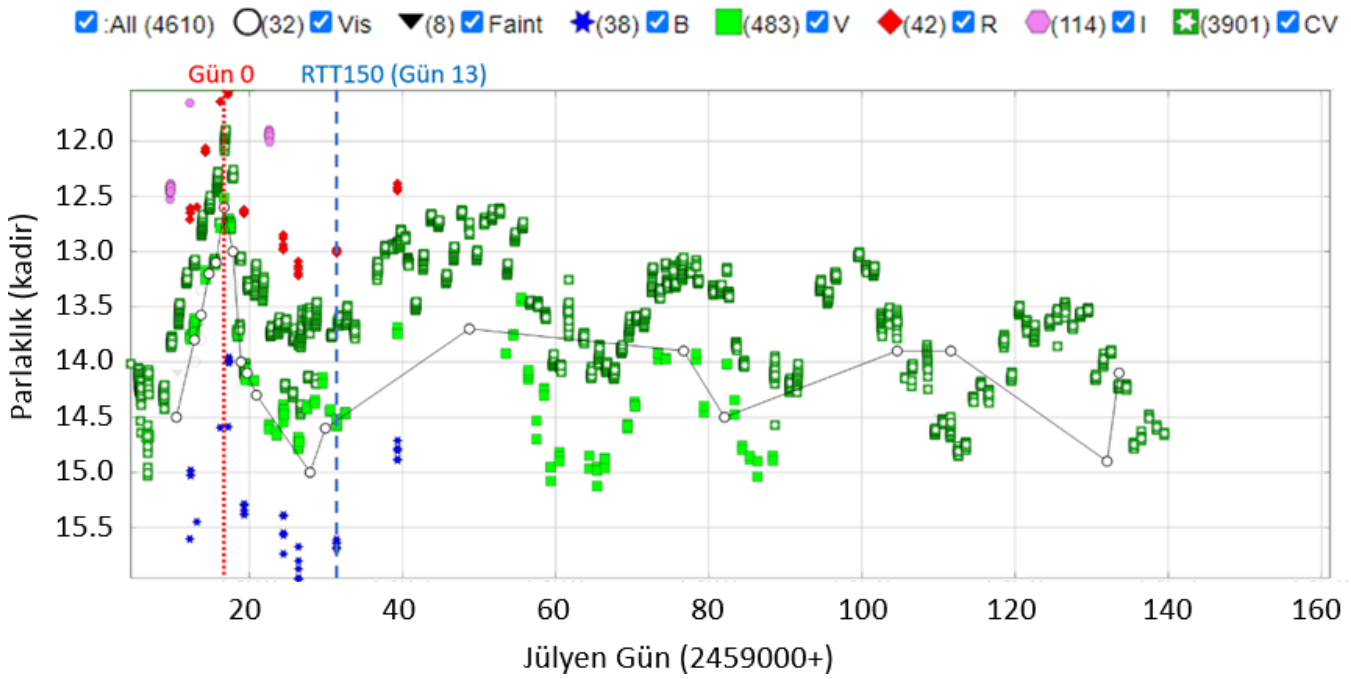
Bu çalışmanın yöntemi, nova kabuğunu modelleme ve gözlemle karşılaştırma üzerinedir. Bu yüzden aşağıda Model ve Fotoiyonizasyon Analizi ile Gözlem alt başlıklarında yöntem ayrıntılarıyla verildi.

2.1 Model ve Fotoiyonizasyon Analizi

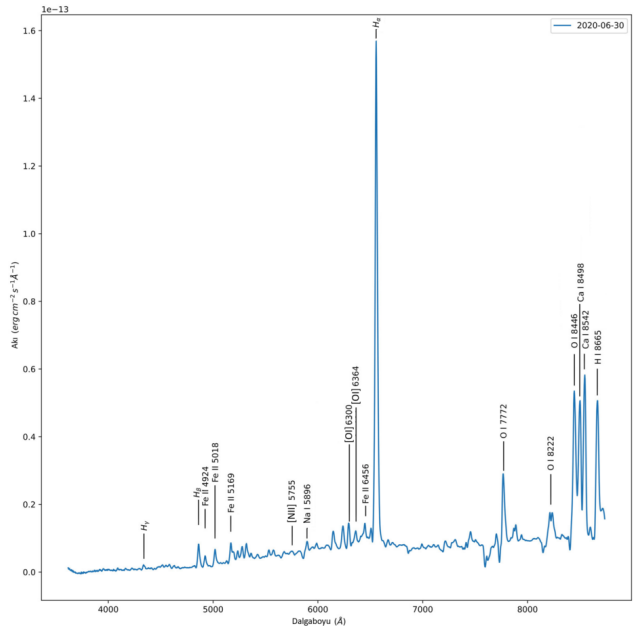
Klasik novaların bulutsu evresini modellemek için fotoiyonizasyon (fotonlaştırma) kodu `Cloudy` 17.02 sürümü ve Python kütüphanesi `pycloudy` kullanıldı. V6567 Sgr'un maksimum parlaklığa ulaşmasından sonraki 13. gününde alınan tayfının bulutsu evresindeki element bolluğu analizinden elde edilen parametreler, bu fotoiyonizasyon kodunda başlangıç değeri olarak girildi. Söz konusu girdi parametreleri yardımıyla nova jetlerinin (bkz. Iijima ve Esenoglu 2003) iyonlaştırıcı kaynakları olarak (bkz. Balman ve diğ. 2005) farklı etkin sıcaklıklara (`Cloudy` kodu girdi-1 parametresi), yüzey çekimlerine ve element bolluklarına sahip BC model atmosferleri oluşturuldu. Her bir model atmosferinden binlerce model üretmek için bir dizi parametre (doldurma faktörü-girdi-4, kaplama faktörü, parlaklık, yoğunluk, iç ve dış yarıçapı-girdi-2, kabuğun genişleme hızı-girdi-3) değiştirildi. Bu değişen parametrelere bağlı olarak BC'nin toplam ışıma gücü de (girdi-5) değişti. Modeller farklı bantlardaki gözlemlerle karşılaştırılabilir şekilde elde edildi. Bu yolla her model atmosferi için farklı parametrelere sahip geniş bir model havuzu oluşturuldu. `Cloudy` programı ile nova kabuğunun termal ve istatistiksel denge denklemlerini çözerek nova zarfının bazı fiziksel parametreleri hesaplandı. Tahmin edilen parametreler gözlemlerle karşılaştırıldı.

Eğer V6567 Sgr'un tayfı bulut evresinde bulunsaydı (ki olmadığı §3'de açıklandı), çeşitli sıcaklık ve yoğunluk varsayımları altında `PyNeb` (Luridiana ve diğ. 2015) bulutsu analiz kodu kullanılacaktı ve sonra farklı elektron sıcaklıkları için bulunan elektron yoğunluğunun bir fonksiyonu olarak çizgi emisyonlarının oranını hesaplanacaktı. Bu oran da PyNeb çalıştırılarak H, He, C, N, O, Ne, Mg ve Fe bolluklarının ilk tahminlerini yapmak için kullanılan elektron yoğunluklarının ve elektron sıcaklıklarının ilk girdi değerleri olacaktı. Bu yolla, §3'de verilen değerler, novanın bulutsu evresindeki kabuğuna en iyi uyan modelin parametreleri olacaktı ancak sonuçlar tayfın bulutsu evre öncesi alındığını gösterdi. Bu durum, §3'de ayrıntılı açıklandı.

Buradaki tayf gözlemlerinin amacı, BC'nin doğasını, iyonlaşma alanını ve kimyasal bileşimini araştırmaktır. Bu, `Cloudy` fotoiyonizasyon kodu kullanılarak V6567 Sgr'un bolluk analizinin yapılmasıyla gerçekleştirildi. `Cloudy` fotoiyonizasyon kodu (Ferland ve diğ. (2017) ve oradaki referanslar) bulutsu aşamasındaki birkaç klasik novanın element bolluğunu tahmin etmek için kullanıldı (Saizar ve diğ. 1991; Andreä ve diğ. 1994; Austin ve diğ. 1996; José 2016). Bu, UV, optik ve kızılötesi tayflar kullanılarak yapıldı. `Cloudy`'nin en sonki 17.02 sürümü kullanıldı (Ferland ve diğ. 2017). `Cloudy` kodu, merkezdeki bir kaynak tarafından ısıtılan ve iyonize edilen seyreltik iyonize gaz küresi varsayarak termal ve istatistiksel denge denklemlerini çözerek elektron sıcaklığını (`Cloudy` kodu girdi-1 parametresi) ve sayı yoğunluğunu, salma çizgisi tayflarını ve iyonlaşmayı hesaplar. Kodun girdileri, merkezi kaynağın tayfı ve parlaklığı ile nova kabuğunun yoğunluğu, iç yarıçapı-girdi-2, kalınlığı, doldurma-girdi-4 ve örtme faktörleri ve kimyasal bileşimidir.



Şekil 1. V6567 Sgr'un AAVSO veri tabanından çok bantlı ışık eğrisi gözlemleri. Bant türleri farklı sembollerde ve parantez içerisinde fotomekrik nokta sayıları ile birlikte belirtildi. Işık eğrisi 2020-06-04.04492 UT (2459004.54492 ve Gün -13) tarihi ile başlamaktadır. Novanın 2020-06-01'deki [Gün -16] keşfinden yaklaşık üç gün sonrasını içermektedir. Işık eğrisinin görsel bölge gözlemlerinden (içi boş yuvarlak şekillerden) geçirilen düz çizgiler maksimum ve minimum yerlerini belirtmek için çizdirildi. Yukarıdan aşağıya noktalı kırmızı düz çizgi maksimumu belirtirken, kesikli mavi çizgi RTT150 ile alınan tayfın ışık eğrisindeki yerini göstermektedir.



Şekil 2. Mavi-görsel (3650-8740 Å'de) bölgede ve 749 çözünürlükte V6567 Sgr'un patlamasından 13 gün sonra alınmış grism 15 tayfı. Yatay eksen dalgaboyunu ve düşey eksen de $\times 10^{-13}$ çarpanı ile akıyı belirtmektedir.

Bilinen bilgilere bağlı olarak, araştırılan sistemler için bir dizi girdi parametresi (elektron sıcaklığını, sayı yoğunluğunu, salma tayfını ve iyonlaşmayı) varsaydık ve ardından salma çizgisi akıları için çözüm bulduk ve sentetik çizgi akılarını gözlenen çizgilerle karşılaştırdık. Ardından, hesaplanan ve gözlenen akılar arasında en iyi uyumu elde etmek için yinelemeli bir süreç kullanılarak novaların parametreleri elde edildi. Klasik bir nova kabuğunun bolluğunu belirleyen `Cloudy`'nin kullanımı için Austin ve diğ. (1996)'ya bakılabilir.

2.2 Tayf Gözlemi

Gözlemler, Türkiye Ulusal Gözlemevleri Antalya Bakırlıtepe'deki yerleşkesinde bulunan RTT150 teleskobunun odak düzlemine yerleştirilmiş TUG Sönük Nesne Tayfölçeri ve Kamerası (TFOSC) kullanılarak yapıldı. Dalgaboyu aralığı 3650-8740 Å (mavi-görsel bölgede) ve 749 ($\Delta\lambda$=12.0, geniş bant) tayfsal çözünürlüklü ($\lambda/\Delta\lambda$) grism 15 optik ağ ve Andor iKon-L936BEX2-DD-9ZQ CCD kamera kullanıldı. Gözlem 2020-06-30.019 UT'de [Gün 13] yapıldı ve 3600 s poz verilerek sadece bir tane tayf alınabildi.

Bu tayfsal gözlem, görsel maksimumu izleyen hızlı büyük parlaklık azalmasından hemen sonrası bir miktar yükseliş evresinde gerçekleşti (bkz. Şekil 1). Buna göre tayf, maksimumdan sadece 13 gün sonrasına karşılık geldiğinden maksimum ışığa yakındır ve geçiş (bulutsu) fazının içinde kalmıştır. Bu nedenle, novanın bu dönemdeki tayfsal davranışını görmek ilginç olacaktır. Kolaylık olması açısından, tayf gözleminin zamanı AAVSO ışık eğrisi üzerinde Şekil 1'de belirtildi.

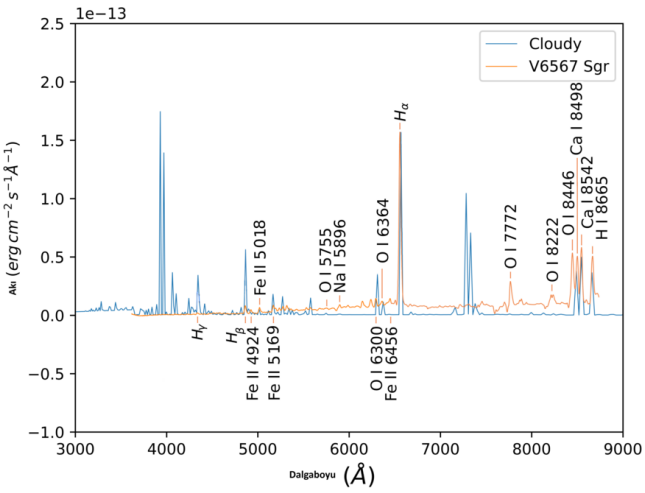
Tayf Şekil 2'de verildi. Mavi-görsel bölgede (3650-8740 Å aralığında) ve 749 çözünürlükte, tayfın evrimi (sürekliliğin eğilimi, tayf çizgilerinin değişimi) novanın maksimumundan yaklaşık 13 gün sonra nasıl değiştiğinin başlangıcı olarak görülebilir. Bazı tayf çizgileri işaretlendi. En şiddetli çizgi

Çizelge 1. Tayfta salma çizgilerin akı, eşdeğer genişlik (EW) ve yarı yükseklikteki tam genişlik (FWHM) değerleri. Elementler kısa dalgaboylarından uzuna doğru listelendi.

Element (Å)	Akı ($\times 10^{-14}$) (erg cm^{-2} s^{-1})	EW (Å)	FWHM (Å)
Hγ 4340	2.713	32.81	20.38
Hβ 4861	15.98	128.1	22.49
Fe II 4924	7.861	55.16	23.39
Fe II 5018	10.81	55.67	22.93
Fe II 5169	16.67	53.97	34.51
Fe II 5276	7.332	17.98	20.29
Fe II 5317	8.649	19.66	21.45
[N II]	4.427	8.836	34.73
O I 5575	3.632	7.517	20.14
Na I 5892	9.024	15.99	27.76
Fe II 6148	15	22.31	27.35
Fe II 6240	17.61	25.32	25.38
[O I] 6300	14.57	19.41	19.04
[O I] 6364	7.921	9.013	23.41
Fe II 6456	10.33	10.41	25.17
Hα 6562	390.9	421.1	26.09
N I 7452	14.36	18.64	36.89
O I 7772	71.06	119.1	30.06
O I 8221	54.6	65.6	57.15
N I 8212	24.26	28.86	31.41
O I 8227	23.7	25.88	31.39
O I 8446	161	219.6	33.65
Ca II 8498	131.8	166.7	28.42
Ca II 8542	140.3	166.4	25.76
H I 8598.4	12.24	13.57	28.69
H I 8665.0	124.3	151.8	27.77

Hα gözükmektedir, süreklilik de uzun dalgaboylarına doğru yükselmektedir.

Temel veri indirgemesi IRAF sürüm 2.16 Tody (1993) kullanılarak yapıldı ve tayf çizgilerini ölçmek için `splot` görev modülü kullanıldı. Çoklu tepe noktaları, her tepe noktası için Gauss profillerinin uyumlandırıldığı `splot` görev modülünün karıştırma yöntemi kullanılarak iç içe girmiş çizgiler birbirlerinden ayrıştırıldı. Uzun poz süresi nedeniyle tayf görüntüsü kozmik ışınlardan yoğun şekilde etkilendi, bu nedenle van Dokkum (2001) LACosmic rutini, Astro-SCRAPPY sürümünden (McCully ve diğ. 2018) yararlanarak kozmik ışınların giderilmesi için kullanıldı. Akı kalibrasyonu için IRAF'taki standart yöntemle Oke (1990)'den spektrofotometrik standart yıldız BD+33d2642 kullanıldı. Tayf, Munari ve diğ. (2020) tarafından hesaplanan $E(B-V)$=1.52 değeri yıldızlararası sönümleme için düzeltildi. Giriş bölümünde belirtildiği gibi öngörülen bu yüksek sönümleme değeri, van den Bergh ve Younger (1987) tarafından maksimum parlaklıkta novaların rengiyle karşılaştırıldığında ve üç boyutlu galaktik sönümleme haritalarına dayanılarak doğrulanabilir. Fitzpatrick ve diğ. (2019), yıldızlararası sönümleme eğrilerini kullanan `Astropy` programındaki `dust_extinction` modülünü (Astropy Collaboration 2013, 2018) yıldızlararası sönümlemeyi düzeltmek için kullandı. Lenz ve Ayres (1992) tarafından açıklanan yöntemler, çizgi akıları ve hızlardaki hataları hesaplamak için kullandı. Cayrel (1988) yöntemi eşdeğer genişlik belirlemelerindeki belirsizliği hesaplamak için kullanıldı. Görüntü işleme için `Astropy`'ye bağlı paket `ccdproc` modülü (Craig ve diğ. 2017) kullanıldı ve tayf indirgeme ve dalgaboyu kalibrasyonu için TUG personeli tarafından geliştirilen özel bir `python` rutini (Khamitov ve diğ. 2020) kullanıldı.



Şekil 3. V6567 Sgr'nin Bulut modeli en iyi fit tayfı (mavi). Yatay eksen dalgaboyunu ve düşey eksen de $\times 10^{-13}$ çarpanı ile akıyı belirtmektedir.

Kramida ve diğ. (2020)'nın NIST veri tabanı kullanılarak tayf çizgilerinin dalgaboyları belirlendi. Buna göre, tayfta çok sayıda Fe II salma çizgisi görülmektedir. Bu çizgilerin belirgin ilk üçlüsü 4924 Å, 5018 Å ve 5169 Å dalgaboylarındaki 42 çoklu çizgisidir. Dalgaboyları belirlenen salma çizgilerinin akı, eş değer genişlik (EW) ve yarı yükseklikteki tam genişlik (FWHM) değerleri Çizelge 1'de verildi.

3 Sonuçlar ve Tartışma

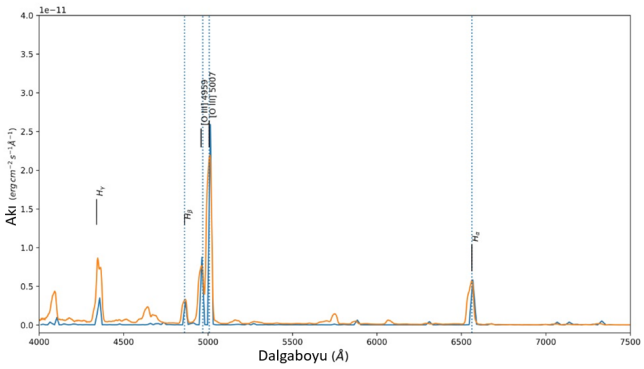
Bu çalışmada nova V6567 Sgr'un patlamasından bir ay sonra 2020-06-30 [Gün 13] tarihinde gerçekleştirilen tayfsal gözlemlerin sonuçları verildi. Tayftaki belirgin çizgiler Şekil 2'de işaretlendi. Bunların ve diğerlerinin (H, Fe, N, O, Na ve Ca elementlerinin) akıları, eşdeğer genişlikleri ve FWHM değerleri de Çizelge 1'de verildi.

Tayfta O I çizgileri gibi Hidrojen çizgileri ve Fe II çizgilerinin hâkim olduğu görülebilir. Nova patlamasını takip eden günlerde ortaya çıkan N I çizgilerinden bir tanesi (7452 Å) 13. günde de görüldü. Nova patlaması ile uzaya atılan kabuğun 13. günün tayfında beklendiği gibi çoğu çizgi sadece salmada ve çok az sayıda çizgi de hafif bir P-Cygni profili gösterdi (yani O I 7772 ve 8446 Å). Patlamasının 13. gününde, bu kadar kısa bir sürede soğurma çizgilerinin kaybolduğu novanın bu tayfının, optik olarak kalından ince tayfa evrildiği söylenebilir. Bu kadar erken bir aşamada çizgilerin salma bileşenlerinin akı artışı ve soğurma bileşenlerinin kaybolması, atılan kabuğun dış kısımlarının iyonizasyonunu artıran daha sıcak bölgelerden emisyona maruz kaldığını gösterdi.

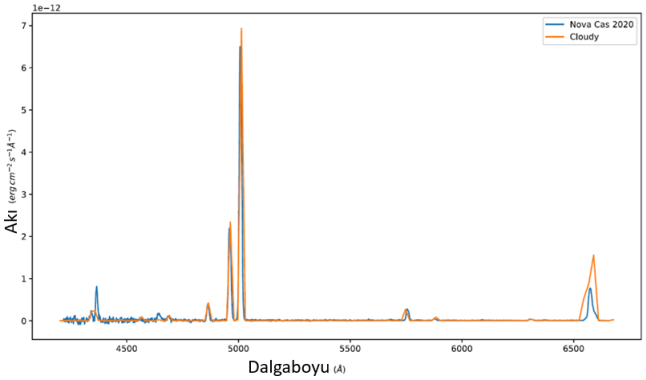
13. gün tayfında yüksek iyonizasyonlu yasak çizgilerin olmaması, novanın bulutsu öncesi evrede olduğunu göstermektedir. Nova kabuğunun uzaya atıldığı belirtisi ve genişleme hızı, patlamayı takip eden günlerde tayfta ortaya çıkan P-Cygni çizgilerinden belirlenir. Nova V6567 Sgr'un tayfında hidrojenin bu P-Cygni çizgilerinin soğurma bileşenleri 13. günde kayboldu. Eğer 13. günden daha da erken tarihlerde nova gözlemini yapsaydık, optik olarak kalın tozun oluşumu novayı gizleyecekti ve optik bölgede çok sönük gözükecekti.

Çizelge 2. Clody kodu parametreleri. R_{min} ve R_{max} olarak verilenler, kabuğun iç bölgesinin logaritmik büyüklükleri olup yarıçap (girdi-2) cm birimindedir.

Parametre	Birim	Girdi	V6567 Sgr	V659 Sct	V1391 Cas
Gün			13	265	515
Evre			Bulut öncesi	Bulut	Geç bulut
Toplam ışıma gücü	(erg s^{-1})	5	35.7	36.5	36.5
R_{min}	(log cm)	2	15.19	15.43	16.0
R_{max}	(log cm)	2	-	16.43	-
Hidrojen yoğunluğu	(log $^{-3}$)		8.5	6.2	5.81
Doldurma faktörü		4	0.9	0.6	0.05
Kaplama faktörü			-	0.9	-
Uzaklık	(kpc)		5.2	2.2	5.7



Şekil 4. V659 Sct'un (mavi) en iyi uyum gösteren bulut modeli (turuncu). Yatay eksen dalgaboyunu ve düşey eksen de $\times 10^{-11}$ çarpanı ile akıyı belirtmektedir.



Şekil 5. V1391 Cas'ın (mavi) en iyi uyum gösteren bulut modeli (turuncu). Yatay eksen dalgaboyunu ve düşey eksen de $\times 10^{-12}$ çarpanı ile akıyı belirtmektedir.

Öte yandan, salma çizgilerinin şiddetlenmesi durumu, 13. günden sonraki ilerleyen günlerdeki tayfların bulutsu evreye doğru evrimleşeceğini belirtir. Söz konusu bulutsu evreye geçtiğinde nova tayfında, sıcak BC'den gelen ışımaya maruz kaldığı yerlerde en güçlü salma çizgileri olduğunun ve atılan maddenin optik olarak ince olduğunun görüleceği düşünülmektedir. Bulutsu evrenin de ileri günlerinde yani novanın geç bulutsu aşamasında alınacak tayflarda, [N II] 5577 Å ile birlikte birden fazla [O III] çizgisi görülecektir.

Patlamayla birlikte genişleyen gaz yaklaşık 1400 K'lik bir sıcaklığa soğuduğunda, kabuktaki toz oluşumuyla ilişkili ani bir parlaklık düşüşü yaşayana kadar parlaklıkları azaldıkça novalar ışık eğrilerinde titremeler gösterir. Bu toz, alttaki fotosferden gelen ışığı engeller (bulutsu evre gözlemlerinde bu durum ortaya çıkar). Kabuk genişledikçe, toz geometrik olarak seyrelir ve fotosfer, düşüşten öncekinden biraz daha düşük bir parlaklıkta tekrar görünür hale gelir. Bu toparlanma, patlamadan yaklaşık bir yıl sonra meydana gelir ve tayflarda, iyonizasyonun daha da arttığını ve yüksek uyarılma enerjilerine sahip güçlü çizgilerin (örn. [O III] çizgileri ve [N II] 5577 Å) salmaya yol açtığı görülebilir.

Nova kabuğunun kimyasal bileşimi kodun ana girdilerinden biridir, daha sonra kod (diğer çıktıların yanı sıra) salma çizgi akılarını belirler. Hesaplanan bu akılar, gözlenen akılarla karşılaştırılır ve novadaki element bolluğunu belirlemek için yinelemeli bir işlem gerçekleştirilebilir. V6567 Sgr'un gözlem tayfı (turuncu) şimdiye kadar elde ettiğimiz en iyi model (mavi) tayfı ile birlikte Şekil 3'de verildi. Karşılaştırma amacı ile aynı kod kullanılarak elde edilmiş Şekil 4'de V659 Sct'un (Hamed ve Esenoglu 2023) ve Şekil 5'de de V1391 Cas'ın (Hamed ve Esenoglu 2024) en iyi uyan bulut modelleri verilmiştir.

Bu araştırmada, V6567 Sgr için bir bulut fotonlaştırma modeli yapmaya çalışıldı ama pek başarılı olunamadı. Bu olumsuz durum, Şekil 3'de gözlenen tayf (turuncu) ile modelin ürettiği tayf (mavi) çizgilerinin eşleşmemesinden görüldü. Buna göre nova gözlemi bulutsu evresinden önceki bir evreye ait olduğu anlaşıldı [Gün 13]. `Cloudy`'nin esas olarak bulutsu evredeki novalar ve benzeri nesnelerle ilgilenmesi nedeniyle modelin üretilmesindeki zorluğun sebebinin bu olduğu düşünüldü. Bu durum, Şekil 4'de V659 Sct'un patlamasından 265. gününde alınan tayfında (Hamed ve Esenoglu 2023) ve Şekil 5'de V1391 Cas'ın da patlamadan 515. gününde alınan tayfında (mavi) model tayfları (turuncu) ile olan uyumlarından görülmektedir (Hamed ve Esenoglu 2024). Gözlenen (mavi) ile model (turuncu) tayflarındaki uyum, bu iki novanın bulutsu evrede olduklarının belirtecidir.

V6567 Sgr'un, V659 Sct (Hamed ve Esenoglu 2023) ve V1391 Cas (Hamed ve Esenoglu 2024) ile karşılaştırmalı `Cloudy` kodu parametreleri Çizelge 2'de ve model atmosfer parametreleri de Çizelge 3 ve 4'de verildi. Çizelge 4'deki V6567 Sgr'un element bolluklarının, diğer iki novadakilere göre büyük farklılık göstermesi de bulutsu evrede olmadığının bir başka göstergesidir.

V6567 Sgr'un patlamanın maksimumundan sadece 13. gününde alınmasının bulutsu evrede olmadığına ilişkin literatürdeki diğer gözlem verilerini özellikle de tozun

Çizelge 3. Nova kabuğu modelleme sonuçlarından model atmosfer parametreleri.

Nova	Gün	Evre	Etkin Sıcaklık (T_e, K)	$\log g$
V6567 Sgr	13	bulut öncesi	325000	-
V659 Sct	265	bulut	100000	5.5
V1391 Cas	515	geç bulut	200000	3.5

görülebileceği kırmızı ötesi bölgeye ilişkin olanları burada tartışıldı. Buna göre, kırmızılaşmış galaktik nova V6567 Sgr'un 0.7-2.5 μm yakın kırmızıötesi tayf gözlemleri, 2020-06-30 (Gün 13; Woodward ve diğ. 2020b), tozun oluşmasının muhtemel olduğunu düşündürmektedir; gerçekten de yaklaşık 80 gün sonraki tayflarda 2.04 μm'deki tayfsal enerji dağılımı kırmızıya doğru dik bir yükseliş gösterdi.

Tozun bulunduğu yaklaşık 94. gün ile tozun dağılabileceği geçen sürenin 4-5 katı sonrasındaki günler için nova evrimi hakkında literatürde henüz hiçbir bilgi bulunmamaktadır.

GAIA DR3 kataloğunda V6567 Sgr'un numarası 4091515592911305472 olarak verilmiştir. Novanın galaktik koordinatları l=12.°28621, b=-02.°76904 ve paralaksından da uzaklığını 0.5 kpc olduğu varsayımı altında, novanın galaksimizin merkez düzleminden yüksekliğini z=24 pc olarak hesaplayabiliriz. Eğer modelin verdiği 5.2 kpc uzaklığını dikkate alırsak da bu sefer z=251 pc olmaktadır. z<100 pc'de bulunan hızlı novalar diskle ilişkilidir, $z\leq$1000 pc'e kadar olan yavaş novalar ise galaksimizin şişkin bölgesiyle ilişkilidir (Della Valle ve diğ. 1992). AAVSO ışık eğrisinden $t_2\sim$9 gün olan ölçüm değeri göz önüne alındığında, V6567 Sgr çok hızlı nova olup galaksimizin şişkin bölge novaları grubuna aittir. Burada novanın uzaklığı yaklaşık 10 çarpanı kadar farklılık gösterdi. İlerleyen yıllarda nova kabuğu Hα dar bant gözlemleri ve genişleme paralaksı yönteminin kullanılması ile güvenilir uzaklığının bulunabileceği söylenebilir.

Sonuç olarak, V6567 Sgr'un keşfinden sonraki 13. günde fırlattığı kabuğu modellendi ve element bolluğu hesaplandı. Model ve gözlem tayflarının uyuşmaması ve gözlenen tayfsal özellikler nedeniyle novanın bulutsu evreye henüz girmediği görüldü. Söz konusu fotoiyonizasyon analizinin ve bolluk tayininin sonuçları bulutsu evreye ait olmadığı yönündedir. Bu durumda, novanın bulutsu evresi, patlamanın 13. günden sonraki zamanlarda gerçekleşmiş olmalıdır. Çizelge 2 ve 3'de maksimum ışıktan 13. (bulut öncesi evre), 265. (bulut evresi) ve 515. (geç bulut evresi) günlerde üç novanın tüm bulguları da karşılaştırıldı.

Teşekkür

Bu çalışma Türkiye Ulusal Gözlemevleri 20ARTT150-1628 numaralı "Klasik Novaların Element Bollukları" başlıklı gözlem projesi ile İstanbul Üniversitesi Bilimsel Araştırma Projeleri Birimi (BAP) FBA-2020-36956 numaralı araştırma projesi tarafından desteklendi. Bu çalışmanın bir bölümünde kullanılan hesaplama (Tübingen NLTE Model Atmosfer Paketi tarafından oluşturulan Beyaz Cüce model atmosferine uyarlanmış `Cloudy` kodu) olanaklarını sağlayan Kottamia Astronomi ve Uzay Bilimleri Bilimsel Mükemmeliyet Merkezi, STDF proje No. 5217'ye ve fotometrik veriyi kullandığımız AAVSO'ya teşekkür ederiz. Bu çalışmayı iyi seviyeye yükselten önerilerinden dolayı TJAA hakemlerine ayrıca teşekkür ederiz.

Çizelge 4. Nova kabuğu modelleme sonuçları element bollukları. Değerler kütle kesri olarak $\times$1000 çarpanıyla verildi.

	V6567 Sgr	V659 Sct	V1391 Cas
Gün	13	265	515
Evre	bulut öncesi	bulut	geç bulut
H	999.6	740.8	787.2
He	0.003	250.4	199.5
C	0.003	2.376	0.003
N	0.01	0.696	10
O	0.316	5.76	3.16
Ne	0.00001	-	0.1
Mg	0.01	-	-
Fe	0.01	-	-

Kaynaklar

Andreä, J., Drechsel, H., Starrfield, S., AA **191** (1994) 869–889
Astropy Collaboration, AA **558** (2013) A33
Astropy Collaboration, AA **156** (2018) 123–132
Austin, S.J., Wagner, R.M., Starrfield, S., Shore, S.N., Sonneborn, G., Bertram, R., AJ **111** (1996) 869–898
Balman, S., Yilmaz, A., Retter, A., Saygac, T., Esenoglu, H., MNRAS **356** (2005) 773–777
Banerjee, D.P.K and Ashok, N.M., BASI **40** (2012) 243–265
Banerjee, D.P.K., Woodward, C.E., Evans, A., Bus, S.J., Starrfield, S., Wagner, R.M., ATel **13888** (2020)
Cayrel, R. The Impact of Very High S/N Spectroscopy on Stellar Physics (Eds. G. Cayrel de Strobel, M. Spite), IAUS **132** (1988) 345–353
Craig, M. et al. Astropy/ccdproc: v1.3.0.post1 (2017)
De, K., Hankins, M.J., Kasliwal, M.M., Moore, A.M., Ofek, E.O., Adams, S.M., Ashley, M.C.B., Babul, A.N., Bagdasaryan, A., Burdge, K.B., Burnham, J., Dekany, R.G., Declacroix, A., Galla, A., Greffe, T., Hale, D., Jencson, J.E., Lau, R.M., Mahabal, A., McKenna, D., Sharma, M., Shopbell, P.L., Smith, R.M., Soon, J., Sokoloski, J., Soria, R., Travouillon, T., PASP **132** (2020a) 025001
De, K., Hankins, M., Kasliwal, M.M., Sokoloski, J., Ashley, M., Babul, A., Karambelkar, V., Lau, R.M., Moore, A., Ofek, E.O., Sharma, M., Soon, J., Soria, R., Travouillon, T., ATel **13790** (2020b)
Della Valle, M., Bianchini, A., Livio, M., Orio, M., AA **266** (1992) 232–236
Ferland, G.J., Chatzikos, M., Guzmán, F., Lykins, M.L., van Hoof, P.A. M., Williams, R.J.R., Abel, N.P., Badnell, N.R., Keenan, F.P., Porter, R.L., Stancil, P.C., RMxAA **53** (2017) 385–438
Fitzpatrick, E.L., Massa, D., Gordon, K.D., Bohlin, R., Clayton, G.C., AJ **886** (2019) 108–132
González-Riestra, R., Krautter, J., Ultraviolet Astrophysics Beyond the IUE Final Archive (Eds. W. Wamsteker, R. González Riestra, B. Harris) ESA Special Publication **413** (1998)
Hamed, G.M., Esenoglu, H.H., TJAA **4** (2023) 397–400
Hamed G.M., Esenoglu, H.H, Galeev, A.I., New Astronomy **113** (2024) 102273
Iijima, T., Esenoglu, H.H., AA **404** (2003) 997–1009
José, J. Stellar Explosions: Hydrodynamics and Nucleosynthesis, (2016) ISBN: 978-1-4398-5306-1
Joshi, V., Banerjee, D.P.K., Srivastava, M., ApJ **851** (2017) L30
Kalberla, P.M.W., Burton, W.B., Hartmann, D., Arnal, E.M., Bajaja, E., Morras, R., Pöppel, W.G.L., AA **440** (2005) 775–782
Khamitov, I.M., Bikmaev, I.F., Burenin, R.A., Glushkov, M.V., Melnikov, S.S., Lyapin, A.R., Astron Lett **46** (2020) 1–11
Kramida, A., Ralchenko, Y., Reader, J., NIST ASD Team NIST atomic spectra database (ver. 5.8) (2020) https://physics.

nist.gov/asd
Lenz, D.D., Ayres, T.R., PASP **104** (1992) 1104–1106
Luridiana, V., Morisset, C., Shaw, R.A., AA **573** (2015) A42
Masci, F.J., Laher, R.R., Rusholme, B., Shupe, D.L., Groom, S., Surace, J., Jackson, E., Monkewitz, S., Beck, R., Flynn, D., Terek, S., Landry, W., Hacopians, E., Desai, V., Howell, J., Brooke, T., Imel, D., Wachter, S., Ye, Q.Z., Lin, H.W., Cenko, S.B., Cunningham, V., Rebbapragada, U., Bue, B., Miller, A.A., Mahabal, A., Bellm, E.C., Patterson, M.T., Jurić, M., Golkhou, V.Z., Ofek, E.O., Walters, R., Graham, M., Kasliwal, M.M., Dekany, R.G., Kupfer, T., Burdge, K., Cannella, C.B., Barlow, T., Van Sistine, A., Giomi, M., Fremling, C., Blagorodnova, N., Levitan, D., Riddle, R., Smith, R.M., Helou, G., Prince, T.A., Kulkarni, S.R., PASP **131** (2020) 018003
McCully, C., Crawford, S., Kovacs, G., Tollerud, E., Betts, E., Bradley, L., Craig, M., Turner, J., Streicher, O., Sipocz, B., Robitaille, T., Deil, C., Astropy/astroscrappy: v1.0.5 zenodo release (2018) https://zenodo.org/records/1482019
Munari, U., Ochner, P., Vagnozzi, A., Moretti, S., Valisa, P., Maitan, A., Dallaporta, S., ATel **13807** (2020)
Oke, J.B., AJ **99** (1990) 1621–1631
Sokolovsky, K., Korotkiy, S., Lebedev, A., Stella Novae: Past and Future Decades (Eds. P.A.Woudt and V.A.R.M. Ribeiro) ASPC **197** (2014) 395–400
Rayner, J.T., Toomey, D.W., Onaka, P.M., Denault, A.J., Stahlberger, W.E., Vacca, W.D., Cushing, M.C., Wang, S., PASP **115** (2003) 362–382
Saizar, P., Starrfield, S., Ferland, G.J., Wagner, R.M., Truran, J.W., Kenyon, S.J., Sparks, W.M., Williams, R.E., Stryker, L.L., ApJ **367** (1991) 310–320
Shappee, B.J., Prieto, J.L., Grupe, D., Kochanek, C.S., Stanek, K.Z., De Rosa, G., Mathur, S., Zu, Y., Peterson, B.M., Pogge, R.W., Komossa, S., Im, M., Jencson, J., Holoien, T.W.S., Basu, U., Beacom, J.F., Szczygieł, D.M., Brimacombe, J., Adams, S., Campillay, A., Choi, C., Contreras, C., Dietrich, M., Dubberley, M., Elphick, M., Foale, S., Giustini, M., Gonzalez, C., Hawkins, E., Howell, D.A., Hsiao, E.Y., Koss, M., Leighly, K.M., Morrell, N., Mudd, D., Mullins, D., Nugent, J.M., Parrent, J., Phillips, M.M., Pojmanski, G., Rosing, W., Ross, R., Sand, D., Terndrup, D.M., Valenti, S., Walker, Z., Yoon, Y., ApJ **788** (2014) 48–61
Sokolovsky K.V., Aydi E., Chomiuk, L., Kawash, A., Strader, J., Mukai, K., Hambsch, F.J., Vanmunster, T., Korotkiy, S., Beloushkin, A., ATel **13804** (2020)
Stickland, D.J., Penn, C.J., Seaton, M.J., Snijders, M.A.J., Storey, P.J., MNRAS **197** (1981) 107003
van den Bergh, S., Younger, P.F., AASuppl **70** (1987) 125–140
Tody, D. Astronomical Data Analysis Software and Systems II (Eds. R.J. Hanisch, R.J.V. Brissenden, J. Barnes), AASuppl **52** (1993) 173–183
van Dokkum, P.G., PASP **113** (2001) 1420–1427
Yaron, O., Prialnik, D., Shara, M.M., Kovetz, A., ApJ **623** (2005) 398–410
Warner B., Cataclysmic Variable Stars
Woodward, C.E., Banerjee, D.P.K., Evans, A., Starrfield, S., Wagner, R.M., ATel **13801** (2020a)
Woodward, C.E., Banerjee, D.P.K., Evans, A., Starrfield, S., Wagner, R.M., ATel **13852** (2020b)
Woodward, C.E., Banerjee, D.P.K., Evans, A., ATel **14034** (2020c)

Access:
M25-0307: Turkish J.A&A — Vol.6, Issue 3.

TJAA Vol. **6**, *Special Issue*, *p.*167–170 (2025). DOI: 10.55064/tjaa.1598501 *Research Article*

İki Örten Çift Yıldıza Sahip Olası Dörtlü Yıldız Sistemlerin Fotometrik Çalışması

Evrim Kıran[1] ⋆, Ahmet Dervişoğlu[1],
[1] *Atatürk Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 25240, Erzurum, Turkey*

Accepted: March 14, 2025. Revised: March 14, 2025. Received: December 9, 2024.

Özet
Çoklu yıldız sistemleri (ÇYS) oluşumları, fiziksel ve dinamik evrimlerinin anlaşılmaya çalışılması; kimi zaman içerdikleri sıkışık bileşenlere sahip olmaları açısından ilginç cisimlerdir. Kimi bilinen örten çift yıldızların TESS ışık eğrilerinde, başka bir çift yıldıza ait tutulmalar görülmektedir. Bu tür iki örten çift yıldız sistemine ait tutulmalarının görüldüğü sistemler, ÇYS adaylarıdır. Son yıllarda, hassas gözlem verileri ile birlikte, iki örten çift sistem içeren ÇYS sayısı artmaktadır. Bu çalışmada, iki çift sisteme ait tutulmaların görüldüğü olası çoklu yıldız sistemlerin ışık eğrisi çözüm sonuçları sunulmuştur.

Abstract
Multiple star systems (MSS) are interesting objects in terms of trying to understand their formation and physical and dynamic evolution. In the light curves of some known eclipsing binary stars obtained from satellites, eclipses of another binary are seen. Systems in which eclipses of two such eclipsing binary star systems are observed are MSS candidates. In recent years, the number of MSS containing doubly eclipsing binary systems has been increasing, along with sensitive observation data. This study presents light curve solutions of a possible MSS with doubly eclipsing binary systems.

Anahtar Kelimeler: Multiple Stellar Systems, Binary Stars, Photometry

1 Giriş

Çift yıldızlar gibi kütle çekim sayesinde birbirine bağlı ve birçoğu kararlı yapıda olan çoklu yıldız sistemleri (ÇYS) yıldız oluşumu ve evrimi üzerine yapılan kuramsal çalışmalara katkı sağlayan değerli astrofiziksel cisimlerdir. ÇYS'nin bir yıldız grubuna (yıldız oluşum bölgeleri, açık yıldız kümeleri, küresel kümeler gibi) ait olması, bulunduğu yıldız grubundaki bazı cisimlerin oluşum ve evriminin açıklanabilmesi (örn. Mavi aykırı yıldızlar: Hills & Day 1976; Davies ve diğ. 1994) veya çift karadeliklerin birleşmeleri üzerine yapılan nümerik çalışmaların (Blaes ve diğ. 2002; Antonini ve diğ. 2017) test edilmesi bu sistemleri önemli kılmaktadır.

Doğada birçok çift ya da ÇYS'nin mevcut olduğu düşünülmektedir. Son yıllarda, atmosfer dışı uydulardan alınan hassas uydu verileri sayesinde üçlü, dörtlü, beşli, altılı gibi çok sayıda yıldızdan oluşan ÇYS keşfedilmektedir. Yine bu hassas uydu verilerinde bazı örten çift yıldız sistemlerinin ışık eğrilerinde başka bir örten çifte ait tutulmaların varlığı görülmektedir. Bu tür sistemler olası ÇYS adaylarıdır. Bu çalışmada, iki örten çift yıldıza sahip olası bir dörtlü sistem olan TIC344541836 (HIP 104605, WDS J21114+5737AB, Gaia DR3 2189576290314119936) yıldızının fotometrik çalışmasına yer verilmiştir.

TIC344541836 yörünge dönemi Kostov ve diğ. (2022) tarafından P_1=2$^{\rm d}$.409932 ve P_2=2$^{\rm d}$.755276 olarak verilmiş bir dörtlü sistemdir. Sistem Fabricius ve diğ. (2002) tarafından oluşturulan Tycho Çift Yıldız Kataloğu (Tycho Double Star Catalogue: TDSC)'nda bir görsel çift sistem olarak listelenmiştir. Mason ve diğ. (2001) tarafından yayınlanan Washington Visual Double Star (WDS) kataloğunda görsel çift sistem olarak listelenmiştir. Katalogda çifte ait bileşenlerin parlaklıkları TIC344541836-A için 8$^{\rm m}$.19 ve TIC344541836-B için 9$^{\rm m}$.73 ve bileşenler arasındaki ayrıklık 0″.2 olarak yer almaktadır.

TIC344541836 sisteminin bu çalışmada kullanılan gözlem verilerine ilişkin genel bilgiler §2'de, yapılan analiz ve elde edilen sonuçlar §3'de sunulmuştur.

2 Gözlemler

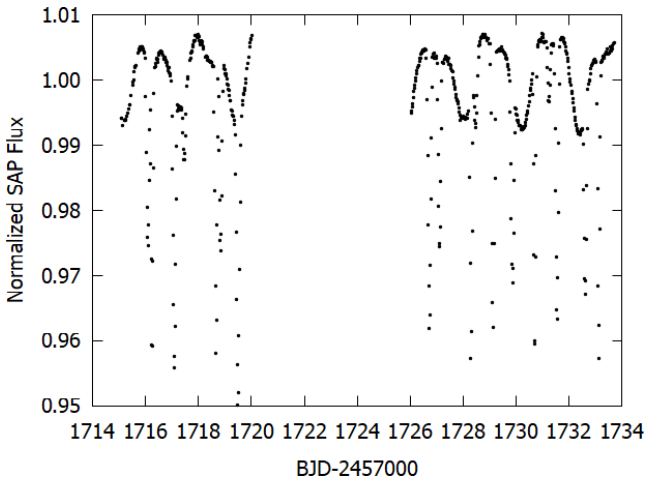
TIC344541836 sisteminin TESS (Ricker ve diğ. 2015) tarafından elde edilmiş "MIT QuickLook Pipeline" (QLP) (Huang ve diğ. 2020) verileri, ışık eğrisi analizlerinde kullanılmıştır.

TESS fotometrik gözlemlerinin yanı sıra, TIC344541836 sistemin Nisan-Ağustos 2024 gözlem sezonunda Türkiye Ulusal Gözlemevleri Bakırlıtepe yerleşkesinde yer alan 1.5-m çaplı Türk Rus Teleskobunda (RTT150) tayf gözlemleri yapılmıştır. Tayf gözlemlerinde, Andor CCD camera (Andor iKon-L 936 BEX2-DD-9ZQ) ve TFOSC tayfçekeri kullanılmıştır. Elde edilen tayflarda seçilen grizm aralığı için dalgaboyu aralığı 3350-9400 Å olup, çözünürlük yaklaşık 5500 civarındadır.

Tayflar için verilen ortalama poz süreleri yaklaşık 90 dk olup sinyal/gürültü oranı 50 ie 150 arasında değişmektedir. Her gözlem gecesinde bias, dark görüntüleri elde edilmiş, dalga boyu kalibrasyonunda kullanılmak üzere FeAr lamba tayfı alınmıştır. Gözlem sezonu içinde sistemin 9 adet tayfı alınmıştır. Tayfların ön indirgemesi, basamakların (orderların) belirlenmesi, saçılmış ışık düzeltmesi, dalgaboyu kalibrasyonları ve dikine hızların ölçümü için `IRAF` (Tody 1986) programı kullanılmıştır.

⋆ evrim.kiran@atauni.edu.trr

© 2025 Turkish Astronomical Society (TAD)



Şekil 1. TIC344541836 sisteminin TESS ışık eğrisi.

3 Analiz ve Sonuçlar

İkili tutulma sergileyen ÇYS'nin ışık eğrileri, örten çift sistemler için literatürde kullanılan ışık eğrisi analizi programlarıyla çözülebilmektedir. ÇYS'nin ışık eğrileri çözüm yöntemlerinden biri ışık eğrilerini ayrı ayrı çözmektir.

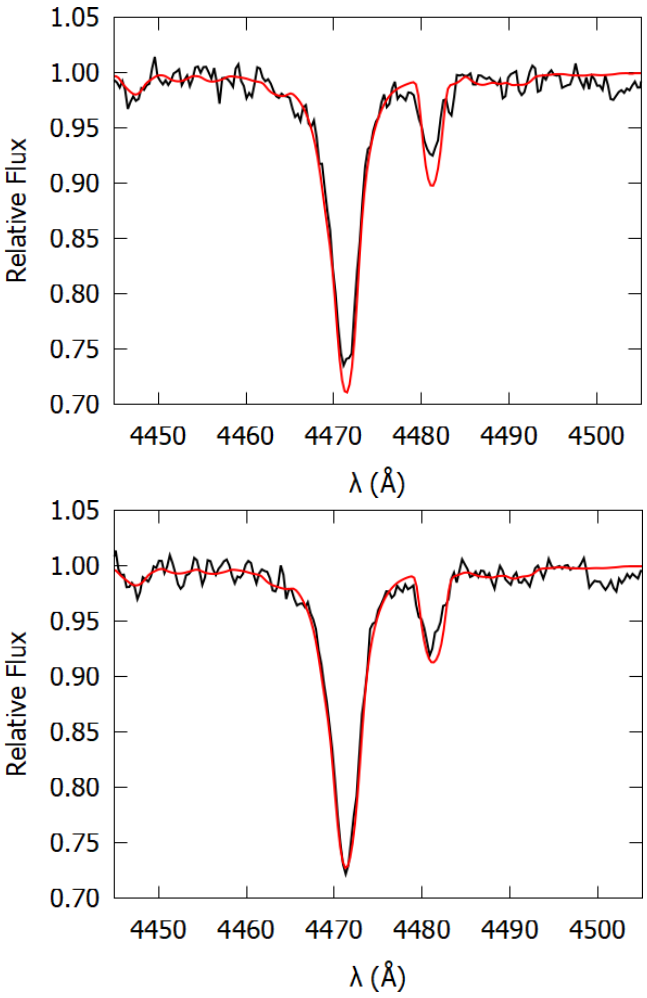
TIC344541836 sisteminin Şekil 1'deki TESS ışık eğrisine yakından baktığımız zaman, tutulmaların haricinde iki önemli değişim göze çarpmaktadır: ve tutulmalar dışında kendini belli eden dönemsel ışık kayıpları ve maksimum seviyesindeki zonklamalar.

Işık eğrisi çözümünde ilk yapılan işlem zonklama benzeri değişimlerin arındırılmasıdır. Işık eğrilerine uygulanan zonklama arındırma işlemi için TIC344541836 sisteminin P=2$^{\rm d}$.40992 dönemli (Bu dönem TIC344541836-B sisteminin yörünge dönemidir) baş ve yan minimumlarıyla birlikte, P=2$^{\rm d}$.75009 dönemli (Bu dönem TIC344541836 sisteminin diğer örten çift bileşeninin (TIC344541836-C) yörünge dönemidir ve TESS ışık eğrisindeki minimumların O-C analizi ile belirlenmiştir.) baş ve yan minimumları ışık eğrisinden atılmıştır. Bu ışık kayıpları çıkarıldıktan sonra, eğrinin maksimum seviyeleri analiz edilmiştir. Minimumlardan arındırılan maksimum seviyeleri, belli aralıklara bölünerek `PERIOD04` (Lenz & Breger 2005) programında ayrı ayrı analiz edilmiştir. Analiz sırasında farklı frekans ve genlik değerlerinde fitler uygulanmıştır. Elde edilen fitlerin toplamı ile, ilgili aralıkta kullanılan verileri temsil eden dalga fonksiyonu oluşturulmuştur. Bu sinüzoidal dalga fonksiyonu, gözlemsel veriden çıkarılarak sıfır civarında bir dağılım elde edilmiştir. Sinüs fonksiyonu ilgili aralıkta bulunan minimumlardan da çıkarılarak zonklamadan arındırılmış ışık eğrisine ulaşılmıştır. Daha sonra TIC344541836-B ve C sistemleri için ayrı ayrı ışık eğrilerisi çözümü yapılmıştır.

Bileşenlerin atmosferlerini modellemek için `SPECTRUM` (Gray & Corbally 1994) programı kullanılmıştır. TIC344541836-B bileşenleri için aşağıdaki değerler alınarak bileşenlerin sentetik tayfları elde edilmiştir:

	TIC344541836-Ba	TIC344541836-Bb
T (K)	18000	17500
$\log g$ (cgs)	4.0	4.0
$V_{\rm rot}$ (km s^{-1})	120	100

Bileşenlerin metal bolluğu değerleri Z=0.014 Asplund ve diğ.



Şekil 2. TIC344541836-B sisteminin baş (üst panel) ve yan (alt panel) minimum evrelerinde alınmış tayflarının atmosfer modeli.

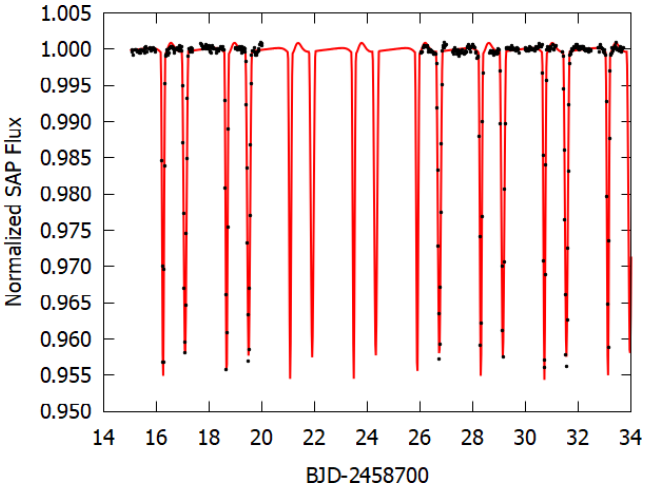
(2009) kabul edilmiştir. TIC344541836 sistemini oluşturan bileşenlerin toplam ışığa katkı oranları ışık eğrisi çözümlerinden belirlenmiştir. Gözlenen tayfta bileşenlerin hızları ve ışık katkı oranları dikkate alınarak, sentetik tayflar birleştirilmiştir. Şekil 2'de sisteminin baş (üst panel) ve yan (alt panel) minimum evrelerinde alınmış, Mg II (4481 Å) ve He I (4471 Å) dalgaboylarını kapsayan orderda; gözlenen tayfı ile atmosfer modellerini temsil eden sentetik tayfların uyumu görülmektedir.

Her iki örten çift sistemin ışık eğrisi analizinde `Wilson-Devinney (WD)` (Wilson & Devinney 1971) tabanlı `phoebe` (Prša & Zwitter 2005) programı kullanılmıştır.

TESS verilerinden, ikinci sistemin toplam ışığa katkısının ∼0.04 seviyesinde olduğu hesaplanmıştır. TIC344541836 sistemi için WDS kataloğundaki parlaklıklar dikkate alındığında sistemi oluşturan A bileşeninin toplam ışığa katkısı 0.80 civarında olduğu görülmektedir. Bu durumda TIC344541836-B sisteminin ışık eğrisi çözümünde 0.84 civarında üçüncü bir bir ışık katkısı göz önüne alınmalıdır. TIC344541836-B ve TIC344541836-C sistemlerinin ışık eğrisi çözümleri bu varsayımlar altında yapılmıştır. Atmosfer modelleri yardımıyla bileşenlerin sıcaklıklarının belirlenmiş olması TIC344541836-B ışık eğrisi çözümünde, kütle oranı q ve yarıbüyük eksen uzunluğu a'nın tahmin etmemize olanak sağlamıştır. $T_{\rm Ba}$=18000 ve

Çizelge 1. TIC344541836-B sisteminin ışık eğrisi çözüm sonuçları.

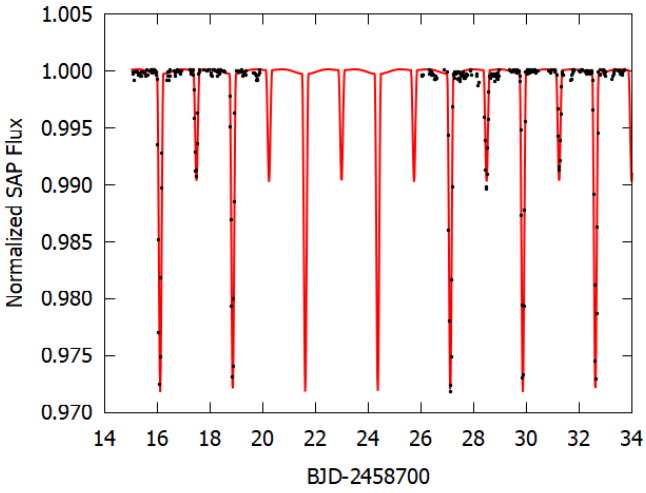
Parametre	Değer
T_0 (gün)	2458713.6799±0.0006
P (gün)	2.4099294 (fixed)
i (°)	87.4±0.1
a ($R_\odot$)	16 (fixed)
q	0.95 (fixed)
e	0.293±0.001
ω (°)	2.528±0.003
$T_{\mathrm{eff}(1,2)}$ (K)	18000(fixed) 17969±80
$\Omega_{(1,2)}$	7.75±0.02, 9.56±0.03
l_{Ba}	0.078
l_{Bb}	0.044
l_{AC}	0.879±0.001
$r_{(1,2)}$	0.1569±0.0004, 0.1176±0.0005



Şekil 3. TIC344541836-B sisteminin TESS ışık eğrisi.

Çizelge 2. TIC344541836-C sisteminin ışık eğrisi çözüm sonuçları.

Parametre	Değer
T_0 (gün)	2458718.8533±0.0006
P (gün)	2.75009 (fixed)
i (°)	86.4±0.5
q	0.64 (fixed)
e	0.0 (fixed)
ω (°)	1.5717 (fixed)
ΔT (T_1/T_2) (K)	1.51±0.02
$\Omega_{(1,2)}$	9.4±0.2, 5.3±0.1
l_{Ca}	0.044
l_{Cb}	0.012
l_{AB}	0.950±0.001
$r_{(1,2)}$	0.146±0.004, 0.127±0.004



Şekil 4. TIC344541836-C sisteminin TESS ışık eğrisi.

T_{Bb}=17500 K sıcaklıkları için Eker ve diğ. (2020)'nin verdiği anakol yıldızları için Kütle-Etkin Sıcaklık tablosu kullanılarak, bileşenlerin kütle oranı q=0.95 ve yarı büyük eksen uzunluğu a=16 $R_\odot$ bulunmuştur. TIC 344541836-C sisteminin ışık eğrisi analizi yapılırken, sistemin anakol bileşenlere sahip ayrık bir çift sistem olduğu varsayılmıştır. Kjurkchieva ve diğ. (2017) ve Eker ve diğ. (2020)'nin sunduğu ilişkiler kullanılarak sistemin kütle oranı q=0.64 olarak tahmin edilmiştir. Her iki sistemin bileşenleri için sırasıyla, çekimsel kararma katsayıları g_{Bab}=1.0 ve g_{Cab}=1.0; albedolar β_{Bab}=1.0 ve β_{Cab}=1.0 olarak alınmıştır. Bilşenlerin kenar kararma katsayılarının $x_{1,2}$, $y_{1,2}$ ve $x_{\mathrm{bol}(1,2)}$ hesaplanmasında van Hamme (1993) tabloları kullanılmıştır.

Işık eğrisi çözümünden elde edilen fotometrik parametreler Çizelge 1 ve 2'de sunulmaktadır. Çözümlerin gözlemsel veriler ile uyumu Şekil 3 ve 4'de gösterilmektedir. Şekillerde sürekli çizgiler çözümlerin verdiği modelleri siyah daireler gözlem verilerini temsil etmektedir.

Gelecekte yapılması planlanan çalışma, bu sistemin çok renk fotometrik ışık eğrilerinin çözümleri elde edilerek sistemlerin fiziksel parametreleri, uzaklıkları ve evrim durumlarının incelenmesidir. Ayrıca buna benzer seçilmiş sistemlerin WD gibi ışk eğrisi analizi programına uyarlanan "Markov Chain Monte Carlo" (MCMC) yöntemi ile ışık eğrisinin, bileşen çiftlerin ışık katkıları göz önünde bulundurulmak üzere, çözümleri yapılarak parametre uzayı içinde en hassas çözüm sonuçlarına ulaşılması olacaktır.

Teşekkür

Bu çalışmada elde edilen tayf verileri, 24ARTT150-2121 numaralı proje kapsamında alınmıştır. Araştırmacılar, Türkiye Ulusal Gözlemevlerine teşekkürlerini sunar.

Kaynaklar

Antonini F., Toonen S., Hamers A. S., 2017, ApJ, 841, 77
Asplund M., Grevesse N., Sauval A. J., Scott P., 2009, ARA&A, 47, 481
Blaes O., Lee M. H., Socrates A., 2002, ApJ, 578, 775
Davies M. B., Benz W., Hills J. G., 1994, ApJ, 424, 870
Eker Z., ve diğ., 2020, MNRAS, 496, 3887
Fabricius C., Høg E., Makarov V. V., Mason B. D., Wycoff G. L., Urban S. E., 2002, A&A, 384, 180
Gray R. O., Corbally C. J., 1994, AJ, 107, 742
Hills J. G., Day C. A., 1976, Astrophys. Lett., 17, 87, ADS
Huang C. X., ve diğ., 2020, Research Notes of the American Astronomical Society, 4, 204
Kjurkchieva D., Vasileva D., Atanasova T., 2017, AJ, 154, 105
Kostov V. B., ve diğ., 2022, ApJS, 259, 66
Lenz P., Breger M., 2005, Communications in Asteroseismology, 146, 53

Mason B. D., Wycoff G. L., Hartkopf W. I., Douglass G. G., Worley C. E., 2001, AJ, 122, 3466
Prša A., Zwitter T., 2005, ApJ, 628, 426, ADS
Ricker G. R., ve diğ., 2015, Journal of Astronomical Telescopes, Instruments, and Systems, 1, 014003
Tody D., 1986, in Crawford D. L., ed., Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series Vol. 627, Instrumentation in astronomy VI. p. 733, doi:10.1117/12.968154
Wilson R. E., Devinney E. J., 1971, ApJ, 166, 605, ADS
van Hamme W., 1993, AJ, 106, 2096, ADS

Access:
M25-0364: Turkish J.A&A — Vol.6, Issue 3.

TJAA Vol. **6**, *Special Issue*, *p.*171–174 (2025). DOI: 10.55064/tjaa.1593567 *Research Article*

Gaz Gezegenlerin Yapısı ve Kimyasal Bileşimi Üzerine

Mutlu Yıldız[1] ⋆, Sibel Örtel[2], Zeynep Çelik Orhan[1], Tuğbanur Çakır Alsaç[2]
[1] *Ege Üniversitesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, Bornova, 35100, İzmir, Türkiye*
[2] *Ege Üniversitesi, Fen Bilimleri Enstitüsü, Bornova, 35100, İzmir, Türkiye*

Accepted: March 12, 2025. Revised: March 12, 2025. Received: November 29, 2024.

Özet
Gezegenlerin iç yapısını araştırırken neredeyse tek kısıtlama gezegenin yarıçapıdır. Gaz devleri basitçe belirli bir kütleye ulaşan metal bir özeğe ve bu özeği çevreleyen bir gaz zarfa sahiptir. Yarıçapı etkileyen ancak belirsiz olan ana nicelikler, metal özeğin kütlesi, yoğunluğu ve zarfın kimyasal bileşimidir. Güneş Sistemi'ndeki gaz devler üzerine daha önce yaptığımız araştırmada, metal özeğin kütlesi ile gezegenin toplam kütlesi arasında bir ilişki elde etmiştik. Bu çalışmada gezegenin özek yoğunluğu ile toplam kütlesi arasında ilişki kurmayı ve aydınlatmanın yarıçap üzerindeki etkisini bulmayı hedefliyoruz. Gezegenlerin iç yapısını yapı denklemlerini çözerek sonlu farklar yöntemiyle sayısal olarak araştırıyoruz. İç yapı modellerini `MESA` evrim programını kullanarak elde ediyoruz. Kimyasal bileşimi hesaplarken hidrojen ve helyum elementlerinin ayrıştığı ve ayrışmadığı tipik durumları göz önünde tutabiliriz. Bunun için birçok gezegenin içyapı modeli oluşturuldu. Gezegenin özek yoğunluğu ile toplam kütlesi arasında ilişki kurarak elde edilen modellerde, en fazla aydınlatılan gaz devlerin akılarına göre yarıçaplarının artmadığını gördük. Bu durumda, yarıçapın aydınlatma ile olan ilişkisi doğrudan değil dolaylı bir ilişki olmalı. Bu dolaylı etkilerin neler olabileceğini irdeliyoruz.

Abstract
The planetary radius is almost the only constraint used when studying the interior of planets. Gas giants have a metal core that reaches a certain mass and an envelope of gas surrounding the core. The main ambiguous quantities affecting the radius are the mass, density of the metal core and the chemical composition of the envelope. In our previous study on the gas giants in the Solar System, we obtained a relationship between the mass of the metal core and the total mass of the planet. In this study, we aim to establish a relationship between the core density of the planet and its total mass and to find the effect of irradiation on the radius. We investigate the internal structure of planets numerically by solving the structure equations using the finite difference method. We construct the interior models using the `MESA` evolution code. When computing the chemical composition, we consider two typical cases where hydrogen and helium are separated or not separated. For this purpose, interior models are constructed for numerous planets. In the models obtained by establishing the relationship between the planetary core density and its total mass, we found that the model radii of the most irradiated gas giants do not increase as the flux increases. In this case, the relationship between radius and irradiation must be indirect. We are investigating what these indirect effects might be.

Anahtar Kelimeler: planets and satellites: interiors - planets and satellites: gaseous planets - planets and satellites: fundamental parameters - planets and satellites: composition - exoplanets.

1 Giriş

Genelde gezegenlerin özellikle de dev gaz gezegenlerin yapısı ve kimyasal bileşimi önemli bir araştırma alanıdır. Gezegen bilim tabii çok heyecan verici bir gelişme kat ediyor. Gezegenlerin yapısı bir bakıma çok basittir bir bakıma da çok karmaşıktır. Bu karmaşıklığın bilimsel olarak üstesinden gelmek bir meydan okumayı gerektirir. Yakın zamanda, bilmediğimiz, heyecan verici gelişmelerin de gerçekleşmesi muhtemeldir.

Günümüzde 5788 tane keşfedilmiş gezegen var (TEPCat: Southworth 2011, NASA Exoplanet Archive). Bunların büyük çoğunluğu gaz dev. Bunlardan verileri kaliteli olanlar az değil. Gezegenler nasıl bir yapıya sahip? Şu anki yapı aslında hem gezegen olduktan sonraki evrimsel süreci ama aynı zamanda diskin geçirdiği evrimin sonucunda bir işleyişi de temsil ediyor. Orada ne gibi süreçler gelişti? Ne oldu? Aslında bu birleşik bir şey. Hatta bir adım daha atarak şuradan şunu söyleyebiliriz ki, yakın bir gelecekte bunu bizim göreceğimizi umuyorum, tek tek yıldızlara değil önce gezegenlerine bakacağız sonra yıldızların modellerini, iç yapılarını araştıracağız. Bu biraz iddialı gelebilir size ama buna ilişkin çok kuvvetli veriler var. Bu bakımdan yıldızları araştırıyorsak gezegenleri de araştırmak zorundayız. Gezegenlerin tabii dezavantajlı yanlarından birisi bir tane fiziksel yapıyı temsil eden veri var: yarıçap. Işıma gücüne ilişkin bir şey yok.

Yarıçapı ne belirler? Boyutları nelere bağlı? 1) Yarıçapı üzerinde etkili olan başat unsur aydınlatma akısı (Guillot ve diğ. 1996; Burrows ve diğ. 2000; Fortney, Marley, & Barnes 2007; Weiss ve diğ. 2013; Yıldız ve diğ. 2014). Barınak yıldızdan gelen akı. 2) Gel-git etkisi de yarıçap üzerinde etkili (Storch & Lai 2014). 3) Dönme özellikle bizim güneş sistemimizdeki gezegenlerin üzerinde ne kadar etkili olduğuna ilişkin hakikaten çok çarpıcı sonuçlar yakın zamanda elde edildi (Yıldız ve diğ. 2024). Şimdiye kadar gezegenler üzerinde yapılan araştırmalarda gezegenlerin dönme özellikleri hiç fark edilmemiş. Yıldızlar gibi olduğu varsayılıyor ama farklı

⋆ mutlu.yildiz@ege.edu.tr

© 2025 Turkish Astronomical Society (TAD)

olduğunu görüyoruz. 4) Gezegenlerin kimyasal bileşimi yarıçap üzerinde etkili olabilir (Guillot ve diğ. 2006). Kimyasal bileşim hem gezegen olduktan sonra, özellikle yüksek aydınlatmalı gezegenlerde fotonla buharlaşma etkileşebileceği gibi diskteki evrimin bir sonucu olarak da kimyasal bileşim farklılaşmış olabilir. 5) Zamanla ısıl soğuma (Nettelmann ve diğ. 2012). Beyaz cüceler gibi hızlıca, aslında eksponansiyel (üstel) bir şekilde, yarıçapında da bir küçülme, azalma görüyoruz.

Güneş sistemini araştırırken aslında diğer sistemlere taşıyabileceğiniz bilgi elde edebiliriz. Tersi de doğru çift yönlü işleyen bir araştırma sürecinden bahsetmek mümkündür. Dolayısıyla, biz de ilk önce Güneş sistemini inceledik. Nasıl güneş diğer yıldızların birim yıldızıysa bu gezegenler de sonuçta tüm gezegenlerin birim gezegenleri olarak nitelendirilebilir. Bu bakımdan Jüpiter özel bir öneme sahiptir. Günümüzde sadece gözlem değil aynı zamanda çok özel cihazlarla deney yapılıyor. Özellikle Juno verileri çok muhteşem ve sismik özelliklerinden titreşim frekansları arasındaki büyük ayrılma dediğimiz parametreyi elde ediyoruz (Gaulme ve diğ. 2011; Durante ve diğ. 2022). Bu parametre ortalama yoğunluğun karekökü ile doğru orantılı, en azından yıldızlar için. Juno'nun ölçtüğü sıcaklık gradyeni var (Bolton ve diğ. 2017). Derinliğe bağlı sıcaklık değişimi.

Genel olarak gezegenlerde yarıçap-kütle ilişkisinden söz edebiliriz. Bir yanda yer boyutlarında karasal gezegenler varken diğer uçta Jüpiter boyutlarında gaz devler bulunmaktadır. Arada kalan gezegenler ise karasallarla devler arasında boyutlara sahip Neptünümsülerdir. Aydınlatma akısı en çok gaz devlerin yarıçapları üzerinde etkilidir.

Makalenin devamı şu şekilde düzenlenmiştir: §2'de diskte gezegen oluşumu anlatılıyor. Gezegenlerin yarıçapını etkileyen dönme, kimyasal bileşim ve özek kütlesi §3'te anlatılıyor. Gezegen verilerilerine ilişkin bilgiler §4'te veriliyor. §5'te `MESA` evrim koduyla gezegen modelleme anlatılıyor. Dev gaz gezegenlerin modelleri ve sonuçları §6'da sunuluyor. Son olarak §7'de çalışma hakkında yapılan yorumlar yer alıyor.

2 Diskte Gezegen Oluşumu

Diskteki evrimin nasıl çalıştığı oldukça karmaşık bir iş. Kuram olarak işi zorlaştıran birtakım şeyler var. Gezegen bilim aslında şöyle ilerliyor: ne olamaz? Seçenekler elene elene gittiği için bunun teorisini ortaya net bir şekilde yıldızlarda olduğu gibi ortaya çıkarmak da çok kolay bir iş değil. O bakımdan biraz daha zor bir süreç. Genel kabul gören şey şudur (Henning & Semenov 2013): önce tozlar oluşuyor, tozlar birleşerek taşları, kent ölçeğinde kayalıkları oluşturuyor ve birleşmeler devam ediyor. 10 $M_\odot$ bir özek oluştuğu zaman bu hızlıca diskte gaz kütleyi toplamaya başlıyor ve dolayısı ile dev gaz gezegenleri oluşturuyor. Karasal gezegenler oluştuğu zaman toplayabileceği bir gaz kalmıyor. Dolayısıyla onlar da karasal gezegen olarak kalıyor. Genel kabul bu ama ne kadar geçerli olduğunu tespit etmek için her bir evrenin ayrı ayrı tartışılması gerekir. Her özellik yine de geneli yansıtmak zorunda değil tabii.

Gezegenlerin yapısına ilişkin fiziksel olarak en önemli belirsizlik ise hal denklemi maalesef (Saumon, Chabrier, & van Horn 1995; Chabrier & Debras 2021). Çünkü yıldızları, özellikle büyük kütleli yıldızları düşünecek olursak ortam ideal gaz denklemine çok yakın bir özelliğe sahip. Normal yıldızlar için, yozlaşma (degeneracy) olmadığı sürece ideal gaz denklemi çok iyi çalışır. Niye? İdeal gaz denklemine göre parçacıkların alanı yok. Alansız parçacıklar sadece çarpışıyorlar. İdeal olan bu. Gezegenlere bakacak olursak, bizzat üzerinde bulunduğumuz gezegen açısından da, tam tersine parçacıklar birbirinin alanlarına hapsedilmiş durumda. Sıvı ve katılara bu gözle bakalım. Sıvı ve katı zaten moleküller yapıdadır. Atomlar birbirinin alanına hapsedilmiş durumda ve fiziksel olarak bunu tanımlamak çok çok zordur. Çok karmaşık fiziksel süreçlerle karşı karşıyayız ve çok zor ilerliyoruz bu bakımdan. Burada modelleme açısından ya da yapının fiziği açısından en önemli zorluk hal denklemidir. Gezegenlerin diskteki evrimin bir ürünü olduğundan bahsettik. Fotonla buharlaşma da önemli bir etken.

3 Gezegenlerde yarıçapı etkileyen faktörler

3.1 Aydınlatma

Gezegen yarıçapı üzerinde özellikle gaz devler için en çok etkili olan etki aydınlatmadır. Belirli bir aydınlatma değerine kadar yarıçap ya hiç ya da çok az artmamaktadır. Bu kritik değeri aşan aydınlatma enerjisi söz konusu olduğunda yarıçap çok hızlı bir şekilde artmaktadır. Bu konu en çok araştırılan etkilerin başında gelmektedir. Isıtmanın çok olduğu durumda sıcaklık ve dolayısıyla basınç yüksek olacağından kütle çekim kuvvetine karşı üstünlük sağlayan basınç kuvveti gezegeni daha büyük yarıçapa zorlayacaktır. Bu çalışmada bu etkinin tam da böyle çalışıp çalışmadığı test edilmekte ve elde edilen ilk sonuçlar sunulmaktadır.

3.2 Gezegenlerde dönme

İki boyutlu yıldız modelleri (Roxburgh 2004; Rieutord & Espinosa Lara 2013) ile Güneş Sistemi'ndeki dev gaz gezegenlerini ekvator yarıçapı bölü kutup yarıçapına karşı dönme parametresi (merkez kaç ivmesi bölü kütle çekim ivmesi) grafiğinde kıyasladığımızda bu iki grubun ayrıştığını görüyoruz. Nasıl kutup ve ekvator yarıçapları birbirinden farklılaşıyor. Gezegenlerde nasıl fark ediliyor? Burada artış nasıl meydana geliyor? Mars, Yer ve diğer katı gezegenler de gaz gezegenlerle aynı safta yer tutuyor. Yıldız modellerinde kutup yarıçapının dönme hızı ile değişmediğini tespit ediyoruz. Gezegenlerde ise muhtemelen kutup yarıçapı dönme hızına bağlı olmak üzere azalıyor. Bu nedenle, gezegenlerde ekvator yarıçapı bölü kutup yarıçapı oranı yıldızlara göre daha fazla artmaktadır. Durumu şöyle de açıklayabiliriz; gezegen hızlı döndükçe ekvator kısmı şişer ve dolayısıyla ekvator yarıçapı artar. Bu artış için gerekli malzeme kutup bölgesinden sağlanır ve dolayısıyla kutup yarıçapı azalır.

3.3 Gezegenlerin kimyasal bileşimi ve özek kütlesi

Kimyasal bileşimden kısaca bahsetmekte yarar var. Y_0 yıldız oluşurken başlangıç helyum bolluğu, Z_0 ise ağır element bolluğu olsun. Bu durumda başlangıç hidrojen bolluğu:

$$X_0 = 1 - Y_0 - Z_0. \tag{1}$$

1) Diskin herhangi bir bölgesinde ortamdan sadece hidrojen kaybediliyorsa o zaman kayıp sonrasındaki Y/X oranı Y_0/Z_0 oranı ile aynıdır. O zaman gezegenin zarfında bir kompozisyon farklılaşması varsa $Y_X/Z_X{=}Y_0/Z_0$ olacak. Buradan,

$$Y_X = Y_0 Z_X/Z_0 \tag{2}$$

olur. 2) Eğer Hidrojen ve Helyum birlikte kaybediliyorsa o zaman da şu açıklama geçerli; hidrojen ve helyumun oranları kütlece değişmemiş olması lazım: $Y_{XY}/X_{XY}{=}Y_0/X_0$. Bu durumda,

$$Y_{XY} = Y_0(1 - Z_{XY})/(1 - Z_0). \tag{3}$$

Bu iki ilişki $Y-Z$ grafiğinde iki ayrı çizgi şeklindedir (bkz. Yıldız ve diğ. 2024, şekil 7-8). $Y-Z$ grafiğindeki bu çizgilerden ilki yüksek ve pozitif bir eğime sahipken ikincisi çok daha düşük ve negatif bir eğime sahiptir. Burada, modellerimizin bünyevi kimyasal bolluğunu bu diyagrama yerleştirdiğimizde hangi çizgiye yakın olması gerektiğini sorabiliriz. Sadece karasal gezegenleri düşündüğümüzde bile bu soruya net bir yanıt buluyoruz. Karasal gezegenler esas olarak hidrojen ve helyumsuzdur. Demek ki hidrojen ve helyum birlikte kaybediliyor. O halde bizim yaptığımız modeller ikinci çizgi hattını izlemelidir. Ancak, özellikle aydınlatmanın çok yüksek olduğu sıcak gaz devlerde yüksek enerjili fotonlar hidrojen atomu üzerinde daha fazla etkili olacağından, az da olsa, bir miktar sapma beklenebilir.

Bu iki kimyasal evrim işleyişi aynı zamanda iki farklı özek yapısına işaret etmektedir. Eğer sadece hidrojen kaybedilmişse Jüpiter modelinin özek kütlesi sıfır, hidrojen ve helyum birlikte kaybedilmişse büyük kütleli bir özek söz konusudur, yaklaşık 40 $M_\odot$. Bu durum, nitelikçe diğer gaz devler için de geçerlidir. Eğer Jüpiter, Satürn, Uranüs ve Neptün modellerinin bu hat üzerinde yer aldığını kabul edersek özek kütlesi ile gezegen kütlesi arasında çok net bir ilişki elde ediyoruz. Bu ilişki limit durum olarak karasal gezegen verileriyle çok uyumludur. Özek kütlesi ile gezegen kütlesi arasındaki ilişki öte-gezegen modellerini oluştururken çok gerekli bir ilişkidir. Özek kütlesini bir şekilde elde ettik. Gezegen kütle-yarıçap ilişkisinin de uyumlu bir şekilde olmasına dikkat ederek Jüpiter için büyük kütleli özek modelinin (41-42 $M_\odot$ kadar), tüm gözlemsel verilerle uyum açısından gezegeni en iyi temsil eden modeldir.

4 Gezegen verileri

Gezegen verileri TEPCat (Southworth 2011) kataloğundan alınmıştır. Bu katalogdan hem gezegen hem de barınak yıldızın kütlesi ve yarıçapı bilinen sistemleri inceliyoruz. Gezegen modeli için gerekli olan yaş yıldızın temel özelliklerinden hesaplanmaktadır (Yıldız ve diğ. 2014).

5 `MESA` evrim koduyla gezegen modelleme

İç yapı modelleri lineer olmayan kütlenin sürekliliği, hidrostatik denge, ısıl denge ve sıcaklık gradyeni denklemlerinin çözümünden elde edilir. Bu çalışmada gezegen modelleri `MESA` evrim koduyla elde edilmiştir. `MESA` evrim kodu farklı evrim aşamalarındaki düşük kütleli yıldızlardan büyük kütleli yıldızlara kadar birçok evrim modeli için çok sayıda fizik modülünü içinde barındırır. Yıldızlar için olduğu gibi farklı yapı ve evrimsel süreçlere sahip karasal ve dev gaz gezenlerin evrim modellerini oluşturmak için de son derece kullanışlıdır. Modüller içerisinde farklı sıcaklık, yoğunluk ve kimyasal bileşime sahip modeller için opasite (saydamsızlık) tabloları, atmosfer sınır koşulları, nükleer tepkime hızları ve elementlerin difüzyonu bulunur. Gezegen modelleri oluşturulurken `MESA`'nın r23.05.1 versiyonu kullanılmıştır. İç yapı modellerinde konveksiyon kuramı için standart karışım uzunluğu kuramı (Böhm-Vitense 1958) varsayılmıştır. Düşük ve yüksek sıcaklıklardaki saydamsızlıklar için Ferguson ve diğ. (2005) ve `OPAL` (Iglesias & Rogers 1993, 1996) saydamsızlık tabloları kullanılmıştır.

Model yaparken gezegenin gözlemsel özelliklerinden özek yoğunluğunu tahmin etmek gerekiyor. Bu hesap için gezegenlerin kütle-yoğunluk ilişkisini kullandık. Karasal gezegenlerin kütle-yoğunluk ilişkisi bu bakımdan yararlı olabilir. Bu ilişkiye göre gezegenin ortalama yoğunluğu gezegen kütlesinin karekökü ile doğru orantılıdır. Gaz gezegenlerin özek yoğunluğunu bu ilişkinin dış değeri (extrapolation) olarak hesaplayabiliriz. Bu yaklaşıma ilk kez bu çalışmada başvuruluyor.

6 Dev gaz gezegenlerin modelleri

Gezegen modelleri yapmak için `MESA` evrim kodunu kullandık (Paxton ve diğ. 2011, 2013, 2019). Hedef başlangıçta 50 tane gezegenin modelini yapmaktı ama çeşitli ara programlar yazarak mümkün olduğunca çok gezegenin modelini yaptık.

Yapı üzerinde etkili olan faktörler nelerdir? Bu açıdan şematik olarak Jüpiter modelini düşünelim. Bir özek var. Bu metal bir küre. Bu metal kürenin kütlesi ne kadar onu bilmiyoruz. En önemli soru işaretlerinden birisi bu. Juno'nun kütle momentlerine dayalı olarak verilerine bakacak olursak özek kütlesiz de olabilir deniyor (Seidelmann ve diğ. 2007). Özek aşınmış olabilir. Özek oluştuktan sonra zarfla sürekli bir aşınma yaşadığı için kısmen çözülmüş olabilir ama o sırada da karmaşık işlemler söz konusu. İkinci bir belirsizlik özek yoğunluğudur. Diğer belirsizlikler ise gaz içeriği (bolluğu) hakkındadır. Bir gramda ne kadar helyum var? Ne kadar ağır element var?

Jüpiter çok özel bir gezegen. Model için kısıt olarak kullanılacak gözlemsel parametreler arasında, frekanslar arasındaki büyük ayrılma da var. Jüpiter'in titreşim frekansları yayınlanmış durumda (Gaulme ve diğ. 2011). Durante ve diğ. (2022) da güneş benzeri titreşimler keşfettiler ama tek tek frekansları bulamadılar. Bu bakımdan, elde edeceğimiz modellerin gözlenen büyük ayrılma değerini sağlayıp sağlamaması önemli bir sonuçtur. Diğer bir kısıt sıcaklık gradyenidir (Bolton ve diğ. 2017). Diğer bir yaklaşım ise gezegen oluşum sürecinde ve yakın gezegenlerde gezegen oluştuktan sonraki kütle kaybının ne şekilde olduğu ile ilgilidir. Gezegenler oluşurken disk gaz kaybeder. Peki, gazı nasıl kaybediyor? Bu çok kritik bir durum. Örneğin ayrışma var mı? Hidrojen ve helyum birbirinden ayrışıyor mu yoksa birlikte mi kaybediliyor? İki seçenek düşünebiliriz burada. Sadece hidrojeni kaybediyorsa bu başka bir kimyasal oluşum demektir. Hidrojen ve helyumu birlikte kaybediyorsa bu da başka bir oluşumdur. Dolayısıyla bu da bize bir kısıt oluşturuyor (Yıldız ve diğ. 2024).

6.1 Model sonuçları

Aydınlatma enerjisi en çok gaz devleri birbirinden ayırmaktadır. Esas aydınlatılanlar çok yüksek yarıçapa sahip. Az aydınlatılan gaz devler ise daha küçük yarıçapa sahip. Kütle-yarıçap grafiğinde az aydınlatılanlar ve çok aydınlatılanlar birbirinden tamamen ayrışmaktadır. Bu gruplardan gezegenlerin katalog verilerini kullanarak iç yapı modellerini yaptık. Gerekli olan yaş hesabını ise Yıldız ve diğ. (2014) çalışmasındaki yöntemle elde ettik.

Az aydınlatılan gezegenler için, gram başına alınan aydınlatma enerjisine karşı yarıçapı çizdiğimizde yarıçapın çok yavaşça arttığını saptıyoruz. Bu artış miktarı verinin saçılması yanında küçük kaldığından artış neredeyse yoktur. Çok aydınlatılan gezegenler için model yaptığımızda acaba yarıçapta gözlenen hızlı artışı görebilecek miyiz? Maalesef hayır! Çok ilginç bir sonuç bu. Çok aydınlatılan modeller yarıçap olarak az aydınlatılanlardan ayrışmamaktadır. Az aydınlatılan gezegenler için geçerli olan çok yavaş artış çok aydınlatılan gezegen modelleri için de devam etmektedir.

Model yaptığımızda elde ettiğimiz en çarpıcı sonuç bu. Modelde yüksek ya da düşük akıyı gezegene veriyoruz ancak az aydınlatılanlarla çok aydınlatanlar birbirinin devamı çıkıyor. Aslında ne bekliyoruz? Yüksek aydınlatma akısını verdiğimiz zaman gezegen soğuyamayacak ve büyük yarıçapla kalacak. Oysa aynı eğilim devam ediyor. Demek ki tek başına aydınlatma ya da doğrudan aydınlatmanın sonucu değil bu yüksek yarıçap. Başka bir etki söz konusu. Ne olabilir? 1) Kimyasal bileşim olabilir. Zarftaki kimyasal bileşimin akıya bağlı olduğunu düşünüyoruz. Örneğin akıya bağlı ağır element bolluğu değişimi, helyumda da bir azalma bekleriz tabii ki. 2) Yaşın etkisi olabilir. Eğer yüksek aydınlatmalı sistemler genç ise modelin yarıçapı da büyük olmaktadır. Ancak bu sistemlerin hepsinin genç olması pek olası değildir. 3) Dönme olabilir. Bu durumda, akı yüksek olduğunda dönme hızı da yüksek olmalı. Ancak yüksek akı aynı zamanda gezegenle barınak yıldızının yakın olması durumunu da kapsadığından senkronizasyon geçerli olacağından gezegenlerin yavaş dönmesini bekleriz. 4) Gelgit etkisi ayrıca değerlendirilmeli. Yıldız ve diğ. (2014) çalışmasında gelgit etkisi sınırlı bulunmuştu. Ancak o çalışmada gelgit etkisi gezegen yarıçapları üzerinde aydınlatmanın etkisi çıkarıldıktan sonra araştırılmıştı. Bu durumda zaten az çıkar. Daha genel bir yaklaşımla aydınlatma etkisini bir tarafa bırakarak doğrudan gelgit etkisi araştırılabilir.

7 Yorumlar

Bu çalışmada az ve çok aydınlatılan çok sayıda dev gaz gezegenin modelleri yapıldı. Çok çarpıcı sonuçlar elde edildi. Çok yüksek akıyı gezegene vermek onu doğal olarak büyük yarıçaplı yapmıyor. Bu akıya maruz kaldığı için muhtemelen diskte gezegen oluşmadan önce kimyasal farklılaşma ortaya çıkmış olabilir.

Akıya bağlı olarak kimyasal bileşimin değişimine ilişkin modeller yaparak ağır element bolluklarının nasıl değişmesi gerektiğini elde edebiliriz. İleriki çalışmalarımızda bu konuyu daha ayrıntılı araştırmayı hedefliyoruz. Bu yaklaşım aydınlatmanın dolaylı etkisiyle yarıçapın büyük olduğu yaklaşımına dayalıdır. Hem gezegen hem de disk süreçlerinde fotonla buharlaşma sonucunda X ve Y azalmış, Z ise artmış olmalıdır. Diğer etkiler de ayrıca sınanmalıdır. Bu etkilerin başında gelgit etkisi gelmektedir. Yüksek aydınlatma enerjisi aynı zamanda gezegenin daha fazla barınak yıldızın çekim alanından etkilenmesi demektir. Bu durumda çeşitli mekanizmalarla gezegenin iç yapısı ısıtılıyor olabilir.

Gelecek çalışmalarda daha fazla gezegenin içyapı modellerini yaparak onların merak uyandıran gizemini çözmeyi hedefliyoruz.

Teşekkür

Bu araştırma TÜBİTAK'ın 122F107 nolu projesi (GAYE) tarafından desteklenmektedir.

Kaynaklar

Bolton S. J., Adriani A., Adumitroaie V., Allison M., Anderson J., Atreya S., Bloxham J., ve diğ., 2017, Sci, 356, 821. doi:10.1126/science.aal2108

Böhm-Vitense E., 1958, ZA, 46, 108

Burrows A., Guillot T., Hubbard W. B., Marley M. S., Saumon D., Lunine J. I., Sudarsky D., 2000, ApJL, 534, L97. doi:10.1086/312638

Chabrier G., Debras F., 2021, ApJ, 917, 4. doi:10.3847/1538-4357/abfc48

Durante D., Guillot T., Iess L., Stevenson D. J., Mankovich C. R., Markham S., Galanti E., ve diğ., 2022, NatCo, 13, 4632. doi:10.1038/s41467-022-32299-9

Ferguson J. W., Alexander D. R., Allard F., Barman T., Bodnarik J. G., Hauschildt P. H., Heffner-Wong A., ve diğ., 2005, ApJ, 623, 585. doi:10.1086/428642

Fortney J. J., Marley M. S., Barnes J. W., 2007, ApJ, 659, 1661. doi:10.1086/512120

Gaulme P., Schmider F.-X., Gay J., Guillot T., Jacob C., 2011, A&A, 531, A104. doi:10.1051/0004-6361/201116903

Guillot T., Burrows A., Hubbard W. B., Lunine J. I., Saumon D., 1996, ApJL, 459, L35. doi:10.1086/309935

Guillot T., Santos N. C., Pont F., Iro N., Melo C., Ribas I., 2006, A&A, 453, L21. doi:10.1051/0004-6361:20065476

Henning T., Semenov D., 2013, ChRv, 113, 9016. doi:10.1021/cr400128p

Iglesias C. A., Rogers F. J., 1993, ApJ, 412, 752. doi:10.1086/172958

Iglesias C. A., Rogers F. J., 1996, ApJ, 464, 943. doi:10.1086/177381

Nettelmann N., Becker A., Holst B., Redmer R., 2012, ApJ, 750, 52. doi:10.1088/0004-637X/750/1/52

Paxton B., Bildsten L., Dotter A., Herwig F., Lesaffre P., Timmes F., 2011, ApJS, 192, 3. doi:10.1088/0067-0049/192/1/3

Paxton B., Cantiello M., Arras P., Bildsten L., Brown E. F., Dotter A., Mankovich C., ve diğ., 2013, ApJS, 208, 4. doi:10.1088/0067-0049/208/1/4

Paxton B., Smolec R., Schwab J., Gautschy A., Bildsten L., Cantiello M., Dotter A., ve diğ., 2019, ApJS, 243, 10. doi:10.3847/1538-4365/ab2241

Rieutord M., Espinosa Lara F., 2013, LNP, 865, 49. doi:10.1007/978-3-642-33380-4_3

Roxburgh I. W., 2004, A&A, 428, 171. doi:10.1051/0004-6361:20041202

Saumon D., Chabrier G., van Horn H. M., 1995, ApJS, 99, 713. doi:10.1086/192204

Seidelmann P. K., Archinal B. A., A'hearn M. F., Conrad A., Consolmagno G. J., Hestroffer D., Hilton J. L., ve diğ., 2007, CeMDA, 98, 155. doi:10.1007/s10569-007-9072-y

Southworth J., 2011, MNRAS, 417, 2166. doi:10.1111/j.1365-2966.2011.19399.x

Storch N. I., Lai D., 2014, MNRAS, 438, 1526. doi:10.1093/mnras/stt2292

Weiss L. M., Marcy G. W., Rowe J. F., Howard A. W., Isaacson H., Fortney J. J., Miller N., ve diğ., 2013, ApJ, 768, 14. doi:10.1088/0004-637X/768/1/14

Yıldız M., Çelik Orhan Z., Kayhan C., Turkoglu G. E., 2014, MNRAS, 445, 4395. doi:10.1093/mnras/stu2053

Yıldız M., Çelik Orhan Z., Örtel S., Çakır T., 2024, MNRAS, 528, 6881. doi:10.1093/mnras/stae476

Access:
M25-0323: Turkish J.A&A — Vol.6, Issue 3.

TJAA Vol. **6**, *Special Issue*, *p.*175–188 (2025). DOI: 10.55064/tjaa.1598420 *Research Article*

Galaktik Kalın Disk Oluşum Mekanizmalarının İncelenmesi

Serkan Yıldız[1], Özgecan Önal Taş[2] ⋆
[1] *İstanbul University, Graduate School of Science, Department of Astronomy and Space Sciences, 34116, Beyazıt, Istanbul, Turkey*
[1] *İstanbul University, Faculty of Science, Department of Astronomy and Space Sciences 34119, Beyazıt, Istanbul, Turkey*

Accepted: March 5, 2025. Revised: March 5, 2025. Received: December 9, 2024.

Özet
Bu çalışmanın amacı, Samanyolu kalın diskinin oluşumuna yol açabilecek senaryoların olası etkilerini anlamaktır. Kalın disk oluşumu için önde gelen mekanizmalar olarak yığılma, birleşme, göç ve ısınma senaryoları önerilmiştir. Olası oluşum senaryolarını araştırmak için APOGEE DR17 kızılötesi tayfsal gökyüzü tarama kataloğundan seçilen farklı ışıma gücü sınıflarına sahip yıldızlar incelenmiştir. Galaktik kalın diski, yıldızların kimyasal, kinematik ve dinamik özelliklerini kısıtlayarak seçtik. Her örnek için bir yörünge basıklığı dağılımı çizip, bunu her modeli temsil eden sentetik kalın disk örneklerinin yörünge basıklığı dağılımlarıyla karşılaştırdık. Çalışmada Galaktik kalın disk oluşumu için en belirgin mekanizmanın göç modeli olduğunu bulduk. Ayrıca, ilkel gazın Samanyolu diskine düşmesinden sonra kalın diskin bulunduğu yerde oluşan bazı yıldızlar olduğunu belirledik, bu da Galaktik kalın diskin bazı yıldızlarını oluşturan bir birleşme geçmişi olduğuna işaret ediyor.

Abstract
The aim of this study is to understand the possible effects of scenarios that could lead to the formation of the Milky Way thick disk. Accretion, merger, migration and heating scenarios have been proposed for thick disk formation as leading mechanisms. To investigate the possible formation scenarios, we investigate stars with different luminosity classes selected from the APOGEE DR17 spectral catalogue. We select the Galactic thick disk by constraining chemical, kinematic, and dynamic properties of the stars. For each sample we plot an eccentricity distribution and compare it with the synthetic thick disc samples that represent each model. We find the most prominent mechanism for thick disc formation is migration model. We also determine that there are some stars that were formed where the thick disc reside after their primordial gas fall into the Milky Way disc, which points out there is a merger history that formed some star of the Galactic thick disc.

Anahtar Kelimeler: Galaxy – thick disc – kinematics & dynamics

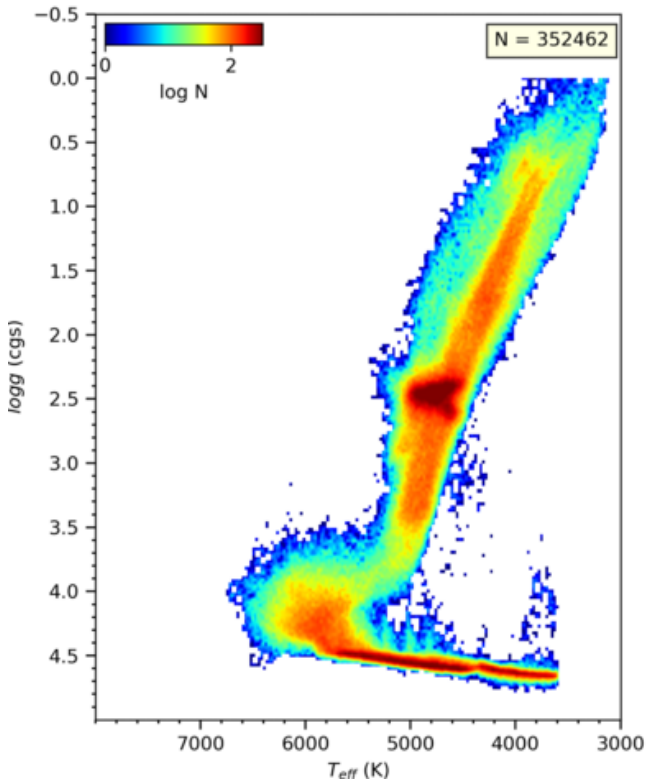
1 Giriş

Galaksimiz Samanyolu, Evrende gözlenen gevşek olmayan sarmal kollara sahip, küçük şişkin bölgesi ve uzun çubuğu olan tipik bir disk galaksisidir (Önal Taş 2016). Durgun halde bakıldığında, Galaksimizin farklı geometrik forma sahip, yapısında yaş, kimya, kinematik ve dinamik bakımdan farklılık gösteren yıldız popülasyonlarına sahip üç ana bileşeni vardır. Bunlar içten dışa doğru şişkin bölge, disk ve halo olarak sıralanabilir(Bland-Hawthorn & Gerhard 2016). Dinamik durumda Galaksimize baktığımızda bu düzenli görünüm yerini farklı ölçeklerdeki çekimsel pertürbasyon kaynaklarına (uzun çubuk, spiral kollar, dev molekül bulutları vb.), yıldızları birçok düzlemde birbiri içerisine geçmiş Galaktik bileşenlere, uydu cüce galaksilere, diskin alevlenmesi ve burulması vb. yapılara bırakmıştır (Önal Taş 2016; Önal Taş, Bilir & Plevne 2018). Bu durum bilimsel analiz süreçlerinde çeşitli karmaşalara neden olmaktadır. Örneğin, Galaktik yapı çalışmaları açısından Galaksi diskinin alt bileşenlerini, disk ile halo ve disk ile şişkin bölge karakteristiği gösteren yıldızları birbirinden ayırabilmek oldukça önemlidir (Önal Taş 2016). Bu çalışma açısından Galaksi diskinin iki ana bileşeni olan ince disk ve kalın disk yıldızlarının birbirinden ayrıştırılması önemlidir (Navarro ve diğ. 2011; Juric ve diğ. 2008; Chiba & Beers 2000). Bu ayırma işlemi yıldızların yaşlarına, kimyalarına, kinematik ve dinamik parametrelerine sınırlamalar getirilerek ya da bunların bir kombinasyonu kullanılarak gerçekleştirilebilir. Özellikle duyarlı tayin edilen yıldız yaşları daha gerçekçi sonuçlar verecektir. Bununla birlikte, tek yıldızlar için yaş hesaplamaları günümüzde hala yeterince duyarlı sonuçlar vermediğinden bu çalışmanın kapsamının dışında bırakılarak diğer yöntemler tercih edilmiştir (Döner ve diğ. 2023).

Galaksi diskinde potansiyel alt bileşenlerin varlığı fikri Gilmore & Reid (1983)'in çalışmasında ortaya atılmıştır.Bu çalışmada, güney Galaktik kutup doğrultusundaki yıldızların fotometrik yıldız sayım yöntemiyle incelenmesi sonucunda Galaktik diske dik doğrultuda hesaplanan yıldız yoğunlukları iki üstel fonksiyon ile ifade edilmiştir. Bu keşif Galaksi diskini iki popülasyona bölmüştür: ince disk ve kalın disk. Bu keşfin ardından yapılan çok sayıda çalışma (örneğin; Nemec & Nemec (1991, 1993); Norris (1999); Nykytyuk & Mishenina (2006)) bu iki bileşene ait yıldızların gerçekten de farklı özelliklere sahip olduğunu ortaya koymuştur. İnce disk yıldızları Galaksinin en genç, en çember yörüngeli, metalce zengin ve alfa-elementleri bakımından fakir yıldızlarıdır. Kalın disk yıldızları ise ince diske göre daha yaşlı, yörüngeleri basıklaşmış, metalce daha fakir ve alfa elementleri bakımından daha zengin yıldızlardır. Günümüzde bu özelliklerin, birbirini devam eden süreçlerle mi, yoksa her iki bileşenin farklı evrim basamaklarıyla mı oluştuğu önemli bir tartışma konusudur.

⋆ ozgecan.onal@istanbul.edu.tr

© 2025 Turkish Astronomical Society (TAD)



Şekil 1. APOGEE DR17 taramasından seçilen 352 462 yıldızın Kiel diyagramı.

Bunun bir diğer nedeni, ince disk ve kalın disk yıldızları arasında benzer özellikli bir geçiş popülasyonu olmasıdır. Bu nedenle, disk içerisindeki yıldızların birbirinden ayrıştırılması kadar, bu bileşenlerin birbirine karışmasına neden olan mekanizmaların oynamış oldukları rollerin anlaşılması da önemlidir (Bland-Hawthorn & Gerhard 2016).

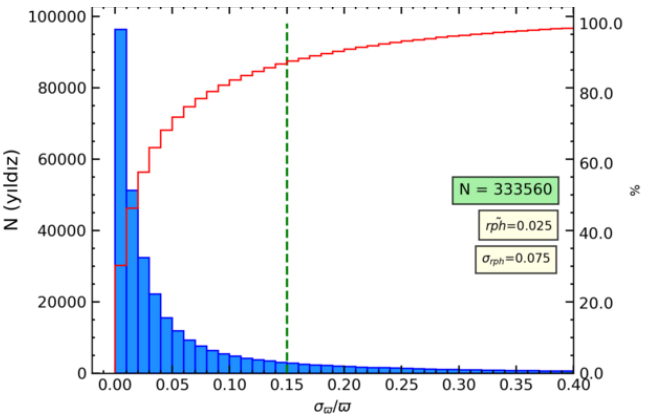
Literatürde kalın diskin nasıl oluştuğunu açıklamaya çalışan çok sayıda simülasyon çalışması yapılmıştır (Yoachim & Dalcanton 2006; Saha, Tseng & Taam 2010; Minchev ve diğ. 2015; Aumer, Binney & Schönrich 2016; Buck 2020). Bu çalışmalardan en göze çarpanı, başlıca önerilen dört modelin simülasyonlarını yaparak sentetik kalın disk yıldızı üreten Sales ve diğ. (2009)'nin çalışmasıdır. Çalışmada üretilen kalın disk yıldızlarının yörünge basıklıkları hesaplanarak dağılımları oluşturulmuştur. Her bir dağılım ise sentetik örneğin üretildiği kalın disk oluşum modelini temsil etmiştir. Çalışmada incelenen dört temel senaryo göç, yığışma, birleşme ve ısınma senaryolarıdır. *Göç* senaryosu Sellwood & Binney (2002) tarafından önerilmiştir. Buna göre Galaksi diskinde bulunan spiral kollar hareket eden yoğunluk dalgaları olduklarından bu hareketin sonucunda rezonans bölgeleri oluştururlar. Spiral kollardan kaynaklanan rezonans bölgeleri civarında bulunan yıldızlar bu bölgelerin etkisiyle bir sıkışmaya maruz kalarak Galaksi düzlemi boyunca içe ya da dışa doğru göç edebilirler. *Yığışma* senaryosu Abadi ve diğ. (2003) tarafından önerilmiştir. Buna göre, Galaksimizin çekim alanına kapılıp parçalanan daha küçük galaksilerden çalınan yıldızlar Galaksi düzlemine doğru hareket ederek yığışmış ve bunlar zamanla eş düzlemli yörüngelere yerleşerek Galaktik kalın diski oluşturmuştur. *Birleşme* senaryosu Brook ve diğ. (2004) tarafından önerilmiştir. Buna göre Galaksimizin geçmişinde gazca zengin birleşmelerin aktif olduğu, yani Galaksimizin bol miktarda gaz biriktirdiği bir dönemin sonucunda disk düzlemine inen bu gazlar ve oluşturdukları yıldızlar sayesinde dönen kalın bir disk bileşeninin oluşması tasvir edilmiştir. *Isınma* senaryosu Villalobos & Helmi (2008) tarafından önerilmiştir. Modele göre başlangıçtan beri var olan büyük bir ilkel uydu galaksinin, dönen ince diskle birleşmesiyle dinamik bir ısınma süreci başlamış olur. Buna göre disk yıldızlarının dinamik ısınmayla hız dispersiyonu artmış ve bu yıldızların disk düzleminden yukarılara doğru çıkmasıyla kalın disk oluşmuştur.

Bu çalışmada, bir bütün olarak Galaksimizin maruz kaldığı iç ve dış ortam kaynaklı etkiler ve yıldız evrimi dikkate alınarak Galaktik kalın disk oluşumunun hangi süreç(ler) ile meydana geldiğinin çözümlenmesi amaçlanmıştır. Buna göre makale şöyle düzenlenmiştir: ikinci bölümünde verilerin seçimi ve kinematik, dinamik parametre tayini, ışıma gücü sınıflarının belirlenmesi, Galaktik kalın disk alt örneklerinin farklı yöntemlerle belirlenmesi anlatılmış; üçüncü bölümde kinematik, dinamik ve kimyasal özelliklerine göre belirlenen kalın disk örneklerinin yanı sıra ideal koşullar altında seçilen kalın disk yıldızlarından elde edilen bulgular incelenmiş ve son olarak dördüncü bölümde kalın disk oluşum modellerinin farklı yollarla elde edilen kalın disk örnekleriyle karşılaştırılması yapılmış ve literatür bulgularıyla birlikte değerlendirilerek elde edilen sonuçlar bildirilmiştir.

2 Veri ve Yöntem

Bu çalışmada ana tayfsal veri kaynağı olarak APOGalactic Evolution Explorer kızılötesi tayfsal gökyüzü tarama programının 17. veri sürümü (DR17; Abdo'rrauf ve diğ. 2022) kullanılmış ve astrometrik veri kaynağı olarak da Gaia uydusunun üçüncü veri (DR3; Gaia İşbirliği 2021, 2023) sürümü kullanılmıştır. APOGEE DR17 kataloğunda 733,901 yıldıza ait 191 sütun teknik ve bilimsel veri yer almaktadır. Öncelikle APOGEE DR17 kataloğu ile Gaia DR3 kataloğu birleştirilerek her iki katalogta bulunan yıldızların olduğu tek bir katalog oluşturulmuştur. Oluşturulan katalogtaki verilerden güvenilir sonuçların elde edilmesi için verilere şu temizlik kriterleri uygulanmıştır: (i) Gözlemsel tayfların sentetik tayflarla eşleştirme süreçlerinin güvenilirliğinin göstergesi olan `STARFLAG`, `ASPCAPFLAG` ve `FE_H_FLAG` bitmask değerleri sıfıra eşit olan yıldızlar seçilmiştir. (ii) Atmosfer model parametreleri olan yıldızlardan yüzey çekim ivmesi ($\log g$), etkin sıcaklık ($T_{\rm eff}$), metal bolluğu ([Fe/H]) ve alfa bolluğu ([α/Fe]) parametrelerine, sırasıyla, $\log g$>0, $T_{\rm eff}$>0, -3<[Fe/H]≤1.5 ve -2<[α/Fe]<2 sınırlamaları getirilmiştir. (iv) Radyal hız değeri pozitif olan (γ>0) yıldızlar ve (v) Gaia DR3 kataloğundan alınan trigonometrik paralaks değerleri pozitif (ϖ>0) olan yıldızlar seçilmiştir. Bu sınırlamalardan sonra geriye 352 462 yıldız kalmıştır. Bu örnekteki yıldızların Kiel diyagramındaki dağılımları Şekil 1'de gösterilmiştir.

Bir yıldıza ait trigonometrik paralaks hatası, trigonometrik paralaks ölçümlerine oranlandığında rölatif paralaks hatası elde edilir. APOGEE DR17 yıldızlarının Gaia DR3 kataloğunda verilen büyüklüklerinden hesaplanan rölatif paralaks hatası dağılımına bakıldığında (Şekil 2), başlangıçta temizlenen yıldız örneğinin %90'ının 0.15 ve daha küçük bir rölatif hataya sahip oldukları tespit edilmiştir. Rölatif hata dağılımının medyan değeri 0.025 ve standart sapması 0.075 olarak hesaplanmıştır. 0.15 değerinin tercih edilmesinin sebebi mümkün olduğunca çok



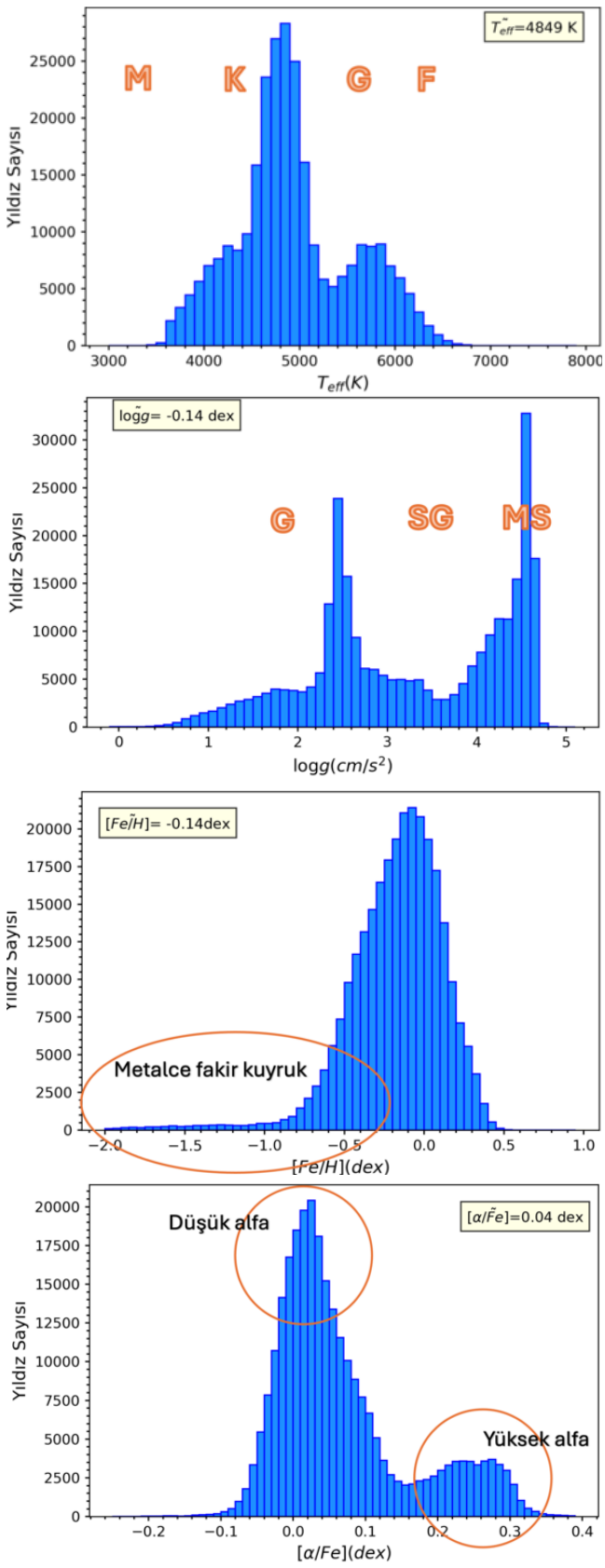
Şekil 2. APOGEE DR17 taramasından seçilen 352 462 yıldızın rölatif paralaks hatası histogramı.

yıldızı hesaplamalara dahil etmek ve kalın disk yıldızı havuzunu genişletebilmektir.

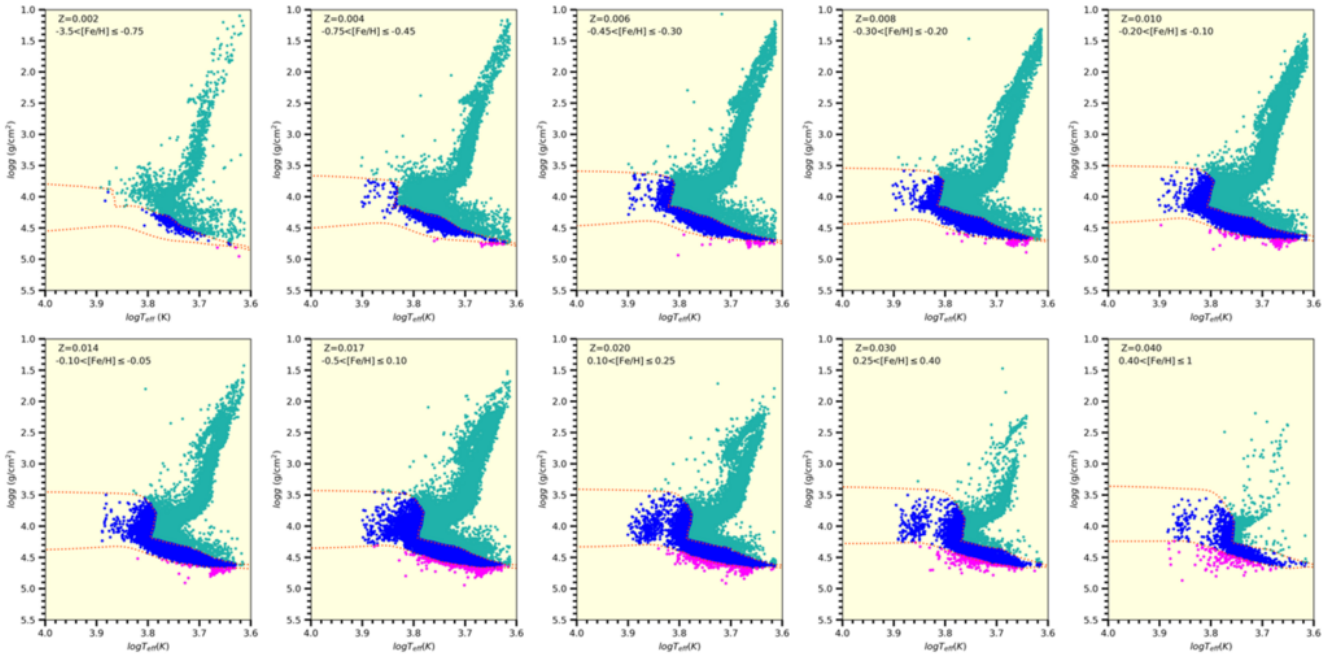
Çalışmada kullanılan yıldızların astrometrik özelliklerine bakıldığında özhareketlerinin -100<μ<100 mas yıl^{-1} aralığında değiştiği ve bileşke özhareketin medyanı 9.64 mas yıl^{-1} olduğu hesaplanmıştır. Radyal hızlar -200<γ<300 km s^{-1} aralığında değişmekte olup ve medyan radyal hız 2.64 km s^{-1}'dir. Atmosfer model parametrelerinin histogramları Şekil 3'te gösterilmektedir. Buna göre etkin sıcaklık ($T_{\rm eff}$) histogramında iç içe geçmiş ve ayrık olmak üzere çok modlu bir dağılımla karşımıza çıkmaktadır. Bu da APOGEE kızılötesi tayfsal gökyüzü tarama programının gözlem stratejisinin bir yansımasıdır. Bu görünüm bize örnek içerisinde F, G, K ve M tayf türünden yıldızların baskın olarak bulunduğunu söyler. Yüzey çekim ivmesi ($\log g$) histogramında da iç içe geçen çok modlu bir dağılım görülmektedir. Bu dağılım özellikle anakol yıldızlarının baskın olduğu 4< $\log g$<5 bölgesinde ve dev yıldızların baskın olduğu $\log g$<3 bölgesinde belirgin modlar olarak görülmektedir. Yıldızların [Fe/H] histogramında Galaktik diskteki Güneş civarındaki yıldızlardan beklenildiği gibi [Fe/H]=0 dex civarında normale yakın bir dağılım ve bu dağılımın metalce fakir tarafta uzamış kuyruğu görülmektedir. Bu kuyruğun nedeni Galaktik kalın disk ve halo yıldızlarıdır. Öte yandan, [α/Fe] histogramında iki modlu bir dağılım görülmektedir. Bu dağılım örneğimiz içerisinde belirgin iki alfa popülasyonu olduğunu söyler. Biri yüksek-alfa, diğeri ise düşük-alfa popülasyonlarıdır. Yüksek-α popülasyonu [Fe/H] düzleminde metalce fakir yıldızları olan kalın disk ya da halo yıldızlarını temsil ederken, düşük-α popülasyonu metalce zengin ve çok büyük bir kısmı ince diske ait yıldızları temsil eder. Bu diyagramdaki iki mod ayrık olmadığından örnek içerisinde hatrı sayılır miktarda geçiş bölgesi yıldızı olduğuna da dikkat edilmelidir.

2.1 Kinematik, Dinamik ve Kimyasal Büyüklüklerin Tayini

Çalışmada yıldızların uzaklıkları (d) Gaia DR3 trigonometrik paralakslarından $1/\varpi$ ilişkisiyle hesaplanmıştır. Gaia DR3 kataloğu APOGEE DR17 yıldızlarının kinematik ve dinamik parametrelerinin hesaplanması için gerekli olan altı boyutlu parametre uzayının başlıca beş parametresini son derece yüksek bir duyarlılıkla sağlamaktadır. Bunlar yıldızların ekvatoral koordinatları (α, δ), özhareket bileşenleri



Şekil 3. Çalışmadaki yıldızların etkin sıcaklık (Üst panel), yüzey çekim ivmesi (Üstten ikinci panel), [Fe/H] bolluğu (Alttan ikinci panel) ve [α/Fe] bolluk oranı (Alt panel) histogramları.



Şekil 4. Farklı metal bolluğu aralıklarında anakol, alt dev ve dev şıma gücü sınıflarındaki yıldzların Kiel diyagramındaki görünümleri.

($\mu_\alpha \cos\delta$, μ_δ) ve trigonometrik paralakslarıdır (ϖ). Bunlara ek olarak, APOGEE'nin yüksek sinyal-gürültü oranlı ve yüksek çözünürlüklü tayflarından gelen radyal hız (γ) ölçümleri eklenince çalışmamızdaki yıldızların kinematik parametreleri oldukça duyarlı hesaplanmıştır. Dinamik yörünge parametreleri için ise yalnızca modellerden gelen yanlılıklardan etkileneceklerini söyleyebiliriz. Bu çalışmada, yıldızların kinematik analizler için gerekli olan uzay hızı bileşenleri (U, V, W) ve toplam uzay hızı (S) ile dinamik analizler için gerekli olan yörünge parametreleri ($z_{\rm m}$ ve e) bir Python kütüphanesi olan `galpy` (Bovy 2015) ile hesaplanmıştır. Uzay hızı bileşenleri galpy ile hesaplandıktan sonra diske paralel uzay hızları olan U ve V'ye diferansiyel dönme düzeltmesi uygulanarak disk yıldızlarının Galaksi merkezine göre uzaklıklarından kaynaklanan sapmalar bertaraf edilmiştir. Ardından tüm uzay hızı bileşenleri Coşkunoğlu ve diğ. (2011)'nin yerel durağanlık standardı değerleri kullanılarak Güneş civarı için net hızlara dönüştürülmüştür. Dinamik yörünge parametreleri Galpy programında MWPotential2014 simetrik Galaktik potansiyeli kullanılarak yıldızların yörüngelerini birkaç kez kapatabilmesi için 3 Gyıl boyunca 3 Myıl adımlarla oluşturulmuştur. APOGEE DR17 kataloğu yapısında radyal hız ve atmosfer model parametrelerine ek olarak 27 elemente ait kimyasal bolluk değerlerini içermektedir. Çalışmamızdaki yıldızların [Fe/H] ve [α/Fe] bolluk oranları doğrudan katalogtan gelmektedir.

2.2 Işıma Gücü Sınıflarının Belirlenmesi

Bu çalışmada APOGEE DR17 kataloğundan seçilen yıldızlar anakol, altdev ve dev yıldızlar olmak üzere ışıma gücü sınıflarına ayrılmıştır. Işıma gücü sınıflarının belirlenmesinde Bilir ve diğ. (2020) yöntemi kullanılmıştır. Bu yöntem PARSEC kütle yolları kullanılarak -3.5<[Fe/H]<1 (dex) aralığındaki yıldızları farklı genişlikteki ardışık 10 metal bolluğu aralığına böler. Her bir aralık için sıfır yaş (ZAMS) ve terminal yaş (TAMS) anakolunu temsil eden eşyaş eğrileri Kiel diyagramına yerleştirilerek anakol yıldızları ve evrimleşmiş yıldızlar seçilmiştir. ZAMS ve TAMS arasındaki yıldızlar *anakol*, TAMS eğrisinin üstünde kalan tüm yıldızlar ise *evrimleşmiş* ve ZAMS eğrisinin altında kalan yıldızlar *istatistik dışı* yıldızlar olarak sınıflandırılmışlardır. Evrimleşmiş yıldızlar karma bir grup olup altdev ve dev popülasyonları karışık haldedir. Bu popülasyonların birbirlerinden ayrılmasında ise $\log g$ parametresi kullanılmıştır. Buna göre $3<\log g<4$ olan yıldızlar alt dev, $\log g\leq 3$ olan yıldızlar ise dev yıldızlar olarak seçilmiştir. Şekil 4'te 10 metal bolluğu aralığı için ışıma gücü sınıflarına ayrılmış yıldızların Kiel diyagramı görülmektedir. Mavi noktalar anakol, yeşil noktalar evrimleşmiş ve pembe noktalar istatistik dışı bırakılan yıldızları temsil etmektedir.

2.3 Galaktik Kalın Disk Popülasyonlarının Farklı Yöntemlerle Belirlenmesi

Bu çalışmada Galaktik kalın disk popülasyonlarının belirlenmesi için kinematik, kimyasal ve dinamik olmak üzere üç farklı yöntem kullanılmıştır. Buradan hareketle kinematik, dinamik ve kimyasal kalın disk yıldızı alt örnekleri oluşturulmuştur.

2.3.1 Kinematik Kalın Disk Yıldızları

Anakol, altdev ve dev olarak ışıma gücü sınıflarına ayrılan yıldızların kinematik özelliklerine göre disk alt popülasyonlarına ayrılmasında Bensby ve diğ. (2003, 2014) tercih edilmiştir. Bensby ve diğ. (2014) çalışmasında yıldızların uzay hızı bileşenleri ve hız dispersiyonları kullanılarak ince disk, kalın disk ve halo yıldızlarının bir Gauss dağılımı ortaya koydukları varsayılmış her bir Galaktik popülasyon için bir f değeri hesaplanmıştır. Bu değer söz konusu yıldız popülasyonunun uzay hızı bileşenlerine ve asimptotik sürüklenme hızlarıyla ilişkili olarak hesaplanan Gauss dağılımını temsil eder. $f = f(U, V, W)$

Çizelge 1. Güneş komşuluğundaki yıldızların Galaktik bileşenlere göre gözlenme oranları, U, V, W hız bileşenlerindeki dispersiyonları ve asimptotik sürüklenme hızları (Bensby ve diğ. 2003).

		(km s^{-1})			
Bileşen	X (%)	σ_U	σ_V	σ_W	$V_{\rm asym}$
İnce Disk (D)	94	35	20	16	-15
Kalın Disk (TD)	6	67	38	35	-46
Halo (H)	0.15	160	90	90	-220

olmak üzere değeri aşağıdaki bağıntı ile hesaplanmıştır:

$$f = X\ k\ \exp\left(-\frac{U_{\rm LSR}^2}{2\sigma_U^2} - \frac{(V_{\rm LSR}-V_{\rm asym})^2}{2\sigma_V^2} - \frac{W_{\rm LSR}}{2\sigma_W^2}\right) \quad (1)$$

Burada $U_{\rm LSR}$, $V_{\rm LSR}$ ve $W_{\rm LSR}$, yerel durağanlık düzeltmesi ve diferansiyel dönme düzeltmesi uygulanmış uzay hızı bileşenleri, $V_{\rm asym}$, asimptotik sürüklenme hızı, σ_U, σ_V ve σ_W her bir uzay hızı bileşenine ait hız dispersiyonları, X, Çizelge 1'de verilen popülasyon yüzdesi ve k uzay hız dispersiyonlarına bağlı tanımlanmış olan Gauss dağılımını temsil eden bir çarpandır. k çarpanı ise aşağıdaki bağıntı ile hesaplanır:

$$k = (2\pi)^{-3/2}\frac{1}{\sigma_U\sigma_V\sigma_W} \quad (2)$$

İnce ve kalın disk bileşenleri için f değerleri, bu bileşenlerin Güneş civarında görülme yüzdeleri (bkz. Çizelge 1) aşağıdaki bağıntıya yerleştirilerek kalın disk olma olasılığının ince disk olma olasılığına oranı (TD/D) hesaplanmıştır:

$$\mathrm{TD/D} = \frac{x_{\rm TD} f_{\rm TD}}{x_{\rm D} f_{\rm D}}. \quad (3)$$

Yapılan analizlerde TD/D oranının hala ince disk ve halo yıldızları tarafından bir miktar kirletildiği tespit edilmiştir. Bensby ve diğ. (2014) çalışmasına göre TD/D>2 koşulunu sağlayan yıldızlar yüksek olasılıklı kalın disk yıldızlarını temsil etmektedir. Bunun da önüne geçmek için yüksek olasılıklı kalın disk popülasyonu yıldızlarına, Nissen (2004)'in toplam uzay hızlarına (S) getirdiği sınırlar kullanılmıştır. Buna göre, $S\leq$50 km s^{-1} olanlar ince disk popülasyonunu, 50$<S\leq$70 km s^{-1} ince disk ile kalın disk arasındaki geçiş bölgesini, 70$<S\leq$180 km s^{-1} kalın disk popülasyonunu, $S>$200 km s^{-1} ise halo popülasyonunu temsil etmektedir.

2.3.2 *Dinamik Kalın Disk Yıldızları*

Dinamik kalın disk yıldızlarını belirlemek için bir yıldız yörüngesinin Galaktik düzleme olan en büyük dik uzaklığı olarak tanımlanan $z_{\rm m}$ parametresi kullanılmıştır. Wilson ve diğ. (2010) çalışmasında Galaktik kalın disk yıldızlarını incelerken bu örneğin durgun haldeki konumlarını temsil eden $|z|$ değerine sınırlamalar getirmişlerdir. Bu sayede kalın disk popülasyonu içerisindeki ince disk ve halo yıldızlarından kaynaklanan kirlenmeyi azaltarak salt kalın disk popülasyonunun yörünge basıklıklarını incelemişlerdir. Yaptıkları analizlerden kalın disk yıldızlarının 3 kpc'den öteye uzanamayacağını bulmuşlardır. Kalın diskin yükseklik ölçeği kullanılarak kalın disk yıldızlarının 1$<|z|\leq$1.3 (kpc) ve 1.3$<|z|\leq$3 (kpc) uzaklık aralıklarında yıldız sayı yoğunluğu bakımından benzer oranlarda olacaklarını tespit etmişlerdir. 1$<|z|\leq$1.3 (kpc) uzaklık aralığında ince disk ve kalın disk yıldızları benzer yoğunluklarda karşımıza çıkarken özellikle 1.3$<|z|\leq$3 (kpc) aralığı kalın disk popülasyonunun fiziksel anlamda baskın olduğu bölgeleri temsil eder. Çalışmamızda Wilson ve diğ. (2010) çalışmasında kullanılan $|z|$ aralıkları yerine $z_{\rm m}$ değerleri kullanılmıştır. Dinamik kalın disk alt örneğinin belirlenmesinde 1.3$<z_{\rm m}\leq$3 (kpc) aralığı yüksek olasılıklı kalın disk bölgesi olması bakımından tercih edilmiştir.

2.3.3 *Kimyasal Kalın Disk Yıldızları*

Bu çalışmada kimyasal uzay [α/Fe]×[Fe/H] düzlemi olarak seçilmiştir. Kimyasal uzaydan kalın disk popülasyonunu belirlemek için [α/Fe]×[Fe/H] düzlemine Gausyen Karışım Modeli (GMM) uygulanmıştır Pedregosa ve diğ. (2011). GMM, bir makine öğrenme algoritması olarak veriyi tercih edilen sayıda Gauss düzlemiyle fit ederken her birinin o düzlemdeki olasılığını hesaplar. Gauss bölgeleri arasından geçirilen ayrım (ya da karar sınır) çizgisine göre örnek düşük-[α/Fe] ve yüksek-[α/Fe] popülasyonları olarak ayrılır. GMM ile belirlenen karar sınır çizgisinin altında kalan yıldızlar düşük-[α/Fe]'ye sahip ince disk popülasyonlarıdır. Karar sınır çizgisinin üstünde kalan yıldızlar ise daha yaşlı yıldızlardan oluşan ve kimyasal açıdan alfa elementlerince zengin olan yüksek-[α/Fe] popülasyonlarıdır. Yüksek olasılıklı kimyasal kalın disk yıldız popülasyonu kalın disk yıldızları içermesinin yanı sıra halo yıldızlarıyla kirlenir. Halo yıldızları kalın disk ve ince diske nazaran metalce rölatif olarak daha fakir ve alfa elementleri bakımından ise kalın disk popülasyonlarından daha zengindirler. Kalın disk yıldızlarının örnekten çıkarılması için [Fe/H]>-1.5 (dex) sınırı getirilmiştir.

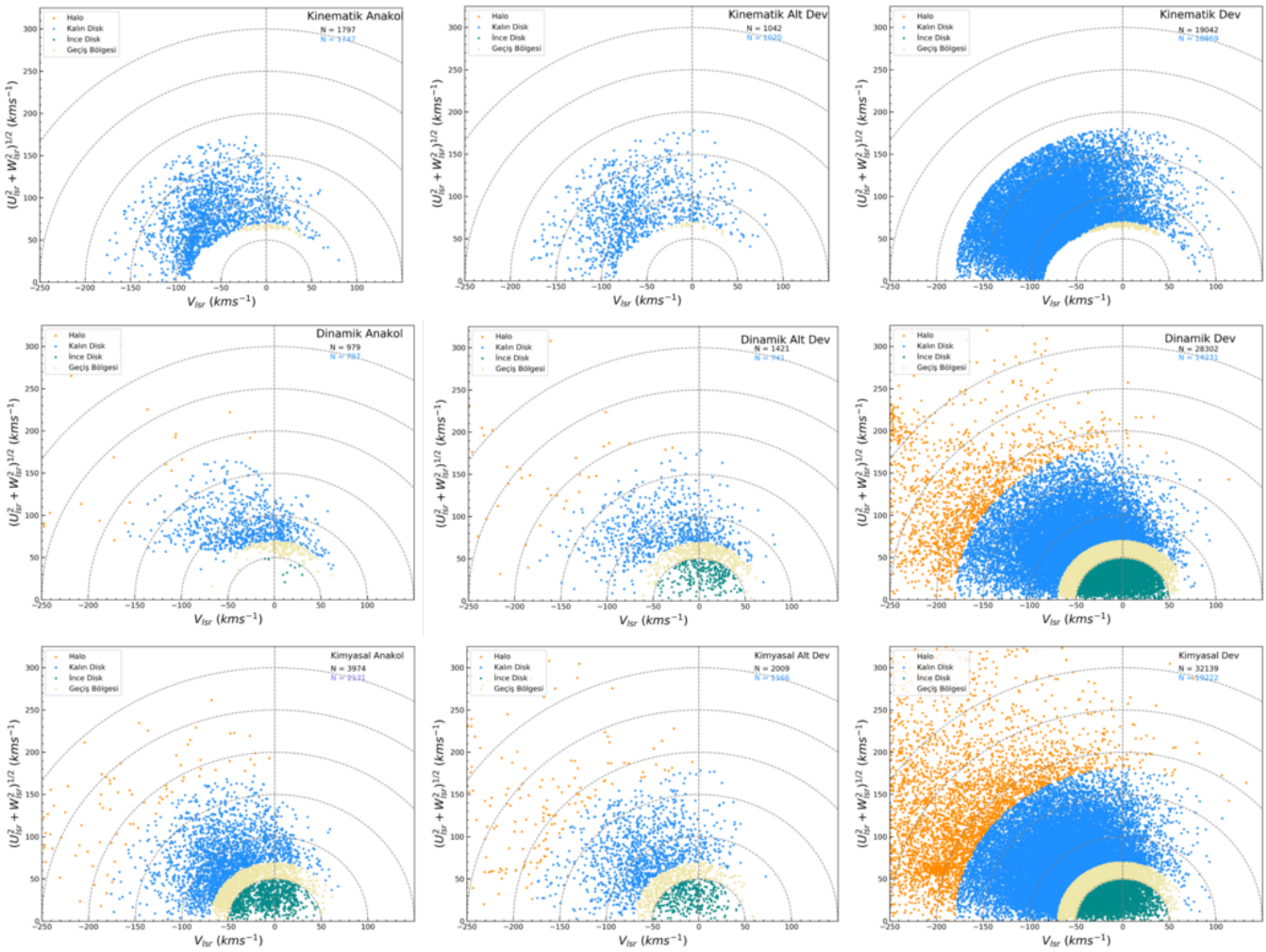
3 Bulgular

Bu çalışmada APOGEE DR17 kataloğundan seçilen anakol, alt dev ve dev yıldızların kinematik, kimyasal ve dinamik özelliklerine getirilen sınırlamalarla üç tür yüksek olasılıklı kalın disk popülasyonu oluşturulmuştur. Bu popülasyonların birbirlerine göre kalın disk popülasyonunu ne kadar iyi yansıttıkları ya da hangi yöntemin en çok Galaktik kalın diski temsil ettiği önemli bir problemdir. Ne yazık ki üç yöntemin de tek başına yetersiz kaldığı literatürde bilinen bir durum olduğundan bu çalışmada yöntemlerin birbirlerine göre durumları irdelenerek en iyi temsilin nasıl sağlanabileceği araştırılmıştır.

3.1 Farklı Kalın Disk Örneklerinin Uyumu

Bu kısımda yüksek olasılıklı kinematik, dinamik ve kimyasal kalın disk örneklerinin Galaktik kalın diski ne kadar iyi temsil ettiklerine dair bulgular ortaya konmuştur. Çalışmada yüksek olasılıklı kinematik kalın disk örneği, TD/D>2 koşulunu sağlayan yıldızlar kümesine Nissen (2004)'in toplam uzay hızı hatasına uyguladığı 70$<S\leq$180(km s^{-1} koşulu getirilerek oluşturulmuştur. Şekil 5'da farklı ışıma gücü sınıfındaki yıldızların yukarıdan aşağıya doğru sırasıyla kinematik, dinamik ve kimyasal yöntemlere göre seçilmiş kalın disk örneklerinin Toomre diyagramları gösterilmiştir. Buna göre kinematik yolla seçilen yıldızlar dışında kimyasal ve dinamik uzayda tüm ışıma gücü sınıflarında gerek ince disk gerek de halo yıldızlarınca belirgin kirlenme vardır. Dinamik yolla seçilen anakol yıldız örneği ince disk kirlenmesinin en az görüldüğü örnektir. Bununla beraber, dev yıldızlar söz konusu olduğunda kinematik olarak yüksek olasılıklı seçilen dev kalın disk yıldızları dinamik ve kimyasal olarak kalın disk popülasyonunu tam olarak yansıtmamaktadırlar.

Dinamik olarak yüksek olasılıklı kalın disk yıldızları 1.3$<z_{\rm m}\leq$3 (kpc) aralığındadırlar. Dinamik olarak seçilen bu



Şekil 5. Toomre diyagramları. Kinematik yolla seçilen yıldız örneklerinin dinamik ve kimyasal uzaylardaki durumu görülmektedir.

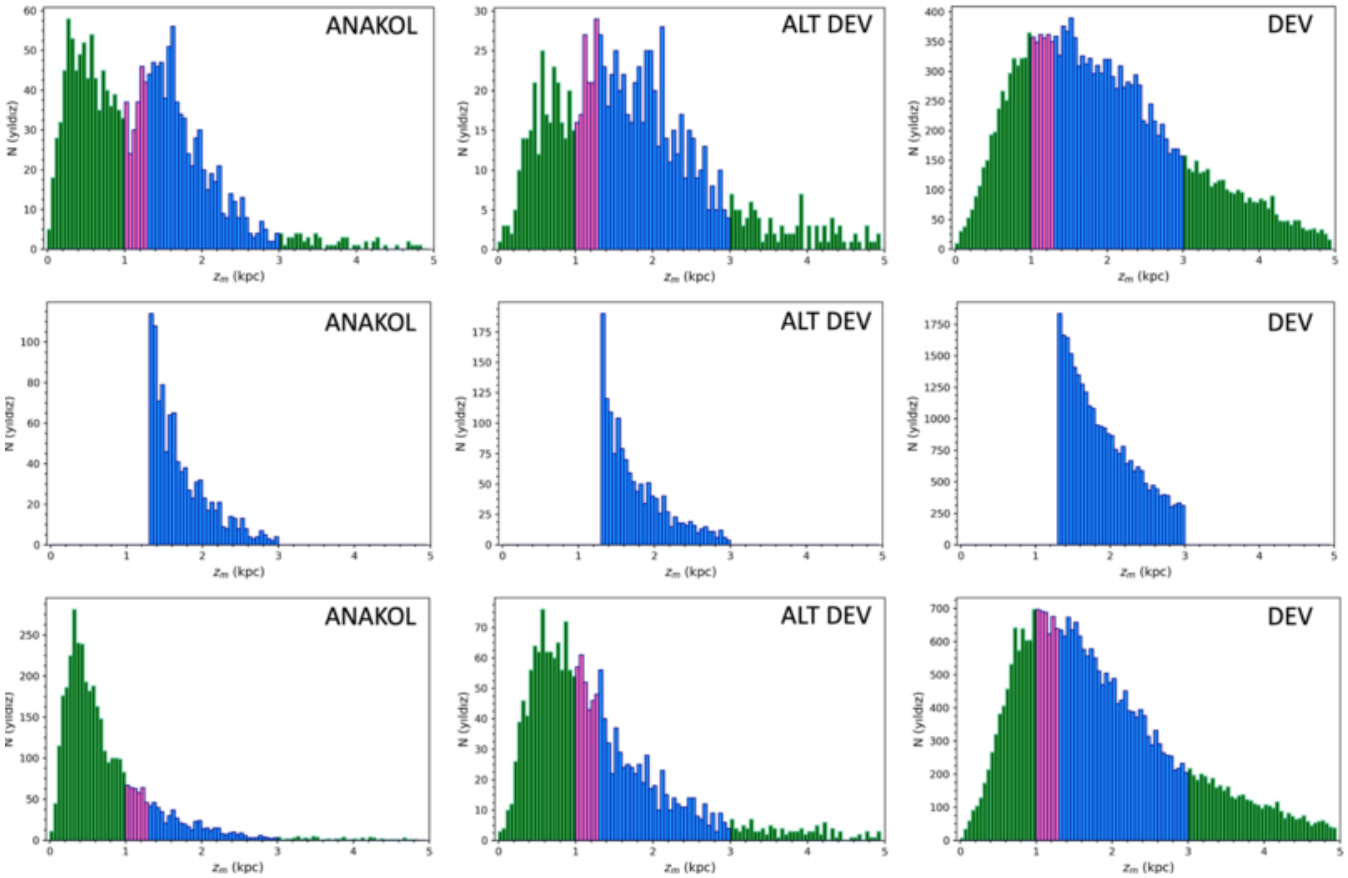
örneğin kinematik, dinamik ve kimyasal uzaylardaki görünümü Şekil 6'de gösterilmiştir. Şekilde ince disk ve halo yeşil, ince disk-kalın disk geçiş bölgesi pembe, kalın disk mavi renkli çubuklarla temsil edilmiştir. Şeklin üst panelinde dinamik olarak seçilmiş kalın disk örneğinin kinematik uzayın $z_{\rm m}$ histogramına yansıması görülmektedir. Buna göre dinamik olarak seçilen örnekler kinematik anlamda yüksek olasılıklı kalın diski yansıtmazlar. Benzer şekilde dinamik olarak seçilen kalın disk örneği Şeklin alt paneline bakıldığında tüm ışıma gücü sınıflarında yine dinamik kalın diski yansıtmamakta ince disk ve halo yıldızlarınca kirlenmeye maruz kalmaktadırlar.

GMM yöntemiyle karar çizgisinin üzerinde kalan yıldızlar yüksek-[α/Fe] yıldızları [Fe/H]=-1.5 dex değerinde sınırlandırıldığında kimyasal anlamda yüksek olasılıklı kalın disk örnekleri elde edilmiştir. Bu örnekler kinematik ve dinamik uzayda da kalın disk yeterliliklerini sağlıyor mu sorusuna yanıt olarak Şekil 7 çizilmiştir. Şekil incelendiğinde en alt panelde kimyasal kalın disk örnekleri anakol, alt dev ve dev yıldızlar için çizilmiştir. Şeklin üst ve orta panelleri incelendiğinde kinematik ve dinamik uzaylardaki yıldızların birbirinden iyi ayrılmadıkları yine dikkati çekmektedir.

Tüm kirlenmeler örneğin kinematik olarak seçilmesinin kimyasal ve dinamik anlamlarda kalın diski yansıtmaması (ya da benzer şekilde diğer kombinasyonların) ideal kalın disk diye bir popülasyonun var olup olmadığının sorgulanmasına neden olmuştur. İdeal kalın disk şöyle tanımlanabilir: kinematik anlamda TD/D>2 ve 70<S≤180 (km/s), kimyasal olarak yüksek-[α/Fe] yıldızları ve metal bollukları [Fe/H]=-1.5 dex değerinden daha fakir olmayan ve dinamik olarak da 1.3<$z_{\rm m}$≤3 (kpc) olan yıldızlar. Bu sınırlamalar getirildiğinde oluşturulan ideal kalın disk örneğinde 696 yıldız olduğu görülmüştür.

3.2 Kalın Disk Oluşum Modellerinin Testi

Galaktik kalın disk oluşum modellerinin sınaması, Sales ve diğ. (2009)'nin ısınma, yığışma, göç ve birleşme senaryolarına göre yapılmıştır. Sales ve diğ. (2009)'in her bir senaryo için oluşturduğu sentetik yıldız örneklerinin yörünge basıklık dağılımları, APOGEE DR17 kataloğundan kinematik, kimyasal ve dinamik yöntemlerle seçilen kalın disk yıldızlarının yörünge basıklık dağımları ile karşılaştırılmıştır. Bu karşılaştırmalar sonucunda hangi oluşum senaryosunun kalın diski daha iyi temsil ettiğine bakılmıştır. Sales ve diğ. (2009) çalışmasında test edilen senaryolara ait sentetik yıldız örneklerinin yörünge basıklığı dağılımları Şekil 8'da görülmektedir. Diyagram üzerinde her bir modelin histogramı farklı bir renkle çizilmiştir. Birleşme, Yığışma, Göç ve Isınma senaryoları sırasıyla, mavi,



Şekil 6. z_m histogramları. Dinamik olarak $1.3<z_m\leq3$ (kpc) aralığında seçilen yıldızların kinematik ve kimyasal uzaylardaki durumu görülmektedir.

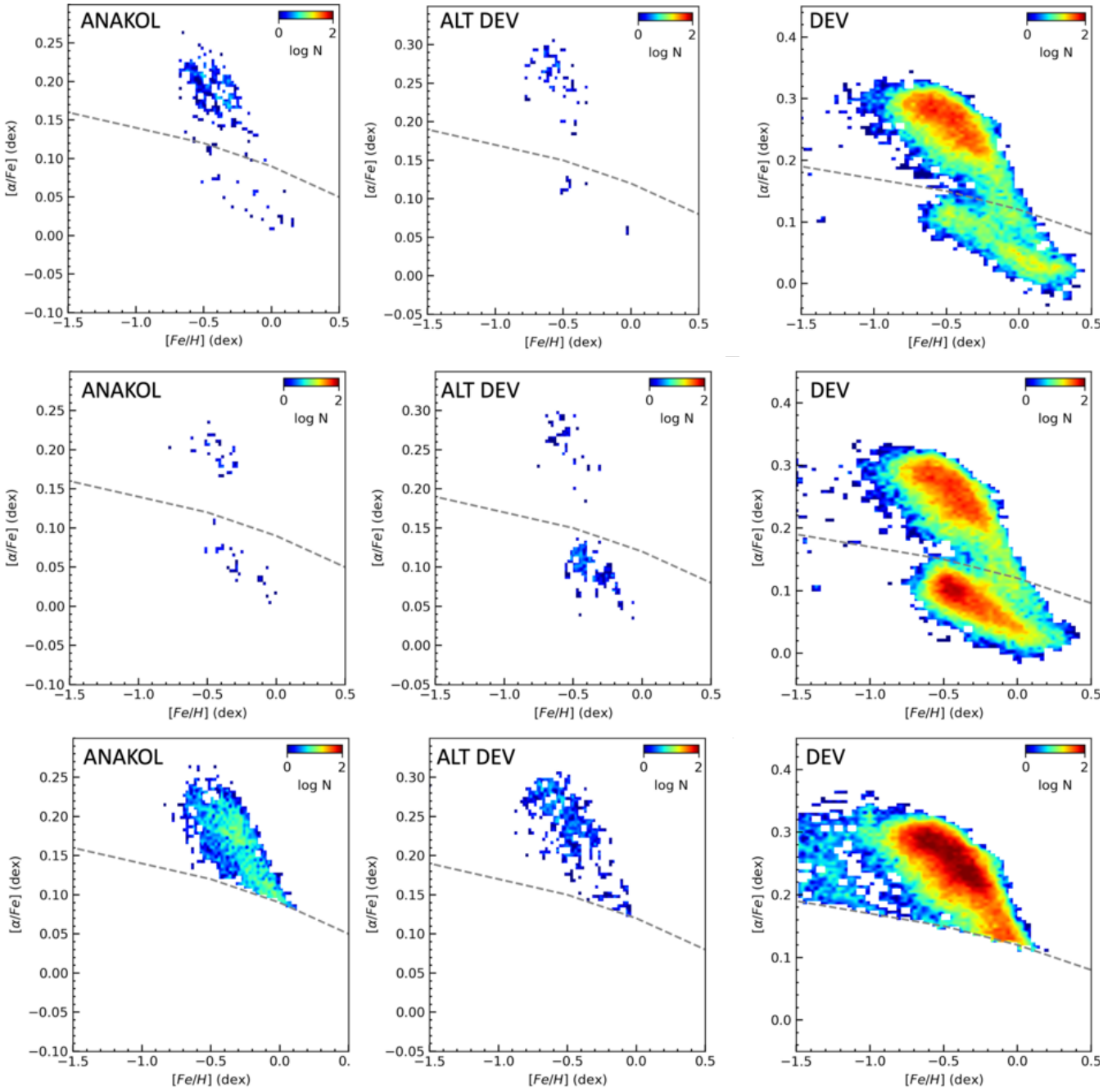
kırmızı, turkuaz ve sarı basamak fonksiyonlar ile temsil edilmiştir. Her bir dağılımın tepe noktasını temsilen siyah kesikli çizgiler yerleştirilmiştir. Diğerlerinden farklı olarak yalnızca ısınma senaryosunda iki tepe ve bir dip noktası için üç adet kesikli çizgi kullanılmıştır.

Özetle, Sales ve diğ. (2009) çalışmasında irdelenen senaryoların yörünge basıklık frekans dağılımları ile bu çalışmada seçilen kalın disk alt örneklerinin yörünge basıklıklarının frekans dağılımlarının diyagramları karşılaştırılmıştır. Senaryolar test edilirken dağılımın medyan değeri ve dağılımın şekli dikkate alınmıştır. Diyagramlarda (bkz. Şekil 9, 10, 11 ve 12) yıldızların dağılımı açık mavi basamak fonksiyonla her bir örneğin medyan yörünge basıklığı mavi kesikli çizgilerle gösterilmiştir. Her bir medyan değeri her senaryoya özgü olacak şekilde farklı renklerde kesikli çizgiler ile gösterilmiştir.

Yüksek olasılıklı kinematik kalın disk yıldızları için elde edilen bulgulara bakıldığında tüm ışıma gücü sınıflarında birleşme senaryosunun desteklenmediği görülmektedir. Şekle bakıldığında hem yörünge basıklığı histogramlarının tepe noktalarının hem de dağılımın örtüşmediği görülmektedir. Yüksek olasılıklı dinamik kalın disk örnekleri için gözlemsel verilerin medyan değerleri ile dağılımın şekli uyum içerisindedir. Dağılımın şekline bakıldığında dev yıldızların birleşme senaryosunun yörünge basıklığı dağılımına daha çok uyduğu görülmektedir. Dağılımın tepe noktalarının farkı ise anakoldan deve doğru gidildikçe 0.04, 0.02, 0.01 kadardır. Yüksek olasılıklı dinamik kalın disk için birleşme senaryosunun geçerli olduğu söylenebilir. Kimyasal kalın disk örneklerine bakıldığında anakoldan yıldızlarından dev yıldızlara doğru gidildikçe medyan değeri ile simülasyon dağılımının tepe noktalarının birbirinden uzaklaştığı yalnızca frekans dağılımın şeklinin model ile uyumlu olduğu görülür.

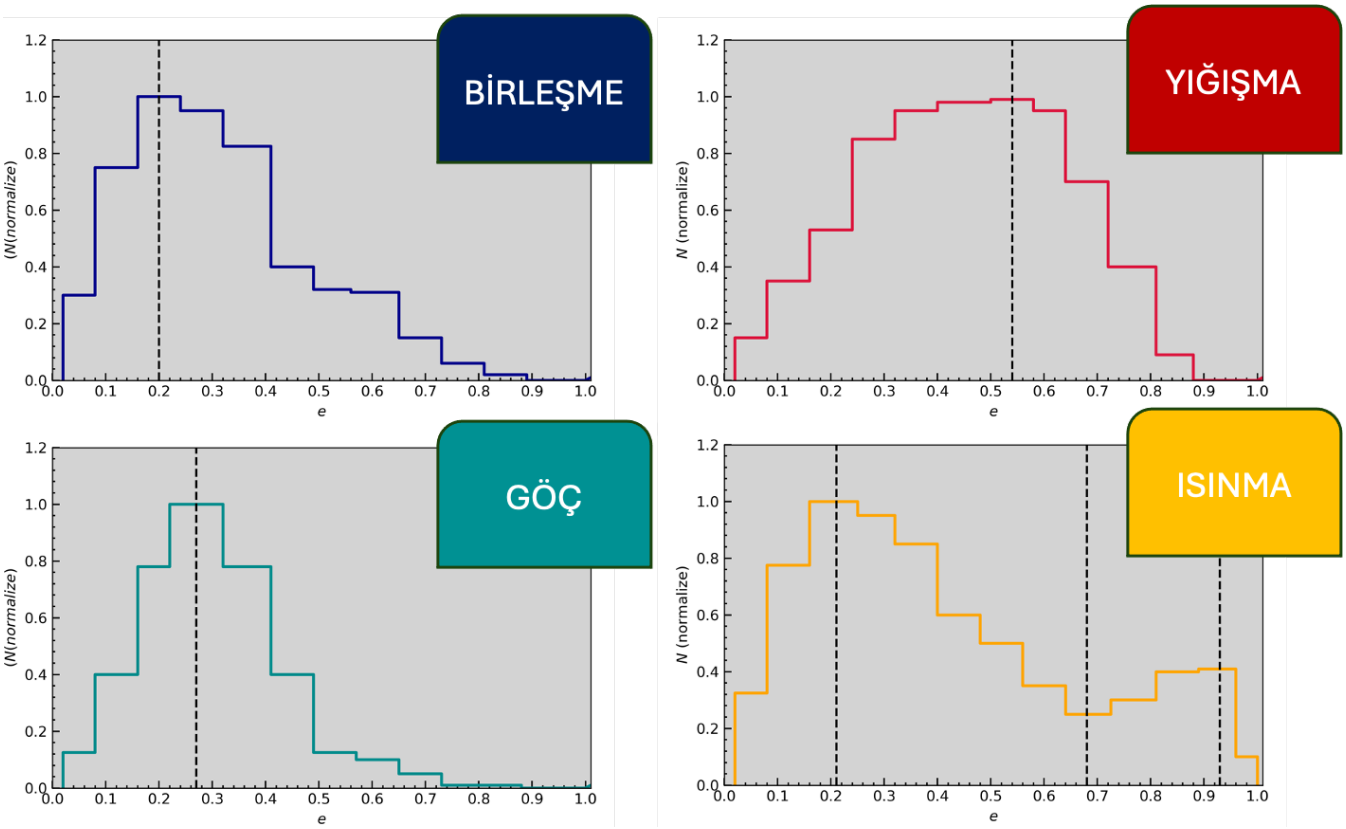
Yığışma senaryosu simülasyonu yıldızlarının yörünge basıklıklarının medyan değeri 0.54 olarak hesaplanmıştır ve bu değer şekil üzerinde siyah kesikli çizgi ile gösterilmiştir. Modelde yörünge basıklığı dağılımı hemen hemen simetriktir ve e=0.9 değerine ulaşıldığında frekans dağılımı bitmektedir. Yüksek olasılıklı kalın disk örneklerinin medyan değerleri (mavi kesikli çizgi) ile senaryonun tepe noktası (kırmızı kesikli çizgi) tüm ışıma gücü sınıflarında birbirlerinden oldukça farklı noktalardadır. Belirgin bir uyumsuzluk vardır. Bu uyumsuz durum kinematik, dinamik ve kimyasal kalın disk örneklerinin tamamında ve tüm ışıma gücü sınıflarında görülmüştür. Bu yüzden seçilen kalın disk örneklerinin yığışma senaryosu ile uyumlu olmadığı açıkça görülmektedir.

Göç senaryosu simülasyonu yıldızlarının yörünge basıklıklarının medyan değeri 0.27 olarak hesaplanmıştır ve bu değer şekilde siyah kesikli çizgi ile gösterilmiştir. Kinematik, dinamik ve kimyasal kalın disk alt örneklerinin önemli bir kısmı Göç senaryosu yıldızlarının yörünge basıklık dağılımlarıyla benzer özellik göstermektedir. Göç senaryosuna göre yörünge basıklığı dağılımı hemen hemen simetrik bir dağılım ortaya koymakta ve dağılım e=0.5 değerinden sonra daha yavaş



Şekil 7. Yüksek-[α/Fe] popülasyonunun Gausyen karışım modeline göre kimyasal uzaydaki durumu. Kimyasal olarak seçilen kalın disk örneklerinin kinematik ve dinamik uzaylardaki durumu görülmektedir.

bir azalma eğilimine girmekte ve frekans dağılımı e=0.8'den itibaren en düşük seviye ulaşmakta ve 0.9'a ulaşıldığında sonlanmaktadır. Anakol ve alt dev için yüksek olasılıklı kalın disk TD/D>2 alt örneklerinin model ile oldukça uyumlu olduğu dev alt örneğinin ise tam uyumlu olduğu görülmektedir. Kinematik açıdan yüksek olasılıklı kalın disk örnekleri için medyan değerler (mavi kesikli çizgiler) ile göç örneğinin tepe noktaları (turkuaz kesikli çizgi) ya çok yakın ya da çakışık haldedir. Ancak özellikle anakol frekans dağılımlarının şekilleri çok benzememektedir. Yalnızca tam uyumlu dev örneğinin dağılımının şekli de uyumludur. $1.3<z_{\rm m}\leq3$ (kpc) aralığına gelindiğinde dinamik kalın disk alt örneklerinin medyan değerleri ile göç modelinin medyan değeri arasında 0.03 ile 0.05 fark vardır; yani değerler oldukça yakındır. Dağılımlar açısından bu alt örnekler değerlendirildiğinde şekilleri de modele benzer bulunmuştur. Kimyasal kalın disk alt örneklerinde ise anakol yıldızları ile göç modelinin medyan değeri çakışmıştır. Dağılımın şekli modelle uyumludur. Alt dev ve dev yıldız kalın disk örneklerinin medyan değerleri ile model arasındaki fark düşünüldüğünde gözlemsel örneğin medyan değeri 0.04 ve 0.05 kadar daha basık bulunmuştur. Bununla birlikte, dağılımların şekilleri göç modeliyle uyumludur.



Şekil 8. Kalın disk oluşum model simülasyonlarından elde eidlen sentetik yıldız örneklerinin yörünge basıklık histogramları. Siyah kesikli çizgiler her bir model için dağılımın medyan değerini temsil eder. Yalnızca ısınma modeli için üç kesikli çizgi verilmiştir. En soldaki medyan değer, diğer iki çizgi ise çukur ve tepe değerleri gösterir.

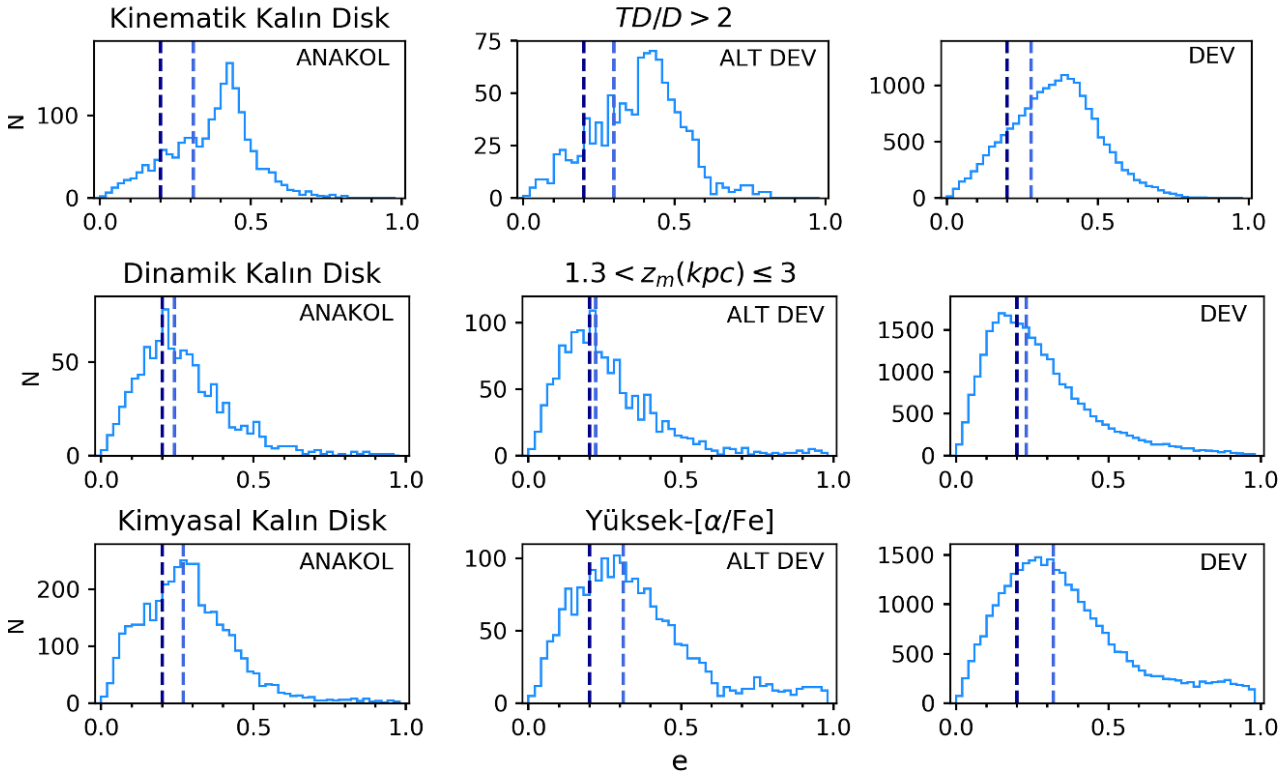
Isınma senaryosu simülasyonu yıldızlarının iki modlu bir dağılım ortaya koydukları görülmüştür. Bu dağılımın ilk modunun tepe noktası e=0.21'de geçiş noktası e=0.64'te ve ikinci modun tepe noktası da e=0.94'tedir. Bu noktalar şekilde siyah kesikli çizgilerle gösterilmiştir. Isınma senaryosunun test edildiği modele ait üç noktayı temsil eden çizgiler turuncu kesikli çizgiyle, gözlemsel kalın disk örneklerinin medyan değerleriyse mavi kesikli çizgiyle gösterilmiştir. Kinematik olarak yüksek olasılıklı kalın disk yıldızlarının yörünge basıklığı dağılımının medyan değerleriyle modelin medyan değerleri örtüşmemektedir. Dağılımın şekli benziyor ve de dağılımlara ait yüksek basıklık değerleri görülüyor olsa da modeldeki gibi ikincil bir tepe oluşmamıştır. Kinematik olarak seçilen kalın disk örnekleri için ısınma senaryosu geçerli değildir.

Dinamik olarak seçilen kalın disk yıldızlarına bakıldığında her birinin medyan değerleri, ısınma model verilerinin yörünge basıklığı dağılımının ilk modunun tepe noktasıyla neredeyse eşleşmiş haldedir. $1.3<z_{\rm m}\leq3$ (kpc) aralığında anakol, alt dev ve dev yıldızları için bulgular medyan değerleri bakımından oldukça uyumludur. Söz konusu aralıkta bu bölgeye düşen yıldız sayısında da tüm ışıma gücü sınıflarında belirgin bir artış olduğu görülmüştür. Bu bakımlardan ısınma senaryosunun dinamik olarak seçilen kalın disk örnekleri için geçerli olabilecekleri düşünülmektedir.

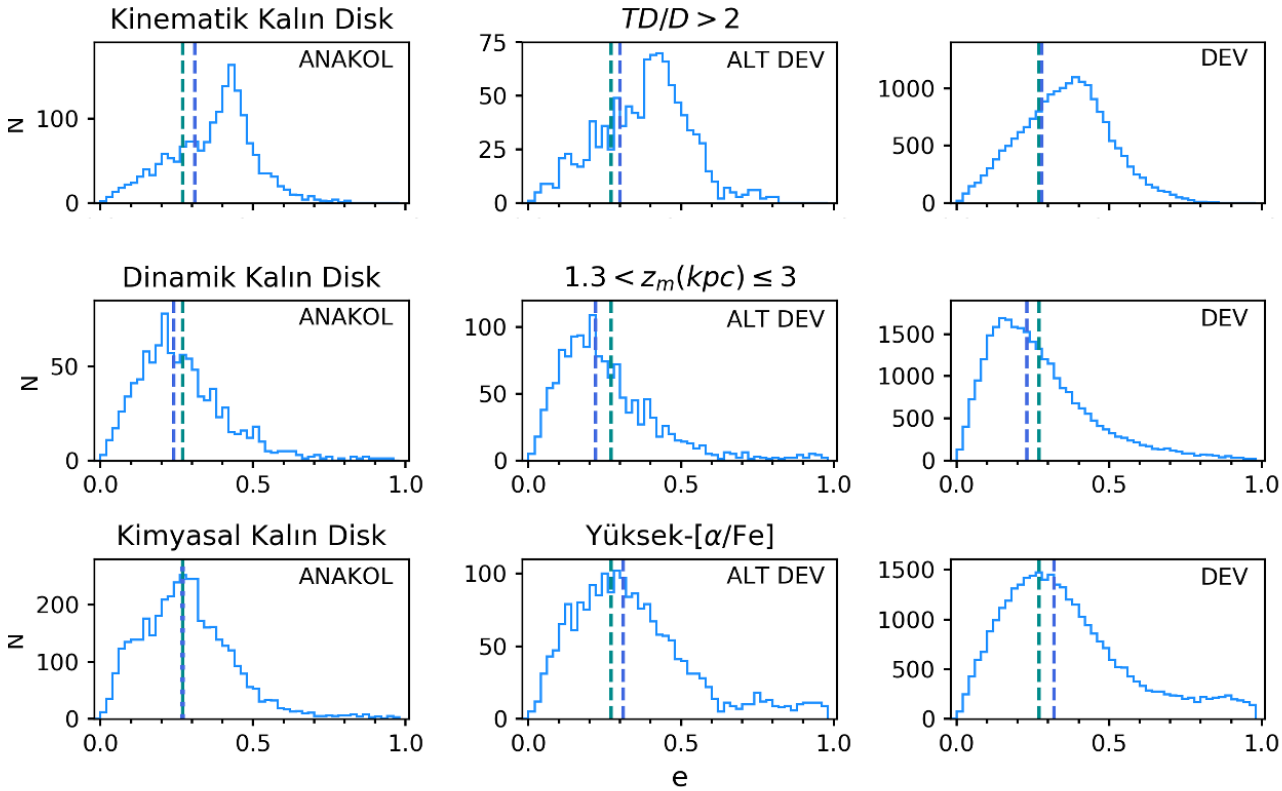
Kimyasal olarak seçilen kalın disk örneklerine bakıldığında kimyasal anakol yıldızlarının, kimyasal alt dev ve kimyasal dev yıldız örneklerine nazaran ısınma senaryosunun ilk tepesine daha benzer bir dağılım ortaya koymuş oldukları görülmektedir ancak dağılımın ikincil modu oluşmamıştır. Kimyasal alt dev ve dev örneklerinin medyan noktaları ısınma modelinin ilk tepesiyle çakışmamakla beraber yayvan bir tepe ve yüksek basıklık değerlerine doğru bir kuyruk oluşturmuştur. Her iki alt örneğin belirgin kuyrukları olmakla beraber ısınma senaryosunda görülen belirgin ikincil mod görülmemektedir. Bu nedenle kimyasal kalın disk örnekleri içerisinde ısınmanın katkısı, dinamik alt örneklerdeki gibi belirgin değildir.

Kinematik, dinamik ve kimyasal özelliklerine göre tarif edilen hiçbir kalın disk örneğinin tek başına Galaktik kalın diski temsil etmemesi ve kirlenmeden tam olarak arındırılmaması sebebiyle bu çalışma için ideal bir kalın disk popülasyonu tasarlanmıştır. Şekil 13'te ideal kalın disk yıldızlarının farklı ışıma gücüne dağılımları dört senaryoyu test edecek şekilde gösterilmiştir. Şekilde düz mavi çizgi ile söz konusu örneğin medyan basıklık değeri temsil edilmiştir. Ayrıca yukarıdan aşağıya dört panelde sırasıyla birleşme (koyu mavi), yığışma (kırmızı), göç (turkuaz) ve ısınma (turuncu) senaryolarını temsil eden medyan basıklık değerleri ilgili senaryonun rengine uygun şekilde kesikli çizgi ile gösterilmiştir.

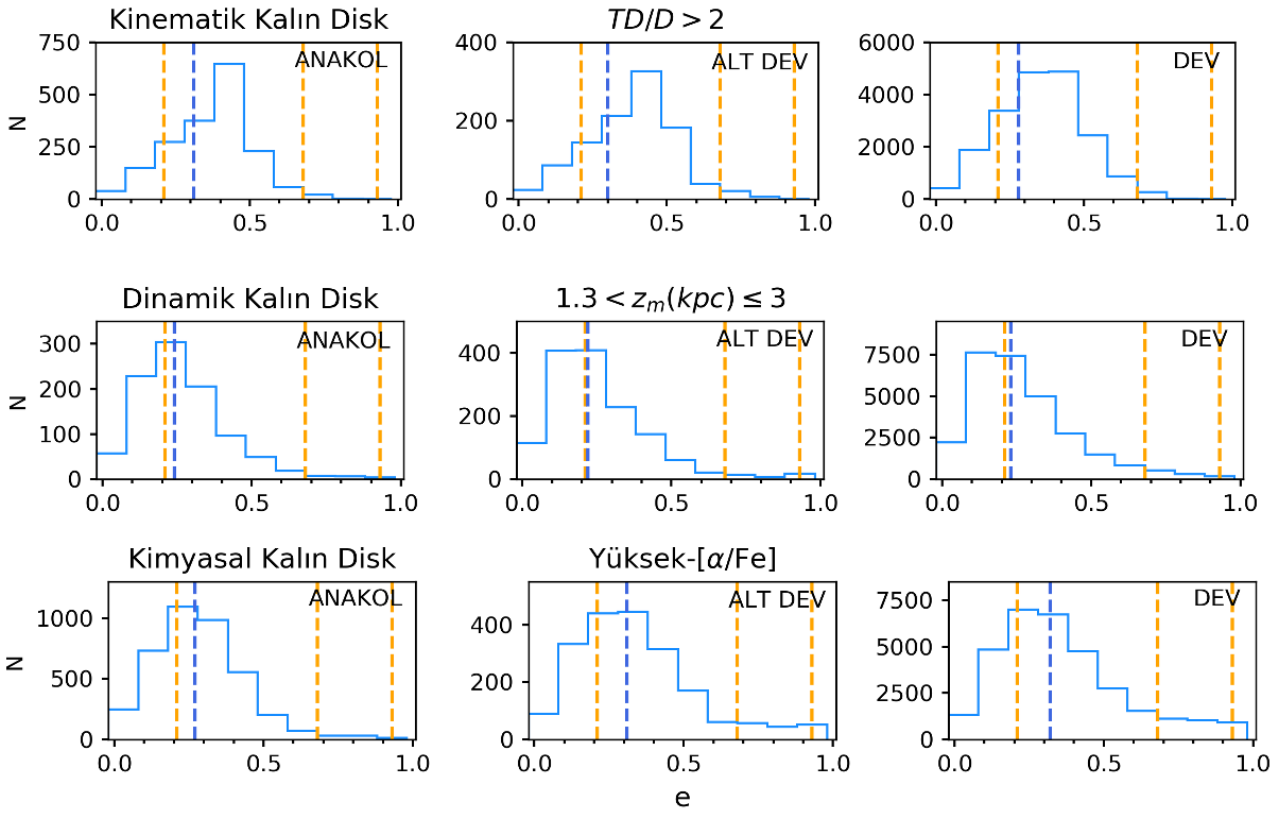
Birleşme senaryosu ve ideal kalın disk örneklerine bakıldığında medyan değerlerin hiçbir ışıma gücü sınıfında eşleşmediği görülmektedir. Bununla birlikte ideal anakol kalın disk alt örneklerinin dağılımlarının tepe noktaları birbirine yakın bulunmuştur. Ayrıca dağılımın şekli de birleşme senaryosuna benzemektedir. Yığışma senaryosu ve ideal



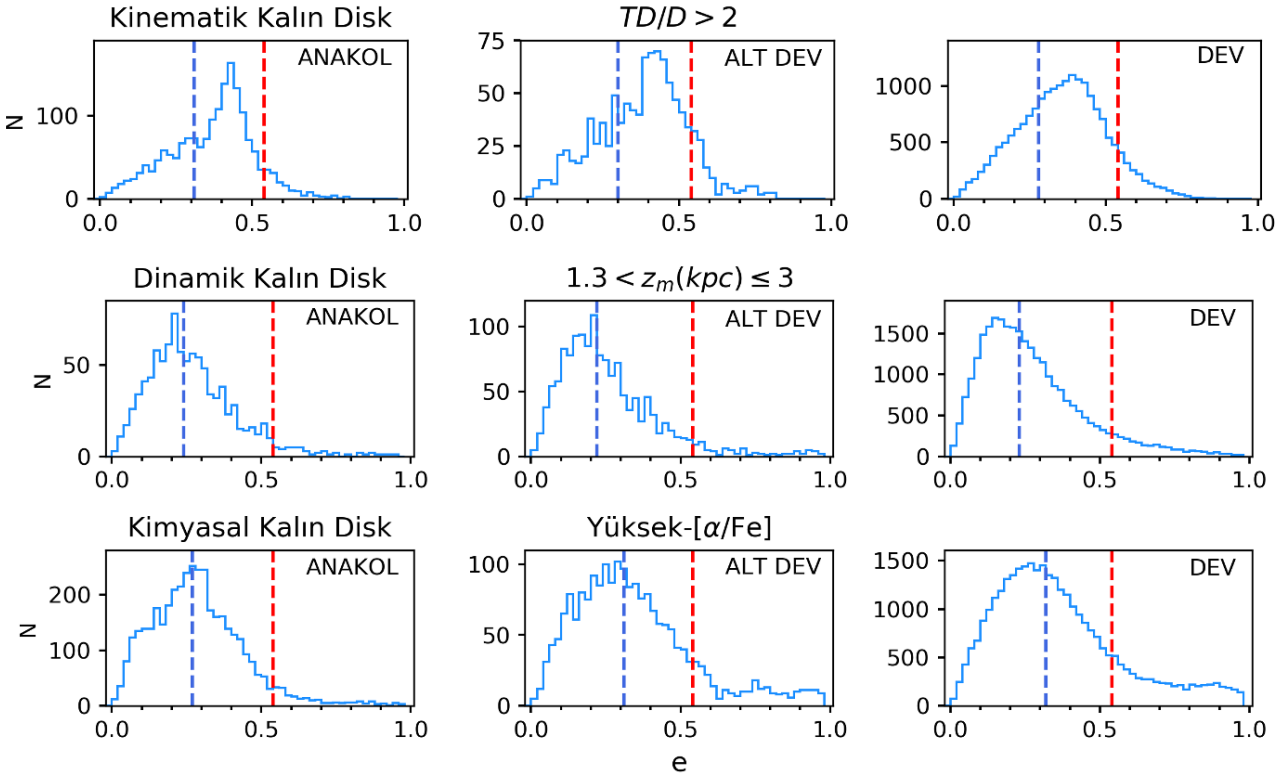
Şekil 9. Birleşme modeli ile farklı ışıma gücü sınıfında bulunan kinematik (üst panel), dinamik (orta panel) ve kimyasal (alt panel) kalın disk örneklerindeki yıldızların basıklık histogramlarının karşılaştırması.



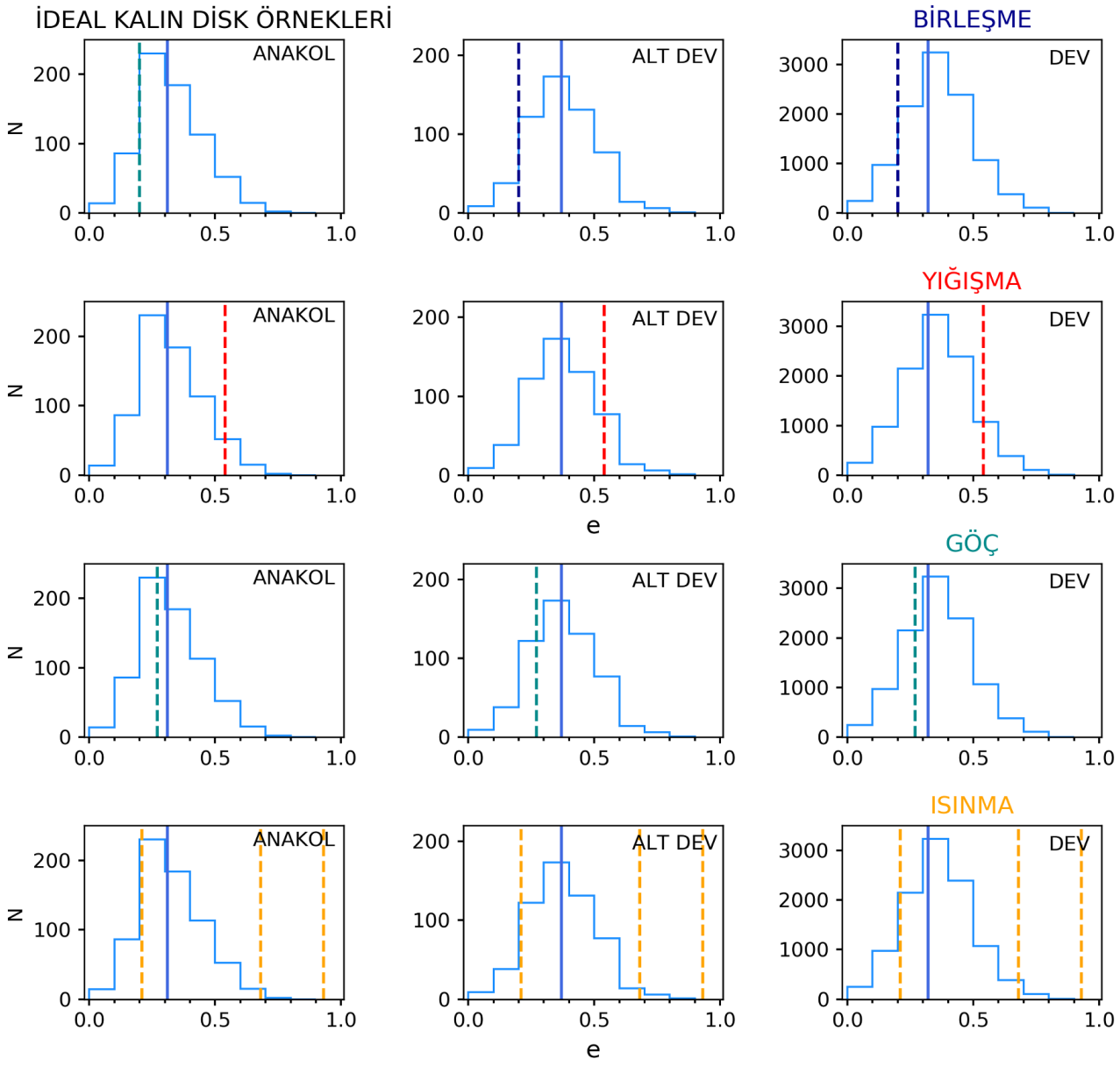
Şekil 10. Göç modeli ile farklı ışıma gücü sınıfında bulunan kinematik (üst panel), dinamik (orta panel) ve kimyasal (alt panel) kalın disk örneklerindeki yıldızların basıklık histogramlarının karşılaştırması.



Şekil 11. Isınma modeli ile farklı ışıma gücü sınıfında bulunan kinematik (üst panel), dinamik (orta panel) ve kimyasal (alt panel) kalın disk örneklerindeki yıldızların basıklık histogramlarının karşılaştırması.



Şekil 12. Yığışma modeli ile farklı ışıma gücü sınıfında bulunan kinematik (üst panel), dinamik (orta panel) ve kimyasal (alt panel) kalın disk örneklerindeki yıldızların basıklık histogramlarının karşılaştırması.



Şekil 13. İdeal kalın disk örneklerinin kalın disk oluşum modellerinden üretilen sentetik yıldız yörünge basıklıklarıyla karşılaştırılması.

kalın disk örnekleri yörünge basıklığı histogramları açısından değerlendirildiğinde yığışma senaryosu daha yüksek basıklık değerinden geçmektedir. Bu da ideal örnek ile uyumsuz bir senaryo olduğunu göstermektedir. Göç senaryosu ve ideal kalın disk örneklerinin gerek medyan değerlerin modelin medyan değerlerine yakın oluşu gerekse dağılımın şekli bakımından yüksek basıklık değerlerine doğru uzaması bu senaryonun anakol ve dev alt örnekleri açısından uyumludur. Son olarak, ısınma senaryosuyla ideal kalın disk alt örnekleri değerlendirildiğinde tıpkı birleşme senaryosunda olduğu gibi bir uyum tespit edilememiştir.

4 Tartışma ve Sonuç

Bu çalışmada bir bütün olarak Galaksimizin maruz kaldığı iç ve dış ortam kaynaklı etkiler ve yıldız evrimi dikkate alınarak Galaktik kalın disk bileşeninin oluşumunun hangi süreç ya da süreçlerle meydana geldiğinin çözümlenmesi amaçlanmıştır. Bunun için APOGEE DR17 kataloğundan seçilen yıldızların yörünge basıklıkları ile kalın disk oluşum modellerine ait simülasyonlarla elde edilen sentetik model yıldız basıklıklarının karşılaştırılarak hangi oluşum senaryosunun/larının öne çıktığının belirlenmesi için analizler yapılmıştır.

Birleşme senaryosuna göre geçmişte galaksinin gazca zengin birleşmeler yaşadığı bir milat esnasında dönen bir kalın disk bileşeni meydana gelmiştir (Brook ve diğ. 2004, 2005). Bu bileşeni oluşturan yıldızlar da bu gazca zengin ortamda oluşmuşlardır. Birleşme senaryosunun en etkin olduğu örneklerin dinamik kalın disk örnekleri olduğu tespit edilmiştir. Özellikle $1.3<z_{\rm m}\leq3$ (kpc) aralığında anakol, alt dev ve dev yıldızların yörünge basıklık dağılımlarının tepe noktası ve şeklinin birleşme modeli ile uyumlu olduğu görülmüştür. O halde gazca zengin birleşme döneminde oluşmuş yıldızların dinamik uzayda $1.3<z_{\rm m}\leq3$ (kpc) yüksekliğe erişebilen $z_{\rm m}$

değerleri olmalıdır. Bu bölgede görülen dinamik kalın disk örneği yıldızlarının bu birleşmenin yaşandığı dönemde bu bölgelerde doğmuş olmaları muhtemeldir.

Galaksimizin çekim alanına kapılarak parçalanan daha küçük galaksilerden yığışan yıldızların zamanla Galaksi düzlemine doğru hareket ettikleri ve bunların zamanla eş düzlemli yörüngelere yerleşerek yaşlı bir kalın disk popülasyonu oluşturabileceği hatta bu yıldızların rölatif olarak daha genç olan disk yıldızlarının kütlesinin üçte biri kadar olabileceği Abadi ve diğ. (2003) çalışmasında literatüre takdim edilmiştir. Çalışmamızda üretilen hiçbir kalın disk alt örneğinin yığışma yoluyla kalın disk oluşum senaryosunu desteklemediği tespit edilmiştir.

Galaksimizin ilkel evrelerdeki dönmeyle desteklenen ince diskinin büyük kütleli bir uyduyla birleşmesi sonucunda meydana gelen dinamik ısınma süreciyle kalın disk oluşmuş olabilir. Elimizde veriler ışığında ısınma senaryosu da test edilmiş olup ısınma senaryosunun en etkin olduğu örneklerin birleşme senaryosuna benzer bir şekilde yalnızca dinamik kalın disk örnekleri olduğu bulunmuştur. Isınma senaryosunda yörünge basıklıkları 0.21'de bir tepe ve 0.94'te daha düşük seviyeli ikinci bir tepe yapmaktadır ve geçiş 0.64 noktasındadır. Dinamik kalın disk senaryosunun e=0.21 tepesi dinamik kalın disk örnekleriyle uyumludur. Birinci tepenin 0.64'te tükenip ikinci tepenin başlaması ise veride var olan belli belirsiz kuyruk ile uyumlu değildir.

Galaksimizin ince disk yıldızları spiral kolların neden olduğu eş dönme rezonansı bölgesine hapsolabilirler ve açısal momentumun korunumundan dolayı spiral yoğunluk dalgalarıyla Galaksi diski boyunca iç ya da dış kısımlara göç edebilirler. Bu da göç senaryosunun özünü teşkil eder. Bu türden bir göç senaryosunun Galaktik kalın disk yıldızlarının oluşumunu temsil edip etmediğini sınamak için yörünge basıklık diyagramlarına baktığımızda hem kinematik hem dinamik hem de kimyasal olarak yüksek olasılıklı kalın disk örneklerinin, göç senaryosunu temsil eden sentetik yıldızların yörünge basıklığı frekans dağılımının tepe noktası ve morfolojisiyle uyumlu çıktığı tespit edilmiştir. Bu durum diğer modellerden oldukça farklıdır. İlk kez hem kinematik hem dinamik hem de kimyasal olarak seçilen kalın disk örnekleri göç senaryosunu desteklemiştir. Bu bulgular kinematik, dinamik ve kimyasal anlamda ideal olarak nitelendirilen kalın disk örneğinden gelen bulgularla da desteklenmektedir. Son olarak, ideal kalın disk için senaryolar ele alındığında çalışmada kullandığımız örneklemin yörünge basıklıkları göç senaryosuyla daha uyumlu bulunmuştur.

Bulgularımız literatürdeki bulgular ile karşılaştırıldığında, özellikle Sales ve diğ. (2009)'nin önerdiği simülasyon bulguları ile tam olarak örtüşmemekle birlikte ters de düşmemektedir. Wilson ve diğ. (2010)'nin RAVE verileriyle yaptığı çalışma ise bu çalışma ile yer yer uyum içerisindedir. Minchev ve diğ. (2015)'nin simülasyon yaptığı modellerden Galaktik disk için elde ettiği sonuçlar da göç mekanizması hakkında elde ettiğimiz bulgular ile tezat içerisindedir.

Özetle, Galaktik kalın disk bileşeninin ana oluşum mekanizmasının, ince disk yıldızlarının büyük ölçekli Galaktik spiral kolların eş-dönme rezonansı bölgesinde hapsolması ve zamanla spiral yoğunluk dalgalarıyla Galaktik disk boyunca içe ya da dışa doğru göç etmesi olarak ifade edilen göç mekanizması olduğu söylenebilir. Dinamik kalın disk örneklerine bakıldığında, yani $1.3<z_m\leq3$ (kpc) aralığında olan yıldızlar gazca zengin bir birleşmenin sonucu olarak bulundukları bölgede oluşmuş olabileceklerine dair ipuçları bulunmuştur. Bulgularımız literatürdeki başlıca çalışmalarla kısmen uyumlu bulunmuş olsa da söz konusu literatür çalışmalarına göre en yüksek duyarlılığa ve örnekleme sahip olan çalışmadır. Bu bağlamda, çalışmamızın şimdiye kadar yapılan gözlemsel çalışmalardan daha duyarlı sonuçlar verdiği düşünülmektedir. Bununla birlikte (Sales ve diğ. 2009)'nin senaryo başlangıç koşullarının değişimiyle sentetik yıldız örneklerinin yörünge basıklık dağılımlarının ne tür farklılıklara uğrayabileceği öngörülememektedir.

Teşekkür

Bu çalışma 118F350 kodlu TÜBİTAK MFAG 1001 araştırma projesiyle desteklenmiştir.

Kaynaklar

Abadi, M. G., Navarro, J. F., Steinmetz, M., Eke, V. R., 2003, ApJ, 597, 21–34
Abdurro'uf, Accetta K., Aerts C., ve diğ., 2022, ApJS, 259, 35.
Aumer, M., Binney, J., & Schönrich, R., 2016, MNRAS, 462, 1697
Bland-Hawthorn J., Gerhard O., 2016, ARA&A, 54, 529-596.
Bensby,T., Feltzing,S., Lundström,I., 2003, A&A, 410, 527
Bensby, T., Feltzing, S., Oey, M. S., 2014, A&A, 562
Bilir, S., Alan, N., Tunçel Güçtekin, S., ve diğ., 2020, Publ. Astron. Soc. Australia37, article id. e22.
Bovy, J., 2015, ApJS, 216, article id. 29, 27.
Brook, C. B., Kawata, D., Gibson, B. K., Freeman, K. C., 2004, ApJ, 612, 894-899
Brook, C. B., Gibson, B. K., Martel, H., Kawata, D., 2005, ApJ, 630, 298-308.
Buck, T. 2020, MNRAS, 491, 5435
Chiba, M. & Beers, T. C. 2000, AJ, 119, 2843
Coşkunoğlu, B., Ak, S., Bilir, S., ve diğ., 2011, MNRAS, 412, 1237-1245
Döner, S., Ak, S., Önal Taş,Ö., Plevne, O., 2023, Physics and Astronomy Reports, 1, pp. 11-26
Gaia İşbirliği, Brown A. G. A., Vallenari A., Prusti T., de Bruijne J. H. J., Babusiaux C., Biermann M., ve diğ., 2021, A&A, 649, A1.
Gaia İşbirliği, Vallenari A., Brown A. G. A., Prusti T., de Bruijne J. H. J., Arenou F., Babusiaux C., et al., 2023, A&A, 674, A1.
Gilmore, G., Reid, N., 1983, MNRAS, 202, 1025-1047.
Juri´c, M., Ivezi´c, Z., Brooks, A., et al. 2008, ApJ, 673, 864
Minchev, I., Martig, M., Streich, D., et al. 2015, ApJL, 804, L9
Navarro, J. F., Abadi, M. G., Venn, K. A., Freeman, K. C., & Anguiano, B. 2011, MNRAS, 412, 1203
Nemec, J. & Nemec, A. F. L. 1991, PASP, 103, 95
Nemec, J. & Nemec, A. F. L. 1993, AJ, 105, 1455
Nissen, P. E., 2004, Thin and Thick Galactic Disks, Origin and Evolution of the Elements, from the Carnegie Observatories Centennial Symposia. Published by Cambridge University Press, as part of the Carnegie Observatories Astrophysics Series. Edited by A. McWilliam and M. Rauch, 2004, p. 154
Norris, J. E. 1999, Ap&SS, 165, 213
Nykytyuk1, T. V., Mishenina, T. V., 2006, A&A, 456, 969
Önal Taş, Ö., 2016, Radyal Hız Deneyindeki Kırmızı yığın Yıldızlarının Kinematik İncelenmesi, Danışman: Selçuk Bilir, İstanbul Üniversitesi Fen Bilimleri Enstitüsü, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 1284.
Önal Taş, Ö., Bilir, S., Seabroke, G. M. S., Karaali, S., Ak, S., Ak, T., Bostancı, Z. F., 2016, Publ. Astron. Soc. Australia, 33, id.e044 20 pp.
Önal Taş, Ö., Bilir, S., Plevne, O., 2018, Ap&SS, 363, 35.
Pedregosa, F., Varoquaux, G., Gramfort, A., Vincent, M., 2011, Journal of Machine Learning Research, 12.
Saha, K., Tseng, Y. H., & Taam, R. E. 2010, ApJ, 721, 1878

Sales L. V., Helmi A., Abadi M. G., Brook C. B., Gómez F. A., Roškar R., Debattista V. P. ve diğ., 2009, MNRAS, 400, L61–L65.
Sellwood, J. A., Binney, J. J., 2002, MNRAS, 336, 785–796.
Villalobos, Á., Helmi, A., 2008, MNRAS, 391, 1806- 1827.
Wilson, M. L., Helmi, A., Morrison, H. L., ve diğ., 2010, MNRAS, 413, 2235.
Yoachim, P. & Dalcanton, J. J. 2006, AJ, 131, 226.

Access:
M25-0363: Turkish J.A&A — Vol.6, Issue 3.

TJAA Vol. **6**, *Special Issue*, *p.*189–193 (2025). DOI: 10.55064/tjaa.1597822 *Research Article*

Çok Büyük Kütleli Yıldızların Galaktik ve Küresel Kümelerdeki Kimyasal Yapıya Etkisi

Dolunay Koçak[1,2] ⋆

[1] *Ege Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 35100, Bornova, İzmir, Türkiye*
[2] *Institute of Astronomy, University of Cambridge, Madingley Road, Cambridge CB3 OHA, UK*

Accepted: March 17, 2025. Revised: March 17, 2025. Received: December 7, 2024.

Özet

Çok büyük kütleli yıldızlar (ÇBKY); orta kütleli kara deliklerin oluşumu, ağır elementlerin oluşumu, küresel kümelerde görülen çoklu popülasyonların açıklanması, galaksilerin kimyasal yapısının değişmesi, büyük kütleli yıldız evriminin kuramsal olarak anlaşılması, erken evrende büyük yapıların ve galaksilerin oluşumunun açıklanmasında önemli rol oynar. Bu çalışmada, MESA (Modules for Experiments in Stellar Astrophysics) yıldız evrim kodu kullanılarak, farklı başlangıç koşulları altında ÇBKY'lerin oluşum ve evrimi üzerine modeller oluşturulmuştur. Elde edilen modellerde kütle toplanma miktarı $0.03\,M_\odot$ yıl^{-1}, başlangıç metal bolluğu ise $0.1\,Z_\odot$ olarak kullanılmıştır. Oluşturulan modellerde, küresel kümelerde gözlemlenen çoklu popülasyonların kaynağı olduğu düşünülen çok büyük kütleli yıldızların merkezlerinde Hidrojen yakma sürecinde, farklı başlangıç koşulları altında hangi elementlerin oluşabileceği incelenmiştir. Çalışmada Hidrojen (H), Helyum (He), Karbon (C), Azot (N), Oksijen (O), Neon (Ne), Sodyum (Na), Magnezyum (Mg) ve Alüminyum (Al) elementlerinin zamanla nasıl evrimleştiği kuramsal olarak ele alınmıştır.

Abstract

Super-massive stars (SMS) play an important role in the formation of intermediate-mass black holes, the formation of heavy elements, the explanation of multi-populations in globular clusters, the chemical structure of galaxies, the theoretical understanding of the evolution of massive stars, and the formation of massive structures and galaxies in the early Universe. In this study, the Modules for Experiments in Stellar Astrophysics (MESA) stellar evolution code was used to construct models of the formation and evolution of SMSs under different initial conditions. The models used a mass accretion rate of $0.03\,M_\odot$ yıl^{-1} and an initial metallicity of $0.1\,Z_\odot$. The models constructed investigate which elements can be formed under different initial conditions in the process of hydrogen burning in the cores of super massive stars, which is thought to be the source of the multiple populations observed in globular clusters. The study theoretically analyses the evolution of the elements Hydrogen (H), Helium (He), Carbon (C), Nitrogen (N), Oxygen (O), Neon (Ne), Sodium (Na), Magnesium (Mg) and Aluminium (Al) over time.

Anahtar Kelimeler: Supermassive stars – globular clusters – multiple stellar populations – intermediate-mass black hole

1 Giriş

Çok büyük kütleli yıldızlar (ÇBKY), galaksilerin kimyasal evriminde ve küresel kümelerdeki çoklu yıldız popülasyonlarının oluşumunda önemli rol oynamaktadır. Bu yıldızlar, 10^2–$10^6\,M_\odot$ arasında değişen kütleleriyle, galaksilerdeki element üretimi, dağılımı ve evrimini şekillendiren önemli süreçlere katkı sağlamaktadır. Küresel kümelerde gözlenen çoklu popülasyonların kaynağında, özellikle ÇBKY'lerin belirleyici bir rol oynadığı düşünülmektedir (Bastian & Lardo 2018a). ÇBKY'ler, evrimsel süreçleri boyunca, süpernova patlamaları ve yıldız rüzgarları gibi yüksek enerjili olaylar aracılığıyla ağır elementlerin üretilip ortama yayılmasına olanak tanır (Meynet ve diğ. 2006). Bu mekanizmalar, yalnızca küresel kümelerdeki kimyasal bileşimi değil, aynı zamanda galaksilerin geniş ölçekli kimyasal evrimini de etkilemektedir.

ÇBKY'lar, evrimlerinin başlangıç aşamalarında çevrelerini yoğun ışınım ve yıldız rüzgarları ile zenginleştirirken, son evrelerinde süpernova patlamaları yoluyla nükleer sentezden elde edilen ağır elementlerin çoğunu serbest bırakırlar. Bu elementler, yeni yıldızların, gezegenlerin ve diğer gök cisimlerinin yapı taşlarını oluşturur. Küresel kümelerdeki çoklu popülasyonlar, ilk nesil yıldızların patlamalarıyla salınan bu elementlerin, sonraki nesil yıldızlarının kimyasal bileşimlerini nasıl şekillendirdiğine dair kritik bilgiler sunar (Decressin ve diğ. 2010; Prantzos ve diğ. 2007). Bu bağlamda, küresel kümelerdeki çoklu popülasyonların varlığı, bu kümelerdeki yıldız evriminin eş zamanlı oluşmadığı ve kimyasal olarak homojen olmadığının göstergesi olarak kabul edilmektedir. James Webb Uzay Teleskobu (James Webb Space Telescope, JWST) ve benzeri özellikteki teleskopların sağladığı yüksek çözünürlüklü gözlemler ÇBKY'lerin oluşum ve evrimlerinin araştırılmasında büyük önem taşımaktadır (Surace ve diğ. 2018). JWST, özellikle metalce fakir yıldızlar ve erken evrenin kimyasal izlerini gözlemleyerek, ÇBKY'ların evrimi ve küresel kümelerdeki çoklu popülasyon oluşumu üzerindeki etkilerini daha derinlemesine incelemeye olanak tanıyacaktır. Bu tür gözlemler, küresel kümelerin yıldız oluşum süreçleri ve kimyasal evrimdeki rollerine ilişkin mevcut kuramların test edilmesini sağlayarak astrofiziğin kilit sorularına ışık tutması beklenmektedir.

⋆ E-Posta: dolunay.kocak@gmail.com

© 2025 Turkish Astronomical Society (TAD)

2 Küresel Kümelerdeki Çoklu Popülasyonlar

Küresel kümeler, galaksilerin ve evrenin oluşumu, kimyasal zenginleşme süreçleri ve dinamik yapıları hakkında kritik bilgiler sunmaları nedeniyle astrofizikte önemli bir role sahiptir. Özellikle, evrenin ilk birkaç milyar yılı ve sonrasında oluşmaları, erken evren koşullarında yıldız oluşum süreçlerini anlamamıza ışık tutma potansiyelleri bulunmaktadır. Bu yıldız kümeleri, evrenin erken dönemlerine ait kimyasal izleri taşıyan metalce fakir yıldız popülasyonlarına sahip olmaları nedeniyle, evrenin başlangıcındaki nükleosentez süreçleri ve kimyasal evrimin izlerini taşıyan kaynaklardır (Bastian & Lardo 2018a; Gratton ve diğ. 2012a). JWST gibi gelişmiş uzay temelli gözlem araçları, küresel kümelerdeki olası çok büyük kütleli yıldızların çevresel etkilerini ve bu yıldızların kümenin kimyasal yapısına katkılarını inceleme fırsatı sunar. Özellikle JWST'nin geniş kızılötesi gözlem kapasitesi, ÇBKY'lerin kısa ömürleri boyunca çevrelerindeki gaz ve toz ortamını nasıl etkilediklerini ve bu süreçlerin küresel kümenin genel kimyasal evrimine nasıl katkı sağladığını anlamamıza olanak tanıyabilir (Denissenkov & Hartwick 2014; Gardner ve diğ. 2006). Bunun yanı sıra, JWST'nin metalce fakir yıldızları ve erken dönem kimyasal izleri doğrudan gözlemleme yeteneği, galaksilerin kimyasal zenginleşme süreçlerini ve çoklu popülasyon oluşum teorilerini test etmek için kritik bilgiler sağlayacaktır.

Küresel kümelerin homojen bir yapıya sahip olduğu ve tüm yıldızlarının tek bir yıldız oluşum sürecinde, aynı kimyasal bileşimle oluştuğu fikri, uzun yıllar boyunca kabul edilen görüşlerden biri olmuştur. ω Cen küresel kümesindeki yıldızların çok çeşitli metalik özelliklere sahip olduğu 1970'li yılların başında fark edilip (Cannon & Stobie 1973; Freeman & Rodgers 1975) yapılan ilk fotometrik gözlemlerle beraber farklı yıldız popülasyonlarının varlığı ortaya konmuştur (Bedin ve diğ. 2004). Yapılan çalışmalarla beraber çoklu popülasyonların sadece kimyasal olarak değil, aynı zamanda fotometrik özelliklerle de ayrılabileceği gösterilmiştir (Bedin ve diğ. 2004; Piotto ve diğ. 2007). Yıldız popülasyonlarından bazılarında Helyum bolluğunun beklenenden çok daha yüksek değerlere ulaştığı (Y$\sim$0.38) ve bu bolluğun ağır element artışı kaynaklı olmadığı anlaşılmıştır (Norris 2004; Piotto ve diğ. 2005). Bu tür Helyum zenginleşmesi küresel kümelerdeki çoklu popülasyonların oluşum mekanizmalarına ilişkin önemli ipuçları sunmaktadır. Ayrıca, göreli olarak hafif elementler (C, N, O, Na, Mg ve Al) arasındaki büyük bolluk değişimleri, bu kümelerdeki farklı yıldız popülasyonlarının kimyasal bileşimlerinin geniş bir aralıkta farklılık gösterdiğini ortaya koymuştur (Prantzos ve diğ. 2007). Bu farklılıklar, küresel kümelerdeki çoklu yıldız popülasyonlarının evrimsel süreçlerini ve kimyasal zenginleşmesini anlamada önemli bir rol oynamaktadır (Carretta ve diğ. 2009).

NGC 2808 küresel kümesi farklı evrim aşamasındaki yıldızları barındırması ve H-R diyagramında anakol ve yatay kolda birden fazla ayrılmanın gözlenmesi nedeniyle çoklu popülasyon çalışmalarında ideal laboratuvarlardan biridir. NGC 2808, oldukça düşük metal bolluğuna sahip bir küme olmasına rağmen, içerisindeki çoklu popülasyonlar farklı zamanlarda ve farklı kimyasal bolluklarda oluşmuş yıldızları barındırmaktadır (Milone ve diğ. 2015; Piotto ve diğ. 2007). Bu durum, evrenin erken dönemlerinde meydana gelen kimyasal zenginleşme ve yıldız oluşumu süreçlerini anlamamıza yardımcı olmakta ve kümeyi hem gözlemsel hem de teorik açıdan zengin bir kaynak haline getirmektedir (Milone ve diğ. 2019).

ω Cen ve diğer bazı küresel kümelerde, orta kütleli kara deliklerin varlığı uzun zamandır tartışma konularından biri olmuştur. Teorik olarak varlıkları tahmin edilen orta kütleli kara deliklerin doğrudan kanıtlanması açısından bir dönüm noktası olan çalışma yakın zamanda Häberle ve diğ. (2024) tarafından yapılmıştır. Bu çalışma ile kümedeki hızlı hareket eden yıldızların, kütlesi 8200 $M_\odot$ olan orta kütleli bir kara deliğin varlığının güçlü kanıtları sunulmuştur. Orta kütleli kara deliklerin, küresel kümelerin dinamik yapısı ve evrimsel tarihi üzerindeki etkileri, çoklu popülasyon oluşum teorilerine önemli bir katkı sağlamaktadır. NGC 2808 ve 47 Tucanae gibi küresel kümeler, orta kütleli kara delik'lerin oluşumu ve evrimine ilişkin teorileri test etmek için ideal sistemler olarak öne çıkmaktadır. Bu tür araştırmalar, sadece çoklu popülasyonların kimyasal ve dinamik yapısını değil, aynı zamanda galaksi merkezlerindeki süper kütleli kara deliklerin oluşumuna ilişkin ipuçları da sunmaktadır (Gieles ve diğ. 2018).

3 Çok Büyük Kütleli Yıldızların Kimyasal Evrim Modelleri

Evrenin başlangıcından günümüze kadar, farklı fiziksel süreçlerle oluşan kimyasal elementlerin ve moleküllerin evrimi, astrofizik ve kozmoloji alanlarında güncel bir araştırma konusu olmaya devam etmektedir. Bugün gözlenen elementlerin kaynağı nedir sorusunun cevabı birçok oluşum senaryosu yaklaşımı ile yanıtlanabilmekedir. Büyük Patlama Nükleosentezi sürecinde, Hidrojen, Helyum ve az miktarda lityum gibi hafif elementlerin oluşumu, erken Evrenin kimyasal bileşiminin temelini oluşturmuştur (Kobayashi ve diğ. 2020). Bu başlangıç bileşimi, yıldızların oluşumu ve evrimiyle şekillenen daha ağır elementlerin sentezine zemin hazırlamıştır. Bu bağlamda, çok büyük kütleli yıldızlar, hem yıldızların evrimi hem de küresel kümelerde gözlenen çoklu popülasyonların oluşumu açısından kritik bir rol oynamaktadır. ÇBKY'ler, kısa ömürlü olmalarına rağmen çekirdeklerinde gerçekleşen nükleosentez süreçleriyle Evrenin kimyasal zenginleşmesine önemli katkılar sağlamışlardır (Hoyle & Fowler 1960). Bu yıldızların güçlü rüzgarları ve süpernova patlamaları, ağır elementlerin çevreye yayılmasını sağlarken, aynı zamanda ikinci nesil yıldızların kimyasal bileşimini şekillendiren gazın yeniden işlenmesine yol açmıştır (Bastian & Lardo 2018a; Renzini ve diğ. 2015)

Küresel kümelerde gözlemlenen çoklu yıldız popülasyonları, bu süreçlerin bir sonucu olarak görülebilir. İlk nesil yıldızlardan geriye kalan gaz ve yeni oluşan elementlerle zenginleşen malzeme, ikinci nesil yıldızların doğmasına olanak tanımıştır. Bu yıldız popülasyonlarının kimyasal ve fotometrik farklılıkları, çok büyük kütleli yıldızların etkisini yansıtan izler taşımaktadır. Özellikle Helyum zenginleşmesi ve hafif elementlerin (örneğin, Na-O anti-korelasyonu) gözlemlenmesi, bu çoklu popülasyonların evrim senaryolarında ÇBKY'lerin rolüne işaret etmektedir (Decressin ve diğ. 2007; Carretta ve diğ. 2009). Bu nedenle, çok büyük kütleli yıldızlar, sadece Galaksinin ve Evrenin kimyasal zenginleşmesi değil, aynı zamanda küresel kümelerdeki çoklu popülasyonların oluşum mekanizmalarının anlaşılması açısından da merkezi bir konumdadır. Yapılan çalışmalar ÇBKY'ların kütlelerinin $10^2-10^6\,M_\odot$ aralığında kararlı olduklarını göstermektedir (Koçak 2023a,b; Hosokawa ve diğ. 2013). Böylesi geniş bir kütle aralığının olması yapılan evrim modellerinde bazı kısıtlamalar ve varsayımlar yapılmasını zorunlu kılmaktadır. Evrimlerine farklı başlangıç koşullarında başlayan yıldızlar evrimlerinin sonunda bu koşullara bağlı olarak farklı kütle ve kimyasal yapılara sahip nesneler bırakırlar.

ÇBKY'ler küresel kümelerin merkezinde bulunan orta kütleli kara deliklerin ve çok büyük kütleli kara deliklerin ata sistemleri olma potansiyellerine sahiplerdir. Böylesi nesnelerin evrimlerinin son aşamalarında nasıl bir kara delik oluşturacağı halen tartışma konusudur. ÇBKY'lerin oluşumlarında ve evrimlerinin sonunda oluşturacağı kara delik, yıldızın başlangıç kütlesi, metal bolluğu, evrimi süresince kaybettiği kütle ve enerji ve açısal momentum aktarımı olmak üzere yıldızın iç yapı parametrelerine bağlıdır (Gieles ve diğ. 2018; Haemmerlé ve diğ. 2018; Koçak 2023a,b).

Bu çalışmada MESA (Paxton ve diğ. 2013, 2011) kodu kullanılarak elde edilen modellerin kütle toplama oranı $0.03\,M_{\odot}$ yıl^{-1} ve metal bolluğu $0.1\,Z_{\odot}$ olarak alınmıştır. Yıldızın kütle kaybı oranları, Gieles ve diğ. (2018) tarafından önerilen değerlere göre belirlenmiştir. Farklı kimyasal ağlar kullanılarak yapılan modellerimizde, bazı element çiftleri arasında korelasyonlar ve anti-korelasyonlar tespit edilmiştir. Çalışma kapsamında seçilen fiziksel mekanizmalar ve uygulanan yöntemler, ÇBKY'lar için öngörülen kimyasal ve fiziksel parametrelere ulaşmayı mümkün kılmıştır. Modeller sırasında fiziksel süreçler göz önüne alınarak kimyasal ağlar amaca uygun şekilde seçilmiştir.

MESA yıldız evrim kodu kullanılarak yıldızın anakol aşamasındaki evrim sürecinde kimyasal bolluk oranlarının değişimi elde edilmiştir. Yapılan modellerin sonuçları Şekil 1'de gösterilmiştir. Yıldız anakol evresinde iken yapılan değişiklikler ile madde toplanması etkisi ile yıldızın kimyasal bolluğunun merkezde ve yüzeyde nasıl değiştiği incelenmiştir. Yıldızın madde toplamasının yıldızın kimyasal evrimine ne derece katkı sağladığı incelenmiştir. Şekil 1 yıldızın kütle toplama oranının $0.03\,M_{\odot}$ yıl^{-1}, kimyasal bolluğunun $0.1\,Z_{\odot}$ ve madde toplanmasının 0.8 milyon yılda kesilerek anakol aşaması boyunca evrimine devam ettirilen model sonuçlarını göstermektedir. Ayrıntıları Koçak (2023a)'da verilen çalışmada yıldız 1.2 milyon yılda yıldızın sıcaklığı 70 MK üzerine çıkmaktadır. Bu sıcaklık değeri Şekil 1'de görülen elementler arasında korelasyonlar ve anti-korelasyonların oluşmasını sağlamıştır.

4 Sonuçlar ve Tartışmalar

Çok büyük kütleli yıldızlar, hem küresel kümelerdeki çoklu popülasyonların oluşumunda hem de galaksilerin kimyasal zenginleşmesinde temel bir role sahiptir. Bu yıldızlar, nükleosentezle ürettikleri ağır elementleri yıldız rüzgarları ve süpernova patlamalarıyla çevrelerine yayarak hem küresel kümelerin kimyasal çeşitliliğini hem de galaksilerin kimyasal evrimini şekillendirir. ÇBKY'ların kimyasal ve dinamik katkılarını anlamak, galaksilerin ve Evrenin kimyasal yapısını çözmek için kritik öneme sahiptir.

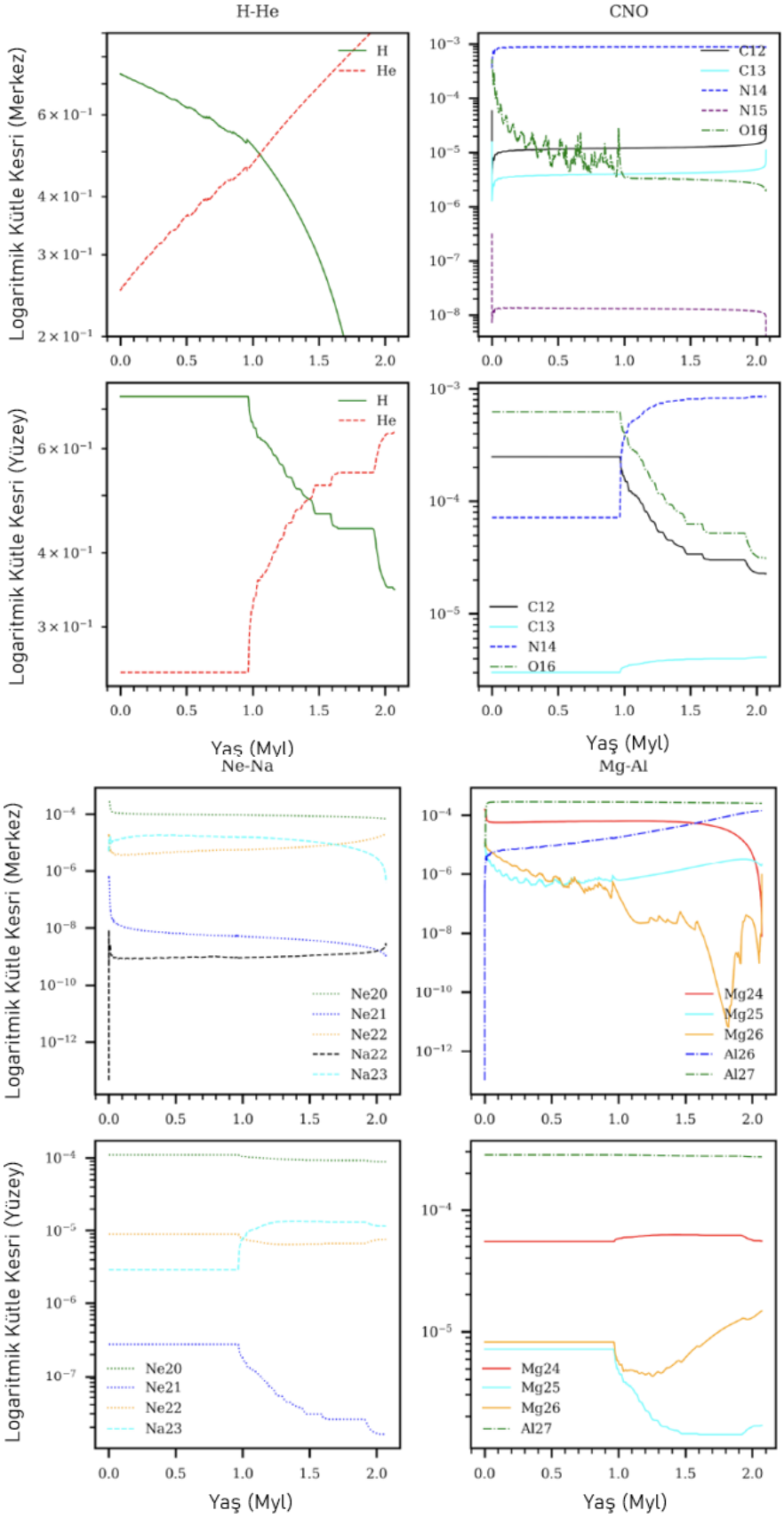
Bu çalışmada, çok büyük kütleli yıldızların evrim süreçleri, MESA yıldız evrim kodu kullanılarak farklı başlangıç koşulları altında modellenmiş ve evrimin farklı aşamalarında kimyasal bollukların nasıl değiştiği incelenmiştir. Özellikle, ÇBKY'lerin kütle toplama oranlarının ve yıldızın madde toplamasının durdurularak evrimine devam ettirilmesi ile yıldızın merkezde ve yüzeydeki kimyasal bileşim üzerindeki etkileri analiz edilmiştir. Modeller, ÇBKY'lerin anakol aşamasında madde toplamasının kesilmesi durumunda bile kimyasal zenginleşmenin devam ettiğini ve bazı element çiftleri arasında belirgin korelasyonlar ve anti-korelasyonlar oluştuğunu göstermektedir. Çalışmada, He zenginleşmesi ve hafif element bolluk değişimleri gibi küresel kümelerde gözlenen özelliklerle uyumlu sonuçlar elde edilmiştir. Bu durum, ÇBKY'lerin küresel kümelerdeki ikinci nesil yıldız popülasyonlarının kimyasal bileşiminin belirlenmesinde kritik bir rol oynadığına işaret etmektedir. Özellikle, Na-O ve Mg-Al anti-korelasyonu gibi nükleosentez süreçlerinin, ÇBKY'lerin kısa ömürlü ancak etkili kimyasal katkıları ile açıklanabileceği gösterilmiştir. Kütle toplama oranının başlangıçta yüksek olduğu ($0.03\,M_{\odot}$ yıl^{-1}) senaryolar, yıldızın çevresindeki gazın hızlı bir şekilde işlendiği ve ağır elementlerin yıldız çevresine yayıldığı koşulları temsil etmektedir. Bu durum, küresel kümelerdeki çoklu popülasyonların kimyasal olarak farklılık göstermesine katkıda bulunabilir. Bununla birlikte, madde toplama sürecinin erken durdurulması, yıldızın çekirdeğindeki nükleosentez süreçlerini sınırlasa da yüzeydeki kimyasal bollukları önemli ölçüde etkilemektedir.

Model sonuçları, ÇBKY'lerin sadece küresel kümelerdeki kimyasal bileşim üzerinde değil, aynı zamanda galaksilerin genel kimyasal evriminde de belirleyici bir rol oynayabileceğini desteklemektedir. Bu tür yıldızlar, erken evrende ağır element zenginleşmesinin ana kaynağı olabilir. Ayrıca, ÇBKY'lerin evrimi sırasında oluşan yoğun yıldız rüzgarları ve süpernova patlamaları, bu elementlerin çevredeki gaz bulutlarına karışmasını ve yeni yıldızların oluşumunda kullanılmasını sağlamaktadır.

Küresel kümeler, evrenin erken evrelerinde oluşmuş sistemler olmaları nedeniyle genellikle düşük metal bolluğuna sahip yıldızlardan meydana gelir (Gratton ve diğ. 2004). Düşük metal içeriği, yıldızların opasitelerini azaltarak metal açısından zengin yıldızlara kıyasla daha düşük kütle kaybına yol açar (Kudritzki & Puls 2000; Koçak 2023a). Bu durum, yıldızların kütlelerini daha etkin bir şekilde korumalarına olanak tanırken, aynı zamanda madde toplama süreçleri aracılığıyla çok büyük kütleli yıldızların oluşumuna katkıda bulunabilir. Düşük metal bolluğuna sahip yıldızların modellenmesinde genellikle $0.1\,Z_{\odot}$ değeri kullanılmaktadır.

Küresel kümeler ve erken nesil yıldız popülasyonları gibi sistemlerde gözlenen düşük metal içeriği, bu yıldızların oluştuğu ortam hakkında önemli bilgiler sunmaktadır. Özellikle küresel kümeler, [Fe/H]$\leq$-1.0 seviyesinde metal bolluklarına sahiptir ve bu değer yaklaşık olarak $Z\approx0.1\,Z_{\odot}$ ile ilişkilidir (Bromm & Larson 2004; Frebel & Norris 2015). Düşük metal oranı, yıldız iç yapısında daha yüksek çekirdek sıcaklıklarına ve daha zayıf kütle kayıplarına neden olmakta, dolayısıyla yıldızların evrimsel zaman ölçeklerini uzatmaktadır (Vink ve diğ. 2001; Meynet & Maeder 2002). Aynı zamanda, düşük opasite nedeniyle enerji taşınımı daha verimli hale gelmekte ve yıldız iç dinamikleri doğrudan etkilenmektedir (Maeder 2009). Küresel kümelerde gözlenen Na-O ve Mg-Al anti-korelasyonları, bu yıldızların sıcak çekirdeklerinde gerçekleşen Hidrojen yanması süreçleriyle ilişkilendirilmektedir. Bu anomalileri açıklayabilen modeller genellikle $0.1\,Z_{\odot}$ metal bolluğunu gerektirmektedir (Gratton ve diğ. 2012b; Bastian & Lardo 2018b). Öte yandan, daha yüksek metal içeriği yıldız rüzgarlarını güçlendirerek kütle kaybını artırmakta ve yıldızların evrim sürelerini kısaltmaktadır; dolayısıyla kimyasal zenginleşme süreçleri de bu durumdan etkilenmektedir. Bu bağlamda, $Z\approx0.1\,Z_{\odot}$ değeri, metalce fakir yıldızların evrimini ve küresel kümelerde gözlenen kimyasal bolluk oranlarını doğru bir şekilde modellemek için kritik bir parametre olarak değerlendirilmektedir.

Bu çalışmada kullanılan başlangıç parametreleri ve kimyasal ağlar, başlangıç parametrelerine getirilen sınırlamalarla beraber ÇBKY'lerin kimyasal evrimi için bir zemin oluşturmuştur. JWST gibi ileri düzey gözlem araçlarının



Şekil 1. Modellerin anakol evresinde H-He, CNO, Ne-Na ve Mg-Al elementlerinin yıldız çekirdeğinde ve yüzeyindeki zamanla değişimi.

sağlayacağı yüksek çözünürlüklü tayfsal veriler, bu modellerin doğrulanması açısından kritik olacaktır. Çalışmada elde edilen kimyasal bolluk profilleri, küresel kümelerdeki çoklu popülasyonların detaylı incelemeleri ile karşılaştırılabilir. Özellikle, NGC 2808 ve ω Cen gibi küresel kümelerde yapılan gözlemler, modellerdeki varsayımların test edilmesine olanak sağlayacaktır.

Teşekkür

Bu çalışma 117F188 ve 119F077 nolu TÜBİTAK projeleri ve TÜBİTAK-BİDEB 2219 ve 2218 (123C409) programları tarafından desteklenmiştir. Çalışmaya katkılarından dolayı Kadri Yakut, Corinne Charbonnel ve Tassos Fragos'a teşekkür ederim.

Kaynaklar

Bastian N., Lardo C., 2018a, ARA&A, 56, 83
Bastian N., Lardo C., 2018b, ARA&A, 56, 83
Bedin L. R., Piotto G., Anderson J., Cassisi S., King I. R., Momany Y., Carraro G., 2004, ApJ, 605, L125
Bromm V., Larson R. B., 2004, ARA&A, 42, 79
Cannon R. D., Stobie R. S., 1973, MNRAS, 162, 207
Carretta E., ve diğ., 2009, A&A, 505, 117
Decressin T., Charbonnel C., Meynet G., 2007, A&A, 475, 859
Decressin T., Baumgardt H., Charbonnel C., Kroupa P., 2010, A&A, 516, A73
Denissenkov P. A., Hartwick F. D. A., 2014, MNRAS, 437, L21
Frebel A., Norris J. E., 2015, ARA&A, 53, 631
Freeman K. C., Rodgers A. W., 1975, ApJ, 201, L71
Gardner J. P., ve diğ., 2006, Space Sci. Rev., 123, 485
Gieles M., ve diğ., 2018, MNRAS, 478, 2461
Gratton R., Sneden C., Carretta E., 2004, ARA&A, 42, 385
Gratton R. G., Carretta E., Bragaglia A., 2012a, A&ARv, 20, 50
Gratton R. G., Carretta E., Bragaglia A., 2012b, A&ARv, 20, 50
Häberle M., ve diğ., 2024, Nature, 631, 285
Haemmerlé L., Woods T. E., Klessen R. S., Heger A., Whalen D. J., 2018, ApJ, 853, L3
Hosokawa T., Yorke H. W., Inayoshi K., Omukai K., Yoshida N., 2013, ApJ, 778, 178
Hoyle F., Fowler W. A., 1960, ApJ, 132, 565
Kobayashi C., Karakas A. I., Lugaro M., 2020, ApJ, 900, 179
Koçak D., 2023a, PhD thesis, Ege University, Department of Astronomy and Space Sciences
Koçak D., 2023b, Turkish Journal of Astronomy and Astrophysics, 4, 138
Kudritzki R.-P., Puls J., 2000, ARA&A, 38, 613
Maeder A., 2009, Physics, Formation and Evolution of Rotating Stars. Springer, doi:10.1007/978-3-540-76949-1
Meynet G., Maeder A., 2002, A&A, 390, 561
Meynet G., Ekström S., Maeder A., 2006, A&A, 447, 623
Milone A. P., ve diğ., 2015, ApJ, 808, 51
Milone A. P., ve diğ., 2019, MNRAS, 484, 4046
Norris J. E., 2004, ApJ, 612, L25
Paxton B., Bildsten L., Dotter A., Herwig F., Lesaffre P., Timmes F., 2011, ApJS, 192, 3
Paxton B., ve diğ., 2013, ApJS, 208, 4
Piotto G., ve diğ., 2005, ApJ, 621, 777
Piotto G., ve diğ., 2007, ApJ, 661, L53
Prantzos N., Charbonnel C., Iliadis C., 2007, A&A, 470, 179
Renzini A., ve diğ., 2015, MNRAS, 454, 4197
Surace M., ve diğ., 2018, ApJ, 869, L39
Vink J. S., de Koter A., Lamers H. J. G. L. M., 2001, A&A, 369, 574

Access:
M25-0346: Turkish J.A&A — Vol.6, Issue 3.

TJAA Vol. **6**, *Special Issue*, *p.*194–197 (2025). DOI: 10.55064/tjaa.1632477 *Conference Paper*

RTT-150 ile 6 Düşük-z Kuazarın Tayfsal Doğrulaması

Seyit Hökelek[1,2] ⋆, Enes Selam Kacan[1,2], Nurten Filiz Ak[1,2,3]

[1] *Erciyes Üniversitesi, Fen Bilimleri Enstitüsü, Astronomi ve Uzay Bilimleri Ana bilim Dalı, 38039, Kayseri, Türkiye*

[2] *Erciyes Üniversitesi, Fen Fakültesi Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 38039, Kayseri, Türkiye*

[3] *Erciyes Üniversitesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Gözlem ve Araştırma Merkezi, Kayseri, Türkiye*

Accepted: March 14, 2025. Revised: March 14, 2025. Received: February 3, 2025.

Özet

Bu bildiri, RTT-150 teleskobu kullanılarak ilk kez tayfsal doğrulaması yapılan 6 kuazarın keşfini sunmaktadır. Çalışmanın tamamı Hökelek ve diğ. (2024) makalesinde yayınlanmıştır. İlk kez bu çalışma ile belirlenen kırmızıya kaymaları (z) 0.3 ile 0.6 arasında değişen bu kuazarların süreklilik ve salma çizgisi özelliklerinin ayrıntılı modellenmesi yapılarak; kuazarların bolometrik parlaklık, merkezi kara delik kütleleri ve Eddington ışınım gücü oranları belirlenmiştir. Elde edilen bulgular bu kuazarların, aynı z değerlerine sahip bilinen kuazarlara kıyasla, olağanüstü yüksek parlaklıklara ve yüksek kütlelere sahip olduğunu göstermiştir.

Abstract

This paper presents the discovery of 6 quasars that have been spectroscopically confirmed for the first time using the RTT-150 telescope and the TFOSC spectrometer. The full study is published in Hökelek ve diğ. (2024). Detailed modeling of the continuum and emission line properties of these quasars with redshifts (z) ranging from 0.3 to 0.6, determined for the first time in this study, was performed to assess their bolometric luminosities, central black hole masses and Eddington luminosity ratios. The results show that these quasars have exceptionally high luminosities and high masses compared to known quasars with the same z values.

Anahtar Kelimeler: Galaksiler; Aktif Galaksiler; Kuazarlar, Kuazar Tayfı

1 Giriş

Aktif büyüyen süper kütleli kara delikler (SKK) yani kuazarlar evrenin yapısını ve evrimini anlamamız için önemli kaynaklardır. Evrenin erken zamanlarından modern evrenimize kadar kuazarlar evrenin her aşamasında yer almaktadır. Sahip oldukları bu büyük uzaklıklara rağmen elektromanyetik spektrum boyunca radyondan X-ışına kadar güçlü ışınım yapmaktadırlar. Bu ışınımın kaynağı, galaksinin merkezinde yer alan SKK, SKK'yı çevreleyen yığılma diski ve onun etrafındaki torus'tan yani bir diğer adıyla aktif galaksi çekirdeğinden (AGÇ) kaynaklanır. Sahip oldukları uzaklık nedeniyle yaygın cisim yerine nokta kaynak olarak görülmektedirler.

Kuazarlarla ilgili çalışmalar Schmidt (1963); Hazard ve diğ. (1963)'ın yaptığı keşiflerle başlamış ve sonrasında kümülatif olarak artmıştır. Özellikle son 25 yılda "Sloan Digital Sky Survey" (SDSS) gibi araştırma kampanyalarının ortaya çıkması ile bu sayı devasa rakamlara ulaşmıştır. SDSS'in yayınladığı son kuazar kataloğunda tayfsal doğrulaması yapılmış kuazar sayısı 750414'tür.

SDSS ve benzeri büyük araştırma kampanyaları, hedef kaynakların tayf gözlemlerini yapmadan önce fotometrik yöntemler ile doğruluğu yüksek olan adayları belirlemektedirler. Farklı bantlarda alınan fotometrik parlaklıkları kullanılarak türetilen renk ölçümleri, kuazarlar, yıldızlar ve galaksileri ayırmakta kullanılmaktadır (Richards ve diğ. 2009; Bovy ve diğ. 2011).

Richards ve diğ. (2009) tarafından SDSS filtreleri kullanılarak başlayan ve sonrasında "Two Micron All Sky Survey" (2MASS; Skrutskie ve diğ. 2006) ve "Wide Field Infrared Survey Explorer" (WISE; Wright ve diğ. 2010) ölçümlerini içeren çalışmalar, renk-renk ve renk-parlaklık diyagramlarında yıldızların ve kuazarların farklı bölgelerde kümelendiğini göstermektedir (Heintz ve diğ. 2020).

Bu çalışma, Hökelek ve diğ. (2024) çalışmasında yer alan yeni kuazar keşifleri hakkında Türkçe bir özet sunmaktadır. SDSS ve WISE fotometrik gözlemleri kullanılarak kuazar adayı olarak belirlenen kaynakların RTT-150 teleskobu ve TFOSC tayfçekeri ile alınan tayfsal verileri hakkındaki bilgiler §2'de yer almaktadır. Tayfların analizleri sonucunda elde edilen sonuçlar §3'de yer almaktadır. Elde edilen sonuçların özeti ve tartışması §4'de sunulmuştur. Bu çalışmada kozmolojik sabitler; $\Omega_{\rm m}$=0.3, Ω_{Λ}=0.7 ve H_0=70 km s^{-1} Mpc^{-1} şeklinde dikkate alınmıştır.

2 Gözlemler

Bu çalışma için seçilen kuazar adaylarının tayfsal gözlemleri Türkiye Ulusal Gözlemevleri Antalya Yerleşkesi'nde bulunan 1.5 metrelik RTT150 teleskobu ve TFOSC tayf çekeri ile Grizm 15 kullanılarak 3650-8750 Å dalgaboyu aralığında ve 12 Å tayfsal çözünürlükte elde edilmiştir.

Kaynaklar için poz süreleri, parlaklıkları dikkate alınarak belirlenmiştir. Bu gözlemler tayfsal doğrulama amacıyla yapıldığı için sinyal-gürültü (S/N) oranının baskın salma çizgilerini görmek için yeterli olduğu varsayılmıştır. Kaynakların akı kalibrasyonu için ESO standart yıldız listesinden seçilen yıldızların tayfsal gözlemi yapılmıştır.

Gözlemlerin ayrıntıları (Hökelek ve diğ. 2024) çalışmasında, Çizelge 1'de yer almaktadır.

⋆ sthokelek@gmail.com

© 2025 Turkish Astronomical Society (TAD)

Çizelge 1. Gözlem bilgileri (Hökelek ve diğ. 2024).

WISEA Adı	Sağaçıklık	Dikaçıklık	Tarih	Poz Süresi (s)	S/N
J002659.50+442257.3	00 26 59.50	+44 22 57.3	23-10-2022	4800	4.63
J080730.67+755019.7	08 07 30.67	+75 50 19.7	20-02-2023	3200	39.48
J091355.88+791116.1	09 13 55.88	+79 11 16.1	20-01-2021	5400	20.68
J091936.04+753944.3	09 19 36.04	+75 39 44.3	20-01-2021	4000	48.05
J180341.28+615653.3	18 03 41.28	+61 56 53.3	22-10-2022	4800	25.83
J190235.32+604611.5	19 02 35.32	+60 46 11.5	01-07-2022	2100	10.53

Çizelge 2. Kuazarların hesaplanan parametreleri (Hökelek ve diğ. 2024).

		J002+442	J080+755	J091+791	J091+753	J180+615	J190+604
i_{SDSS}	(kadir)	18.5438	15.1523	17.4236	16.2670	17.3469	17.2328
$i-W_3$	(kadir)	3.49	2.78	3.38	3.76	3.03	3.21
z		0.3477±0.0001	0.5709±0.0001	0.3575±0.0130	0.5181±0.0001	0.4159±0.0001	0.5180±0.0169
A_i	(kadir)	0.12	0.059	0.036	0.042	0.065	0.093
M_i	(kadir)	-22.237	-27.173	-23.520	-25.814	-24.052	-24.796
$\log L_{3100}$	(erg s^{-1})	45.155±0.001	47.332±0.002	45.704±0.006	46.337±0.008	45.468±0.006	46.096±0.008
$\log L_{5000}$	(erg s^{-1})	44.943±0.003	47.197±0.005	45.520±0.009	46.065±0.018	45.280±0.019	45.894±0.015
$\log L_{BOL}$	(erg s^{-1})	45.867 ±0.001	48.044±0.002	46.416±0.006	47.049±0.008	46.180±0.006	46.808±0.008
YYTG (Hβ)	(km s^{-1})	5806.67±14.33	5678.33±355.54	10259.36±86.37	5098.66±79.58	7678.76±52.29	5765.70±5.85
YYTG (Mg II)	(km s^{-1})	7953.42±1388.18	8431.61±13.60	9798.56±144.65	4844.12±75.98	8415.61±123.64	3737.04±175.42
$\log M_{BH}$ (Hβ)	($M_\odot$)	8.902±0.003	10.017±0.113	9.692±0.009	9.357±0.016	9.321±0.011	8.959±0.008
$\log M_{BH}$ (Mg II)	($M_\odot$)	9.133±0.152	10.31±0.003	9.602±0.014	9.263±0.016	9.35±0.016	8.952±0.041
$\log M_{BH}$	($M_\odot$)	8.979±0.076	10.017±0.113	9.662±0.008	9.326±0.011	9.330±0.010	8.957±0.021
$\log L_{Edd}$	(erg s^{-1})	47.079±0.033	48.117±0.049	47.762±0.003	47.426±0.005	47.430±0.004	47.057±0.009
R_{Edd}		0.061	0.845	0.045	0.419	0.056	0.563

2.1 Tayfsal Verilerin İndirgenmesi

Bu çalışma kapsamında, RTT150'deki TFOSC uzun-yarık tayf çekeri için özelleştirilmiş bir indirgeme prosedürü geliştirilmiştir. `EasyReduct` adını verdiğimiz bu program, `Python` programlama dili kullanılarak üretilmiş ve TFOSC uzun-yarık tayflarının ham veriden analizlere hazır veriye dönüştürülmesi için gerekli tüm adımları içermektedir.

`EasyReduct` indirgeme rutini, bias çıkarma, flat düzeltmesi, gökyüzü arka planı çıkarma/düzeltmesi, 1-d tayf elde edilmesi, dalga boyu ve akı kalibrasyonunu içeren standart uygulamayı takip etmektedir. Bias çıkartması ve flat düzeltmesi işlemlerinden önce `EasyReduct`, `ccdproc-CosmicRay` modülü kullanılarak kozmik ışınları temizlemektedir. Dalgaboyu kalibrasyonu için gözlemlenen Fe-Ar lamba tayfları için bir atlas üretilmiştir. `EasyReduct` programı, standart yıldız tayfı kullanıldığında akı kalibrasyonu için prosedürler de içermektedir. Program, gözlenen tayflardan, tellürik çizgileri ve bantları kaldırabilmektedir. Ayrıntılar ve programın algoritması Github `EasyReduct` üzerinden paylaşılmıştır.

Bu çalışmada, gözlemlenen tayflar için akı kalibrasyonunu, ESO listesindeki spektrofotometrik standart yıldızlar kullanılarak `EasyReduct` prosedürleriyle gerçekleştirilmiştir.

3 Ön Sonuçlar ve Analiz

Bu bölümde ön indirgeme işlemleri tamamlanmış tayfsal verilerin analizleri sonucunda kaynakların kırmızıya kayma değerlerinin, uzaklıklarının ve mutlak parlaklıklarının belirlenmesi ile ilgili ayrıntılar sunulmuştur.

3.1 Kırmızıya Kayma ve Mutlak Parlaklık

Kuazarların kırmızıya kayma değerlerini belirlemek için gözlenen tayflar Kaçan ve diğ. (2022) tarafından hazırlanan `zFinder` programına girdi olarak kullanılmıştır. `zFinder` programı, artan z-adım aralıkları için Spearman korelasyonunun ρ ve χ^2 oranından bir uyumluluk parametresi hesaplamaktadır. Uyumluluk parametresinin en yüksek değeri, gözlenen tayflar için en iyi z değeriyle sonuçlanır. `zFinder` sonuçlarına yapılan görsel inceleme, belirlenen kırmızıya kaymaların en iyi z değerinde olduğunu göstermiştir.

En iyi uyan z değerlerini ve standart hataları Çizelge 2'de listelenmiştir.

Kırmızıya kayma değerleri belirlenen kuazarların mutlak parlaklıklarını belirlerken;

$$M_i - m_i = 5 - 5\log d_L(z) + A_i + K(z) \qquad (1)$$

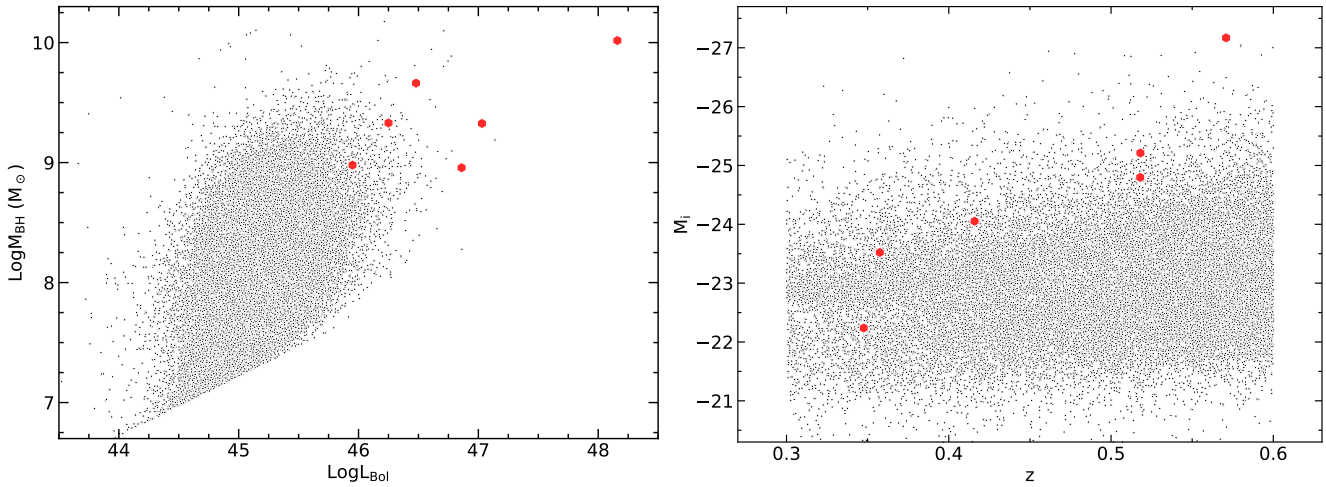
dikkate alınmıştır. Bu denklemde M_i ve m_i SDSS i bandındaki mutlak ve görünür parlaklıkları, d_L uzaklığını, z kırmızıya kaymayı, A_i Samanyolu Samanyolu Galaksisinden kaynaklanan sönümlemeyi ve $K(z)$ ise fotometrik parlaklık için z düzeltme parametresini temsil etmektedir.

Kaynakların hesaplanan z, A_i ve M_i değerleri Çizelge 2'de verilmiştir.

3.2 Tayf Modellenmesi

Kuazarların özellikleirnin belirlenmesi için elde edilen 1-d tayfların modellenerek, sürekliliğin belirlenmesi ve salma çizgilerinin tanımlanması işlemleri yapılmıştır. Öncelikle, 1-d tayfları için galaktik sönümleme etkisi düzeltilmeli ve akı ve dalgaboyunun kuazar uzayına dönüştürülmesi yapılmıştır.

Power-law modellemesi, kuazarların tayfsal sürekliliğini



Şekil 1. Sağ tarafta bulunan panelde, 6 kuazarın (kırmızı altıgenler) z-M_i dağılımı, sol taraftaki panelde ise bu kuazarların $L_{\rm BOL}$ ve $M_{\rm BH}$ dağılımları yer almaktadır. Karşılaştırma örneklemi (siyah) olarak DR16Q (Lyke ve diğ. 2020; Wu & Shen 2022) kataloğunda yer alan 0.3<z<0.6 değerleri arasındaki kuazarlar kullanılmıştır (Hökelek ve diğ. 2024).

modellemek için kullanılan en yaygın yöntem olduğundan, bu çalışmada power-law modeli üzerine düzeltme polinomu ve Fe II salma yapıları kullanılarak süreklilik modellemesi yapılmıştır. Diğer yöntemler ile ilgili tartışma Hökelek ve diğ. (2024) çalışmasında verilmiştir.

Geniş ve dar salma çizgilerinin modellenmesi, merkezi kara delik kütlesini belirlemek için gerekli parametreleri elde etmemizi sağlamaktadır. Salma çizgilerinin bileşenlerini elde etmek için, çizgi profilleri birden fazla gauss fonksiyonu ile temsil edilmiştir. Örneğin, [O III] ve Hβ bölgeleri için altı Gauss, MgII bölgesi için ise iki Gauss tercih edilmiştir.

3.3 Işınım Gücü ve Kütle

Richards ve diğ. (2006) kuazarların bolometrik ışınım gücünü ($L_{\rm BOL}$) belirli bir dalgaboyundaki tayf süreklilik akılarından türettikleri monokromatik ışınım gücü değerleri ile yaklaşık olarak hesaplamıştır. Bu yaklaşımı uyarlayan Shen ve diğ. (2011), düzeltme faktörlerini $L_{\rm BOL}$=5.15 L_{3000} ve $L_{\rm BOL}$=9.26 L_{5100} olarak tanımlar ve bu faktörler ışınım güçlerine salma çizgilerinin katkıları da dahil edilerek belirlenmiştir. Monokromatik ışınım güçlerini hesaplamak için ilk önce, ölçüm yapılacak dalga boyu etrafındaki 5 pikselin akılarının ortalamasını alarak F_λ değerini hesaplanmış ve sonuçlar, ölçülen z değerleri ile ışınım gücüne dönüştürülmüştür.

Bir SKK'nın kütlesi ($M_{\rm BH}$), belirgin geniş salma çizgisinin yarı yükseklikteki tam genişliğinin (YYTG) ve belirli bir dalgaboyundaki monokromatik ışınım gücünün bir fonksiyonudur Shen (2013):

$$\log\left(\frac{M_{\rm BH}}{\rm M_\odot}\right) = A + B\log\left(\frac{L_\lambda}{10^{44}\,\rm erg\ s^{-1}}\right) + 2\log\left(\frac{\rm YYTG}{\rm km\ s^{-1}}\right) \quad (2)$$

Bir kuazarın Eddington ışıma gücü, $M_{\rm BH}$'nin bir fonksiyonudur ve radyasyon basıncı ile kütleçekim arasında denge olduğunda bir kuazarın ulaşabileceği maksimum ışıma gücünü tanımlar. Toplam bolometrik ışıma gücü, Eddington ışıma gücüne oran olarak verildiğinde bu maksimum ışıma gücü'nün oranı olarak tanımlanır. $R_{\rm Edd}$ ve $L_{\rm Edd}$ değerleri Çizelge 2'de listelenmiştir.

4 Tartışma ve Sonuç

Son yıllarda artan kuazar sayısı, aday seçim algoritmalarının etkinliğini kanıtlamaktadır. Bu algoritmaların başarısı, farklı dalga boyları için yapılan ölçümlerle zenginleştikçe artmaktadır. Bu çalışmada, fotometrik renk-renk ölçümleri, X-ışın aktivitesi ve genel TED yapısı incelenen adaylar seçilmiştir. Bu yöntem ile seçilen ve Türkiye Ulusal Gözlemevleri Antalya Yerleşkesi'nde yer alan RTT-150 teleskobundaki TFOSC tayf çekeri ile gözlenen 21 kaynaktan 6'sı için sonuçlar sunulmuştur. Elde edilen tayflar Python dilinde geliştirmiş olduğumuz `EasyReduct` rutiniyle indirgenmiştir. İndirgeme sonucunda elde edilen tayflar, adayların kuazar olarak sınıflandırılmasını doğrulayan karakteristik salma çizgilerine sahiptir.

Bu çalışmanın yazarları tarafından geliştirilen `zFinder` ile her tayfın kırmızıya kayması hatası ile birlikte belirlenmiştir (Kaçan ve diğ. 2022). Kaynakların kırmızıya kaymaları 0.34 ile 0.57 aralığında olup, SDSS i bandındaki mutlak parlaklıkları en parlak hedef için -27 ve en sönük hedef için -22'dir.

Sonuçlarımız 0.3<z<0.6 aralığında (toplam 28402 kuazar) Lyke ve diğ. (2020)'den temsili bir örnek kullanılarak bilinen kuazarların sonuçlarıyla objektif olarak karşılaştırılabilir. Şekil 1, hedeflerimiz için $L_{\rm BOL}$ ve $M_{\rm BH}$ dağılımını ve Wu & Shen (2022)'den alınan ölçümlerle karşılaştırma örneğini göstermektedir. Bu karşılaştırma tüm kaynaklarımızın yakın evrenin yüksek ışınım gücüne sahip ve yüksek kütleli kuazarları olduğunu ortaya koymaktadır. J080+755'in $10^{10.02}$ M$_\odot$ SKK kütlesiyle en büyük kütleli kuazarlardan biri olduğu, ilk kez Hökelek ve diğ. (2024) çalışmasıyla tespit edilmiştir.

Düşük z'ye sahip, yüksek kütleli kuazarlar, SKK'ların kozmik evrimini ve yığılma süreçlerini anlamada çok önemli bir rol oynamaktadır. Düşük z kuazarlar Lyke ve diğ. (2020)'e göre bilinen kuazar popülasyonunun sadece %3'ünü oluşturur ve bunların sadece binde biri M$_{\rm BH}$>10^9 M$_\odot$'ye sahiptir.

Küçük ve orta ölçekli teleskoplar, yakın evrendeki parlak kuazarları keşfetmek için en etkili araçlardır. Bu tayfsal gözlemler ve analizler, araştırmaların büyük gözlem kampanyalarına ek olarak yakın evrendeki kaynakları incelemek için gereklidir.

Teşekkür

RTT150 teleskopunun kullanımında sağlanan kısmi destek için Türkiye Ulusal Gözlemevleri'nin 1370 numaralı projesine teşekkür ederiz. Hasan Ak, Irek Khamitov, Murat Parmaksızoğlu, İbrahim Aköz ve Oğuzhan Okuyan'a gözlemlere katkılarından ötürü minnettarız.

Kaynaklar

Bovy J., ve diğ., 2011, ApJ, 729, 141
Hazard C., Mackey M. B., Shimmins A. J., 1963, Nature, 197, 1037
Heintz K. E., ve diğ., 2020, A&A, 644, A17
Hökelek S., Kaçan E. S., Filiz Ak N., 2024, PASP, 136, 114101
Kaçan E. S., Hökelek S., Filiz Ak N., 2022, Turkish Journal of Astronomy and Astrophysics, 3, 27
Lyke B. W., ve diğ., 2020, ApJS, 250, 8
Richards G. T., ve diğ., 2006, ApJS, 166, 470
Richards G. T., ve diğ., 2009, ApJS, 180, 67
Schmidt M., 1963, Nature, 197, 1040
Shen Y., 2013, Bulletin of the Astronomical Society of India, 41, 61
Shen Y., ve diğ., 2011, ApJS, 194, 45
Skrutskie M. F., ve diğ., 2006, AJ, 131, 1163
Wright E. L., ve diğ., 2010, AJ, 140, 1868
Wu Q., Shen Y., 2022, ApJS, 263, 42

Access:
M25-0375: Turkish J.A&A — Vol.6, Issue 3.

TJAA Vol. **6**, *Special Issue*, *p.*198–203 (2025). DOI: 10.55064/tjaa.1593725 *Research Article*

Blazar TED'lerinin Basit Regresyon İle Modellenmesi

Berker Utku[1,2] ⋆, Nurten Filiz Ak[2,3], Seyit Hökelek[2],

[1] *Erciyes Üniversitesi, Fen Bilimleri Enstitüsü, Fizik Ana Bilim Dalı, 38039, Kayseri, Türkiye*
[2] *Erciyes Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Ana Bilim Dalı, 38039, Kayseri, Türkiye*
[3] *Erciyes Üniversitesi, UZAYBIMER Gözlemevi, Araştırma ve Uygulama Merkezi, 38039, Kayseri, Türkiye*

Accepted: March 8, 2025. Revised: March 8, 2025. Received: November 29, 2024.

Özet
Blazarlar, merkezi süper kütleli karadeliğin etrafındaki yığılma diskine dik yönde uzanan jet yapılarıyla karakterize edilen, aktif galaksi çekirdeklerinin bir alt sınıfıdır. Diğer aktif galaksilerin aksine, blazarların jetleri gözlemciye doğru hizalanmıştır. Bu nedenle, optik spektrumları belirgin çizgi benzeri yapılar içermez ve bu durum, geleneksel yöntemlerle uzaklıklarının belirlenmesini güçleştirir. Blazarlarla ilgili en önemli gözlemsel bilgiler, Tayfsal Enerji Dağılımlarından (TED) elde edilmektedir. Bu çalışmada, seçilmiş blazarların TED yapıları, arşiv verileri kullanılarak oluşturulmuştur. Blazarlar için iki önemli parametre olan düşük enerjideki pik akısı ve pik frekansı değerlerini elde etmek için detaylı ve uzun soluklu analizler yerine pratik ve hızlı sonuçlar sağlayan yöntemler kullanılarak elde edilen sonuçlar kıyaslanmıştır. *lmfit* ile Gauss modellemesi, SVR ile regresyon analizi ve BLAST yöntemlerinin kullanılması ile elde edilen sonuçların hem kendi içinde hem de literatür ile uyumlu olduğu görülmüştür. Bu hızlı yöntemler pratik olması bakımından çok sayıda blazarın istatistiksel çalışmalarının yapılabilmesini sağlayacak veriler sunabilmektedir. Ayrıca pik frekansı parametresi manyetik alan sinkrotron frekansının doğrudan bir göstergesi olduğundan, elde edilen sonuçlar blazarların doğasını anlamaya katkı sağlayabilecek potansiyele sahiptir.

Abstract
Blazars are a subclass of active galactic nuclei characterized by jet structures oriented perpendicular to the accretion disk surrounding the central black hole. Unlike other active galaxies, the jets of blazars are aligned nearly directly toward the observer. As a result, their optical spectra lack distinct line-like features, making them unsuitable for determining distances using traditional methods. The most significant observational insights into blazars come from their spectral energy distributions (SEDs). In this study, the spectral energy distributions of selected blazars were constructed using archival data. Instead of employing detailed modeling of the SEDs, simple methods were applied to determine two fundamental parameters: the peak flux and the peak frequency. These straightforward approaches provide practical and rapid results, making them suitable for statistical studies of blazars. The outcomes of three different approaches are compared in this study, and it is concluded that these fast methods hold promise for enhancing our understanding of the physical nature and intrinsic properties of blazars.

Anahtar Kelimeler: galaxies: active – BL Lacertae objects: general – methods: data analysis

1 Giriş

Blazarlar, elektromanyetik spektrumun tamamında güçlü bir ışınıma sahiptir ve özellikle gama-ışın bölgesinde ışınım yaymaları onları önemli astrofiziksel kaynaklardan biri yapar (Prandini & Ghisellini 2022). Ayrıca, düşük enerji bölgesinde, özellikle radyo dalga boylarında, büyük ölçüde sinkrotron ışımasından kaynaklanan güçlü ışınımları vardır. Elektronlar, güçlü manyetik alanlar içinde spiral hareket ederken enerji kaybeder ve sinkrotron ışınımı üretir. Blazarların düşük enerji bölgesinde maksimum ışınım yaydığı frekans, sinkrotron frekansının doğrudan bir fonksiyonu olarak kabul edilir (Meyer ve diğ. 2011).

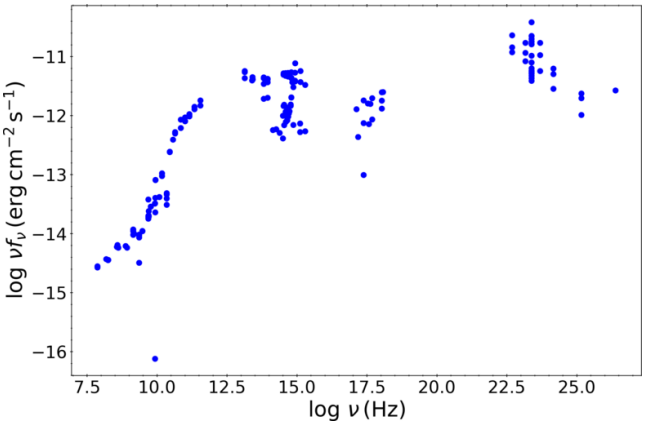
Blazarlar, güçlü jet yapılarına sahip kuazarlar olarak bilinir. Ancak eğim açıları çok düşük olduğundan, gözlemcinin bakış doğrultusu ile jetin çıkış doğrultusu çakışıktır. Bu nedenle kuazar tayflarında tipik olarak gözlenen güçlü salma çizgileri blazar tayflarında gözlenememektedir. Optik tayflarında belirgin çizgiler olmaması, blazarların uzaklıklarının belirlenmesinde ve fiziksel özelliklerinin anlaşılmasında kullanışlı değildir. Yaklaşık uzaklıklarını tahmin etmek için Tayfsal Enerji Dağılımları (TED) kullanılabilir. TED, bir kaynağın tüm dalgaboylarında alınan akı ölçümlerinin birlikte değerlendirildiği bir tür geniş bant tayftır.

Meyer ve diğ. (2011) çalışmalarında geniş bir blazar örnekleminin TED'lerini inceleyerek sinkrotron pik frekansı ($\nu_{\rm pik}$) ile pik parlaklık (L_ν) arasındaki ilişkileri araştırmıştır. Sonuçları, blazarların iki ana gruba ayrılabileceğini göstermektedir. Bulgularına göre, bilinen bir blazarın pik frekans değeri temel alınarak uzaklığını tahmin etmek mümkündür.

TED'lerin ayrıntılı modellerini oluşturmak üzerine çok sayıda çalışma yapılmış ve bu kapsamda çeşitli programlar üretilmiştir. Ancak birçoğu blazar modellemeleri için kullanılamamaktadır (örn. Boquien ve diğ. 2019). Bunlara rağmen, $\nu_{\rm pik}$ ve f_ν parametrelerini belirlemek için ayrıntılı TED modellemesi gerekli değildir. Basit yaklaşımlarla bu iki parametre belirlenebilmektedir.

⋆ org.berkerutku@gmail.com

© 2025 Turkish Astronomical Society (TAD)



Şekil 1. B200 (0112p3208) adlı blazarın aykırı değer tespiti yapıldıktan sonraki oluşan TED grafiği.

Bu çalışmada, seçilmiş blazarların TED yapıları modellenerek sinkrotron pik frekansı (ν_{pik}) ve pik akısı (f_ν) belirlemek için hızlı ve basit modeller kullanılmış ve sonuçlar kıyaslanmıştır. Çalışmada kullanılmak üzere seçilen blazarların TED'lerini oluşturmak için literatürdeki veriler alınmış ve TED modellemesi için üç farklı yaklaşım kullanılmıştır. Nihayetinde en iyi model seçilmiş ve f_ν ve ν_{pik} parametreleri belirlenmiştir. Bu parametreler literatürdeki bilinen değerlerle karşılaştırılmıştır. Son olarak, blazarlar için f_ν ve ν_{pik} dağılımları değerlendirilmiştir.

2 Örneklem Seçimi ve Verilerin Hazırlanması

Blazarların incelenmesine yönelik bu çalışmada, Roma-BZCAT kataloğu temel alınmıştır. Bu kapsamlı katalogda yer alan toplam 3561 blazar arasından, ilk aşamada rastgele seçilmiş 200 kaynak detaylı olarak incelenmiştir. Ancak, bu seçilen kaynaklar arasında 15 tanesinin blazar adayı statüsünün şüpheli olduğu belirlenmiş ve bu kaynaklar daha güvenilir olanlarla değiştirilmiştir.

İkinci aşamada, elektromanyetik tayfın hemen hemen tüm bölgelerini kapsayan ve yeterli sayıda ölçümü olan 31 kaynak belirlenmiştir. Bu kaynakların çok sayıda ölçümünün olması ve ölçümlerin farklı dalgaboyu aralıklarına dağılması TED yapılarının daha anlaşılır ve analizlerin daha güvenilir olmasını sağlamıştır. Bu kaynaklara ek olarak, literatürde daha önce yapılmış çalışmalardaki blazarlara ait TED grafiklerinden de faydalanılmıştır. Özellikle Meyer ve diğ. (2011) çalışmasında yer alan 40 kaynak, örneklemimize eklenmiş ve TED grafikleri karşılaştırmalar için referans alınmıştır.

Bu kaynakların eklenmesi ile toplam blazar sayısı 71 olarak belirlenmiştir. Her bir kaynağın tayfsal enerji dağılımını oluşturmak için gerekli veriler Strasbourg Astronomical Data Center altında yer alan `VizieR` veri tabanı kullanılmıştır.

Bu proje kapsamında toplamda 71 blazarın detaylı analizi gerçekleştirilmiştir. Bu blazarlar, projenin ana hedefleri doğrultusunda dikkatle seçilmiş ve incelenmiştir. Çalışma süresince, seçilen kaynakların veri bütünlüğüne ve kalitesine özel önem verilmiş; böylece, literatürdeki benzer araştırmalarla uyumlu ve kapsamlı bir analiz ortaya konmuştur.

2.1 Tayfsal Enerji Dağılımlarının Elde Edilmesi

Tayfsal enerji dağılımı grafiklerinde, tayf grafiklerinden farklı olarak x-ekseninde frekans (ν) ve y-ekseninde νf_ν veya x-ekseninde dalgaboyu (λ) ve y-ekseninde λf_λ kullanılmaktadır. Bu nedenle, tüm ölçümler, parlaklık veya akı gibi değerlerden TED için uygun birimlere dönüştürülmüştür. Dönüştürülen bu verilerin doğruluğunu test etmek amacıyla, daha önce Roma-BZCAT verilerinden oluşturulmuş TED grafiklerle bir karşılaştırma yapılmıştır. Bu karşılaştırmalar sonucunda, oluşturulan TED grafiklerinin önceki çalışmalarla uyumlu olduğu gözlemlenmiştir.

TED modellemesinin ilk aşamasında, veri setlerindeki aykırı değerlerin tespit edilmesi ve ayıklanması gerçekleştirilmiştir. Bu süreçte, Python programlama dilinin sunduğu aykırı değer tespiti yöntemleri kullanılmıştır. Aykırı değer tespiti, bir veri setinde diğer verilere kıyasla önemli ölçüde farklı olan nadir gözlemleri belirlemek için kullanılan bir tekniktir.

Aykırı değerlerin temizlenmesiyle oluşturulan yeni TED grafiklerinde, belirgin bir şekilde iki tepeli bir yapı gözlenmiştir. Bu yapı, blazarların hem düşük enerjili (sinkrotron) hem de yüksek enerjili (ters compton) bileşenlerini yansıtmakta olup, gelecekte uygulanacak modelleme metotları konusunda önemli ipuçları sağlamıştır. Şekil 1'de örneklemimiz içinde yer alan bir blazar için elde edilen TED grafiği verilmiştir.

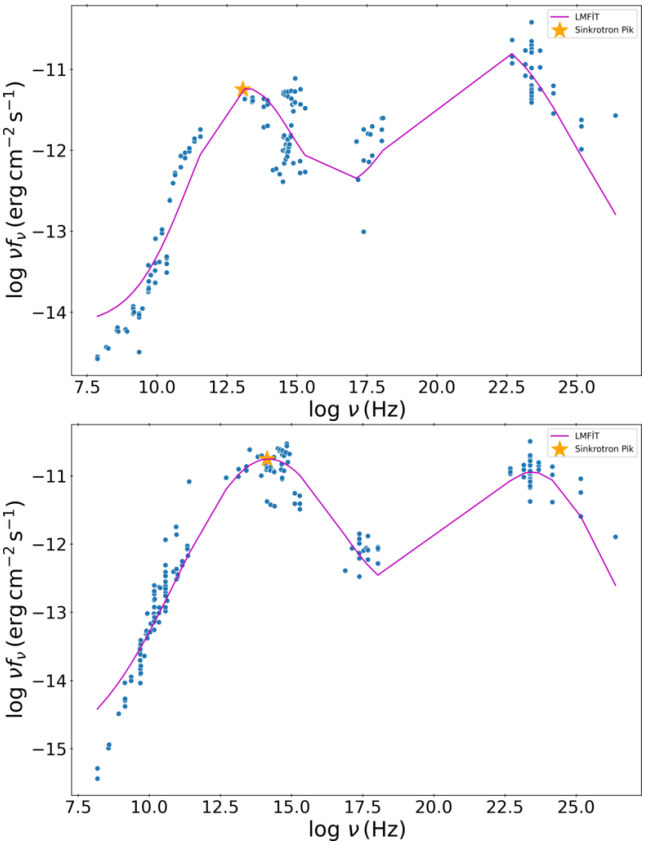
3 Yöntemler

Aykırı verilerden arındırılmış TED grafikleri elde edilen 71 blazarın TED yapıları beklendiği gibi çift tepeli olarak bulunmuştur. Sinkrotron ışınımından kaynaklanan f_ν ve ν_{pik} değerlerini belirlemek için düşük frekans bölgesindeki dağılımın modellenmesi gerekmektedir. Burada temel amaç tüm TED'i modellemek yerine sadece f_ν ve ν_{pik} parametrelerini belirlemek olduğundan, çok sayıda kaynak için pratik ve hızlı uygulanabilir yaklaşımlar seçilmiştir. Modelleme sürecinde,üç farklı yaklaşım ele alınmış, `lmfit` kütüphanesi (Newville ve diğ. 2014) ile Gauss modellemesi, Destek Vektör Regresyonu (SVR) ve `BLAST` (Glauch ve diğ. 2022) sinkrotron aracı entegre bir şekilde uygulanmıştır. Bu yöntemler, seçilen blazar adaylarının veri setleri üzerinde analizler analizler yapılarak, blazarların fiziksel özelliklerini ve davranışlarını anlamaya yönelik kapsamlı bir çerçeve sunmuştur.

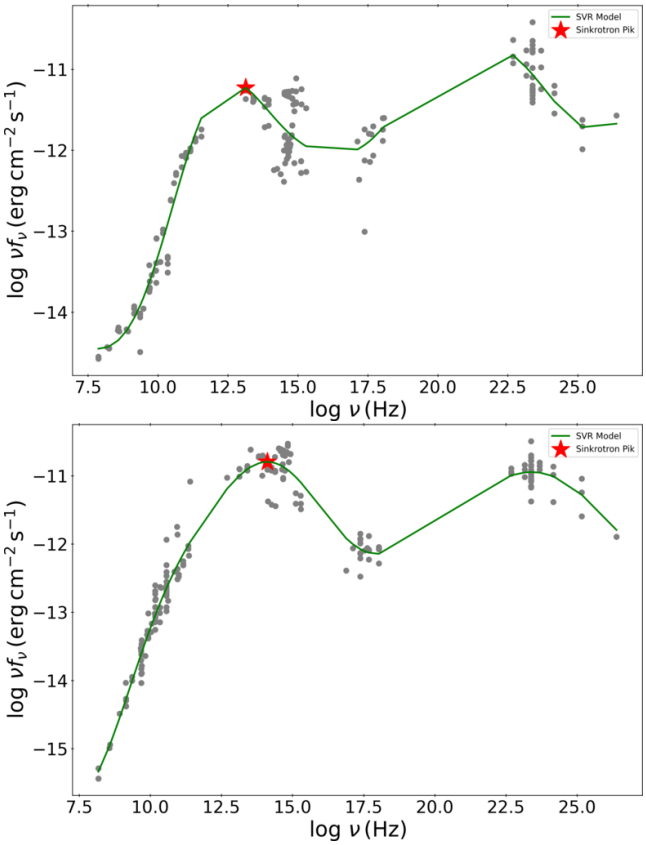
3.1 `lmfit` ile Modelleme

Blazarların TED yapıları yaklaşık olarak iki ya da daha fazla Gauss fonksiyonu ile tanımlanabilecek bir yapıya sahiptir. Bu tanımlama, TED'in tüm ayrıntılarını yakalamaya yeterli olamasa da TED'in düşük enerji bölgesindeki f_ν ve ν_{pik} parametrelerinin yaklaşık olarak belirlenebilmesi için çok hızlı ve pratik bir yaklaşımdır. TED'in çift tepeli yapısını dikkate almak için, modelleme için düşük enerji bölgesini tanımlamak üzere bir ve yüksek enerji bölgesini tanımlamak için ikinci bir Gauss eğrisi kullanılmıştır. Her iki Gauss dağılımı da eş zamanlı olarak modellendiğinden, bu modeli kısaca çift-Gauss modeli olarak tanımladık. Modelleme için lineer olmayan en küçük kareler yöntemi kullanılmaktadır.

`lmfit`, Python programlama dili için geliştirilmiş, veri analizi, modelleme ve eğri uydurma işlemleri için etkili bir kütüphanedir. `lmfit`, özellikle deneysel verilerin belirli bir model fonksiyonuna uyumunun optimize edilmesinde ve modelin veriyle ne derece iyi örtüştüğünün değerlendirilmesinde



Şekil 2. B200 (0112p3208; üst panel) ve B194 (0112p2244; alt panel) adlı blazarların `lmfit` ile oluşturulmuş grafikleri verilmiştir. Mor çizgi `lmfit` modeli. Mavi noktalar verileri gösterirken turuncu yıldız `lmfit` sonucunda bulunan sinkrotron pik değerini göstermektedir.



Şekil 3. B200(0112p3208) ve B194(0112p2244) adlı blazarların SVR ile oluşturulmuş RBF modeli. Yeşil çizgi SVR ile oluşturulan RBF modeli göstermektedir. Gri noktalar verileri gösterirken kırmızı yıldız RBF sonucunda bulunan sinkrotron pik değerini göstermektedir.

önemli bir rol oynadığından, bu çalışma için ideal bir araç olarak seçilmiştir. Ayrıca, `lmfit`'in istatistiksel analiz yetenekleri, bu çalışmada elde edilen sonuçların güvenilirliğini değerlendirmek için kullanılmıştır. Eğri uydurma işlemleri sonucunda, model parametrelerinin hata payları ve güven aralıkları hesaplanmıştır. Bu analizler, modelleme sonuçlarının sağlamlığını test etmede ve literatürdeki diğer çalışmalarla karşılaştırmada önemli bir katkı sunmuştur. Şekil 2'de iki örnek balazar için `lmfit` ile elde edilen modelleri ve TED verilerine uyumu gösterilmiştir.

3.2 SVR ile Modelleme

Destek Vektör Regresyonu (SVR), makine öğrenmesinde sıkça kullanılan güçlü bir regresyon yöntemidir. SVR, bağımlı ve bağımsız değişkenler arasındaki ilişkileri modelleyerek, bağımlı değişkenin tahminini amaçlar. Bu çalışmada, SVR yöntemi, blazarların TED modellenmesinde uygulanmıştır. SVR'nin doğrusal olmayan veri yapılarıyla etkileşime girme kapasitesi, karmaşık astrofiziksel süreçlerin modellenmesinde önemli bir avantaj sağlamaktadır.

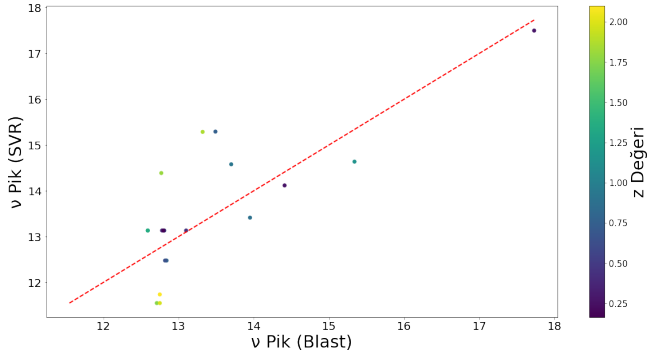
Ardından, SVR modeli için farklı kernel fonksiyonları test edilmiştir. Kernel fonksiyonunun doğru seçimi, modelin doğruluğunu ve performansını doğrudan etkilemesi nedeniyle büyük bir dikkatle yapılmıştır. Bu çalışmada, doğrusal olmayan ilişkilerin daha etkili bir şekilde modellenmesi amacıyla "Radial Basis Function" (RBF) kernel (Gaussian kernel) tercih edilmiştir.

Model eğitimi sürecinde, SVR algoritması destek vektörleri ve seçilen kernel fonksiyonu aracılığıyla veri kümesindeki ilişkileri öğrenmiştir. Model parametreleri, eğitim süresi boyunca optimize edilerek en yüksek tahmin doğruluğu elde edilmiştir. Eğitim tamamlandıktan sonra, model yeni verilere uygulanmış ve bağımlı değişkenin tahmin edilen değerleri elde edilmiştir.

Sonuç olarak, SVR yöntemiyle elde edilen tahminler, literatürdeki benzer çalışmalarla karşılaştırılmış ve modelin doğruluğu test edilmiştir. SVR yönteminin, blazarların düşük ve yüksek enerjili bileşenlerinin modellenmesinde oldukça etkili bir araç olduğu gözlemlenmiştir. Bu çalışma, SVR'nin blazarların enerji dağılımlarındaki karmaşık yapıları anlamaya yönelik önemli katkılar sunduğunu ortaya koymuştur. Şekil 3'de örnek iki blazar için oluşturulan TED yapılarının SVR yöntemi ile modellenmesinin sonuçları sunulmuştur.

3.3 `BLAST` ile Modelleme

Literatürdeki benzer çalışmalarla elde edilen ν_{pik} sonuçlarını karşılaştırmak amacıyla, daha önce gerçekleştirilen `BLAST` makine öğrenmesi çalışması referans olarak ele alınmıştır. Bu bağlamda, `BLAST` yöntemi tarafından tahmin edilen değerler ile çalışmamızda elde edilen sonuçlar karşılaştırılmıştır. `BLAST`, blazarların spektral enerji dağılımlarından sinkrotron tepe noktasını tahmin etmek için geliştirilmiş bir araçtır



Şekil 4. SVR ν_{pik} değerlerine karşılık BLAST ν_{pik} değerleri grafiği verilmiştir. Noktalı kırmızı çizgi bire bir doğrusu çizgisidir. Renk barı, z değerlerinin bir göstergesidir.

ve doğruluğunu artırmak adına çeşitli makine öğrenmesi yaklaşımlarını bir araya getirmektedir.

BLAST sistemi, tahminlerin güvenilirliğini değerlendirmek için bir tahmin aralığı hesaplamaktadır. Sistem, farklı sinir ağı modellerinin eğitimi için "bagging" (ing. bootstrap aggregating) adı verilen bir teknik kullanmaktadır. Bu yöntem, eğitim veri kümesini farklı alt gruplara bölmekte ve her alt grup için bağımsız tahmin modelleri oluşturarak birleştirilmiş bir genel model elde etmektedir. Böylece model, yüksek güvenilirlik ve genelleştirme yeteneği sergilemektedir.

Bu çalışmada seçilen 31 blazar için hazırlanan TED grafikleri BLAST ile modellenmiştir. BLAST, model çıktısı olarak ν_{pik} parametresini vermektedir ancak pik akı değerini hesaplamamaktadır.

4 Parametrelerin Analizi ve SED Modellerinin Kıyaslanması

Tek bir blazarın TED yapısının ayrıntılı incelenmesi ve modellenmesi yerine çok sayıda blazarın TED yapılarının hızlı yaklaşımlarla ve sadeleştirilmiş parametrelerle tanımlanması, literatürde az sayıda çalışmada amaçlanmıştır. Bu çalışmada üç farklı yaklaşım kullanılarak toplamda 71 blazar için sinkrotron ışınımın temel parametreleri elde edilmiştir. Bu parametreler, sinkrotron pik frekansı olarak tanımlanan ν_{pik} ve akı yoğunluğunun maksimum değerini ifade eden F_{pik} olarak verilmiştir. Bunlara ek olarak, eğer literatürden biliniyorsa, kaynakların kırmızıya kayma (z) değeri de verilmiştir. lmfit, SVR ve BLAST yaklaşımları ile elde edilen parametreler Çizelge 1 ve 2'de sunulmuştur. Bu parametreler kullanılarak farklı modellerden elde edilen sonuçlar detaylı bir şekilde karşılaştırılmış ve modellerin performanslarını değerlendirmek amacıyla yeni türetilmiş parametreler tanımlanmıştır. Örneğin, SVR yöntemiyle hesaplanan sinkrotron pik frekansı, "SVR ν_{pik}" olarak adlandırılmıştır. Bu parametreler, her bir modelin spektral enerji dağılımlarını tahmin etme kapasitesini daha derinlemesine değerlendirme imkanı sunmuştur.

Şekil 4'de SVR ν_{pik} değerlerine karşılık BLAST ν_{pik} değerleri grafiği verilmiştir. Bu iki yöntemin sonuçları arasında genel bir uyum olduğu görülmektedir. Benzer şekilde Şekil 5'de SVR ν_{pik} değerleri ile Meyer ve diğ. (2011) çalışmasından alınan ν_{pik} değerleri kıyaslanmıştır.

Yapılan analizlerin temel amacı, literatürle uyumlu sonuçlar elde etmenin yanı sıra, kullanılan yöntemlerin blazarların düşük ve yüksek enerjili bileşenlerini daha basit

Çizelge 1. Roma-BZCAT'den seçilen blazarlar için lmfit, SVR ve BLAST yaklaşımları ile elde edilen (ν_{pik}) ve tepe akısı (F_{pik}) sonuçları listelenmiştir. BLAST, yalnızca ν_{pik} hesabı yapmaktadır. Blazarların z değerleri Roma-BZCAT'den alınmıştır. ν_{pik} (log Hz), F_{pik} (log erg cm^{-2} s^{-1}) birimlerindedir.

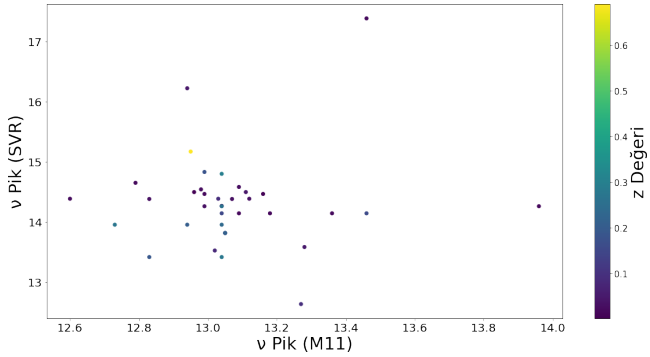
		lmfit		SVR		BLAST
Kaynak	z	ν_{pik}	F_{pik}	ν_{pik}	F_{pik}	ν_{pik}
B194(0112p2244)	0.265	14.14	-10.75	14.12	-10.80	14.41
B219(0120m2701)	-	14.11	-11.01	14.15	-11.01	14.23
B228(0123p3420)	0.272	16.00	-11.38	17.50	-11.02	17.73
B210(0115p2519)	-	15.61	-11.58	15.29	-11.65	16.14
B202(0113p4948)	0.389	12.73	-11.39	13.13	-11.50	12.78
B200(0112p3208)	0.603	13.08	-11.25	13.13	-11.23	12.81
B196(0112p3522)	0.45	12.94	-11.89	13.13	-11.84	13.10
B195(0112p2020)	0.746	13.59	-11.87	15.29	-11.39	13.49
B186(0110p6805)	-	13.35	-11.01	13.81	-10.99	13.7
B183(0109p6133)	0.783	12.41	-10.20	12.48	-10.98	12.84
B182(0109p1816)	-	14.48	-11.46	14.52	-11.42	14.79
B181(0108p0135)	2.099	12.42	-11.04	11.74	-11.42	12.75
B171(0104m2416)	1.747	12.33	-11.65	11.55	-11.91	12.71
B170(0103m6439)	0.163	13.34	-11.59	13.13	-11.48	12.8
B166(0102p5824)	0.644	12.55	-10.75	12.48	-11.15	12.82
B165(0102p4214)	0.874	13.66	-11.93	13.41	-11.98	13.95
B160(0100p0745)	-	13.55	-12.23	13.13	-12.31	15.02
B155(0058m5659)	-	12.96	-11.60	14.93	-11.70	12.78
B153(0058p3311)	1.369	12.85	-12.30	13.13	-12.36	12.59
B150(0058m3234)	-	13.59	-11.67	13.81	-12.36	12.96
B139(0051m0650)	1.975	12.29	-11.52	11.55	-11.83	12.75
B138(0050m0929)	-	14.20	-11.15	14.87	-11.18	14.26
B137(0050m0452)	0.922	13.73	-12.19	14.58	-12.21	13.7
B136(0049m5738)	1.797	12.50	-11.71	14.39	-11.89	12.77
B135(0049p0237)	-	12.77	-11.58	13.13	-11.74	12.9
B129(0048p2235)	1.161	14.01	-12.33	14.64	-12.27	15.34
B122(0045p1217)	-	14.80	-11.68	14.14	-11.70	14.98
B120(0045p2127)	-	15.54	-11.34	15.29	-11.41	15.89
B105(0040p4050)	-	15.94	-11.62	14.87	-11.50	17.57
B100(0038p4137)	1.353	12.07	-12.00	13.13	-12.38	12.59
B99(0038m0329)	1.858	13.41	-11.87	15.29	-11.77	13.32

yaklaşımlarla modelleyebilme potansiyelini ortaya koymaktır. Bu bağlamda, hem kullanılan yöntemlerin performansı hem de elde edilen bulguların doğruluğu titizlikle test edilmiştir. Karşılaştırmalar, kullanılan modelleme yöntemlerinin geçerliliğini ve sonuçların literatürdeki uyumunu değerlendirme açısından önemli bir katkı sağlamıştır. Bu süreç, çalışmamızın hem seçilen yöntemlerin etkinliğini hem de blazarların TED yapılarına dair literatüre sunduğu katkıları net bir şekilde ortaya koymuştur.

5 Sonuçlar

Bu çalışmada, seçilen blazarların tayfsal enerji dağılımlarını en az parametre ile ifade edebilmek için hızlı ve pratik yöntemler kullanılmıştır. Blazar TED'lerinde tipik olarak gözlenen iki tepeli yapı, düşük enerji bölgesindeki sinkrotron tepesi ve yüksek enerji bölgesindeki Compton saçılması tepesinin bir sonucudur. TED'lerin ayrıntılı modelleri yerine basit ve hızlı yaklaşımlarla sinkritron pik frekansı ve pik akısı değerlerinin elde edilebileceği gösterilmiştir.

Bilinen ve aday blazarların listelendiği BZCAT kataloğundan rastgele seçilen 31 blazar ve Meyer ve diğ. (2011) çalışmasında yer alan 40 blazar ana örneklem olarak ele alınmıştır. Blazarların tayfsal enerji dağılımlarını oluşturmak



Şekil 5. SVR ν_{pik} değerlerine karşılık Meyer ve diğ. (2011, M11) çalışmasında elde edilen ν_{pik} değerleri grafiği verilmiştir. Renk barı z değerlerine göre elde edilmiştir.

için literatürde yer alan farklı dalgaboylarındaki akı ölçümleri elde edilmiş ve gerekli birim dönüşümleri yapılmıştır. Genel dağılıma aykırı olan veri noktaları veri setinin dışında tutulacak şekilde veri ayıklama işlemi yapılmıştır.

Ana örneklem içinde yer alan her bir blazar için `lmfit` kullanılarak çift-Gauss modeli fit edilmiştir. Bu yaklaşımla f_ν ve ν_{pik} parametreleri hesaplanmıştır. Benzer şekilde SVR yaklaşımı kullanılarak TED modellemesi yapılmış ve f_ν ve ν_{pik} parametreleri elde edilmiştir. Bunlara ek olarak `BLAST` çalışmasında ortaya koyulan yaklaşımla rastgele seçilen 31 blazar için TED grafiklerinin ν_{pik} parametreleri elde edilmiştir. Çalışmamızda, seçilen blazarlar ile literatürdeki kaynakların pik-frekans dağılımlarını daha iyi anlayabilmek amacıyla kullanılan her bir metodolojiye ait karşılaştırma grafikleri oluşturulmuştur. Oluşturulan grafikler, farklı metodolojiler arasındaki uyumu değerlendirmek ve hangi metodların birbirleriyle daha uyumlu bir dağılım sergilediğini analiz etmek amacıyla kullanılmıştır. Bu karşılaştırmalar, elde edilen sonuçların güvenilirliğini artırmak ve metodolojik tercihlerimizin analiz üzerindeki etkilerini gözlemlemek için önemli bir araç olmuştur.

Çalışmamızın sonunda elde edilen bulgular şu şekildedir:

- SVR ile yapılan modeller, diğer metodlara göre daha kompleks bir işlem sonucunda elde edilmiş ve daha yüksek doğruluk oranına sahip sonuçlar vermiştir. Bu, SVR'nin SED modellemesi için etkili bir seçenek olduğunu göstermektedir.
- SED verilerinin miktarı, elde edilen sonuçları etkileyen önemli bir faktördür. Daha fazla veri içeren SED'ler üzerinde yapılan modellemeler, daha güvenilir ve tutarlı sonuçlar elde edilmesini sağlamıştır. Bu durum, gelecekteki benzer çalışmalarda daha geniş ve kapsamlı veri setlerinin kullanılmasının önemini vurgulamaktadır.
- Literatüre ait SED'lerin bazılarında, F_{pik} değerlerinin beklenenden daha düşük sonuçlar verdiği tespit edilmiştir. Bu nedenle, literatüre ait SED'ler için F_{pik} değerlerinin tekrar belirlenmesi ve buna uygun bir model uyarlanması gerekmektedir.
- Yöntemsel farklılıkların çıkan sonuçlar ile güçlü bir bağlantısı olduğu görülmüş, her metod için farklı bir yaklaşımın uygulanabileceği sonucuna varılmıştır.

Blazarların az bir kısmında tayfsal salma çizgileri gözlenebilmiş ve böylece z değerleri hesaplanabilmiştir. Bu kaynakların analizleri sonucunda pik frekans (ν_{pik}) ve pik luminosite (L_{pik}) arasında bir ilişki olduğunun görülmesi, pik

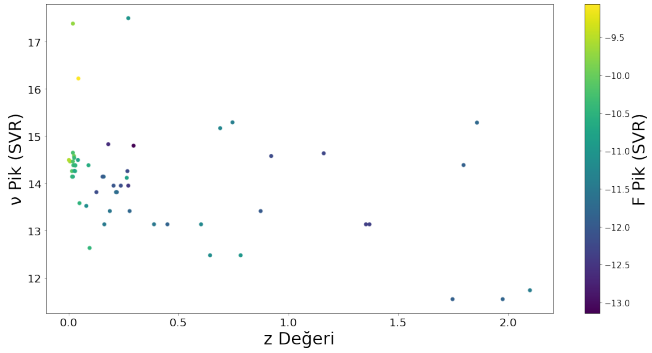
Çizelge 2. Meyer ve diğ. (2011) çalışmasında ele alınan 40 blazar için `lmfit` ve SVR ve BLAST yaklaşımları ile elde edilen (ν_{pik}) ve tepe akısı (F_{pik}) sonuçları listelenmiştir. Meyer ve diğ. (2011) çalışmasında bulunan ν_{pik} değerleri kıyaslama için son kolonda sunulmuştur. ν_{pik} (log Hz), F_{pik} (log erg cm^{-2} s^{-1}) birimlerindedir.

		`lmfit`		SVR		BLAST
Kaynak	z	ν_{pik}	F_{pik}	ν_{pik}	F_{pik}	ν_{pik}
3C 380	0.69	13.23	-11.49	15.17	-11.27	12.95
3C 84	0.02	13.86	-10.24	17.38	-9.73	13.46
Cen A	-	14.30	-9.40	14.37	-9.20	12.72
NGC 6251	0.02	14.14	-10.65	14.65	-10.25	12.79
3C 17	0.22	12.66	-11.56	13.81	-11.79	13.05
3C 18	0.188	7.87	-13.19	13.41	-11.54	12.83
3C 29	0.045	15.19	-10.80	16.22	-9.07	12.94
NGC 315	0.016	9.04	-11.11	14.26	-10.13	13.96
3C 31	0.017	14.14	-10.07	14.14	-10.22	13.09
3C 33.1	0.181	8.18	-12.85	14.83	-12.61	12.99
3C 66B	0.02	14.12	-10.73	14.14	-10.85	13.36
3C 78	0.03	15.29	-11.57	14.26	-10.55	12.99
3C 83.1B	0.025	15.29	-10.69	14.58	-9.96	13.09
3C 111	0.05	12.84	-10.32	13.58	-10.51	13.28
3C 133	0.278	14.93	-13.13	13.41	-11.78	13.04
3C 135	0.127	7.87	-11.70	13.81	-12.19	13.05
3C 165	0.296	14.80	-13.19	14.80	-13.14	13.04
3C 171	0.238	14.83	-12.22	13.95	-12.15	13.04
3C 264	0.022	15.29	-11.16	14.38	-10.34	12.6
3C 270	0.007	14.27	-9.57	14.46	-9.68	13.16
NGC 4278	0.002	7.87	-10.84	14.49	-9.56	12.96
M 84	-	15.29	-10.57	14.26	-9.77	12.98
M 87	-	7.90	-10.94	16.22	-8.54	13.01
3C 287.1	0.216	7.90	-12.20	13.81	-11.68	13.05
3C 296	0.02	15.29	-11.26	14.46	-10.20	12.99
3C 300	0.272	15.01	-12.77	13.95	-12.46	12.73
3C 317	0.03	15.29	-12.42	14.38	-11.11	12.83
3C 321	0.096	7.90	-11.64	12.63	-10.46	13.27
B2 1553+24	0.043	14.35	-10.69	14.49	-10.77	13.11
3C 338	0.03	15.29	-11.58	14.38	-10.60	13.12
3C 346	0.16	12.88	-11.42	14.14	-11.71	13.46
Her A	0.155	14.94	-12.21	14.14	-11.97	13.04
3C 349	0.205	13.79	-12.01	13.95	-12.05	12.94
3C 388	0.091	15.29	-11.58	14.38	-10.60	13.03
3C 442A	0.026	15.29	-10.25	14.54	-10.39	12.98
3C 449	0.017	15.01	-11.43	14.14	-10.48	13.18
B2 2236+35	0.027	14.40	-10.50	14.26	-10.67	13.04
3C 452	0.081	13.74	-11.12	13.52	-11.15	13.02
3C 460	0.268	13.06	-12.24	14.26	-12.21	13.04
3C 465	0.031	15.29	-11.55	14.38	-10.46	13.07

frekans ölçümlerinin blazarın sinkrotron ışınım süreçlerinin yanı sıra uzaklığı hakkında da bilgi verebileceği sonucunu ortaya koymuştur (Kharb ve diğ. 2010).

Meyer ve diğ. (2011) çalışmasında blazarların ν_{pik} değerleri ile z değerleri arasındaki ilişkiyi incelemiştir. Benzer olarak, bu çalışmada elde edilen parametrelerle aynı ilişkinin varlığı aranmıştır. Şekil 6'da z değerlerine karşılık SVR ν_{pik} değerlerinin dağılımı verilmiştir. Bu çalışmada, Meyer ve diğ. (2011) çalışmasında elde edilen belirgin ilişki görülememiştir. Ancak, bunun en temel sebepleri arasında veri sayılarının azlığı ve z değerlerinin belirsizliğinin yer aldığı düşünülmektedir.

Çalışmamızın odak noktası, blazarların en önemli bilgi kaynağı olan tayfsal enerji dağılımlarındaki önemli parametrelerin, ayrıntılı ve uzun zaman alan analizlere gerek kalmadan basit yaklaşımlarla belirlenebileceğini ortaya



Şekil 6. SVR ν_{pik} değerlerine karşılık z değerleri grafiği. Renk barı ile ifade edilen değerler SVR F_{pik} değerlerine aittir.

koymaktır. Elde edilen sonuçlar, çok sayıda kaynağın ele alınabileceği pratik yaklaşımların tutarlı sonuçlar verdiğini göstermiştir. Çalışma, blazarların sinkrotron pik değerleri ile bir sınıflama yapılabileceği ve blazarlardaki kırmızıya kayma değerlerinin sinkrotron ışınımı ile bağlantılı olabileceği konusunda önemli bir bilgi sağlamıştır. Bu bulgular, gelecek çalışmalara rehberlik edebilecek önemli bir bilgi havuzu oluşturmuştur.

İlerleyen çalışmalarda pik frekans ve pik luminosite arasındaki ilişkinin ayrıntılı incelenmesi planlanmaktadır. Bu analiz, sinkrotron ışınımı ile kırmızıya kayma arasındaki ilişkiyi daha iyi anlamamıza ve çeşitli metodolojilerin belirlenmesinde önemli bir katkı sağlama potansiyeline sahiptir. Blazarların TED yapılarının anlaşılması ve parametreler arasındaki olası ilişkilerin belirlenebilmesi için daha çok sayıda kaynak için analizlerin elde edilmesi gerektiği görülmüştür.

Teşekkür

Çalışmaya verdikleri değerli katkılar için hakemlere teşekkür ederiz. Bu çalışma, 1919B012210020 başvuru numaralı TÜBİTAK 2209-A Üniversite Öğrencileri Araştırma Projeleri Destekleme Programı kapsamında gerçekleştirilmiştir. Bu desteği sağlayarak araştırmamızın hayata geçirilmesine ve bilimsel gelişime katkıda bulunan TÜBİTAK'a en içten teşekkürlerimizi sunarız.

Kaynaklar

Boquien M., Burgarella D., Roehlly Y., Buat V., Ciesla L., Corre D., Inoue A. K., Salas H., 2019, A&A, 622, 33

Glauch T., Kerscher T., Giommi P., 2022, BlaST – A Machine-Learning Estimator for the Synchrotron Peak of Blazars (arXiv:2207.03813)

Kharb P., Lister M. L., Cooper N. J., 2010, The Astrophysical Journal, 710, 764

Meyer E. T., Fossati G., Georganopoulos M., Lister M. L., 2011, ApJ, 740, 98

Newville M., Stensitzki T., Allen D. B., Ingargiola A., 2014, LMFIT: Non-Linear Least-Square Minimization and Curve-Fitting for Python (0.8.0), doi:10.5281/zenodo.11813, https://doi.org/10.5281/zenodo.11813

Prandini E., Ghisellini G., 2022, Galaxies, 10, 35

Access:
M25-0326: Turkish J.A&A — Vol.6, Issue 3.

TJAA Vol. **6**, *Special Issue*, *p.*204–208 (2025). DOI: 10.55064/tjaa.1634610 *Conference Paper*

Kuazarlarda Geniş Soğurma Çizgilerinin Uzun Dönemli Değişim Analizi

Enes Selam Kaçan[1,2] ⋆, Nurten Filiz Ak[1,2,3]

[1] *Erciyes Üniversitesi, Fen Bilimleri Enstitüsü, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 38030, Türkiye*
[2] *Erciyes Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 38030, Türkiye*
[3] *Erciyes Üniversitesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Gözlemevi ve Araştırma Merkezi, 38030, Türkiye*

Accepted: March 8, 2025. Revised: March 8, 2025. Received: February 6, 2025.

Özet

Kuazarların yığılma diskinden açısal momentum ve radyatif basınç sonucu rölativistik hızlarda atılan maddeler, kuazar rüzgarlarını oluşturur. Rüzgarın gözlemcinin görüş açısına hizalanması, kuazar tayflarında geniş soğurma çizgisi (GSÇ) gözlenmesine neden olmaktadır. Bu çalışmada, J1420+5336 kuazarındaki GSÇ'lerin uzun dönemli değişim analizi gerçekleştirilmiştir. GSÇ'lerin zaman içerisindeki değişimleri, kuazar rüzgarlarının dinamik yapıları ile merkezi süper kütleli kara delik ve ev sahibi galaksi arasındaki ilişkileri anlamak açısından önemlidir. Bu çalışmada, J1420+5336 kuazarının farklı dönemlerde alınmış 70 tayfı kullanılarak, C IV ve Si IV GSÇ'lerinin eşdeğer genişlik, derinlik, merkezi hız ve hız genişliği parameterleri arasındaki korelasyonlar incelenmiştir. Bulgular, bu iki geniş soğurma çizgisinin parametre değişimleri arasındaki korelasyon sonuçlarının farklılık gösterdiğini ve her iki çizginin fiziksel süreçler tarafından farklı şekilde etkilenebileceğini göstermektedir. Çalışma, J1420+5336 kuazarının GSÇ değişimlerinin fiziksel kökenlerini anlamaya yönelik bilgiler sunmaktadır.

Abstract

The matter ejected from the accretion disk of quasars at relativistic velocities due to angular momentum and radiative pressure forms the quasar winds. The alignment of the wind with the observer's line of sight is a key factor in observing broad absorption lines (BALs) in quasars. In this study, we analyze the long-term variation of the BALs in the quasar J1420+5336. Observing changes in these lines over time is important for understanding the dynamical structure of the winds and the relationships between the central supermassive black hole and the host galaxy. In this study, we analyzed C IV and Si IV BALs in the quasar J1420+5336, using 70 spectra taken at different epochs. The analysis shows that the correlation results between the parameter variations of these two BALs show differences and that both lines may be affected differently by physical processes. This study provides insights into the physical origins of the broad absorption line variations in the quasar J1420+5336.

Anahtar Kelimeler: galaxies: general – galaxies: active – quasars: absorption lines

1 Giriş

Kuazar yapısının temel bileşenlerinden olan yığılma diskinde, radyatif basınç ve dönme etkisi ile oluşan manyetik alan sıkışmaları madde atımlarına neden olmaktadır (Blandford & Payne 1982; Proga ve diğ. 2000). Rölativistik hızlara ulaşan madde atımları, kuazar rüzgarları olarak adlandırılmaktadır. Kuazar rüzgarlarının, büyük miktarlarda enerji ve metalce zengin madde taşıyarak ev sahibi galaksinin kimyasal evrimine katkıda bulunduğu bilinmektedir (Di Matteo ve diğ. 2005). Bu nedenle madde atımları, merkezi süper kütleli kara delik (SKK) ile ev sahibi galaksi arasındaki ortak evrim mekanizması hakkında fikir vermesi açısından önemlidir (Ferrarese & Merritt 2000). Madde atımları sonucunda yığılma diski üzerinde oluşan soğurucu gaz bulutunun görüş açımıza hizalanması, kuazar tayflarında geniş soğurma çizgisi (GSÇ) oluşmasına neden olmaktadır.

GSÇ'lerin yaklaşık %90'ının kısa ve uzun zaman ölçeklerinde değişim gösterdiği bilinmektedir (Capellupo ve diğ. 2012; Filiz Ak ve diğ. 2013). GSÇ değişimine neden olabilecek yaygın iki görüş vardır: (i) kuazar yığılma diskindeki değişimler nedeniyle soğurucu gazın iyonizasyon seviyesindeki değişimler ve (ii) soğurucu gazın görüş açısına girip çıkması. Şu ana kadar yapılan çalışmalar, hem bulut geçiş senaryosu hem de iyonizasyon seviyesindeki değişim senaryosunu birbirinden tamamen ayırt edememiştir. GSÇ özelliklerinin zamanla değişim göstermesini, iki senaryo da hem teorik hem de gözlemsel olarak açıklamaktadır.

GSÇ kuazarlarının tayflarında birden fazla soğurma çizgisinin, benzer hız profilleri ve genişlikleri göstermesi, geniş soğurma çizgi bölgesi (GSÇB) içindeki gazın yapısal bir birliktelik sergilediğini ve benzer dinamik süreçler altında hareket ettiğini düşündürmektedir (Weymann ve diğ. 1991; Arav ve diğ. 2001; Filiz Ak ve diğ. 2013). GSÇB'nin yapısını ve dinamiklerini anlamak, kuazarların evrimi ve çevresel etkileri hakkında önemli bilgiler sunar. GSÇB'nin genişliği ve yoğunluğu, kuazarın yığılma diski bölgesinden gelen ışınım etkisiyle şekillenir (Murray ve diğ. 1995).

GSÇ yapısındaki değişimlere ait bilgilerin büyük kısmı, çok sayıda kaynağın incelenmesi ile hazırlanan istatistik çalışmalara dayanmaktadır (Weymann ve diğ. 1991; Arav ve diğ. 2001; Capellupo ve diğ. 2012; Filiz Ak ve diğ. 2013). Ancak tek

⋆ enesselamkcn@gmail.com

© 2025 Turkish Astronomical Society (TAD)

bir kaynağın uzun dönemli gözlemlerinin incelenmesi, daha ayrıntılı bilgilere ulaşma potansiyeline sahiptir. Bu çalışmada, J1420+5336 kuazarına ait 70 tayf üzerinde tespit edilen C IV ve Si IV GSÇ'lerinin eşdeğer genişlikleri, derinlikleri, merkezi hızları ve hız genişlikleri arasındaki korelasyonlar incelenmiştir. GSÇ değişimlerinin incelenmesi için kuazar seçimi ve seçilen kuazarın tayfsal ön işleme adımları §2'de sunulmaktadır. §3'de sırasıyla, ortalama ve karekök tayf üzerinden değişken bölgelerin belirlenmesi, GSÇ parametrelerinin ölçülmesi ve GSÇ parametreleri arasındaki ilişkilerin belirlenme süreçleri anlatılmıştır. Son olarak §4'de, GSÇ parametreleri arasındaki ilişkilere dair sonuçlar incelenmiş ve literatürle karşılaştırılmıştır. Bu çalışmada, Hubble sabiti H_0=70 km s^{-1} Mpc^{-1}, madde yoğunluk parametresi Ω_M=0.3 ve karanlık enerji yoğunluk parametresi Ω_Λ=0.7 olan düz bir ΛCDM kozmolojisi kabul edilmiştir.

2 Veri Seçimi ve Veri Hazırlığı

2.1 Veri Seçimi

Kuazar taylarındaki GSÇ'lerin değişkenliğini incelemek amacıyla, SDSS DR16Q kataloğunda yer alan kuazarlar belirli kriterlere göre filtrelenmiştir. Çalışmamızın amaçlarına uygun olabilmesi için üç temel kriter uygulanmıştır: kuazarın GSÇ yapısına sahip olması (`BAL_PROB`=1), çok sayıda gözlenmiş tayfının bulunması (`N_Spec`$\geq$70) ve gözlenen tayfların yeterince yüksek sinyal gürültü oranına sahip olması (`SN_MEDIAN_ALL`>10). Bu kriterler, yalnızca tayfında GSÇ olduğu kesin olarak belirlenmiş (BI>2000 km s^{-1}) ve en az 70 farklı zaman diliminde tayfsal gözlemi alınmış kuazarları seçmemizi sağlamaktadır. Yapılan filtreleme sonucunda, katalogda yer alan 750 414 kuazar arasında bu kriterleri karşılayan 13 kuazar tespit edilmiştir.

Seçilen 13 kuazar için yapılan görsel denetimler sırasında, SDSS J142014.84+533609.0 (bundan sonra J1420+5336 olarak anılacaktır) kuazarının C IV ve Si IV GSÇ'lerin belirgin olduğu, ilk ve son tayfları arasında, gözle tespit edilebilir eşdeğer genişlik değişimi ve merkezi hız artışı tespit edilmesi sonucu daha ayrıntılı bir inceleme için seçilmiştir. J1420+5336, SDSS tarafından farklı zaman dilimlerinde alınmış toplam 70 tayfa sahiptir. Kuazar uzayında $\sim$600 güne yayılmış tayf verileri, GSÇ'nin eşdeğer genişlik, profil (ortalama derinlik ve hız genişliği) ve merkezi hız değişimleri arasındaki korelasyonu incelemek için olanak tanımaktadır.

2.2 Süreklilik Fiti ve Normalizasyon

Kuazar tayflarının süreklilikleri, güç yasası ile temsil edilmektedir. Ancak kuazarın yüksek miktarda toz içermesi durumunda, Pei (1992) çalışmasında sunulan SMC-benzeri toz modeli kullanılarak modifiye edilmiş bir güç yasası uygulanmaktadır. Her tayfın sürekliliği hem normal güç yasası hem de tozlu yapıya uygun güç yasası ile fit edilmiştir. Görsel denetim sonucunda, tozlu yapıya uygun güç yasasının J1420+5336'nın sürekliliğini daha iyi temsil ettiğine karar verilmiş ve çalışmanın geri kalanında bu model kullanılmıştır. Fit işlemi için `lmfit` kütüphanesinin `Expression` modülü kullanılmaktadır (Newville ve diğ. 2025). Salma ve soğurma çizgilerinin süreklilik fitine etki etmemesi için bu çizgiler maskelenmiş, çizgisiz bölgeler kullanılmıştır (Filiz Ak ve diğ. 2013). Ayrıca, hatası yüksek olan piksellerin fit üzerindeki etkisini azaltmak amacıyla pikseller `IVAR` değerleri ile ağırlıklandırılmıştır.

Süreklilik fitindeki belirsizlikleri tanımlamak için, tayfta bulunan gürültünün neden olduğu belirsizlik dikkate alınmaktadır. Bu belirsizlikleri hesaplamak için Peterson ve diğ. (1998) çalışmasında tanımlanan "akı rastgeleleştirme" Monte Carlo iterasyonları kullanılarak, tayfın her pikselindeki akı değerine karşılık gelen belirsizlik Gauss sapmasıyla değiştirilerek fit işlemi gerçekleştirilmiştir. Bu işlem 1000 kez tekrarlanmış; değerlerin ortalaması süreklilik fiti, standart sapması ise belirsizlik olarak kullanılmıştır.

Her bir tayf, kendi süreklilik fitine bölünerek normalize edilmektedir ve süreklilik fitinin belirsizliği, tayfın belirsizliğine bölünerek normalize edilmiştir. Normalize edilmiş tayfların belirsizlikleri, süreklilik fitinin belirsizliklerinden ziyade tayftaki belirsizliklerden kaynaklanmaktadır.

J1420+5336 kuazarının soğurma yapılarının zaman içindeki genel özelliklerinin belirlenmesi için ortalama tayf hesaplanmıştır. Ortalama tayf, sürekliliği normalize edilmiş tayfların her bir piksel hatası ile ters orantılı olacak şekilde ağırlıklandırılarak toplanması ve toplam ağırlıklarla normalize edilmesi yoluyla elde edilmiştir. Böylece, tüm gözlemlerden elde edilen ağırlıklı ortalama tayf hesaplanmıştır. Ortalama tayfın hatası ise her dalga boyu noktasında hesaplanan ortalama hata üzerinden hesaplanmıştır (Şekil 1, üst panel).

J1420+5336 kuazarının tayfındaki değişken bölgelerin tanımlanması için, her bir dalga boyundaki değişkenliği gösteren RMS tayfı hesaplanmıştır. RMS tayfı hesaplamak için, her tayfın ortalama tayftan sapmaları tüm gözlemler için toplanarak normalize edilmiştir. Her dalga boyu noktasında bu sapmaların karekökü alınarak, gözlemlerin zaman içindeki değişkenliğini temsil eden RMS tayfı elde edilmiştir. Benzer şekilde, RMS hata değerleri, hata tayfının ortalama tayftan sapmalarının karekökü alınarak hesaplanmıştır (Şekil 1, alt panel)

3 Parametrelerinin Ölçülmesi

3.1 Değişken Bölgelerin Belirlenmesi

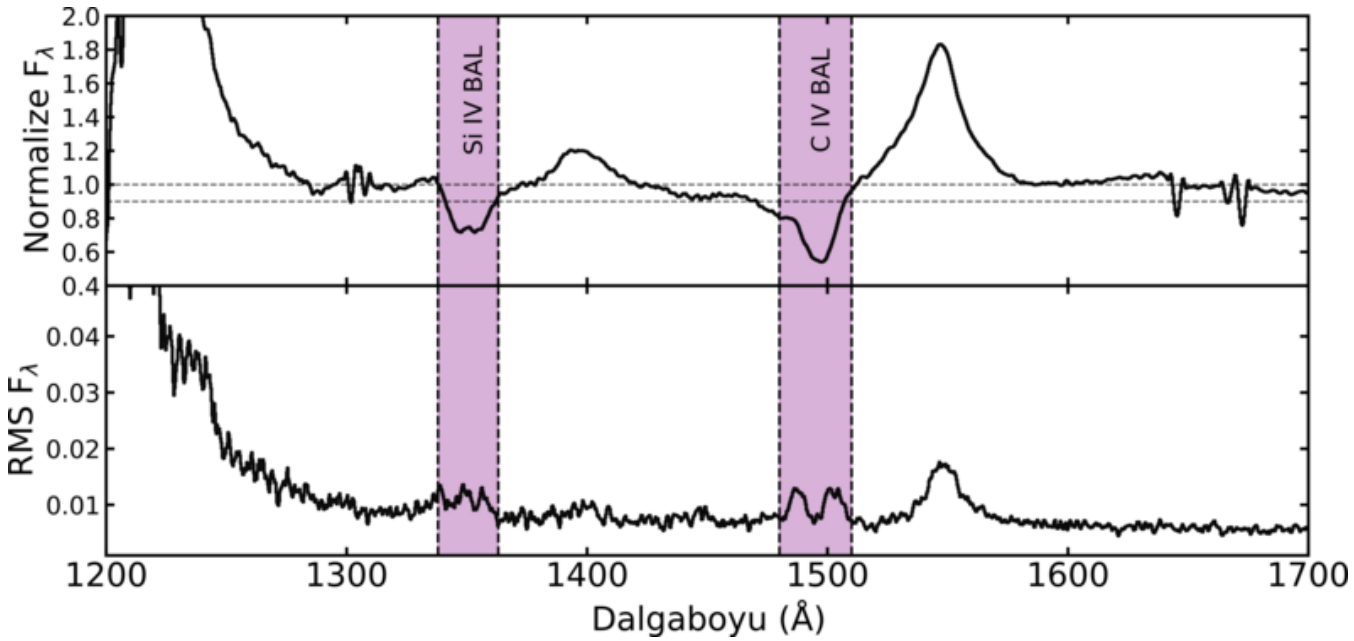
Sürekliliğe normalize edilmiş tayfların ortalama ve RMS tayf analizi, $\sim$1500 Å civarında C IV GSÇ'sinin birbirine bağlı iki bölgesinde değişkenlik olduğunu göstermektedir. Benzer şekilde, $\sim$1350 Å civarında Si IV GSÇ'sinde değişkenlik olduğu gözlenmiştir (Şekil 1).

RMS tayf incelendiğinde, C IV salma çizgisinin GSÇ'sine kıyasla daha yüksek bir değişkenlik sergilediği ortaya çıkmaktadır. Bununla birlikte, RMS tayftan, C IV salma çizgisinin değişkenliği ile GSÇ'inin değişkenliği açık bir şekilde ayrışmaktadır. Grier ve diğ. (2015) çalışmasında, salma çizgilerinin etkileri tayftan çıkarılmadan yapılan GSÇ özellik ölçümlerinin daha tutarlı sonuçlar verdiği görülmüştür. C IV salma çizgisinin değişkenliğinin GSÇ üzerinde belirgin bir etkisinin bulunmaması nedeniyle, GSÇ parametrelerinin belirlenmesi sürecinde salma çizgisinin tayf üzerindeki etkisinin çıkarılmaması tercih edilmiştir.

3.2 GSÇ Parametrelerinin Ölçülmesi

J1420+5336 kuazarının tayflarındaki GSÇ ve diğer soğurma yapılarını gücünü belirlemek için balnicity indeksi (BI) ve absorpsiyon indeksi (AI) parametrelerini ölçüyoruz.

BI, kuazar tayfında bulunan GSÇ'lerinin varlığını ve şiddetini tanımlamak için kullanılan bir parametredir. Weymann ve diğ. (1991) çalışmasında yapılan tanımlamaya göre BI, kuazar salma çizgilerinin daha kısa dalgaboylarında (mavi tarafı) 3000 km s^{-1}'den büyük hızlarda başlayan, soğurma



Şekil 1. Üst panel, sürekliliği normalize edilmiş ortalama tayfı göstermektedir. Alt panel ise spektrumların değişken bölglerini tespit etmek için kullanılan RMS tayfı göstermektedir. Mor renkli gölgeli bölgeler, C IV (∼1500 Å) ve Si IV (∼1350 Å) geniş soğurma çizgi bölgelerini göstermektedir.

çizgisinin normalize edilmiş tayfta sürekliliğin %10 altında (<0.9) en az 2000 km s^{-1} devam eden, tüm soğurma çizgilerinin km s^{-1} cinsinden eşdeğer genişliğidir (bundan sonra EW):

$$\mathrm{BI} = \int_{v=3000}^{v_{\mathrm{max}}} \left[1 - \frac{f(v)}{0.9}\right] C\, dv \qquad (1)$$

Burada v km s^{-1} cinsinden hız, $f(v)$ normalize edilmiş tayfın sürekliliği, v_{max} soğurma çizgisinin bittiği maksimum hız ve C soğurma çizgisi 2000 km s^{-1} boyunca $f(v)$<0.9 seviyesinde olduğunda 1, aksi takdirde 0 olan koşul fonksiyonudur.

AI ise, BI'ın dışarıda bıraktığı daha dar soğurmaları da hesaba katmak için tanımlanmış daha kapsayıcı bir parametredir. AI, salma çizgisinin daha kısa dalgaboylarında, herhangi bir hızda başlayan ve genişliği en az 450 km s^{-1} olan tüm soğurmaların km s^{-1} cinsinden toplam EW'sidir (Hall ve diğ. 2002).

$$\mathrm{AI} = \int_{v_{\mathrm{min}}}^{v_{\mathrm{max}}} \left[1 - \frac{f(v)}{0.9}\right] C\, dv \qquad (2)$$

Burada, v_{min} soğurmanın başlangıç hızı ve C, soğurma çizgisi 450 km s^{-1} boyunca $f(v)$<0.9 olduğunda 1, aksi takdirde 0 olan koşul fonksiyonudur. Geri kalan tanımlamalar Denklem 1 ile aynıdır.

J1420+5336 tayflarının hem C IV hem de Si IV salma çizgileri dikkate alınarak BI ve AI parametreleri ölçülmüştür. Yapılan ölçümler J1420+5336 kuazarının, 70 tayfında da C IV soğurma çizgisinin GSÇ olarak sınıflanabileceğini göstermektedir. Ancak Si IV soğurma çizgisinin MJD 56804, 57038, 57127, 57159, 57196, 57492, 57510, 57518, 57576, 57805, 57832, 58127, 58174 dönemlerinde GSÇ sınıfından çıkıp mini-GSÇ (500≤ΔV≤2000) sınıfına girdiği gözlenmiştir. Ortalama tayfın C IV GSÇ'si için BI=19750.137 km s^{-1} (BI=AI) ve Si IV GSÇ'si için BI=9437.003 km s^{-1} (BI=AI) ölçülmüştür.

Değişkenliği belirlemek adına her dönem için belirlenen hız sınırları dikkate alınarak, sürekliliği normalize edilmiş ve Savitzky-Golay (SG) filtresi kullanılarak yumuşatılmış tayflar üzerinden GSÇ parametreleri belirlenmiştir (Savitzky & Golay 1964). EW'yi Å cinsinden ölçmek için Kaspi ve diğ. (2002) çalışmasında tanımlanan aşağıdaki denklem kullanılmıştır:

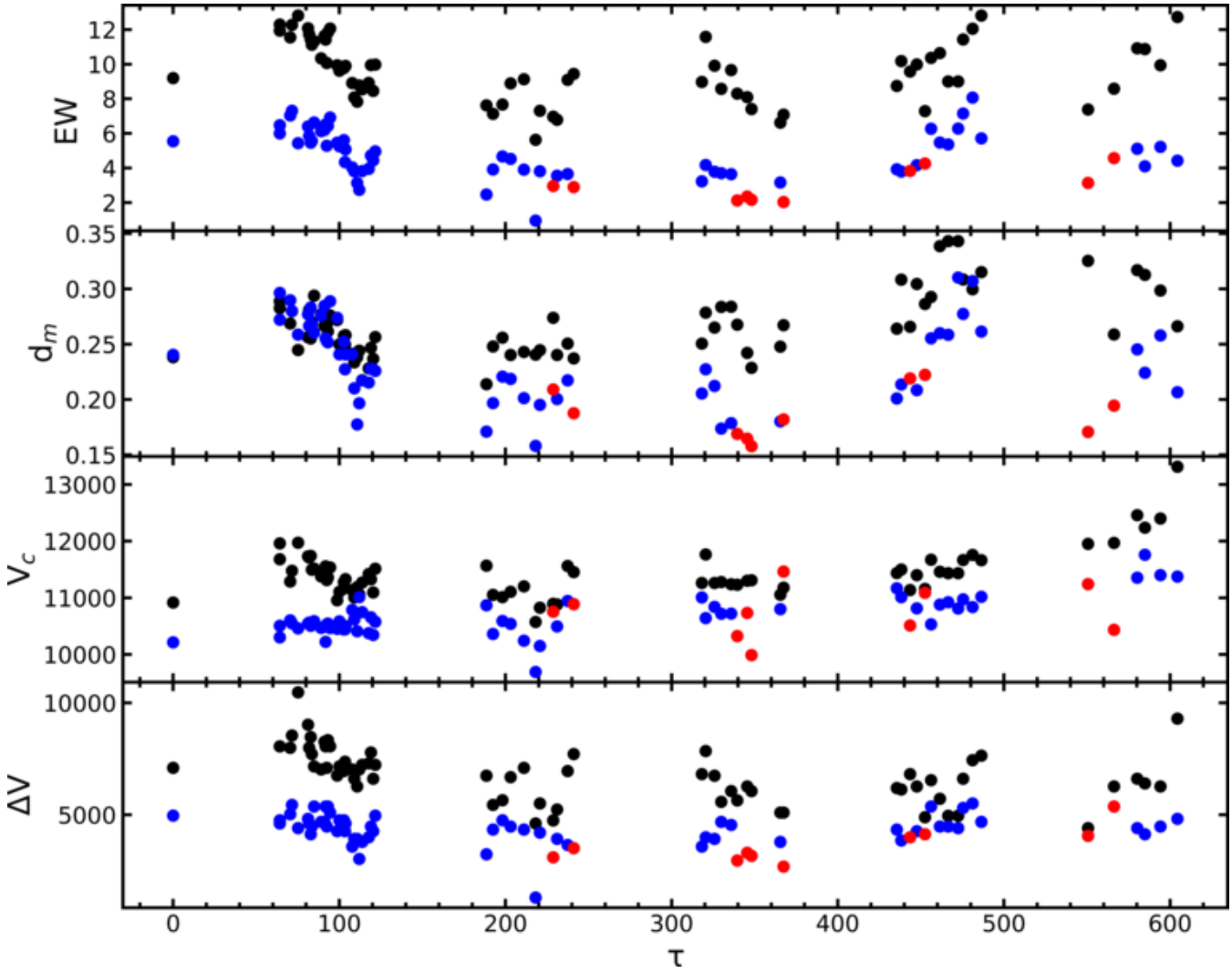
$$\mathrm{EW} = \sum_i (1 - R_i)\, B_i \qquad (3)$$

Burada R_i normalize edilmiş akı değerini ve B_i iki piksel arasındaki dalagaboyu farkını göstermektedir.

Ortalama derinlik (d_{m}), GSÇ'deki her bir pikselin normalize edilmiş süreklilik seviyesine olan uzaklığının ortaları olarak ölçülmüştür. Merkezi hızı (V_{c}) ise, GSÇ'deki asimetriyi dikkate almak için; her bir pikselin sürekliliğe olan uzaklığıyla ağırlıklandırılarak hızlarının ortalaması alınarak ölçülmüştür. Son olarak, hız genişliği Δv=v_{maks}−v_{min} şeklinde hesaplanmıştır.

Şekil 2, J1420+5336 kuazarındaki C IV ve Si IV GSÇ'lerinin temel parametrelerinin zamana karşı değişimini göstermektedir. Siyah noktalar, C IV GSÇ'sine ait parametreleri gösterirken mavi noktalar Si IV GSÇ'sine ait parametreleri göstermektedir. Kırmızı noktalar ise Si IV GSÇ'sinin mini-GSÇ sınıfına geçtiği dönemlere ait parametrelerin değerlerini göstermektedir. Yatay eksende ise ilk gözlem döneminden sıfır kabul edilerek (MJD=56471) hesaplanan kuazar uzayındaki zaman değişimini göstermektedir:

$$\tau = \frac{\mathrm{MJD_i} - \mathrm{MJD_0}}{z + 1} \qquad (4)$$



Şekil 2. C IV ve Si IV GSÇ'lerine ait temel parametrelerin zamana karşı değişimi. En üst panelde GSÇ eşdeğer genişliği (EW), ikinci panelde ortalama derinlik ($d_{\rm m}$), üçüncü panelde merkezi hız ($V_{\rm c}$) ve en alt panelde hız genişliği (ΔV) kuazar uzayında zaman (τ) ile karşılaştırılmaktadır. Siyah noktalar, C IV GSÇ'sine ait parametreleri gösterirken, mavi noktalar Si IV GSÇ'sine ait parametreleri göstermektedir. Kırmızı noktalar ise, Si IV GSÇ'sinin mini-GSÇ sınıfına geçtiği dönemlere ait parametre değerlerini göstermektedir.

Çizelge 1. GSÇ parametleri arasında Spearman korelasyon sonuçları.

	C IV GSÇ		Si IV GSÇ	
Parametre	r	p-değeri	r	p-değeri
EW–$d_{\rm m}$	0.477	3×10^{-5}	0.929	4×10^{-26}
EW–ΔV	0.778	2×10^{-15}	0.859	4×10^{-16}
EW–$V_{\rm c}$	0.684	7×10^{-11}	-0.15	0.24
$d_{\rm m}$–$V_{\rm c}$	0.507	7×10^{-6}	-0.006	0.6
$d_{\rm m}$–ΔV	-0.107	0.37	0.643	4×10^{-7}
$V_{\rm c}$–ΔV	0.424	3×10^{-4}	-0.177	0.17

3.3 GSÇ Parametreleri Arasındaki İlişkiler

Bu bölümde, hem C IV hem de Si IV GSÇ'lerinin temel parametreleri arasındaki istatistiksel ilişkileri Spearman korelasyon analizi kullanılarak incelenmiştir. Her bir çizginin parametreleri (EW–$V_{\rm c}$, EW–ΔV, EW–$d_{\rm m}$) kendi içinde değerlendirilerek parametreler arasındaki bağıntılar ortaya konulmuştur.

Çizelge 1'de, C IV ve Si IV GSÇ'lerinin parametreleri arasındaki Spearman korelasyon katsayıları (r) ve ilişkilerin istatistiksel anlamlılık değerleri (p-değeri) sunulmaktadır. Çizelgenin detayları aşağıda maddeler halinde açıklanmaktadır:

a. C IV ve Si IV GSÇ'leri için EW–$d_{\rm m}$ ilişkisi dikkate alındığında, C IV için bu ilişki orta derecede pozitif bir korelasyon gösterirken (r=0.477), Si IV için neredeyse mükemmel bir pozitif korelasyon (r=0.929) gözlemlenmektedir.
b. EW–ΔV arasındaki korelasyon, hem C IV GSÇ'si (r=0.778) hem de Si IV GSÇ'si (r=0.859) için oldukça güçlü ve pozitiftir. Bu, her iki GSÇ yapısının EW değişiminde ΔV değişiminin büyük bir rol oynadığını göstermektedir.
c. EW–$V_{\rm c}$ arasındaki ilişkide, C IV ev Si IV GSÇ'lerine arasında büyük farklar göstermektedir.C IV GSÇ'si için güçlü pozitif (r=0.684) ilişki bulunurken, Si IV GSÇ'si için herhangi bir anlamlı ilişki bulunamamıştır (p-değeri>0.05).
d. $d_{\rm m}$–$V_{\rm c}$ arasındaki ilişkide, C IV için orta derecede pozitif bir

korelasyon gösterirken (r=0.507) Si IV için bu ilişki zayıf negatif ve anlamsızdır (p-değeri>0.05).

e. Son olarak, V_c–ΔV arasındaki ilişki, C IV için pozitif ve orta dereceli bir korelasyon gösterirken (r=0.424), C IV için negatif ve anlamsızdır (p-değeri>0.05).

Yukarıdaki bulgular, C IV ve Si IV GSÇ'lerinin parametreleri arasındaki ilişkilerinin benzerlik ve farklılıklarının olduğunu ortaya koymuştur.

4 Sonuç

Kuazar rüzgarlarının gözlenen tayflar üzerinde doğrudan bir manifestosu olan geniş soğurma çizgilerindeki yapısal değişimlerin ayrıntılı incelemelerinin yapıldığı bu çalışmada, SDSS J1420+5336 kuazarının 70 tayfı analiz edilmiştir. Hem C IV hem de Si IV bölgesinde tespit edilen GSÇ'lerin şiddet (EW), derinlik (d_m), merkezi hız (V_c) ve hız genişliği (ΔV) ölçümleri yapılarak, zamana bağlı değişimler arasında korelasyonlar aranmıştır.

Elde edilen sonuçlar, GSÇ'lerin şiddet, derinlik ve genişlikleri arasındaki ilişkiler hakkında şu sonuçlara işaret etmektedir.

Hem Si IV hem de C IV GSÇ'lerinde, soğurma şiddeti ve genişliği arasında güçlü korelasyonlar belirlenmiştir. Si IV çizgisinin GSÇ yapısındaki şiddet değişimleri ile derinlik değişimleri arasında çok güçlü bir korelasyon gözlenirken, C IV çizgisinin GSÇ yapısında bu ilişkinin orta derecede bir korelasyon gösterdiği bulunmuştur. Herhangi bir çizginin şiddetinin göstergesi olan EW; tanımı gereği çizgi genişliği ve derinliğinin bir çarpımı olduğundan, her iki parametrenin de EW değişimine çok güçlü bir korelasyonla bağlı olması beklenir. Ancak bu sonuç, C IV GSÇ yapısının satüre olduğuna işaret olarak görülmektedir.

EW tanımlaması, çizginin şiddeti ile merkezi hızı arasında bir korelasyon olmasını gerektirmez. Ancak Filiz Ak ve diğ. (2014) çalışmasında da ortaya koyulduğu üzere, ortalama hızı düşük olan GSÇ yapıları daha şiddetli olma eğilimindedir. Bu çalışmada C IV için elde edilen sonuçlar, şiddet ve merkezi hız arasındaki ilişkiyi açıkça ortaya koymaktadır. Ancak Si IV için belirgin bir korelasyon görülememesi dikkat çekicidir.

C IV ve Si IV GSÇ'lerinin EW–d_m ilişkisi, GSÇ'nin tüm hız aralığı boyunca uyumlu bir şekilde güçlendiği veya zayıfladığına dair bir göstergedir. Grier ve diğ. (2015) çalışmasında, EW–d_m ilişkisinin benzerliğini, GSÇ'nin güç değişimi olarak yorumlanmıştır. Grier ve diğ. (2015) çalışması, bulut geçiş senaryosundan ziyade soğurucu bulutun iyonizasyon seviyesindeki değişimlerin güç değişimine daha fazla katkıda bulunduğunu belirtmiştir.

C IV iyonunun daha yüksek iyonlaşma enerjisine sahip olması, soğurucu bulutun daha dış katmanlarından geldiğini ve C IV'ü iyonize etmeye enerjisi yetmeyen fotonların daha iç bölgelerde Si IV'ü iyonize ettiğini düşünülmektedir (örn. Filiz Ak ve diğ. 2014). C IV GSÇ'inin EW ile yarı senkronize ivmelenmesi gözlenirken, Si IV GSÇ'sinin bu senkronizasyonun olmamasının sebebi, Line Driven (soğurucu gazın iyonlaştırıcı fotonlar tarafından hızlandırılması) modeli ile birlikte düşünüldüğünde açıklanabilir hale gelmektedir (Dorodnitsyn & Novikov 2005). Yığılma diskinden atılan yüksek enerjili fotonlar dış katmanlarda C IV'ü iyonize ederek hem EW değişimine hem de hızlanmaya neden olurken, daha düşük enerjili ve dış katmanlardan yansıyan fotonlar iç katmanlarda Si IV'ü iyonize ederek sadece EW değişimine yol açmakta, ancak EW değişimiyle senkronize V_c değişimine neden olamadığı düşünülmektedir.

Sonuç olarak, bu bulgular J1420+5336 kuazarının GSÇ değişimlerinde hem güç hem de profil değişimlerinin rol oynadığını, ancak bu etkilerin C IV ve Si IV GSÇ'leri arasında farklılık gösterebildiğini ortaya koymaktadır. Elde edilen bu bulguların genel bir özellik olarak var olup olmadığının anlaşılabilmesi için çok sayıda tayfsal gözlemi olan başka kuazarlar için de analizlerin yapılması gerektiği görülmektedir.

Teşekkür

Çalışmaya verdikleri değerli katkılar için değerli hakemlere ve Suude Bayram'a teşekkür ederiz.

Kaynaklar

Arav N., ve diğ., 2001, ApJ, 561, 118
Blandford R. D., Payne D. G., 1982, MNRAS, 199, 883
Capellupo D. M., Hamann F., Shields J. C., Rodríguez Hidalgo P., Barlow T. A., 2012, Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, 422, 3249
Di Matteo T., Springel V., Hernquist L., 2005, Nature, 433, 604
Dorodnitsyn A. V., Novikov I. D., 2005, ApJ, 621, 932
Ferrarese L., Merritt D., 2000, ApJ, 539, L9
Filiz Ak N., ve diğ., 2013, ApJ, 777, 168
Filiz Ak N., ve diğ., 2014, ApJ, 791, 88
Grier C. J., ve diğ., 2015, The Astrophysical Journal, 806, 111
Hall P. B., ve diğ., 2002, ApJS, 141, 267
Kaspi S., ve diğ., 2002, ApJ, 574, 643
Murray N., Chiang J., Grossman S. A., Voit G. M., 1995, ApJ, 451, 498
Newville M., ve diğ., 2025, LMFIT: Non-Linear Least-Squares Minimization and Curve-Fitting for Python, doi:10.5281/zenodo.15014437
Pei Y. C., 1992, ApJ, 395, 130
Peterson B. M., Wanders I., Horne K., Collier S., Alexander T., Kaspi S., Maoz D., 1998, PASP, 110, 660
Proga D., Stone J. M., Kallman T. R., 2000, ApJ, 543, 686
Savitzky A., Golay M. J. E., 1964, Analytical Chemistry, 36, 1627, ADS
Weymann R. J., Morris S. L., Foltz C. B., Hewett P. C., 1991, ApJ, 373, 23

Access:
M25-0377: Turkish J.A&A — Vol.6, Issue 3.

TJAA Vol. **6**, *Special Issue*, *p.*209–216 (2025). DOI: 10.55064/tjaa.1630197 *Conference Paper*

Göktaşlarında Yeryüzünün Kirleticileri Konusuna UUİ Uzay Tozu Ölçümü Girişimi ve Yer Laboratuvarı Toz Sayım Örnekleri

Hasan H. Esenoğlu[1] ⋆, Ferda Perçin Paçal[2], Aris Çakiris[2], Asum Eslem Şahin[3], Namık Aysal[4], Ersin Kaygısız[5],

[1] *İstanbul Üniversitesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, İstanbul 34119, Türkiye*
[2] *İstanbul Üniversitesi, Aziz Sancar Deneysel Tıp Araştırma Enstitüsü*
[3] *İstanbul Üniversitesi, Fen Fakültesi, Moleküler Biyoloji ve Genetik Bölümü*
[4] *İstanbul Üniversitesi-Cerrahpaşa, Mühendislik Fakültesi, Jeoloji Mühendisliği Bölümü*
[5] *Fatih Sultan Mehmet Vakıf Üniversitesi, Vakıf Kültür Varlıklarını Koruma Uygulama ve Araştırma Merkezi*

Accepted: March 13, 2025. Revised: March 13, 2025. Received: January 30, 2025.

Özet

Göktaşları Yer atmosferine girdikleri andan itibaren "kirlenmeye" ve taşıdıkları bilgiler eksilmeye başlamaktadır. Düştükleri yerlerde "bulaş" olma durumu da kaçınılmaz olmaktadır. Bulununcaya kadar ve sonrasında kirlilik ve bulaş yine devam etmektedir. Orijinal haline geri dönüşü olamayan kirlilik ve bulaşın modellenebilmesi için yüksek olasılıkla en temiz uzayda Uluslararası Uzay İstasyonu (UUİ) şartlarında ve en kirli de diyebileceğimiz yeryüzü şartlarında mesela toz örnekleri kullanılabilir. Bu amaçla, yeryüzü laboratuvarlarından (İÜ, İÜ-C, İBB, Acme-Kanada ve NASA) elde edilen Çanakkale göktaşı analiz sonuçlarının, UUİ'den elde edilenlerden farklı olup olmayacağının belirlenmesi hedeflenmiştir. Bu çalışmada söz konusu amaç doğrultusunda, (1) UUİ uzay tozu ölçümü girişiminde bulunulmuş ve bunun bilgisi burada paylaşılmıştır. (2) İÜ Aziz Sancar Deneysel Tıp Araştırma Enstitüsü laboratuvarında farklı konumlarda 6 lam üzerinde 18 dikdörtgen alanda UUİ görevine uyumlu olarak 7 gün (168) saat süresince toz birikimine (model girdisi-1) ilişkin sonuçlar verilmiştir. Elde edilen bulgular seçilen sayım istasyonlarının birbirlerine göre büyük farklılıklarını ortaya koymuş ve ek olarak çevre ve kullanım şartlarına duyarlılığı göstermiştir. Sonuç olarak, göktaşları gibi hassas inceleme ve ölçümlemelerin iyi çevre koşulları altında ve kapalı mekanlarda yapılmasını zorunlu kılmaktadır. Ayrıca, toplanan tozların aynı sürede koruma altına alınarak bulaş (model girdisi-2) olup olmadıklarına ilişkin toz sayımları devam etmektedir. Sonuçlar, uzay tozu ölçümlerine ilişkin devam eden araştırmamızda, üzerinde durduğumuz göktaşlarının incelenmesinde ve yaşamın genetik araştırma ölçümlerinde Dünya'nın "kirleticilerini" orijinallerinden ayırmaya yönelik "güvenilirlik sınırlarının" belirlenmesinde yararlı olacaktır.

Abstract

As soon as meteors enter Earth's atmosphere, they begin to undergo "contamination", causing the information they carry to degrade. Their eventual "contamination" at the site where they land is unavoidable. Pollution and contamination persist both before and after it is found. To model pollution and contamination that cannot be reversed to their original state, dust samples can be utilized-for instance, those collected under the pristine conditions aboard the International Space Station (ISS) and those from the most polluted environments on Earth. The goal was to determine whether Çanakkale meteorite analysis results from Earth-based laboratories (IU, IU-C, IBB, Acme-Canada, and NASA) differ from those obtained under ISS conditions. For the purpose of this study, (1) an attempt was made to measure ISS space dust, which is reported here. (2) The results of dust accumulation (model input-1) in 18 rectangular areas across 6 slides, placed at different locations in the laboratory of IU Aziz Sancar Experimental Medicine Research Institute over 7 days (168 hours), in alignment with the ISS mission parameters, were presented. The findings demonstrated significant variations among the selected counting stations and highlighted their sensitivity to environmental and usage conditions. As a result, sensitive examinations and measurements, such as those involving meteorites, must be conducted under optimal environmental conditions and within closed spaces. In addition, dust counts are ongoing to assess whether the collected dust samples are contaminated (model input-2), by preserving them for the same duration. The results will be valuable for our ongoing research on space dust measurements, our focus on meteorite studies, and in establishing "reliability limits" for distinguishing Earth's "pollutants" from original materials in genetic research related to life measurements.

Anahtar Kelimeler: Dust measurement – pollutants – contamination – Çanakkale meteorite

1 Giriş

Göktaşları atmosfere girdikleri andan itibaren ister istemez "kirlenmeye" yani üzerinde taşıdığı bilgiyi azaltmaya başlarlar. Bu kirliliğe ek olarak, dokundukları Dünya'ya aitlerle tepkimeye girerek "bulaş" yoluyla da artarak sürmektedir. En az bulaşın adresi Uluslararası Uzay İstasyonu (UUİ) en çok bulaşın adresi de tüm yeryüzü olarak ifade edilebilir. Bu araştırmanın bir kısmı "Uluslararası Uzay İstasyonu Toz Ölçümü ve Meteorit Analizi" başlıklı 3. Uzay Ekonomisi, Uzay Hukuku ve Uzay

⋆ esenoglu@istanbul.edu.tr

© 2025 Turkish Astronomical Society (TAD)

Bilimleri Sempozyumunda bildiri olarak sunulmuştur ve baskı aşamasındadır (Esenoğlu ve diğ. 2023).

Bu UAK-2024 çalışması, Çanakkale göktaşı araştırması üzerinden kirlilik (model girdisi-1) ve bulaşın (model girdisi-2) modellenmesine dayanır. Modeli oluşturmak ve girdilerini belirlemek için çeşitli aşamalardan geçilmiş (Çanakkale göktaşının laboratuvar incelemesi) ve süreç (Çanakkale göktaşının yaş hesabı, Güneş Sisteminin neresinden geldiğinin belirlenmesi, toz sayımı, güvenli saklama ve modelleme) devam etmektedir. Tamamlanan aşamalar §1.1'de (Aşama: Tamamlanan) özet olarak verilmiştir. Devam eden aşamalardan (§1.2 Aşama: Devam Eden) toz sayımı bu çalışma ile verilmiştir. Nispeten iyi şartlarda görülebilecek kirlilik ve bulaş adresi olarak İÜ Aziz Sancar Deneysel Tıp Araştırma Enstitüsündeki laboratuvar ortamları ölçüm istasyonları olarak kullanılmıştır. Deney düzeneği §2'de ve ölçümlenen toz sayım istatistiği de §3'de yorumları ile birlikte verilmiştir. Toz ve Çanakkale göktaşı sonuçlarının ilişkili literatür bilgileriyle karşılaştırılması §4'de yapılmıştır.

1.1 Aşama: Tamamlanan

Çanakkale göktaşının analiz sonuçları aşağıda listelenmiştir:

a. Kimyasal ve petrografik özelliklerine göre sınıflandırılmıştır. Buna göre, Çanakkale meteoriti taş göktaşı grubuna aittir. Sıradan kondrit ve düşük metal içeriğine sahip L tipi göktaşıdır. Petrografik tip 6'ya yerleştirilebilir (Kızılırmak 1965; Aysal ve diğ. 2021).
b. Tayfsal analizi yapılmıştır (Ünsalan ve diğ. 2012).
c. Tespit edilen 68 elementin yapısal karakterizasyonu ve bollukları belirlenmiştir. 6 elementin (SiO_2, Fe_2O_3, Ni, Co, V ve Cu) bollukları yüksek çıkmıştır (Öztürk 2019).
d. Petrografik özellikleri belirlenmiştir (Öztürk 2019; Aysal ve diğ. 2021).
e. Amino asit bollukları ile kararlı izotop ölçümleri de belirlenmiştir. Eser miktar da olsa dört karbonlu 4 adet amino asit (D-serin, D,L-beta-aminoizobütirik, D,L-beta-amino-n-bütirik ve alfa-aminoizobütirik) ve iki izotop (glisin ve D-serin) bulunmuştur (Burton ve diğ. 2016).
f. Silikat ve opak minerallerin mineralojisi, petrografisi, jeokimya, mineral bileşimi ve mineral kimyası, polarizasyon mikroskobu, XRD, SEM ve LA-ICP-MS yöntemleri kullanılarak detaylı olarak araştırılmıştır. Opak mineralli camsı-mikro kristalli matriks içerisinde, boyutları 2 mm'ye ulaşan olivin kondrül, enstatit kondrül ve kriptokristalen kondrülden oluşan göktaşı parçalarının karakteristik özellikleri tanımlanmıştır (Aysal ve diğ. 2021). Elektron mikroskobunda ince kesitinin merkezinde olivin kondrülü görülmüştür (Öztürk 2019). Tayfsal analizinden olivin, piroksen, enstatit ve feldispat tespit edilmiştir (Ünsalan ve diğ. 2012). Buna göre, ana mineral bileşimini olivin, ortopiroksen ve feldispat oluşturur. Opak mineral fazları troilit, taenit, kamasit ve kromit ile temsil edilir. SiO_2'e karşı Fe_2O_3(T)+MgO diyagramında sıradan kondrit alanına düşmektedir. CaO/Al_2O_3 karşı Fe_2O_3(T)+MgO diyagramında da sıradan kondrit örnekleriyle uyumlu bir gidiş izler. 8 adet ana oksit (SiO_2, TiO_2, Al_2O_3, Fe_2O_3, MgO, CaO, Na_2O ve K_2O) değerleri yüzde olarak belirlenmiştir. Primitif mantoya normalize çoklu element örümcek diyagramında 8 elementte (Cs, Rb, Th, U, Ta, K, Pb ve P) zenginleşme ve 6 elementte de (Ba, Nb, La, Ce, Pr ve Sr) fakirleşme görülmüştür. Kondrit normalize örümcek diyagramında 6 elementte (La, Ce, Sm, Gd, Tb, Er ve Yb) hafif zenginleşme ve 7 elementte de (Pr, Nd, Eu, Dy, Ho, Tm ve Lu) hafif fakirleşme görülmüştür. Dış kısmında yaklaşık 0.6 mm kalınlığında kahverengimsi siyah renkli bir eriyik kabuk bulunur (Aysal ve diğ. 2021).

1.2 Aşama: Devam Eden

Devam eden göktaşlarının kirlilik ve bulaş modellemesi çalışmasında toz sayımı bu çalışma kapsamında verilmektedir. UUİ'de hem ekosistemin tozu hem de uzay tozunu birlikte araştırmak ve yeryüzü laboratuvarlarındaki sonuçlarla karşılaştırmak ilginç olacaktır. Bu yüzden, UUİ için daha önce sunduğumuz (Esenoğlu ve diğ. 2023) "Uzay tozu" deney seti önerimizdeki referans bilgilerini aşağıda listeledik.

a. Araştırmacının Teknoloji Tanıtımı Rehberi
b. ISS için NASA Referans Rehberi
c. ISS Rus Segmenti Kullanıcı Kılavuz
d. KIBO El Kitabı
e. Uzay Aracı için NASA Malzemeleri
f. Uzay Ürün Güvencesi, Elektrik, Elektronik ve Elektromekanik Bileşenleri
g. UUİ'de toz toplama kaplarından elde edilecek tozdan ve agar üzerinde çoğalması muhtemel canlıların DNA izolasyonları öncelikle bu işlem için özelleşmiş kitlerin üretici protokolleri kullanılarak yapılacaktır. Gerektiğinde manüplasyonlar yapılacak veya manuel izolasyon yöntemleri denenecektir. Çünkü Çanakkale göktaşında yapılması planlanan moleküler düzeyde biyolojik araştırmalar için elde edilebilecek DNA kalıntılarının yeryüzü kaynaklı köken belirlemesi açısından önem taşımaktadır (Burton ve diğ. 2016; Nagano ve diğ. 2009; Pandey ve diğ. 2016; Jiang ve diğ. 2015).

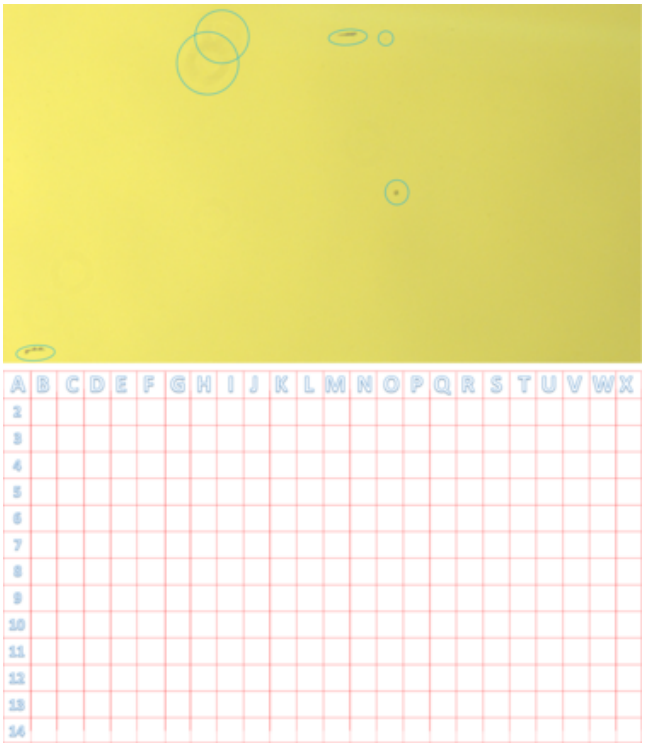
2 Yöntem

Bu çalışma, temelde Çanakkale göktaşı üzerinden kirlilik (girdi-1) ve bulaşın (girdi-2) modellenmesine dayanır. Modeli oluşturmak ve girdilerini belirlemek için çeşitli aşamalardan geçilmiş ve süreç devam etmektedir. Tamamlanmış aşamalardan Çanakkale göktaşı araştırması Giriş bölümünde ve devam eden aşaması Toz Sayım Deneyi alt başlığında verilmiştir.

2.1 Toz Sayım Deneyi

Devam eden aşama olarak bu çalışmada, nispeten iyi şartlarda görülebilecek bulaş adresi olarak İÜ Aziz Sancar Deneysel Tıp Araştırma Enstitüsü'ndeki laboratuvar ortamları kullanılmıştır. Toz sayım örnekleri, 6 farklı noktadan (toplamda 6×3=18 adet), 2.5×7.5 cm boyutundaki lamlar ile UUİ görevine uyumlu olarak 12-18 Temmuz 2023 tarihleri arasında 7 gün (168 saat) boyunca alınmıştır. Tozun kontrolü ve bulaş (girdi-2) için de yine UUİ görevine uyumlu olarak 19-25 Temmuz 2023 tarihleri arasında 7 gün (168 saat) süreliğine korumaya alınmıştır.

Lamlar, belirlenen noktalara yerleştirilmeden önce sabunlu suyla yıkanarak, tüm yüzeyleri %70'lik alkolden geçirilmiş ve steril bir kağıt ile silinip temizlenmiştir. Temizlenen lamın belirlenen yerlere yerleştirilmeden önce çekilen mikroskop görüntüsünün fotoğrafı Şekil 1'de üstte verilmiştir. 6 adet kalıcı leke yuvarlak içerisinde işaretlenmiştir. Toz sayımı `Image J` yazılım programı ile yapılmış olmakla birlikte, tozların yerlerini takip etmede kolaylık sağlayabilecek A-X arası 24 adet yatay

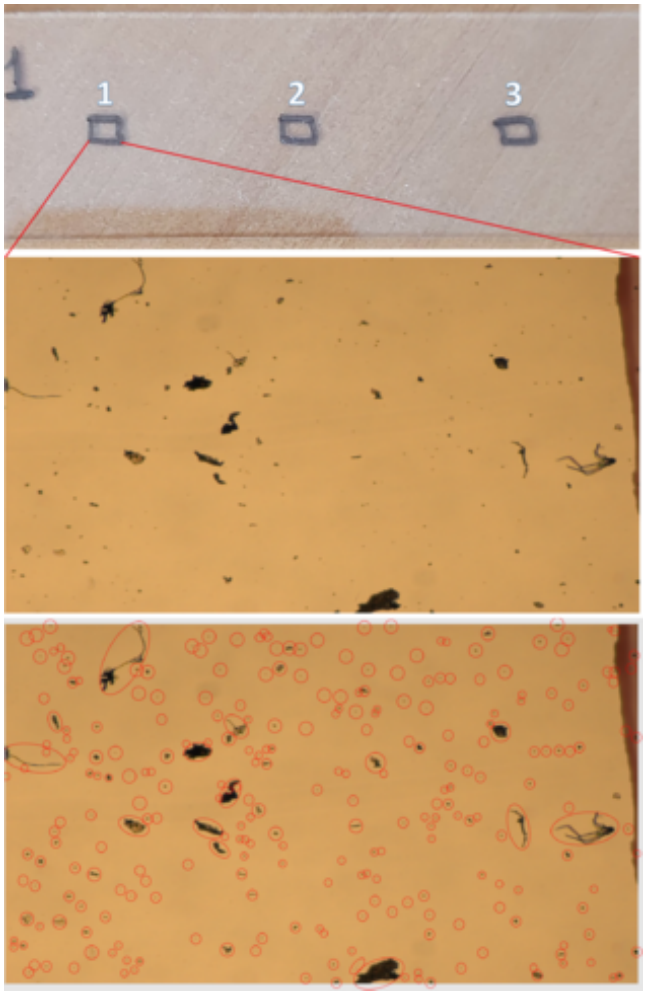


Şekil 1. Toz toplama öncesi temiz lam (üstte) ve şebekesi (altta).

eksenli ve 1-14 arası düşey eksenli bir şebeke görseli de oluşturulmuştur (bkz. Şekil 1, alt panel).

Her lamın 3 farklı noktası 1, 2 ve 3 rakamları ile toz sayımı (girdi-1) için toplanacağı dikdörtgen alanlar işaretlenmiştir (bkz. Şekil 2, üstte). Laboratuvar içerisinde belirlenen 6 farklı heterojen yere birer tane lam yerleştirilmiş ve deney sonunda dikdörtgenlerin içinde toplanan tozların fotoğraf çekimleri yapılmıştır. Dikdörtgenlerin ortalama alanı içten içe 4.5±0.7 mm^2 (2.7×1.5 mm)'dir. Toz fotoğraflarının tamamında dikdörtgenlerin kenarlarında sürekli koyu kalem izi çizgiler de görülmektedir (bkz. Şekil 3-8). 1 numaralı ölçüm istasyonundaki lamın 1 numaralı dikdörtgen alanı içinde biriken tozların iki fotoğrafı da örnek olarak Şekil 2'nin orta ve alt panellerinde verilmiştir. Tozların sayımı (girdi-1), yerlerinin belirlenmesi ve saklanması sonra bulaş (girdi-2) durumunun bilgisi için sağdaki fotoğrafta yer alan tozlar kırmızı yuvarlak içerisine alınmıştır.

3-8 arasında toplam 6 adet toz toplama lamlarının konulduğu ölçüm istasyonlarının durum bilgileri ile birlikte 12-18 Temmuz 2023 tarihleri arasında 7 gün (168 saat) boyunca toplam 18 dikdörtgen alanında biriken tozların görüntüleri verilmiştir. Ayrıca, söz konusu 18 dikdörtgen alanda toplanan tozlar yine 7 gün (168 saat) süreliğine kapalı ve küçük hacimli "steril ortamlarda/dolaplarda" koruma altına alınmıştır. Bu "saklama/koruma" yöntemi ile de "bulaş (girdi-2)" bilgisi alınma süreci devam etmektedir. Bu amaçla, 18 dikdörtgen alanda toplanan ve sayımları gerçekleştirilen 6 lam, saklama/koruma sonrası ikinci kez tekrar sayılarak bulaş olup olmadıklarının tespiti yapılacaktır. Şekil 3-8'de (sağda) 19-25 Temmuz 2023 tarihleri arasında söz konusu saklama/koruma altındaki 18 dikdörtgen alanların görüntüleri de verilmiştir. Toz



Şekil 2. Toz toplama lamında üç adet toz sayım alanı (üstte) ve bir numaralı dikdörtgende biriken toz görüntüleri ortada verilmiştir. Alttaki görüntüde tozlar kırmızı yuvarlak içinde belirtilmiştir.

toplama deneyindeki 6 lama ilişkin bilgiler görselleri (3, 4, 5, 6, 7 ve 8) ile birlikte aşağıda sıralanmıştır.

2.1.1 1 Numaralı Sayım İstasyonu

1 numaralı lam 2 metre yükseklikte laboratuvar içerisinde laminar flow cihazının üzerine konuldu (bkz. Şekil 3, sol sütun). Laboratuvar 30 m^2'lik bir alana sahip. Tavan yüksekliği 3 metredir. 90 m^{-3}'lük laboratuvar sürekli hava sirkülasyonuna sahip olup yaklaşık 10 kişi bu ortamda çalışmaktadır. 1 numaralı lamın 1., 2. ve 3. dikdörtgen alanlarında toplanan toz örneklerinin fotoğrafları Şekil 3'de ortada, saklama/koruma sonrasına ait fotoğraflar da sağda tarihleri ile birlikte verilmiştir.

2.1.2 2 Numaralı Sayım İstasyonu

2 numaralı lam, laboratuvar içerisindeki laminar flow cihazının içerisine (yerden 90 cm yüksekliğe) konuldu (bkz. Şekil 4, sol sütun). 2 numaralı lam, 1. lam ile aynı laboratuvarda (90 m^{-3}) ancak laminar flow cam bir kapakla ortamdan ayrılıyor. İlgili ortamda sürekli bir hava sirkülasyonu bulunmamaktadır. Sadece steril deneyler için bu laminar flow cihazı kullanılmaktadır. 2 numaralı lamın 1., 2. ve 3. dikdörtgen

Şekil 3. (Sol panel) Kırmızı yuvarlak ile gösterilen 1 numaralı lam. (Orta panel, üstten alta) 12-18 Temmuz 2023 tarihlerinde toplanan toz örnekleri. (Sağ panel) 19-25 Temmuz 2023 tarihlerinde saklama/koruma sonrasına ait fotoğraflar.

Şekil 4. (Sol panel) Kırmızı yuvarlak ile gösterilen 2 numaralı lam (laminar flow cihazı). (Orta panel, üstten alta) 12-18 Temmuz 2023 tarihlerinde toplanan toz örnekleri. (Sağ panel) 19-25 Temmuz 2023 tarihlerinde saklama/koruma sonrasına ait fotoğraflar.

alanlarında toplanan toz örneklerinin fotoğrafları Şekil 4'de ortada, saklama/koruma sonrasına ait fotoğraflar da sağda tarihleri ile birlikte verilmiştir.

2.1.3 3 Numaralı Sayım İstasyonu

3 numaralı lam, koridorda yer alan buzdolabın üzerine (180 cm yüksekliğe) konulmuştur (bkz. Şekil 5, sol sütun). Koridor 30 m uzunluğunda ve 3 m tavan yüksekliğine sahiptir (hacmi 162 m^{-3}). Günde 30-40 kişinin gelip geçtiği ortak kullanımda bir koridordur. İlgili ortam sürekli bir hava sirkülasyonuna sahiptir. 3 numaralı lamın 1., 2. ve 3. dikdörtgen alanlarında toplanan toz

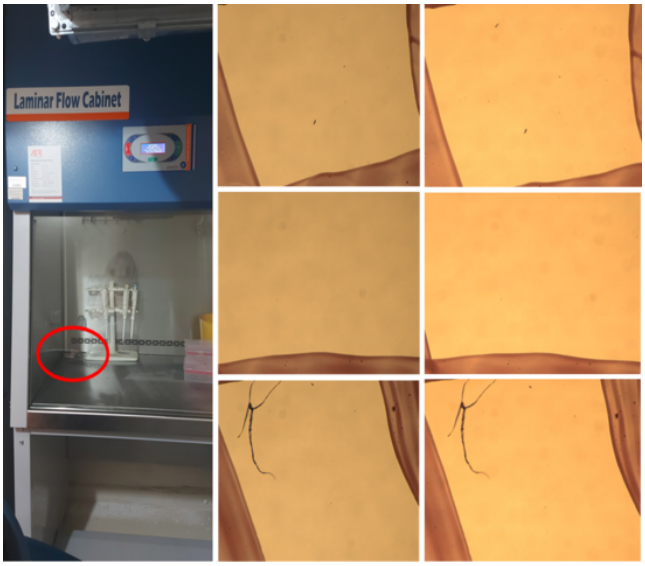
Şekil 5. (Sol panel) Kırmızı yuvarlak ile gösterilen 3 numaralı lam. (Orta panel, üstten alta) 12-18 Temmuz 2023 tarihlerinde toplanan toz örnekleri. (Sağ panel) 19-25 Temmuz 2023 tarihlerinde saklama/koruma sonrasına ait fotoğraflar.

Şekil 6. (Sol panel) Kırmızı yuvarlak ile gösterilen 4 numaralı lam. (Orta panel, üstten alta) 12-18 Temmuz 2023 tarihlerinde toplanan toz örnekleri. (Sağ panel) 19-25 Temmuz 2023 tarihlerinde saklama/koruma sonrasına ait fotoğraflar.

örneklerinin fotoğrafları tarihleri ile birlikte Şekil 5'de ortada, saklama/koruma sonrasına ait fotoğraflar da sağda tarihleri ile birlikte verilmiştir.

2.1.4 4 Numaralı Sayım İstasyonu

4 numaralı lam rutin laboratuvarda 2 m yükseklikte dolap üzerine konulmuştur (bkz. Şekil 6, sol sütun). Dolap laboratuvarın tam orta noktasında bulunmaktadır. Laboratuvar 30 m^2'lik alana sahip (hacmi 75 m^{-3}). Günde maksimum 2-3 kişinin çalıştığı 4 ayrı kapı ile 4 ayrı çalışma alanına ayrılmaktadır. Hava sirkülasyonu sürekli var. 4 numaralı lamın 1., 2. ve 3. dikdörtgen alanlarında toplanan toz



Şekil 7. (Sol panel) Kırmızı yuvarlak ile gösterilen 5 numaralı lam. (Orta panel, üstten alta) 12-18 Temmuz 2023 tarihlerinde toplanan toz örnekleri. (Sağ panel) 19-25 Temmuz 2023 tarihlerinde saklama/koruma sonrasına ait fotoğraflar.

Şekil 8. (Sol panel) Kırmızı yuvarlak ile gösterilen 6 numaralı lam. (Orta panel, üstten alta) 12-18 Temmuz 2023 tarihlerinde toplanan toz örnekleri. (Sağ panel) 19-25 Temmuz 2023 tarihlerinde saklama/koruma sonrasına ait fotoğraflar.

örneklerinin fotoğrafları tarihleri ile birlikte Şekil 6'da ortada, saklama/koruma sonrasına ait fotoğraflar da sağda tarihleri ile birlikte verilmiştir.

2.1.5 5 Numaralı Sayım İstasyonu

5 numaralı lam 90 cm yükseklikte rutin laboratuvarda laminar flow cihazının içine konuldu (bkz. Şekil 7, sol sütun). İlgili cihaz, çok nadir olarak steril deneylerin yapıldığı zaman kullanılan bir laminar flow cihazı. Laboratuvarın hacmi 12.5 m^{-3}'tür. 5 numaralı lamın 1., 2. ve 3. dikdörtgen alanlarında toplanan toz örneklerinin fotoğrafları tarihleri ile birlikte Şekil 7'de ortada, saklama/koruma sonrasına ait fotoğraflar da sağda tarihleri ile birlikte verilmiştir.

Çizelge 1. 6 farklı ölçüm istasyonunda lamlar üzerindeki 18 dikdörtgen alanda biriken tozların sayımı ve çevresel etkiler. N: Toz Sayısı (adet), n: Toz Yoğunluğu (toz m^{-3}), Çalışan: Kaç kişi çalıştığı, Akım: Hava akımı olup olmadığı, Durum: Lamın durumu, h: Lamın yüksekliği (m).

İstasyon	N	n	Çalışan	Akım	Durum	h
1-1	192	2.1	10	var	açıkta	2
1-2	196	2.2	10	var	açıkta	2
1-3	218	2.4	10	var	açıkta	2
2-1	49	0.5	10	yok	kapalıda	0.9
2-2	44	0.5	10	yok	kapalıda	0.9
2-3	34	0.4	10	yok	kapalıda	0.9
3-1	424	2.6	30-40	var	açıkta	1.8
3-2	527	3.3	30-40	var	açıkta	1.8
3-3	494	3.0	30-40	var	açıkta	1.8
4-1	216	2.9	2-3	var	açıkta	2
4-2	1316	17.5	2-3	var	açıkta	2
4-3	325	4.3	2-3	var	açıkta	2
5-1	20	1.6	1	yok	kapalıda	0.9
5-2	9	0.7	1	yok	kapalıda	0.9
5-3	8	0.6	1	yok	kapalıda	0.9
6-1	214	2.9	3	var	açıkta	2
6-2	204	2.7	3	var	açıkta	2
6-3	256	3.4	3	var	açıkta	2

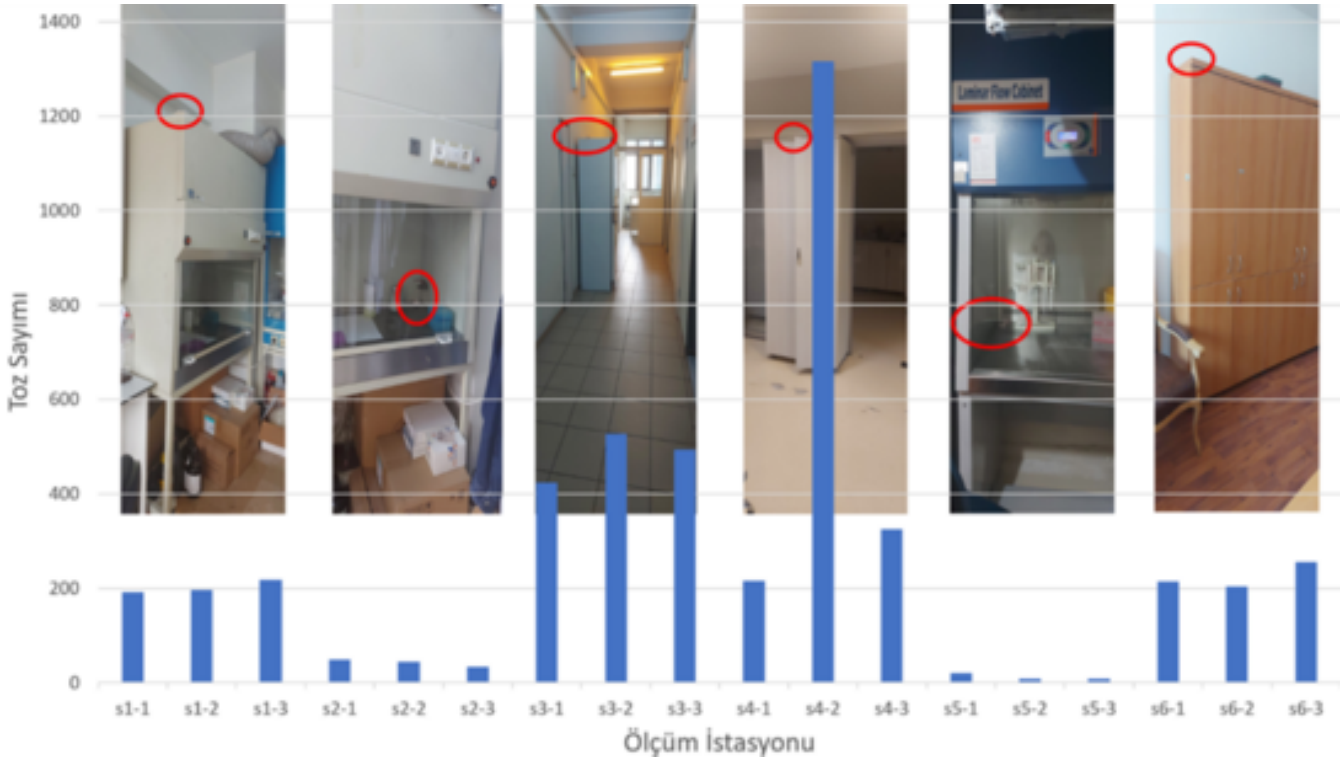
2.1.6 6 Numaralı Sayım İstasyonu

6 numaralı lam, 2 m yükseklikte çalışma odasında dolap üzerine yerleştirilmiştir (bkz. Şekil 8, sol sütun). Oda 30 m^2'lik alana sahip olup, her gün en fazla 3 kişi çalışmaktadır. Tavan yüksekliği 2.5 metredir (odanın hacmi 75 m^3). İlgili ortam hava sirkülasyonuna sahiptir. 6 numaralı lamın 1., 2. ve 3. dikdörtgen alanlarında toplanan toz örneklerinin fotoğrafları tarihleri ile birlikte Şekil 8'de ortada, saklama/koruma sonrasına ait fotoğraflar da sağda tarihleri ile birlikte verilmiştir.

3 Sonuçlar

UUİ görevine uyumlu olarak 7 gün (168 saat) boyunca (12-18 Temmuz 2023 tarihleri arasında) 6 farklı ölçüm istasyonunda toplanan tozların sayımı `Image J` programıyla gerçekleştirilmiştir. Toplam 18 adet 2.7×1.5 mm dikdörtgen (4.5±0.7 mm^2) alanlardaki sayılar Çizelge 1'de verilmiştir. Ayrıca, sayı yoğunluğu ile kirlilik ve bulaşın neden olabileceği çevre şartları parametrelerine de Çizelgede yer verilmiştir. Çizelgenin ilk sütununda 6 adet ölçüm istasyonu (lam) ve toplamda 18 adet dikdörtgen alanların numaraları, ikincisinde toplanan toz sayısı, üçüncüsünde toz sayı yoğunluğu, dördüncüsünde ölçüm istasyonunun bulunduğu mekanda çalışan sayısı, beşincisinde hava akımı durumu, altıncısında lamın bulunduğu yerin açıkta veya kapalı ortamda bulunması durumu ve son sütunda lamın konulduğu yerin yerden olan yüksekliği verilmiştir.

Çizelge 1'deki bilgilerin görseli olarak, toz sayımlarının ölçüm istasyonu temelli dağılım grafiği de Şekil 9'da gösterilmiştir. Çizelgeye göre, göktaşlarının inceleneceği bir araştırma laboratuvarında farklı büyüklüklerde ve şekillerde toz yoğunluğu açık alanlarda ortalama 4.1±4.3 toz m^{-3} ve



Şekil 9. 12-18 Temmuz 2023 tarihleri arasında 7 gün (168 saat) boyunca toplanan toz örneklerinin ölçüm istasyonlarına göre sayı dağılımı.

kapalı mekanlarda 0.7 ± 0.4 toz m^{-3} olduğu belirlenmiştir. Açık alanların kapalı mekanlara göre yaklaşık 5.6 kat kirletici olduğu görülmektedir. Benzer şekilde, tozlanma açık alanlarda ortalama 381.8 ± 317.9 (saatte 2.27) adet toz ve kapalı mekanlarda 27.3 ± 17.6 (saatte 0.16) adet toz olduğu belirlenmiştir (bkz. Şekil 9). Burada da açık alanların kapalı mekanlara göre yaklaşık 14 kat kirletici olduğu görülmektedir. Her iki ortalama değerin standart sapmaları (±317.9 ve ±17.6) çok büyük çıkmıştır. Bu durum, seçilen sayım istasyonlarının birbirlerine göre büyük farklılıklarını belirtir ki çevre ve kullanım şartlarına duyarlılığını göstermiştir. Sonuç olarak, göktaşları gibi hassas inceleme ve ölçümlemelerin iyi çevre koşulları altında ve kapalı mekanlarda yapılmasını zorunlu kılmaktadır.

UUİ'de toplanacak hem ekosistemin tozu hem de uzay tozunu birlikte araştırmak ve yeryüzü laboratuvarlarındaki sonuçlarla karşılaştırmak ilginç olacaktır. Bu yüzden, UUİ için daha önce sunduğumuz (Esenoğlu ve diğ. 2023) "Uzay tozu" deney seti önerimiz gelecekte herhangi bir uzay görevinde tekrar kullanılacaktır. Toz toplama örneklerinin sonuçları söz konusu deney setinde yer alacaktır. Göktaşların kirlenme ve bulaş modellerinde toz sayımları bulgularımız girdi parametresi olarak kullanılacaktır. Böylece, üzerinde durduğumuz göktaşlarının incelenmesinde ve yaşamın genetik araştırma ölçümlerinde Dünya'nın "kirleticilerini" orijinallerinden ayırmaya yönelik güvenilirlik sınırlarının belirlenmesinde yararlı olacaktır.

1964 yılında Çanakkale'ye düşen göktaşı (enlemi $39^{\circ}48'$ kuzey, boylamı $26^{\circ}36'$ doğu, Kızılırmak 1965) Bölümümüz envanterinde kayıtlıdır (Esenoğlu 2024). Çanakkale göktaşının toplu sonuçları Giriş bölümünde verilmiştir (Aşama: Tamamlanan). Devam edecek aşama olarak da (Aşama: Devam Eden) Çanakkale göktaşının yaşı ve geldiği Güneş Sistemindeki ailesi belirlenecektir. Yaş hesabı (radyometrik tarihleme yöntemi) için İstanbul Üniversitesi-Cerrahpaşa ve Fatih Sultan Mehmet Vakıf Üniversitesi laboratuvarlarında kullanılmak üzere kesilerek küçük bir parçası ayrılmıştır. Güneş Sisteminin neresinden geldiğinin yörünge hesaplaması da Bilgi Birikimi ve AR-GE süreci gerektirdiğinden iş birliktelikler ve literatür kullanılacaktır. Her iki süreç için İstanbul Üniversitesi-Cerrahpaşa, Fatih Sultan Mehmet Vakıf Üniversitesi ve Akdeniz Üniversitesinden 3 araştırmacının yer alacağı bir proje başlatılacaktır.

4 Tartışma

Bu bölümde kirlilik ve bulaş modeli için girdi parametresi olabilecek toz sayımı istatistiği, uzay tozu karşılığı literatür ile tartışılması verilmiştir. Ayrıca, Çanakkale göktaşı üzerine de benzer bir tartışma sunulmuştur.

4.1 Toz Sayımı

UUİ yaklaşık 25 yıldır görevini sürdürmektedir ve 24 yıldır da içinde insanoğlunu barındırmaktadır. UUİ ekosistemi içinde en az yani "temiz oda" seviyesinde bile olsa yine de dünyadaki gibi "kirleticilerin" olmaması düşünülemez. Kullanılan eşyaların eskimesi, insan vücudunun ürettikleri, dünyadan taşınan kargo ve yolcu trafiği gibi daha birçok "bulaş" etkeni sayılabilir. Bununla birlikte, UUİ'nin aynı zamanda Güneş Sistemimize ait tozlardan da doğrudan etkileneceğini belirtmeliyiz.

Toz genellikle can sıkıcı ve ölçülmesi zor olan kir ile eş anlamlıdır. Bu aynı zamanda gezegenlerarası toz için de geçerlidir. Güneş Sistemi tozu ince bölünmüş parçacık maddedir, gezegenler arasında bulunur. Bu tozun kaynakları daha büyük meteorlar, kuyruklu yıldızlar, asteroitler, gezegenler

Şekil 10. Çanakkale göktaşının görüldüğü ve düştüğü yerleri gösteren haritalar. En üstte, görüldüğü İstanbul-Nisantaşı'ndan itibaren düştüğü noktaya doğru yönelen kırmızı çizgi Marmara Bölgesi üzerinde gösterilmiştir. Ortada, ok yönünde ilerleyen kırmızı çizgi Türkiye haritası ile birlikte Ege Bölgesi üzerinde işaretlenmiştir. En altta, ok yönünde ilerleyen kırmızı çizginin sonlandığı yer (enlemi 39°48′ K, boylamı 26°36′ D) Çanakkale-Bayramiç ilçe haritası üzerinde belirtilmiştir.

ve uyduları ile halkalarıdır. Bu tozlar Güneş Sistemi aracılığıyla yıldızlararasına süpürülür. Bu kozmik toz parçacıkları aynı zamanda sıklıkla mikrometeoroidler olarak da adlandırılır ve büyüklükleri birkaç molekülden on milimetreye kadar büyüklükteki topluluklardır.

Gezegenlerarası uzaydaki toz parçacıkları Güneş Sisteminin yaşına göre çok daha kısa ömürlere sahiptir. Çeşitli dinamik etkiler malzemeyi uzayda dağıtır ve boyut olarak da genellikle büyükten küçüğe doğru giden parçacıklara dönüştürür. Bu nedenle gezegenlerarası tozun yeni olması gerekir (Grün 2007). Kozmik toz, Güneş Sistemi üzerindeki geniş dağılımı sayesinde, ebeveynleri (kuyruklu yıldızlar, asteroitler ve hatta yıldızlararası madde) hakkında bilgi ediniyoruz.

Toz parçacıkları yalnızca Güneş'in ve gezegenlerin çekim kuvvetini takip etmekle kalmaz, aynı zamanda gezegenlerarası manyetik alanı ve elektromanyetik ışımayı da algılar. Ayrıca Güneş rüzgarı ve uzayda karşılaştıkları diğer toz parçacıklarıyla da genellikle yüksek hızlarda etkileşime girerler. Bu çarpışmalar her iki parçacığın aşınmasına veya parçalanmasına neden olur ve böylece çok sayıda küçük parçacık oluşur. Gezegenlerarası tozun dinamikleri yalnızca konum ve hız açısından tanımlanamaz; boyutları veya kütleleri de dikkate alınmalıdır. Bu hızlandırılmış ve büyük boyutlu tozlara karşı UUİ'deki korunma kalkanı hayati öneme sahiptir.

Modern toz dedektörleri, ayda tek bir darbeden saniyede bin darbeye kadar toz darbe oranlarını güvenilir bir şekilde ölçebilmektedir. Derin uzay uyduları, gezegenler arası uzayda Güneş'ten 0.3 ila 18 AB uzaklıkta mikrometeoroidleri tespit etmiştir. Dünya yörüngesindeki insan yapımı uzay enkazları nedeniyle toz tehlikesi ancak son zamanlarda yeniden önem kazandı. Uzaya taşınan her ekipman, arızalanan bataryalar veya yakıt sistemleri nedeniyle meydana gelen patlama veya çarpma sonucu bozulduğunda, diğer uyduları tehlikeye atan küçük mermilerin kaynağı haline gelmektedir. Bazı tahminler, 50 yıl içinde insan yapımı uzay faaliyetlerindeki sürekli artışın, Dünya'ya yakın uzay ortamını insanlar ve ekipmanlar için yaşanmaz hale getirecek bir kontrolden çıkma etkisine yol açacağını göstermektedir (Grün 2007).

4.2 Çanakkale Göktaşı

Ana oksit değeri %2.23-2.39 aralığında çıkan aluminyumun (Al_2O_3) varlığı, Çanakkale göktaşının 1600 K'e varan yüksek yoğunlaşma sıcaklığını gösteren kanıttır. Bu mineral daha sonra ısınma geçirmedi, bu da Çanakkale göktaşı gibi göktaşların soğuyan Güneş bulutsusunda yoğunlaştıkları anlamına gelir (Bless 1996).

Radyometrik tarihleme yöntemi ve ilişkili teknikleri ile bir göktaşının yaşı, oluşum süreci ve sonraki dönemlerde neye dönüşebileceği araştırılır. Bu kapsamdaki araştırmalar Güneş Sisteminin ve gezegenlerin tarihine, nasıl oluştuğu ve şekillendiğine ilişkin bilgiler sağlar. Günümüzde göktaşı düşüşleri tüm gökyüzü kameralarıyla gözlenmekte ve çarpma noktasının hesaplanmasının ardından göktaşına ulaşılmaktadır (Ceplecha 1961). Bu teknikle alınan görüntüler hem taşların yerdeki yerini belirlemekte hem de daha önemlisi göktaşın yörüngesini hesaplamak için kullanılabilmektedir (McCrosky ve diğ. 1971; Oberst ve diğ. 2004). NASA, güneydoğu ABD üzerinde göktaşlarını tespit eden ve yörüngeyi, büyüklüğünü, yer izini ve diğer parametreleri hesaplayan otomatik bir sisteme sahiptir ve bu sistem genellikle her gece bir dizi olayı tespit eder. Bu konuda, ülkemizde 2014-2017 yılları arasında "Türkiye Meteor Takip Sistemleri Ağı Kurulumu" başlıklı bir TÜBİTAK 1001 (113F035 MFAG) projesinin başarıldığını belirtelim.

Çanakkale göktaşının düşmesinin üzerinden yaklaşık 60 yıl geçmiştir. Eskiye dönük görüntüleme bilgisi bulunmamaktadır. Bununla birlikte, Şekil 10'da Çanakkale göktaşının düştüğü harita ayrıntılandırılarak verilmiştir. Görgü tanıklarının bilgilerinden faydalanılarak Çanakkale göktaşının yaklaşık yere düşme yönü kırmızı ok ile belirtilmiştir. Her iki parametrenin (yaşın ve yörüngesinin) bilimsel çıktısı, Çanakkale göktaşının tümüyle araştırılmasını tamamlayacaktır.

Teşekkür

İstanbul Üniversitesi–Cerrahpaşa Maden Mühendisliği Jeoloji Mühendisliği Bölümü Öğretim üyelerinden A.S. Öngen ve N. Hanilci'ye saha bilgileri ve laboratuvarların kullanımı konusunda verdikleri destekten dolayı teşekkür ederiz. Çeşitli analizler için İstanbul Üniversitesi-Cerrahpaşa İleri Analiz

Laboratuvarı'na da teşekkür ederiz. Bu çalışmayı iyi seviyeye yükselten önerilerinden dolayı TJAA hakemlerine ayrıca teşekkür ederiz. Bu çalışma, İstanbul Üniversitesi Bilimsel Araştırma Projeleri Birimi'nin (BAP) aşağıdaki iki projesi tarafından desteklenmiştir: 690 Yüksek Lisans Tezi Projesi ve YADOP-4124.

Kaynaklar

Aysal, N., Öztürk, B., Esenoğlu, H.H., Kaygusuz, E., Yeşiltaş, M., Öngen, S. 73. Türkiye Jeoloji Kurultayı, Ankara, 24-28 Mayıs 2021, sayı 143, ISBN: 978-625-7653-17-6 (2021) 371–372

Bless, R.C., Discovering Cosmos, University Science Books (1996)

Burton, A.S., Elsila, J.E., Glavin, D.P., Dworkin, J.P., Örnek, C.Y., Esenoğlu, H.H., Unsalan, O., Öztürk, B., 47th Lunar and Planetary Science Conference, The Woodlands, ABD, 21-25 Mart 2016 (2016) 1–2

Ceplecha, Z., Bulletin of the Astronomical Institute of Czechoslovakia **12** (1961) 21–47

Esenoğlu, H.H., Paçal, F., Şahin, A.E., Çakiris, A. Aysal, N., 3. Uzay Ekonomisi, Uzay Hukuku ve Uzay Bilimleri Sempozyumu, 4-5 Mayıs 2023, İstanbul University Press, baskıda (2023)

Esenoğlu, H.H., IV. Sağlık Tarihi ve Müzeciliği Sempozyumu (Editörler: M.D.Çekin, B.Erdem), İstanbul, 6-7 Temmuz 2018, Zeytinburnu Belediyesi Kültür Yayınları No.85, ISBN: 978-625-99034-8-4 (2024) 369–383

Grün, E., Chapter 34: Solar System Dust, in Encyclopedia of the Solar System (Second Edition, edit. L.A.McFadden, P.R.Weissman, T.V.Johnson), Academic Press, ISBN 978-0-12-088589-3 (2007)

Jiang, W., Liang, P., Wang, B., Fang, J., Lang, J., Tian, G., Jiang, J., Zhu, T.F., Nat Protoc **10** (2015) 768–779

Kızılırmak, A., The Meteoritical Bulletin **33** (1965)

McCrosky, R.E., Posen, A., Schwartz, G., Shao, C.-Y. Journal of Geophysical Research **76** (1971) 4090-4108

Nagano, Y., Walker, J., Loughrey, A., Millar, C., Goldsmith, C., Rooney, P., Elborn, S., Moore, J., International Journal of Environmental Health Research **19** (2009) 187–199

Oberst, J., Heinlein, D., Köhler, U., Spurný, P., Meteoritics and Planetary Science **39** (2004) 1627–1641

Öztürk, B., İÜ Fen Bilimleri Enstitüsü, Yüksek Lisans Tezi (Danışman: H.H. Esenoğlu) (2019) 36–37 https://tez.yok.gov.tr

Pandey, U, Bell, A. S., Renner, D. W., Kennedy, D. A., Shreve, J. T., Cairns, C. L., Jones, M. J., Dunn, P. A., Read, A. F., Szpara, M. L., mSphere (2016) 00132–16

Ünsalan, O., Yilmaz, A., Bölükbaşi, Yalçinkaya, O., Öztürk, B., Esenoğlu, H.H., Ildiz, G., Örnek, C.Y., Spectrochimica Acta Part A-molecular and Biomolecular Spectroscopy (2012) 250–255

Access:
M25-0366: Turkish J.A&A — Vol.6, Issue 3.

TJAA Vol. **6**, *Special Issue*, *p.*217–222 (2025). DOI: 10.55064/tjaa.1598416 *Conference Paper*

Genişleme Paralaksı ile Nova Zarfları Araştırması

Hasan H. Esenoğlu[1] ⋆, Gamal M., Hamed[2], Abdullah Tufan[3],

[1] *İstanbul Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 34119, Türkiye*

[2] *National Research Institute of Astronomy and Geophysics, Stellar Astronomy Lab, Cairo-1142, Egypt*

[3] *İstanbul Üniversitesi, Fen Bilimleri Enstitüsü, Astronomi ve Uzay Bilimleri ABD*

Accepted: March 24, 2025. Revised: March 24, 2025. Received: December 8, 2024.

Özet

Novaların patlama sonrasında oluşan zarfları çeşitli dar band filtrelerle gözlenerek araştırılmaktadır. Genişleme paralaksı ile novaların zarfları ortaya çıkartılmakta, açısal büyüklükleri belirlenmekte ve nihayetinde mutlak parlaklıkları dolayısıyla uzaklıkları tespit edilmektedir. Bu çalışmada, görüntüleme yöntemi kullanılarak, RTT150 TFOSC kamerasının $11.1 \times 11.1'$ görüş alanına giren nova ve komşu yıldızların astronomik görüş (seeing veya PSF) değerleri için gözlem verisi sunulmuştur. Bu amaçla O III (λ500.7 nm), Hα (λ656.39 ve λ656.92 nm) ve S II (λ674.98 nm) dar bant filtrelerinde (FWHM olarak sırasıyla 5.6, 2.0, 5.0 ve 6.4 nm) uzun poz (1800 ve 3600 saniye) verilerek alınmış görüntüler kullanılmıştır. Burada belirtilen dar bantların Hα, O III ve S II olarak seçilmesi aranan nova kabuğunun içeriği ile ilgilidir. Yaygın kaynak olan nova kabuklarında dar band hidrojen ve oksijen salma bollukları yüksek yani parlak ve kükürtün ise zayıf yani sönük olmaktadır. Çalışmanın bu aşamasında 13 adet novanın gözlem verileri bilgisi ve üzerinde nova kabuğu olup olmadığının tespitine ilişkin sonuçlar verilmiştir. Buna göre, nova V1831 Aql ve V962 Cep'te kabuk henüz ölçüm alınabilecek büyüklüğe genişlememiştir. Nova V611 Sct'de çok zayıf bir kabuk görülmüştür. V1974 Cyg, V2659 Cyg, V339 Del, V392 Per, V1112 Per ve V612 Sct'de ölçüm yapılabilecek nova kabukları belirlenmiştir. Ayrıca, DQ Her'in çok genişlemiş kabuğu yıldızlararası ortama katılma sürecindedir. V1112 Per'in dar band gözlemine ek olarak tayfı da alınmıştır. Kabuğunun Hα ve O III dar band görüntülerindeki parlaklık farkı tayfındaki Hα ile O III tayf çizgilerinin şiddetleri arasındaki farkla ilişkili olduğu görülmüştür. RW UMi'nin örnek bir güncel kabuk çapı hesaplaması da gösterilmiştir.

Abstract

The post-outburst shells of novae are being studied by observing them using a range of narrow-band filters. It is employed the expansion parallax method to investigate the shells of novae, measure their angular sizes, and ultimately determine their absolute luminosities, enabling us to calculate their distances. In this study, using the imaging method, observational data were presented for the seeing (PSF) values of the nova and nearby stars within the $11.1' \mathrm{x} 11.1'$ field of view of the RTT150 TFOSC camera. To achieve this, long-exposure images (1800 and 3600 seconds) were taken using narrow-band filters centered on O III (λ500.7 nm), Hα (λ656.39 and λ656.92 nm), and S II (λ674.98 nm), with respective FWHMs of 5.6 nm, 2.0 nm, 5.0 nm, and 6.4 nm. The selection of the narrow-band filters Hα, O III, and S II is directly related to the chemical composition and emission characteristics of the nova shell. In nova shells, which are common sources, narrow-band emissions of hydrogen and oxygen are strong (bright), while sulfur emission is weak (faint). At this stage of the study, observational data for 13 novae were presented, along with the results indicating whether a nova shell was detected around each of them. Accordingly, in the cases of nova V1831 Aql and V962 Cep, the shells have not yet expanded to a size sufficient for measurable observations. Nova V611 Sct exhibited a very faint shell. Prominent and measurable nova shells were detected around V1974 Cyg, V2659 Cyg, V339 Del, V392 Per, V1112 Per, and V612 Sct. In addition, the significantly expanded shell of DQ Her is in the process of merging with the interstellar medium. In addition to the narrow-band observations of V1112 Per, a spectrum was also obtained. The brightness difference observed in the Hα and O III narrow-band images of the shell is directly related to the variation in the intensities of the Hα and O III spectral lines in the spectrum. An example of the current shell diameter calculation for RW UMi was also provided.

Anahtar Kelimeler: nova – nova shell – narrow-band – imaging observation – expansion parallax

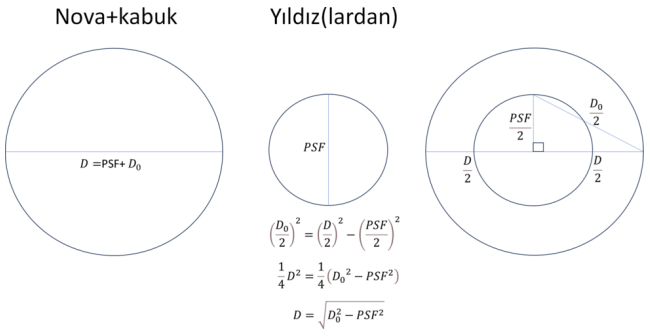
1 Giriş

Novaların patlamalarından sonraki yıllar içerisinde uzaya atılan kabukları nokta kaynaktan yaygın kaynağa dönüştüğünden genişleme paralaksı yöntemi ile açısal büyüklükleri ölçülebilmekte ve sonrasında uzaklıkları da hesaplanabilmektedir (Cohen 1985). Dolayısıyla, nebular genişleme paralaksı, genişleyen kabuğun verdiği avantaj ile bir novanın uzaklığının ölçülmesinde güvenilir metot olarak kabul edilir.

Dar band Hα'da yapılan görüntü gözlemleri esas alındığında, novalar iki gruba ayrılabilir (Esenoglu 1996, 1997). Esenoglu (1996)'na göre, galaktik novalar için bulunan bu iki grup birbirlerinden -7.1 kadirden (Eddington limitinden) itibaren ayrılmaktalar. Bu ikili sınıflamaya göre bir grup nova, patlama esnasında en az 10 faktörü ile bu kritik ışıma gücünü aşan bir değerde ışıma yaparlar. Diğer bir grup nova, yaklaşık bu kritik ışıma gücüne yakın sabit bir

⋆ esenoglu@istanbul.edu.tr

© 2025 Turkish Astronomical Society (TAD)



Şekil 1. Nova kabuklarının çap ölçümleri çıkarımı. Kabuk yapı kaynaklandığı patlama öncesi novanın (yani beyaz cücenin) bütünleşiğidir. Şekilde, PSF ölçümü ile yıldız ve kabuğunun birbirlerinden ayırt edilmesi gösterildi.

değerde ve uzun sürelerde ışımada bulunurlar. -7.1 kadir mutlak parlaklık değerine dayanan yani Eddington limiti temelli bu nova sınıflaması, genişleme paralaksı ölçümlenen 24 adet nova üzerinden elde edilmiş olup buna her yeni novanın eklenmesi ile sınıflamanın Eddington sınırındaki duyarlılığını artıracaktır. Bu konuda bir yüksek lisans tez çalışması yürütülmektedir. Bu çalışma ve 22BRTT150-1974 gözlem projesi yeni nova sınıflamasına katkı sunacaktır.

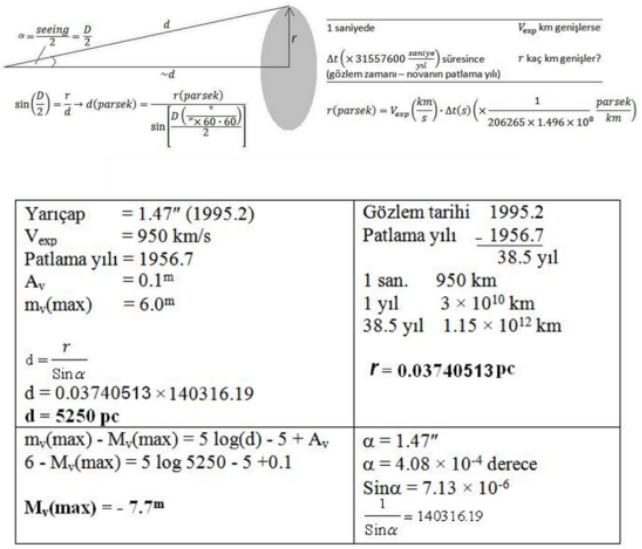
Genişleme paralaksı metodu ve nova kabuğu verileri §2'de ve gözlenen nova kabuklarına ilişkin bulgular da §3'de verildi.

2 Yöntem

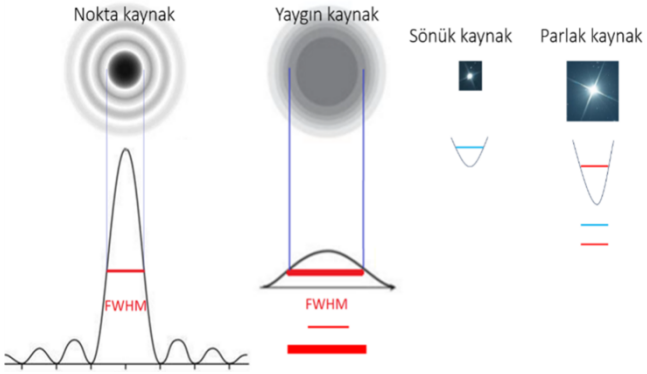
Nova kabukları araştırmasında nebular genişleme paralaksı yönteminin uygulanmasında nova kabuğunun genişleme hızı ve yarıçapı gereklidir. RTT150 teleskobu ve donanımı görüntüleme ve dar bant filtreleri (Hα, O III, S II) ile nova kabukları araştırmasına olanak vermektedir. 22BRTT150-1974 numaralı "Genişleme Paralaksı ile Nova Zarfları Araştırması" başlıklı gözlem projesi ile 5-10 yıl öncesinde patlama geçiren novalar seçilmiştir. Beyaz cüce üzerinde ve yığışma diski içerisinde patlama ile birlikte bir kabuk oluşur ve yeterince yaygın ise genişleme paralaksı yöntemi ile kabuğun açısal büyüklüğü ölçülmektedir.

Şekil 1'de nova kabuklarını ölçme yönteminde kullanılan parametreler ve formül çıkarımı verilmiştir. Şekil 2'de ise Şekil 1 bilgisini tamamlayıcı olarak nova kabuk çapının ölçümünden sonra uzaklık (veya mutlak parlaklık) hesabı için bir görsel verilmiştir (Esenoglu 2015). Şekilde gerçek bir novanın (RW UMi'nin) değerleri kullanılmıştır (Esenoglu ve diğ. 2000).

Bu tanımlamalara göre D_o, kabuğu ölçülecek kaynağın astronomik görüş (seeing, yay saniyesi biriminde veya PSF ölçümü) değeridir. Bu astronomik görüş değeri, kaynağın hem kendisine ve hem varsa kabuğuna aittir. Kaynağın kabuksuz haline ait astronomik görüş değerini, çevresindeki nokta kaynakların ortalaması alındığındaki astronomik görüş veya PSF değeri verir. Çünkü, kabuklu kaynak ve çevresindeki kabuksuz kaynaklar yani yıldızlar aynı poz süresi ve gözlem şartlarında alınmıştır ve gerçekten araştırılan kaynağın kabuğu olmasaydı diğerleri gibi o da nokta kaynak gibi davranacaktı. Burada yaygın kaynak olan novayı disk gösteren gezegenlere benzetebiliriz (bkz. Şekil 3'teki "yaygın kaynak"). Nova dışındaki nokta kaynaklar da yıldızlardır (bkz. Şekil 3'teki "nokta kaynak"). Buna göre, yoğunlukları ve sıcaklıkları değişen atmosfer katmanlarından geçen nokta kaynak olan



Şekil 2. Nova kabuk çapının ölçümünden sonra uzaklık (veya mutlak parlaklık) hesabı aşamaları, çizim ve gerçek gözlem verileri üzerinden gösterildi.



Şekil 3. Farklı türde gökcimlerin ışığına karşı Yer atmosferinin davranışını sergileyen bir görsel. Soldaki iki resim, nokta kaynak ve yaygın kaynak ışığının FWHM değerlerinin "farklılığını" gösterir. Sağdaki iki resim de kaynakların parlak veya sönük olmasına karşın FWHM değerlerinin "sabit genişlikte" kaldığını belirtir.

yıldız ışıkları sürekli olarak kırılır ve yön değiştirir. Bu ışık dalgalanmaları, yıldızların yerlerini kısa süreliğine hafifçe değiştirir gibi görünmesine yol açar. Bu yüzden genel olarak yıldızların ışıkları, göz kırpar gibi titreşir. Disk gösteren kaynakların mesela gezegenlerin ışıkları da aynı atmosfer şartlarında benzer şekilde sürekli kırılır ve yön değiştirir. Ancak bu yön değiştirmeler daha geniş "disk"e yayıldığı için gezegenlerin parlaklık değişimi neredeyse yok denecek kadar az olur. Dolayısıyla ışığın kısa süreli ve devamlı yanıp-sönmesi veya sabitliği çıplak gözle bakıldığında "yıldız mı? gezegen mi?" ayırımında bilinen bir uygulamadır. Buna göre, novanın yani kabuklu yaygın kaynağın çapı (D), Şekil 1'deki iki daire (D_o ve PSF) arasındaki halkadan yararlanarak formül ile gösterildiği gibi hesaplanır.

Gök cisimlerin nokta veya yaygın kaynak olmaları ile sönük veya parlak durumlarında Yer atmosferinin davranışını temsil eden bir görsel anlatım da Şekil 3'te gösterilmiştir. Buna göre,

Çizelge 1. Yeni novaların zarf çalışması için belirlenecek parametre listesi. Genişleme paralaksı nova hız sınıfları için sırasıyla, Edington bolometrik mutlak parlaklık ($M_{bol,max}$, kadir) ve ışıma gücü (L, erg s^{-1}) değerleri: "hızlı ve çok hızlı": (>-7.1, $>2.2\times10^{38}$); "orta hızlı ve yavaş": (≤-7.1, $\leq2.2\times10^{38}$).

Parametre		Birim
Nova ismi ve keşfeden		
Patlama yılı	t_0	
Sağ açıklık, Dik açıklık	α, δ	
Maksimum ışıktaki parlaklık	$m_{v,max}$	
İniş hızı zamanı	t_2, t_3	gün
İniş hızı	V_d	kadir/gün
Genişleme hızı	V_{exp}	km s^{-1}
Gözlem tarihi	t	
Genişleme tarih aralığı	$\Delta t{=}t-t_0$	
Gecelik astronomik görüş (seeing: ″)		
• Hα'da nova-D_0 ve civar yıldızlar		
• O III'de nova-D_0 ve civar yıldızlar		
• Hα dışında nova-D_0 ve civar yıldızlar		
• ortalama; civar yıldızlar, PSF		
Nova Zarfı		
• çapı: Hα'da	D	″
• çapı: O III'de	D	″
• çapı: Hα dışında	D	″
• yarıçapı: Hα'da	$D/2$	″
• yarıçapı: O III'de	$D/2$	″
• çizgisel büyüklüğü	r	pc
• genişleme oranı		″ $yıl^{-1}$
Novanın uzaklığı	d	pc
Yıldızlararası sönümleme değeri	A_v	kadir
Maksimum parlaklık	$M_{v,max}$	kadir
Fotometrik nova hız sınıfı		
• çok hızlı	$t_3\leq15$	gün
• hızlı	$16\leq t_3\leq42$	gün
• orta seviyede hızlı	$43\leq t_3\leq20$	gün
• yavaş	$t_3\leq30$	gün
• çok yavaş	$t_3\geq23$	gün
Tayfsal nova hız sınıfı (örn. FeII)		
Genişleme paralaksı nova hız sınıfı		
• çok hızlı ve hızlı	t_2=0-25, t_3=0-42	gün
• orta hızlı ve yavaş	t_2=26-150, t_3=43-150	gün

nokta kaynak durumunda, gökcismin ışığının toplandığı içteki birincil dairenin çapı, bir Gauss profilinin yarı yükseklikteki tam genişliğine (FWHM'ye) yaklaşık eşittir. Aynı durum yaygın kaynak için de geçerlidir, ancak FWHM genişlikleri "farklılık" gösterir; yaygın kaynağın FWHM değeri nokta kaynağındakinden büyüktür (bkz. Şekil 3'te ince ve kalın çizgi). Atmosfer, tüm gökcisimlere karşı tepkisi aynıdır çünkü nokta kaynak veya yaygın kaynak ta olsalar ışıkları paralel gelecek kadar uzaktadırlar. Dolayısıyla bu olay, atmosferden veya gökcisimlerin sönük ya da parlak olmasından kaynaklanmaz. Kaynağın sönük veya parlak olması FWHM değerlerini değiştirmez ve her iki kaynağın çapı "sabit genişliktedir" (bkz. Şekil 3'te mavi ve kırmızı çizgi). Genişleme paralaksında bu durum, atmosferin yaygın ve nokta kaynaklara duyarlı olduğu ancak parlak veya sönük kaynaklara karşı ise ayırt ediciliği bulunmadığı bilgisini vermektedir.

Çizelge 1'de nova zarf araştırması için parametre listesi oluşturulmuştur (Esenoglu 2015). Diğer astrofizik parametreleri

Çizelge 2. Nova kabuğu için RTT150 teleskobu ile alınmış 13 dar band gözleminin s cinsinden poz süreleri. Kullanılan 4 filtre için nm cinsinden λ ve FWHM değerleri: O III (500.7, 5.6), Hα(1) (656.39, 2), Hα(2) (656.92, 5), S II (674.98, 6.4). GD (gözlem durumu): "+" tamamlanan gözlem, "-" veri eksikliği olan gözlem.

No	Tarih	Nova-V	GD	O III	Hα(1)	Hα(2)	S II
1	20240731	1381 Aql	+	3600	-	-	-
	20230920	1381 Aql		-	-	3600	3600
	20221111	1381 Aql		-	1800	-	-
				-	3600	-	-
2	20240731	1405 Cas	-	1800	-	1800	-
3	20230919	962 Cep	-	3600	-	300x10	-
				300x10	-	-	-
	20230918	962 Cep		3600	-	3600	3600
4	20231021	1974 Cyg	+	1800	1800	1800	1800
5	20240731	2659 Cyg	+	-	-	3600	-
	20230919	2659 Cyg		300x10	-	300x10	300x10
	20230824	2659 Cyg		3600	3600	-	3600
6	20230920	HR Del	-	-	-	1800	1800
7	20240731	339 Del	+	-	-	3600	-
	20230918	339 Del		1800	-	-	-
	20230831	339 Del		300x10	300x10	-	300x10
	20221111	339 Del		-	1800	-	1800
8	20240530	DQ Her	+	3600	3600	3600	3600
9	20230920	392 Per	+	300x4	-	1800x2	300x4
					-	300x4	-
	20230831	392 Per		300x6	300x6	-	300x6
	20230824	392 Per		1800	1800	-	-
	20211111	392 Per		-	-	1800	1800
10	20231021	1112 Per	+	1800	300	1800	1800
				300		300	300
11	20240731	611 Sct	+	-	-	3600	-
	20230920	611 Sct		3600	-	-	-
	20230727	611 Sct		-	3600	-	3600
12	20240731	612 Sct	+	-	-	3600	-
	20230920	612 Sct		300x10	-	-	300x3
	20230918	612 Sct		-	300	-	300
	20230831	612 Sct		1800	3600	-	3600
13	20240529	RW UMi	+	3600	-	-	-
	20240430	RW UMi		-	3600	3600	3600

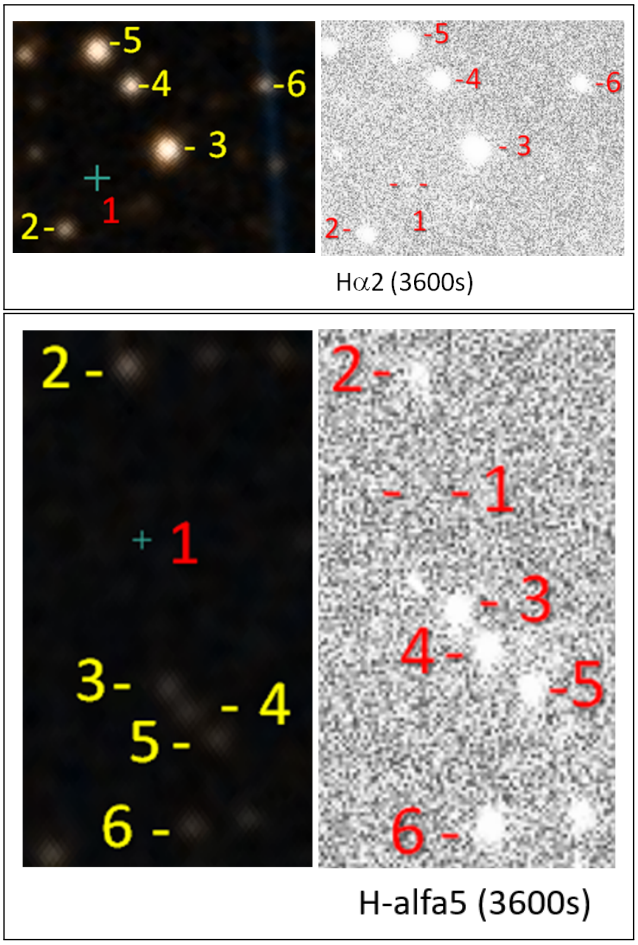
ile birlikte zarf ölçümü ve hesaplamaları için de otomatik yapılabilecek bir doküman dosyası yapılandırılmaktadır.

2.1 Gözlemler

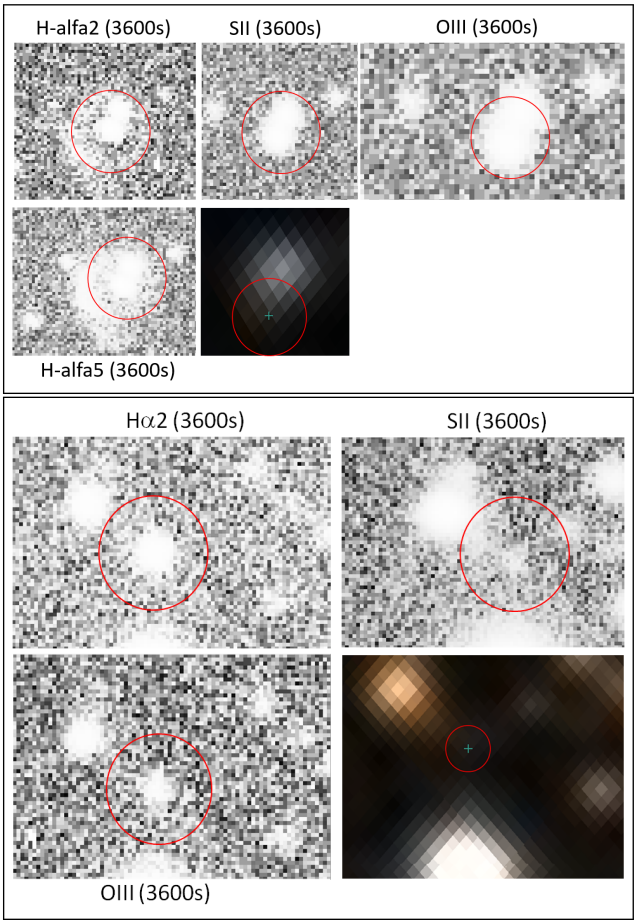
Dar band görüntüleme gözlemleri Türkiye Ulusal Gözlemevlerinin TUG RTT150 teleskobu ile yapıldı. Görüntüler odak oranı f/7.7 olan Cassegrain odak düzlemindeki TFOSC ile alındı. Teleskobun optik özellikleri: Odak uzaklığı 11611 mm, odak ölçeği 17.8″ mm^{-1} ve açısal görüş alanı 26.7″. TFOSC'un odağı, 0.68 indirgeme çarpanlı olduğundan hem doğrudan görüntüleme hem de tayfölçer olarak kullanılabilmektedir. Optik tasarımından dolayı 30×30 mm'lik bir CCD yongası konabilecek 13.3×13.3′'lik görüş alanına sahiptir.

TFOSC'ta Andor (iKon-L 936 BE0X2-DD-9ZQ) kamera kullanılmaktadır. Özelikle kırmızıöte bölgede duyarlılığı arttırılmış kameranın temel özellikleri: CCD yongası E2V CCD42-40, 2048×2048 piksel, piksel boyutu 13.5×13.5 μm, piksel ölçeği 0.33″ $piksel^{-1}$ ve görüş alanı 11.1×11.1″.

Genişleme paralaksı metoduyla nova kabukları araştırması projesi (TUG-22BRTT150-1974) ile 13 novanın dar band gözlemleri Çizelge 2'de harf ve rakam sırasına göre verilmiştir. TFOSC gözlemlerinde kullanılan 3 adet farklı merkezi



Şekil 4. (**Grup-1, Üst**): 1 numara ile gösterilen V1831 Aql'da Hα'da kabuk görüntüsü bulunmadı. Soldaki Simbad ile sağdaki RTT150 görüntüsünde 2-6 yıldızları belirgin ancak 1 nolu nova sönüktür. (**Grup-2, Alt**): 1 numara ile gösterilen V962 Cep'de Hα'da kabuk görüntüsü bulunmadı. Soldaki Simbad ile sağdaki RTT150 görüntüsünde 2-6 yıldızları belirgin ancak 1 nolu nova sönüktür.



Şekil 4 – *devamı.* **(Grup-3, Üst)**: Sağ altta Simbad görüntüsünde "+" işaretli konumda görülmeyecek kadar sönük V1974 Cyg'nin kabuğu, alandaki yıldız ile karşılaştırıldığında tüm dar bandlarda parlaktır
(Grup-4, Alt): Simbad görüntüsünde "+" işaretli konumda görülmeyecek kadar sönük V2659 Cyg'de, alandaki yıldız ile karşılaştırıldığında Hα'da ölçülebilir bir kabuk görüldü.

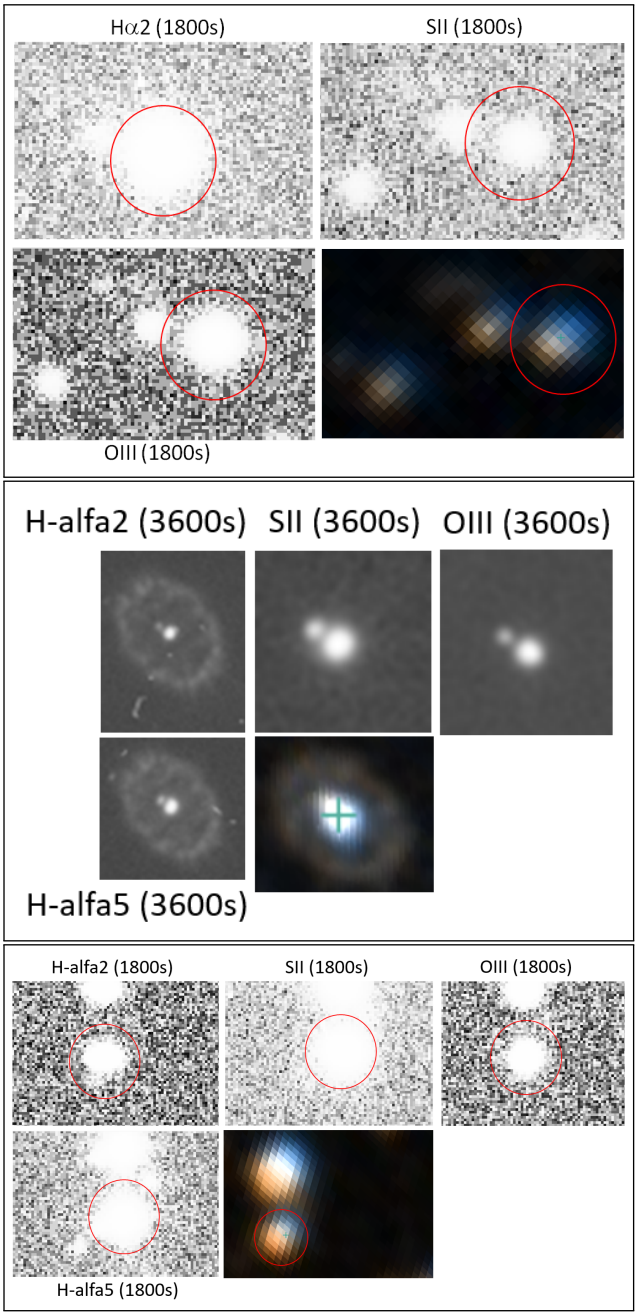
dalgaboylu filtreler de band genişlikleri ile birlikte uzundan kısaya doğru belirtilmiştir. Çizelgeye göre, gözlemi yapılan 13 novadan 3'ü dışında ("-" ile belirtilen) diğerlerinin ("+" ile belirtilen) tüm dar bandlarda gözlemi tamamlanmış gözükmektedir.

3 Sonuçlar

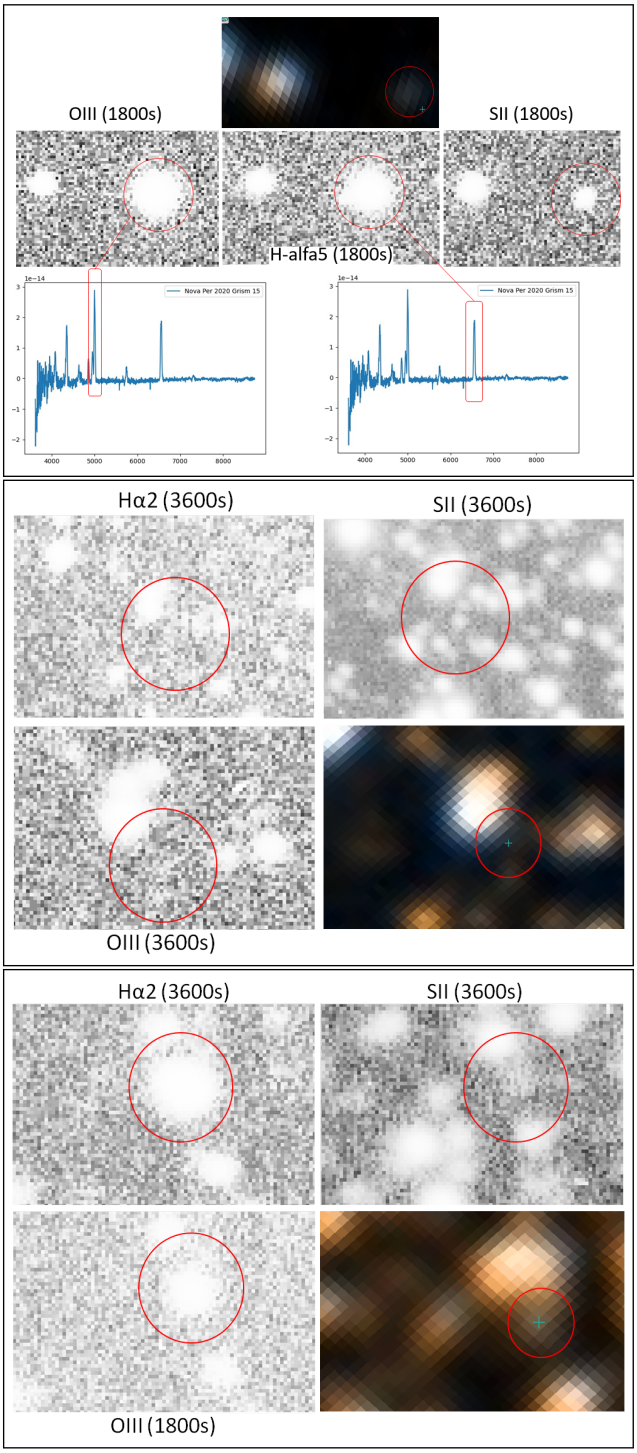
Gözlemi gerçekleştirilen novaların görüntüleri farklı filtreler (Hα'nın farklı band genişlikleri dahil) ve Simbad gök atlası ile karşılaştırmalı olarak Şekil 4'te toplam 10 şekil Çizelge 2'deki sıraya göre verilmiştir. Şekiller üzerinde 1 numara (veya kırmızı yuvarlak ya da "+" işareti) ile gösterilen nova, renkli görüntüler Simbad ve gri olanlar RTT150'dir. Novaların kabuk durumları, filtre ve poz süreleri de belirtilmiştir.

Görüntülerin filtreler ve Simbad gök atlasındaki yıldızlar ile karşılaştırılmasından novaların kabuk durumları yaklaşık belirlenebilir. Buna göre, 10 nova için sonuçlar Çizelge 3'de verilmiştir. İki novada (V1831 Aql ve V962 Cep) kabuk henüz ölçüm alınabilecek büyüklüğe genişlememiştir (bkz. Şekil 4; Grup 1 ve 2). Bir novada (V611 Sct) çok zayıf bir kabuk görülmektedir (bkz. Şekil 4; Grup 9). Diğerlerinde ölçüm yapılabilecek nova kabukları belirlenmiştir. Bunların içerisinde, 1934 yılında patlamış olan klasik nova DQ Her'in bilinen oldukça genişlemiş kabuğunun yaklaşık 90 yıl sonraki en son görüntüsü alınmıştır (bkz. Şekil 4; Grup 6). Nova kabuklarının yıldızlararası ortama karışarak görünürlüğünün sönükleşmesi yaklaşık 500 yıl olup DQ Her'in yıldızlararası ortama katılma sürecinin devam ettiği söylenebilir. V1112 Per'in dar band gözlemine ek olarak tayfı da alınmıştır (bkz. Şekil 4; Grup 8). Kabuğunun Hα ve O III dar band görüntülerindeki parlaklık farkı tayfındaki Hα ile O III tayf çizgilerinin şiddetleri arasındaki farkla ilişkili olduğu görülmüştür.

Ayrıca eski klasik nova RW UMi'nin kabuğu da örnek olarak ölçülmüştür. Ölçüm değerleri ve kabuk çapı hesaplamaları Çizelge 4'de verilmiştir. Buna göre, RW UMi'nin 2024 yılına ait kabuk çapı Hα'da (λ 656.39 nm) 0.64″ ve O III'de (λ 500.7 nm) $0.43''$ ölçülmüştür. Bu sonuçlar, novanın kabuğunun ölçülebilir büyüklükte olduğunu ve hidrojence zengin olması yanında kabuğun çapını verecek kadar oksijeni içerdiğini göstermiştir. Novanın 2024 yılındaki bu yeni ölçüm sonuçları, 1995 yılındaki eski değeri ile de karşılaştırılmıştır. Buna göre, Hα'da 2024'de kabuk çapı 0.64″ iken 1995'de 2.94″ ölçülmüştü. Aradan geçen 29 yılda nova kabuğunun daha da genişlemesi beklenir. Bu çelişkili durumun neden kaynaklandığı



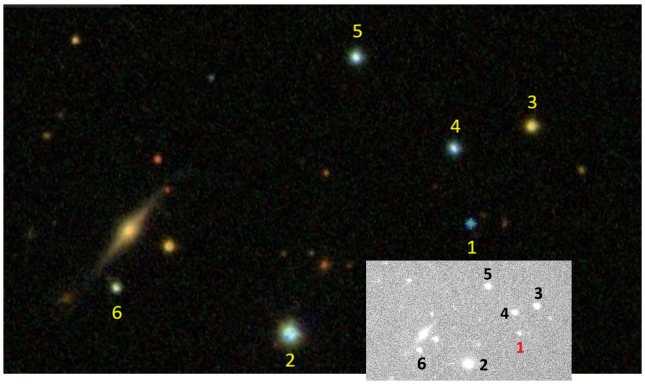
Şekil 4 – *devamı.* **(Grup-5, Üst)**: Sağ altta Simbad görüntüsünde yuvarlak içindeki belirgin V339 Del'de, alandaki yıldızlar ile karşılaştırıldığında O III've özellikle Hα'da ölçülebilir bir kabuk görüldü.
(Grup-6, Orta): Sağ altta Simbad görüntüsünde "+" işaretli parlak DQ Her'de, O III ve S II dar bandları ile karşılaştırıldığında Hα'da uzaya genişlemiş elips şekilli bir kabuk yapısı görüldü. Buradan kabuğun tam küresel genişlemediği sonucu çıkartılabilir. Üstten bakış görüntüsü ayrıca, kabuğun optik olarak ince olduğunu veya düşük yoğunluğunu da gösterdi.
(Grup-7, Alt): Sağ altta Simbad görüntüsünde yuvarlak içindeki belirgin V392 Per'de, alandaki yıldız ile karşılaştırıldığında Hα'da ölçülebilir bir kabuk görüldü.



Şekil 4 – *devamı.* **(Grup-8, Üst)**: Üstte Simbad görüntüsünde yuvarlak içindeki sönük V1112 Per'de, alandaki yıldız ile karşılaştırıldığında O III'de ve Hα'da ölçülebilir genişlemiş bir kabuk görüldü. RTT150 ile alınmış tayfında O III ve Hα salma çizgilerinin şiddetleri de bu durumu desteklemektedir.
(Grup-9, Orta): Sağ altta Simbad görüntüsünde "+" işaretli ve yuvarlak içindeki görülmeyecek kadar sönük V611 Sct'de, alandaki yıldızlar ile karşılaştırıldığında ölçülebilir kabuk çok zayıftır.
(Grup-10, Alt): Sağ altta Simbad görüntüsünde "+" işaretli ve yuvarlak içindeki sönük V612 Sct'de, alandaki yıldızlar ile karşılaştırıldığında O III've özellikle Hα'da ölçülebilir bir kabuk görüldü.

Çizelge 3. Gözlemi tamamlanan (+) novaların kabuklarına ilişkin sonuçlar.

No	Nova-V	Gözlem	Kabuk
1	1831 Aql	+	Yok
2	1405 Cas	-	-
3	962 Cep	-	Yok
4	1974 Cyg	+	O III'de parlak
5	2659 Cyg	+	Ölçülebilir
6	HR Del	-	-
7	339 Del	+	Ölçülebilir
8	DQ Her	+	Var
9	392 Per	+	Ölçülebilir
10	1112 Per	+	O III'de parlak
11	611 Sct	+	Çok zayıf
12	612 Sct	+	Ölçülebilir
13	RW UMi	+	Ölçüldü



Şekil 5. 1 nolu RW UMi'nin kabuğunu ortaya çıkartan PSF ölçümlerinde kullanılan alan kaynaklarının seçimi. 2-6 arasında işaretli yıldızlar novanın kabuğunu yıldızından ayırt etmek içindir. Büyük ve renkli olan görüntü Simbad ve küçük ve gri olan da RTT150'dir. Çizelge 4'de nova ve 2-6 nolu civar yıldızların PSF ölçümleri verildi.

araştırılacaktır. RW UMi'nin Simbad ve RTT150 görüntüsü Şekil 5'de verilmiştir; 1 nolu olan novadır, 2-5 nolu olanlar ise komşu yıldızlardır. PSF ölçümlerinde `Siril` (sürüm: 1.2.3) astronomik görüntü işleme aracı kullanılmıştır.

Teşekkür

Bu çalışma Türkiye Ulusal Gözlemevleri TUG 22BRTT150-1974 numaralı "Genişleme Paralaksı ile Nova Zarfları Araştırması" başlıklı proje tarafından desteklenmiştir. Bu çalışmayı iyi seviyeye yükselten önerilerinden dolayı TJAA hakemlerine teşekkür ederiz.

Kaynaklar

Cohen, J.G., ApJ **292** (1985) 90–103
Esenoğlu, H.H., Novaların tayfsal ve fotometrik analizi: Yeni bir sınıflama metodu (Danışman: Prof.Dr. M.T.Özkan), YÖK Tez Merkezi **56089** (1996)
Esenoglu, H., Dissertation, PASP **109** (1997) 1285—1285
Esenoglu, H.H., Workshop on Mechanisms of Cataclysmic Variable (Ed. M.Altan), Anadolu Ü. Yayınları No:3170 ve Fen Fakültesi Yayınları no:38, ISBN:978-975-06-1797-3 (2015)
Esenoglu, H.H., Saygac A.T., Bianchini A., Retter A., Ozkan M.T., Altan M., AA **364** (2000) 191—198

Çizelge 4. RW UMi'nin kabuk ölçümü hesabında kullanınaln seeing (″) değerleri. Kullanılan filtrelerin dalgaboyu (nm), FWHM (nm), Poz süreleri (s), Gözlem yılı: Hα (656.3, 4.5, 3600, 1995), S II (667.0, 4.9, 2400, 1995), O III (500.7, 5.6, 3600, 2024), Hα(1) (656.39, 2, 3600, 2024), Hα(2) (656.92, 5, 3600, 2024), S II (674.98, 6.4, 3600, 2024).

No	PSF	D	Hα	S II	O III	Hα(1)	Hα(2)	S II
1 (Nova-D_0)			4.23	3.11	2.19	1.49	2.29	1.49
2 (yıldız)			2.74	2.76	2.21	1.51	2.22	1.47
3 (yıldız)			3.71	2.76	2.15	1.46	2.22	1.51
4 (yıldız)			3.14	2.44	2.17	1.45	2.23	1.50
5 (yıldız)			2.81	3.08	2.12	1.51	2.18	1.54
6 (yıldız)			2.79	2.72	2.09	1.46	2.16	1.40
Ortalama	2-6		3.04	2.75	2.15	1.48	2.20	1.48
Ortalama	±		0.41	0.23	0.05	0.03	0.03	0.05
Kabuk Çapı (D)			2.94	1.45	0.43	0.19	0.64	0.13
Ortalama	+		3.45	2.98	2.19	1.51	2.23	1.54
Çap		+	2.45	0.89	-	-	0.53	-
σ: -			-0.49	-0.56	-	-	-0.11	-
Ortalama	-		2.63	2.53	2.10	1.45	2.17	1.43
Çap		-	3.31	1.82	0.61	0.35	0.73	0.42
σ:+			+0.37	+0.37	+0.19	+0.16	+0.09	+0.28

Access:
M25-0361: Turkish J.A&A — Vol.6, Issue 3.

TJAA Vol. **6**, *Special Issue*, *p.*223–225 (2025). DOI: 10.55064/tjaa.1596273 *Research Article*

Gökada Kümesi Abell 2304: Gökada Işınım Gücü Fonksiyonu

Ebru Aktekin Çalışkan[1] ⋆, Ayşenur İnce[1]
[1] *Süleyman Demirel Üniversitesi, Fizik Bölümü, 32000 Isparta, Türkiye*

Accepted: March 26, 2025. Revised: March 26, 2025. Received: December 4, 2024.

Özet
Işınım gücü fonksiyonu, belirli bir hacimdeki belirli parlaklığa sahip gökadaların sayı yoğunluğunu tanımlar ve bir gökada türüne ait ışınım gücü dağılımını anlamamıza olanak sağlar. Bu çalışmada, gökada kümesi Abell 2304'ün optik dalgaboyundaki ışınım gücü fonksiyonu incelenmiştir. Gözlemler, TUG-RTT150 teleskobu kullanılarak gerçekleştirilmiştir. Optik veri ile tek Schechter fonksiyonu iyi uyum sağlamıştır. Karakteristik mutlak parlaklık ($M^\star$) değerleri, B, V ve R filtreleri için sırasıyla -21.72±0.05, -20.91±0.05 ve -20.34±0.02 olarak bulunmuştur. Sönük uçtaki eğim (α) ise aynı filtreler için sırasıyla -1.22±0.01, -1.12±0.02 ve -0.84±0.01 olarak hesaplanmıştır. Abell 2304 için elde edilen ışınım gücü fonksiyonu diğer gökadaların sergilediği fonksiyonlar ile karşılaştırılmıştır.

Abstract
The luminosity function defines the number density of galaxies with a specific brightness in a given volume and allows us to understand the luminosity distribution of a particular galaxy type. In this study, the luminosity function in the optical wavelength of the galaxy cluster Abell 2304 was examined. Observations were conducted using the TUG-RTT150 telescope. The optical data are well fitted by a single Schechter function. The characteristic absolute magnitude ($M^\star$) values have been determined as -21.72±0.05, -20.91±0.05, and -20.34±0.02 for the B, V, and R filters, respectively. The faint-end slope (α) has been calculated as -1.22±0.01, -1.12±0.02, and -0.84±0.01 for the same filters, respectively. The luminosity function obtained for Abell 2304 was compared with the functions exhibited by other galaxies.

Anahtar Kelimeler: Galaxies: clusters: individual: Abell 2304 – galaxies: evolution – galaxies: formation

1 Giriş

Gözlemsel kozmolojinin temel hedeflerinden biri, gökadaların oluşum mekanizmalarını ve kozmik zamanla evrimlerini anlamaktır. Bu amaca ulaşmak için kullanılan yöntemlerden biri ise ışınım gücü fonksiyonudur. Işınım gücü fonksiyonu, evrenin ışınım ve baryonik yoğunluklarını tahmin etmek ve gökada oluşumu ile evrimi üzerine modelleri test etmek açısından son derece önemlidir (örn. Allen ve diğ. 2011).

Schechter (1976)'in gökada kümelerinin ışınım gücü fonksiyonu üzerine yaptığı kapsamlı bir çalışmada, Abell kümelerindeki gökada ışınım yoğunluğu için bir dağılım fonksiyonu türetilmiş ve bu fonksiyon gözlemlerle mükemmel bir uyum göstermiştir. Schechter (1976) tarafından sönük gökadalar için elde edilen dağılım, bir güç yasası ile ifade edilirken, daha parlak gökadalarda ise ani bir kesilme ve ardından tekrar yükselme gözlemlenmiştir.

Işınım gücü fonksiyonu Schechter (1976) tarafından aşağıdaki gibi tanımlanmıştır:

$$\Phi(L)dL = \Phi^* \left(\frac{L}{L^\star}\right)^\alpha \exp\left(-\frac{L}{L^\star}\right)\frac{1}{L^\star}dL \qquad (1)$$

Bu formül, ışınım gücü (L) yerine mutlak parlaklık (M) yazılarak aşağıdaki formda da ifade edilmektedir (Lin ve diğ. 1996):

$$\Phi(M) = \Phi^* \frac{\ln(10)}{2.5} 10^{-0.4(M-M^\star)(\alpha+1)} \exp\left(-10^{-0.4(M-M^\star)}\right) \qquad (2)$$

⋆ ebrucaliskan@sdu.edu.tr

Çizelge 1. Abell 2304'ün genel özellikleri. Kaynaklar: (1): Abell ve diğ. (1989); (2): Struble & Rood (1991); (3): Baier & Wipper (1995).

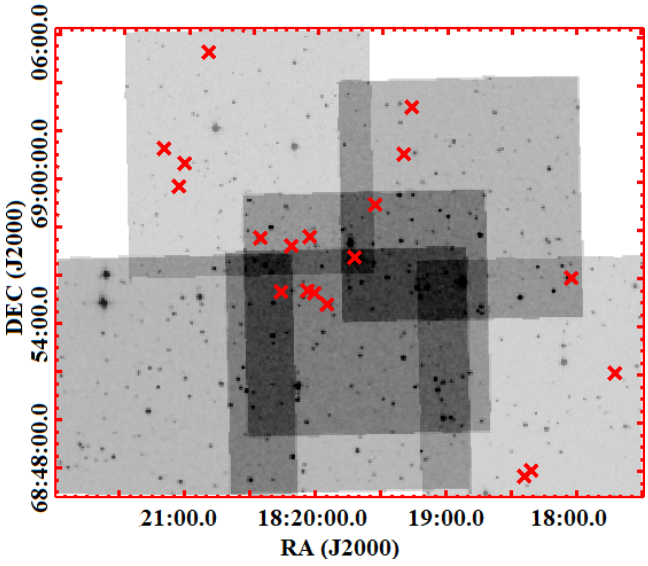
Özellik/Parametre (birim)	Değer	Kaynak
Koordinatlar (RA, Dec; J2000)	$18^h19^m35^s.0$, $68°55'24''$	(1)
Kırmızıya kayma	z=0.0881	(2)
Küme çapı ($'$)	22	(1)
Sınıf	Bautz-Morgan II sınıfı	(1)
İçeriği	34 gökada içermekte	(1)
Tipi	Rood-Sastry L tipi	(3)

Burada $M^\star$ karakteristik mutlak parlaklık, α fonksiyonun sönük ucunun eğimi ve Φ^* normalizasyon faktörüdür.

Son yıllarda, optik, X-ışın ve kızılötesi gibi farklı dalgaboylarında gökadalar için ışınım gücü fonksiyonları elde edilmiş ve bu sayede gökadaların oluşum mekanizmaları ile sonraki evrimlerini anlamak için bazı parametreler hesaplanmıştır (örn. Marchesini ve diğ. 2007; Rudnick ve diğ. 2009; Stefanon ve diğ. 2017; Aktekin Çalışkan & Hüdaverdi 2023).

Abell 2304 (z=0.0881) bir gökada kümesidir ve kümenin genel özellikleri Çizelge 1'de verilmiştir. Bu çalışmada, RTT150 teleskobu kullanılarak Abell 2304'ün optik ışınım gücü fonksiyonu araştırılmış ve elde edilen ilk sonuçlar sunulmuştur. §2 gözlem bilgilerini, §3 ise analiz ve bulguları içermektedir. Kümenin ışınım gücü fonksiyonu ise §4'de detaylı olarak tartışılmıştır.

© 2025 Turkish Astronomical Society (TAD)



Şekil 1. Abell 2304'ün RTT150 teleskobu ile elde edilen optik mozaik görüntüsü. Her bir görüntü 11.1×11.1′'lık bir alanı kaplamaktadır. Görüntü üzerinde kümeye ait en parlak 19 gökadanın konumları "x" işareti ile gösterilmiştir.

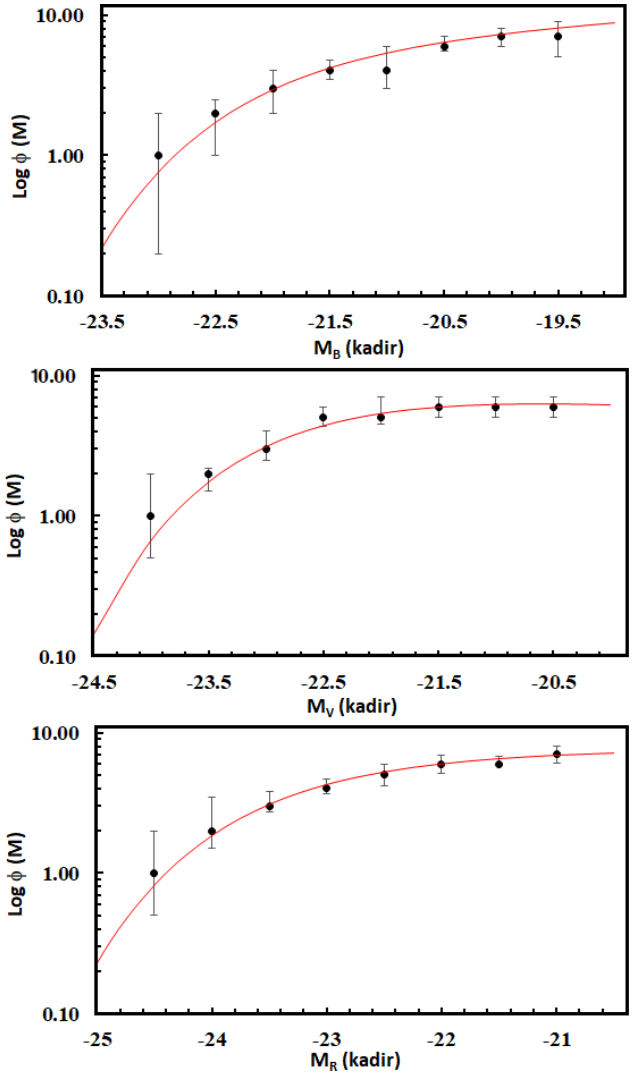
2 Gözlem

Abell 2304'ün optik dalgaboyundaki gözlemleri Türkiye Ulusal Gözlemevlerinde RTT150 teleskobu ile 16ARTT150-869 nolu proje kapsamında (Proje yürütücüsü: E.A. Çalışkan) 6-7 Mayıs 2018 tarihinde yapılmıştır. Küme, açısal büyüklüğü nedeniyle 6 ayrı bölgeye ayrılmış ve her bir bölge, TFOSC'a ait 11.1×11.1′ görüş alanına sahip CCD ile gözlenmiştir. B, V ve R filtreleri (Johnson-Bessel) kullanılarak, her bölge için 3×900 saniyelik poz süreleriyle görüntüler alınmıştır.

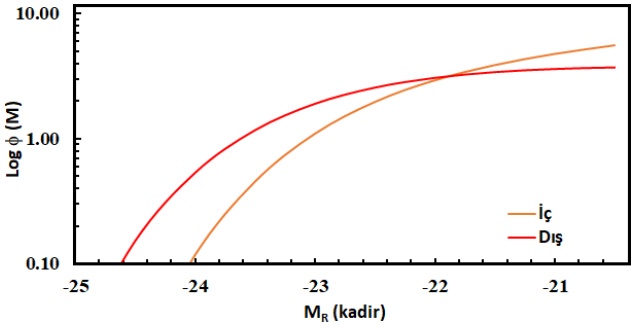
3 Analizler ve Bulgular

Analizlerde `IRAF` yazılımı ve görüntü işlemede (renk, ölçek vb.) DS9 programı kullanılmıştır. Standart ön indirgeme adımları (örn. bias ve flat) uygulanmıştır. Küme üyesi gökadalar SDSS-DR8/redMaPPer Algoritması (Rykoff ve diğ. 2014) ile tespit edilmiştir. Bu algoritma küme yoğunluk profiline ve arka plan gökada yoğunluğuna dayanarak, herhangi bir gökadanın kümenin bir üyesi olma olasılığını hesaplamaktadır. Küme üyesi olası gökadaların belirlenmesinde kırmızıya kayma değerlerine göre istatistiksel olarak 3σ aralığı göz önüne alınmıştır. Küme üyesi olarak belirlenen tüm gökadaların aletsel parlaklık değerleri PSF yöntemi kullanılarak hesaplanmıştır. Aletsel parlaklıkları standart fotometrik sistemdeki parlaklıklara dönüştürmek için standart yıldızlar kullanılmıştır. Her bir kaynak için parlaklık değerleri Vega sisteminde elde edilmiştir. Abell 2304'ün RTT150 optik görüntülerinin `imarith` komutu ile birleştirilmiş mozaik görüntüsü Şekil 1'de verilmiştir.

Optik verilere Schechter modeli ve Schechter+Schechter fit edilerek istatistiksel olarak iyi uyuma (indirgenmiş-χ^2 değerine) göre $M^\star$ ve α parametreleri belirlenmiştir. Abell 2304'ün ışınım gücü fonksiyonları, üç farklı filtre için Şekil 2'de gösterilmiştir. Her bir filtreye ait karakteristik mutlak parlaklık ($M^\star$) ve sönük uç eğim (α) değerleri Çizelge 2'de verilmiştir. Abell 2304'ün ışınım gücü fonksiyonundaki radyal dağılımı incelemek için küme, merkezden itibaren iç (0-1 Mpc) ve dış (1-2 Mpc) olmak üzere iki bölgeye ayrılmıştır. İç ve dış bölgelere ait ışınım gücü fonksiyonları Şekil 3'de sunulmuştur.



Şekil 2. Abell 2304'ün üç filtre (B, V ve R) için ışınım gücü fonksiyonları.



Şekil 3. Abell 2304'ün iç ve dış bölgesi için ışınım gücü fonksiyonu.

4 Tartışma ve Sonuç

Bu çalışmada, Abell 2304 (z=0.0881) gökada kümesi TUG-RTT150 teleskobundan elde edilen optik gözlemlerle

Çizelge 2. B, V ve R filtreleri için elde edilen ışınım gücü parametreleri: Karakteristik mutlak parlaklık ($M^\star$) ve sönük uçtaki eğim (α).

Filtre	$M^\star$	α
B	-21.72±0.05	-1.22±0.01
V	-20.91±0.05	-1.12±0.02
R	-20.34±0.02	-0.84±0.01

incelenmiştir. Küme üyesi gökadaların mutlak parlaklıkları B, V ve R filtreleri kullanılarak belirlenmiştir. Her bir filtre için, kümenin optik ışınım gücü fonksiyonları ilk kez ortaya konulmuştur.

Karakteristik mutlak parlaklık ($M^\star$) değerleri, B, V ve R filtreleri için sırasıyla -21.72±0.05, -20.91±0.05 ve -20.34±0.02 olarak bulunmuştur. Sönük uçtaki eğim (α) ise aynı filtreler için sırasıyla -1.22±0.01, -1.12±0.02 ve -0.84±0.01 olarak hesaplanmıştır. Bu sonuçlar Abell kümelerindeki gökada ışınım gücü fonksiyonları ile istatistiksel olarak eşdeğerdir (Barkhouse ve diğ. 2007; Parolin ve diğ. 2003, 2002; Paolillo ve diğ. 2001).

Kümenin hem iç hem de dış bölgesinde ışınım gücü fonksiyonunda bir düşüş gözlemlenmiş ve bu durumun tek Schechter fonksiyonu ile uyumlu olduğu belirlenmiştir. İç bölge, dış bölgeye kıyasla parlak uçta daha dik bir eğim sergilerken, dış bölgede ise sönük uçta daha belirgin bir düşüş gözlenmiştir (Bakınız Şekil 3). Işınım gücü fonksiyonundaki sönük uçtaki düşüş, bu bölgedeki gökadaları daha iyi ortaya çıkarmak için daha ayrıntılı gözlemler yapılması gerektiğini veya sönük uçtaki net gökada sayımlarındaki belirsizliğin büyük olduğunu göstermektedir. Bununla birlikte, kümenin içsel olarak sönük uçta düz veya düşük bir ışınım gücü fonksiyonuna sahip olma ihtimali de göz önünde bulundurulmalıdır.

Literatürde, farklı z değerleri için ışınım gücü fonksiyonlarını ve bu fonksiyonlara ait parametrelerin karşılaştırmalarını içeren birçok çalışma bulunmaktadır. Örneğin, Marchesini ve diğ. (2007), B, V ve R filtrelerini kullanarak $2 \leq z \leq 3.5$ aralığındaki gökadalar için optik ışınım gücü fonksiyonunu elde etmiş ve bu fonksiyonu $z \sim 3$ olan yüksek kırmızıya kaymalardaki gökadalar ile düşük kırmızıya kaymalardaki gökadalar arasında karşılaştırmıştır. Her iki örnek için ışınım gücü fonksiyonunun parlak ucunda benzer sonuçlar elde edilmiş, ancak sönük uç eğiminin düşük kırmızıya kaymalardaki gökadalar için daha düz olduğu gösterilmiştir. Benzer çalışmalar; Rudnick ve diğ. (2009) tarafından 16 küme ($0.4 < z < 0.8$) için ve Stefanon ve diğ. (2017) tarafından $z \sim 4$-7 aralığındaki gökadalar için yapılmıştır. Gökadalar için elde edilen ışınım gücü fonksiyonlarında, sönük ucunun ya artan kırmızıya kayma ile azaldığı (örn. Rudnick ve diğ. 2009) ya da kırmızıya kayma ile sabit kaldığı (örn. De Propris ve diğ. 2013) bulunmuştur. Gökada kümelerinin ışınım gücü fonksiyonları arasındaki farkların olası açıklaması, gökada kümelerinin oluşum senaryolarındaki farklılıklardan kaynaklanmaktadır. Bu çalışmada, Abell 2304 için elde edilen ışınım gücü fonksiyonu parametreleri, literatürde bu yönde yapılan çalışmalara önemli bir katkı sağlayacaktır.

Teşekkür

Bu çalışmada kullanılan optik veri 16ARTT150-869 nolu proje kapsamında TUG-RTT150 teleskobu kullanılarak elde edilmiştir. Yazarlar bu destekten dolayı Türkiye Ulusal Gözlemevlerine teşekkür ederler.

Kaynaklar

Abell G. O., Corwin Harold G. J., Olowin R. P., 1989, ApJS, 70, 1
Aktekin Çalişkan E., Hüdaverdi M., 2023, Turkish Journal of Astronomy and Astrophysics, 4, 184
Allen S. W., Evrard A. E., Mantz A. B., 2011, ARA&A, 49, 409
Baier F. W., Wipper H., 1995, Astronomische Nachrichten, 316, 319
Barkhouse W. A., Yee H. K. C., López-Cruz O., 2007, ApJ, 671, 1471
De Propris R., Phillipps S., Bremer M. N., 2013, MNRAS, 434, 3469
Lin H., Kirshner R. P., Shectman S. A., Landy S. D., Oemler A., Tucker D. L., Schechter P. L., 1996, ApJ, 464, 60
Marchesini D., ve diğ., 2007, ApJ, 656, 42
Paolillo M., Andreon S., Longo G., Puddu E., Gal R. R., Scaramella R., Djorgovski S. G., de Carvalho R., 2001, A&A, 367, 59
Parolin I., Moretti A., Molinari E., Chincarini G., 2002, in Borgani S., Mezzetti M., Valdarnini R., eds, Astronomical Society of the Pacific Conference Series Vol. 268, Tracing Cosmic Evolution with Galaxy Clusters. p. 427
Parolin I., Molinari E., Chincarini G., 2003, A&A, 407, 823
Rudnick G., ve diğ., 2009, ApJ, 700, 1559
Rykoff E. S., ve diğ., 2014, ApJ, 785, 104
Schechter P., 1976, ApJ, 203, 297
Stefanon M., Bouwens R. J., Labbé I., Muzzin A., Marchesini D., Oesch P., Gonzalez V., 2017, ApJ, 843, 36
Struble M. F., Rood H. J., 1991, ApJS, 77, 363

Access:
M25-0339: Turkish J.A&A — Vol.6, Issue 3.

TJAA Vol. **6**, *Special Issue*, *p.*226–235 (2025). DOI: 10.55064/tjaa.1598283 *Research Article*

ULX Sınıflandırmasında Temel Karadelik Bağıntısının Kullanılabilirliği

Ege Tunç[1] ⋆, Sinan Kaan Yerli[1], Tenay Saguner Rambaldi[1]
[1] *Orta Doğu Teknik Üniversitesi, Fizik Bölümü, Astronomi Optiği Laboratuvarı (AOL), 06800 Ankara, Türkiye*

Accepted: March 14, 2025. Revised: March 14, 2025. Received: December 8, 2024.

Özet
Son 20 yılda ULX'ler (Aşırı-Parlak X-ışın kaynakları) üzerindeki çalışmalar hızlanmış ve önemli ilerlemeler kaydedilmiştir. Ancak, hâlâ açıklığa kavuşmamış birçok tuhaf özellik bulunmaktadır. Bu çalışmada, ULX adaylarının detaylı bir incelemesi yapılmış ve hem X-ışını hem de Radyo dalgaboylarında çoklu dalgaboyu verileri kullanılmıştır. ULX adaylarının verileri Karadeliklerin Temel Bağıntısına (FPBH) uyarlanarak kütle tahminleri yapılmış ve bu tahminler literatürdeki başka diğer ULX'ler ve onlar için kullanılan kütle hesabı yöntemleriyle karşılaştırılarak FPBH, ULX'ler için tutarlı olacak şekilde modifiye edilmiştir. Hesaplanan kütleler sertlik oranları, radyo parlaklığının X-ışın parlaklığına oranı ve X-ışın bandındaki rejimlerle eşleştirilerek belirli eğilimlerin varlığı araştırılmıştır. Bu veriler, literatürdeki diğer bazı çalışmalarla karşılaştırılmış ve kullanılan yöntemlerin doğrulaması için literatür çalışmaları referans alınmıştır. Bu gruplandırma, farklı türdeki ULX'leri daha iyi ayırt etmeye olanak sağlayabilir. Ayrıca ULX'lerin FPBH'ye nasıl dahil edilebileceği gösterilmiş ve tartışılmıştır.

Abstract
Over the past 20 years, studies on ULXs (Ultraluminous X-ray Sources) have accelerated, leading to significant progress. However, there are still many bizarre features that are not clear. In this work, a detailed examination of ULX candidates has been conducted, utilizing multiwavelength data in both X-ray and radio bands. The data of ULX candidates were adapted to the FPBH (Fundamental Plane of Black Holes) to estimate their masses. These estimates were compared with other ULXs in the literature and the mass estimation methods used for them, leading to a modification of the FPBH to ensure its consistency for ULXs. The calculated masses were correlated with hardness ratios, the ratio of radio luminosity to X-ray luminosity, and regimes in the X-ray band to investigate the presence of specific trends. This data was compared with several other studies in the literature, using these studies as references to validate the methods employed. This classification could enable better differentiation between various types of ULXs. Furthermore, how ULXs can be incorporated into the FPBH has been demonstrated and discussed.

Anahtar Kelimeler: ULX – Black Hole – Fundamental Plane – Catalog – Crossmatching

1 Giriş

ULX'ler (Aşırı-Parlak X-ışın kaynakları), herhangi bir yıldızsal süreçten daha fazla radyasyon yayan ancak çekirdek dışı (galaktik merkez dışı) olan astronomik nesnelere verilen isimdir. Eddington limiti, bir yıldızsal sürecin ulaşabileceği kritik değer olarak şu şekilde tanımlanır:

$$L_{\rm Edd} = 1.3 \times 10^{38}\ {\rm erg\ s^{-1}} \tag{1}$$

Kütlesi 10 $M_\odot$'ten büyük bir karadelik (veya herhangi bir yığılmacı) için, 10^{39} erg s^{-1} değerini aşan radyasyon Ultraluminous (aşırı parlak) olarak adlandırılır:

$$L_{\rm X} > 10^{39}\ {\rm erg\ s^{-1}} \tag{2}$$

Bu nesnelerin son derece parlak türleri de bulunmaktadır ve 10^{41} erg s^{-1} değerini aşanlar Hyperluminous (çok aşırı parlak) X-ışını Kaynakları (HLX) olarak adlandırılır.

ULX'ler ile ilgili ilk bulgular Fabbiano (1989) ile ortaya çıkmış olsa da son 30 yılda birçok yeni ULX ve ULX adayı tanımlanmıştır. 1980'lerin sonlarında Einstein gözlemevinin gözlemleriyle ortaya çıkan bu nesnelerin, 1999'da kullanılmaya başlanan Chandra ve XMM-Newton teleskopları sayesinde evrende düşünüldüğü kadar nadir olmadıkları anlaşılmıştır.

İlk ULX modelleri, yıldız kütleli karadelikler ya da Galaktik karadelikler (GBHler) ile süper kütleli karadelikler (SMBHler) arasındaki eksik bağlantı olan orta kütleli karadelikleri (IMBHler) öngörüyordu. Bu, hem yüksek kütleleri ($>100\,M_\odot$) nedeniyle Eddington limitini aşmalarını açıklanabilir kılıyor hem de GBHler ile SMBHler arasındaki eksik bağlantıyı kapatmak için iyi bir aday oluşturuyordu. Bu nedenle, süper-kritik ya da kritik mod yerine sub-kritik modda bir yığılmanın bu radyasyonu açıklayacağı fikri ön plandaydı. İlerleyen süreçlerde, şu anda baskın olan fikir öne çıkmıştır: bir çift sistemdeki yıldız kütleli bir karadelik veya bir nötron yıldızı, dolmuş Roche şişimindeki yoldaştan gelen madde akışı ile Eddington sonrası (süper-kritik) kipte radyasyon yaymaktadır (King ve diğ. 2001; Fabrika & Mescheryakov 2001; Lipunova 1999; Poutanen ve diğ. 2007; Shakura & Sunyaev 1973).

ULX'ler için IMBH fikrinin ve süper-kritik kipte çalışan GBH açıklamasının ardından, X-ışını pulsasyonlarına sahip bir ULX'in tespitiyle nötron yıldızı ULX'leri (NSULX) fikri ortaya çıkmış ve darbeler sayesinde pulsar ULX'ler de doğrulanmıştır (Bachetti ve diğ. 2014). Pulsar olmayan ancak nötron yıldızı olan birçok ULX de sonraki yıllarda gözlemlenmiştir (Brightman ve diğ. 2016; Israel 2017; Israel ve diğ. 2017; Tsygankov

⋆ tunc.ege@metu.edu.tr

© 2025 Turkish Astronomical Society (TAD)

ve diğ. 2017; Carpano ve diğ. 2018; Doroshenko ve diğ. 2018; Rodríguez Castillo ve diğ. 2020). Bunlar arasında güçlü manyetik alana sahip bir tanesi bulunarak bu türün en önemli göstergelerinden biri olmuştur (Brightman ve diğ. 2018).

Nötron yıldızı ULX'lerinin (NSULX) ve pulsar ULX'lerinin (PULX) varlığı birçok yönden doğrulanmış olsa da hem X-ışını radyasyon mekanizmaları ve manyetik alanlarının yoğunluğu hem de Karadelik ULX'lerle (BHULX) olan benzerlikleri ve farklılıkları henüz tam olarak anlaşılamamıştır.

1.1 Motivasyon ve Problem Tanımı

İlk ULX izleri 1989'da bulunmuş olsa da çalışmalar 2000'lerden sonra hız kazanmıştır (Fabbiano 1989). ULX'lerin dinamik doğası, IMBH, BHULX ve NSULXlerin keşfiyle ortaya konmuş ancak bu nesnelerin karmaşık fiziği tam olarak çözülememiştir. XRB, AGN, LINER ve Seyfert türü kuzenleriyle karşılaştırmalı analizler, bu nesnelerin doğasının aydınlatılması için kritik önemdedir. Bu çalışmanın amacı, ULX'leri sınıflandıracak yöntemleri geliştirmek için "Temel Karadelik Bağıntısının" (Fundamental Plane of Black Holes - FPBH) kullanılabilirliğini araştırmak ve Radyo/X-ışını parlaklığı üzerinden kurulacak bağlantılar ile yapılan kütle tahminleri ile ULX'lerin diğer parametreleri arasındaki (varsa) ilişkileri aramaktır (Tunç 2024).

1.2 Önerilen Yöntemler ve Modeller

Bernadich ve diğ. (2022)'nin "An expanded ultraluminous X-ray source catalogue" ve Condon ve diğ. (2002)'nin "NRAO VLA Sky Survey" kataloglarını çapraz eşleştirerek çoklu dalgaboyu ULX kataloğu oluşturulmuştur. Görsel doğrulama Aladin Sky Atlas (Centre de Données Astronomiques de Strasbourg (CDS) 2011) kullanılarak yapılmıştır. Bu katalog, FPBH'ye uyarlanmış ve kütle tahminleri ile gruplandırma için kullanılmıştır. 5 GHz hesaplamaları, 1.4 GHz verisinden, güç yasası ve spektral indeks kullanarak yapılmıştır (Gültekin ve diğ. 2019). Spektral indeks hesaplaması için NRAO'nun 3 GHz kataloğu verilerinden de faydalanılmıştır (Gordon ve diğ. 2021). ULX'ler için kullanılan başka kütle hesaplarıyla tutarlı hale gelecek şekilde FPBH modifiye edilerek uygulanabilirliği test edilmiştir. Elde edilen L_R/L_X ilişkisi ve FPBH'den uyarlanan yöntemler, ULX'lerin kütleye göre gruplandırılmasını sağlamıştır (Tunç 2024). Modifiye edilen FPBH ile yapılan kütle hesaplamaları ile ULX'lerin bazı diğer parametreleri arasında korelasyonlar aranmıştır.

2 Veri Analizi

ULX'lerin farklı X-ışını bantlarındaki gözlemleri ve radyo parlaklığı gibi fiziksel parametreleri kullanılarak kütle ve diğer ilişkili parametreler hakkında tahminler yapılabilir. Parlaklık oranları ve sertlik değerlerinin karakterizasyonu ile ULX'lerin alt gruplara ayrılması sağlanabilir. Dolayısıyla, detaylı X-ışını ve radyo kataloglarının kullanılması gerekir (Tunç 2024).

2.1 Kullanılan Kataloglar

ULX için temel alınan Bernadich ve diğ. (2022) kataloğu, 4XMM-DR9 verilerinden türetilmiş ve 50 bin kaynak arasından 1400 aday içermektedir. Farklı dalgaboylarını kapsayan tek bir ULX kataloğu bulunmadığından, bu çalışmada radyo kataloglarıyla eşleştirme yapılmıştır (Tunç 2024). Ayrıca 1.4 GHz VLASS ve 3 GHz VLASS/NRAO radyo katalogları birleştirilerek (Tunç 2024) 5 GHz verisinin hesaplanması için kullanılmıştır (Gordon ve diğ. 2021; Merloni ve diğ. 2003). Veri seti, -40° altındaki bölgeleri kapsamadığından, homojenlik adına bu bölgeler dışlanmış ve gökyüzünün %78'i kullanılmıştır (Condon ve diğ. 2002). NRAO taraması homojen olmayıp düşük hassasiyeti nedeniyle eşleştirme sonrası görsel doğrulama gerektirmiştir (Tunç 2024).

Sonuç olarak, bu çalışma, X-ışını gözlemlerini kapsayan ULX aday kataloğuna dayanmaktadır. Ayrıca katalogdaki gök cisimlerine ait radyo gözlemlerinin eklenmesi veri setinin elektromanyetik spektrumun daha geniş bir kısmını kapsamasını sağlamıştır.

2.2 Arşiv Veri Erişimi

50 bin kaynak arasından ULX adayları Bernadich ve diğ. (2022)'nin seçim kriterleri uygulanarak belirlenerek bu çalışmaya dahil edilmiştir.

Seçilen ULX adayları için kullanılacak parametreler: koordinat bilgileri (sağ açıklık ve dik açıklık), uzaklık, 0.2-12 keV X-ışını akısı ve beş alt banttaki X-ışını akıları, kaynak isimleri, kaynak IDleri, ULX adaylarının ait oldukları galaksilerin isimleri ve bu parametrelerin hata değerleri olarak belirlenmiştir. Verilerin doğruluğunu ve kullanılan yöntemin uygunluğunu sağlamak için hata değerleri ve parlaklık değerleri veri seti kullanılarak yeniden hesaplanmıştır (Tunç 2024). Parlaklık ve hata hesaplamaları katalog değerleriyle birebir örtüşmüştür. Böylece çift kontrol sağlanmıştır.

FPBH için 2-10 keV gözlemleri kullanılmaktadır (Merloni ve diğ. 2003). Mevcut katalog 0.2-12 keV arası veriler içermektedir ve FPBH için 2-12 keV arasındaki dört alt bandın verileri kullanılmıştır. Mesafe verisiyle yeniden hesaplanan parlaklık ve hata hesaplamalarının katalog yöntemiyle ve katalog değerleriyle birebir örtüştüğü görülmüştür.

2.3 Kaynak Seçimi

Seçilen yaklaşık 400 kaynağın birçok gözlemi içermesi nedeniyle farklı tespit kimliklerine (detection ID) sahip olmayan ancak aynı kaynak kimliğine (source ID) sahip olan kaynakların özgün olduğu çıkarımıyla kaynak elemesi yapılmıştır. Bu yinelenen kaynakların temizlenmesi parametreler arası ilişkilerin aranması nedeniyle önceliklik bir adım olup bu nesnelere ait tüm gözlemsel parametrelerin ortalamaları alınarak tek değere indirgenmiştir. Yinelenen gözlemlere sahip kaynakların her biri için gözlem değerlerinin ortalamaları alınarak tek bir değer elde edilmiştir (Bernadich ve diğ. 2022; Tunç 2024).

Bu çalışmada kullanılan katalog, Bernadich ve diğ. (2022) tarafından XMM-DR9 kataloğundaki 50 bin kaynaktan belirli parametreler kullanılarak seçilen ve 1466 ULX içeren alt kümedir. Bu kaynakların gözlem değerlerinin ortalamaları alınarak kaynak sayısı 779'a indirgenmiş ve bu adayların radyo gözlemleriyle konuma göre eşlenebilenler kullanılmıştır. Seçim kriteri olarak VLASS gözlemlerinin 45″ açısal çözünürlüğe sahip olması seçilmiştir. VLASS -40° dikaçıklığına kadar gözlem yapabilmesi nedeniyle aday katalogdaki bazı nesneler bu noktada elenmiştir ve sonuçta eşleşen 101 aday tespit edilmiştir. Yeterli sayıda örneğin hâlâ mevcut olması nedeniyle olası bir korelasyonu görmek ve ULX'lerin fiziksel özelliklerini bu özelliklere göre yorumlayarak gruplandırmak mümkün olacaktır.

Bu noktada, dikkat çeken bir diğer sorun, X-ışını ve radyo gözlemleri açısal çözünürlük içinde olsa bile ULX'ler bir galaksi içinde bulunduğundan, radyo gözlemlerinin

Çizelge 1. Seçim Kriteri.

Kriter	Kaynak# (Önce)	Kaynak# (Sonra)
ULX Candidate Catalog	50000	1466
Yinelenen Kaynakların Eliminasyonu	1466	779
Çapraz Eşleştirme 45"	779	348
Çapraz Eşleştirme 23"	348	101
Görsel Filtreleme	101	19
Örnek ULX'lerin Eklenmesi	19	23

galaksinin gözlemleriyle kısmen veya tamamen karışabileceğidir. Aladin üzerindeki görsel incelemeler sırasında bu durum gözlemlendiğinden, seçim kriterlerini daraltmak ve görsel seçim yapmadan bu soruna bazı çözümler bulmak gerekmiştir. İlk olarak, eşleştirme yarıçapı 45″ den 22.″5'e düşürülmüştür. Bunun nedeni, bu 101 nesnenin Gordon ve diğ. (2021)'den alınan 3 GHz bandındaki gözlem verilerini kataloğa eklemek ve bu bandın daha yüksek açısal çözünürlüğe sahip verilerinin X-ışını gözlemleriyle tutarlı olması durumunda bu verileri kullanmaktır. Bu bandın FWHM değeri 23″ dir.

Tüm bu veri temizleme işlemlerine ek olarak görsel bir seçim yöntemi de kullanılmıştır. Bunun nedeni:

- Veri setindeki ULX'ler (ve ait oldukları galaksiler) 3 ila 130 Mpc uzaklıktadır.
- Galaksilerin açısal çözünürlükleri büyük farklılık göstermektedir.
- Galaksilerin şekilleri ve bize göre yönelimleri farklıdır.
- Galaksi içindeki ULX'lere yakın olan başka kaynaklar radyo verisini kirletebilir.

Bu nedenle, 22.″5'lik alan içine tüm galaksinin düştüğü veya radyo gözleminin orta noktasının galaksinin merkezi olduğu veriler kullanılmamıştır (Tunç 2024).

Tüm bu veri azaltma yöntemlerine göre, 101 kaynak bayraklanmış ve 0, 1, 2, 3 değerleri atanmıştır. 0, verinin bulunmadığını; 1, yalnızca 1.4 GHz verisinin mevcut/kullanılabilir olduğunu; 2, yalnızca 3 GHz verisinin mevcut/kullanılabilir olduğunu; 3 ise hem 1.4 GHz hem de 3 GHz verilerinin mevcut/kullanılabilir olduğunu ifade etmektedir. Spektral indeks hesabı için hem 1.4 GHz hem de 3 GHz verileri gerekli olduğundan spektral indeks hesabında yalnızca 3 numaralı bayrağı bulunan nesneler kullanılmıştır. Gültekin ve diğ. (2019)'de belirtildiği gibi bu nesneler için -0.8 ile -1.3 aralığında değerlerin kullanılabileceği ifade edilmiştir. Ayrıca, Gültekin ve diğ. (2019)'de belirtildiği gibi ortalama bir değer kullanılması mümkündür. Bayrak 3 verilerinden elde edilen ortalama spektral indeks -1.05 olarak belirlenmiş ve tüm veri setinde bu değer kullanılmıştır. Tüm bu filtreleme yöntemlerinden sonra kullanılabilir nesne sayısı 19 olmuştur.

NRAO'nun düşük açısal çözünürlüğü, gökyüzünü homojen şekilde taramaması ve μJy aralığındaki duyarlılığı göz önüne alındığında, veri setindeki kaynak sayısı oldukça azalmıştır. Ayrıca, bu veri setinin radyo ve X-ışını verileri bilinen doğrulanmış ULX örnekleriyle karşılaştırılması gereklidir. Bu nedenle, dört adet örnek ULX ve farklı kütle hesaplaması yöntemleri Jang ve diğ. (2018); Chandrajit Singha & Senorita Devi (2019); Wolter ve diğ. (2015); Sutton ve diğ. (2012)'den seçilmiştir.

Sonuç olarak, gerekli filtreleme işlemleri sonrasında, radyo verisinin yeterli kalitede olmaması, düşük duyarlılık, gökyüzünün homojen şekilde taranmaması ve ULX kavramının güncel olmadığı dönemlerde alınmış olması nedeniyle ∼700 adaylık bir katalogdan geriye 19 örnek kalmıştır. Bu, bir set olarak incelenmesi için hâlâ yeterli bir örneklemdir.

Çizelge 1, seçim kriterlerinden önce ve sonra kalan kaynakların listesini göstermektedir.

2.4 ULX Aday Kataloğunun Analizi

Veri analizi için kullanılan veriler, 5 farklı X-ışını bandının sertlik değerleri, 2-12 keV X-ışını gözlemleri ve 1.4 ve/veya 3 GHz gözlemlerinden ölçeklenen 5 GHz verileri ile bunların oranlarıdır. Buna ek olarak, özellikle 5 GHz verilerinin kullanılmasının nedeni olan Temel Karadelik Bağıntısı (Merloni ve diğ. 2003) üzerinden bazı tahmini kütle hesaplamaları yapılmıştır.

2.4.1 Temel Karadelik Bağıntısı ve Alternatifleri

Temel Karadelik Bağıntısı (FPBH), hem yıldız kütleli LMXB/HMXBler hem de QSO/AGN Süper Kütleli Karadelikler için kullanılabilen bir bağıntı sunmaktadır. Bu nedenle, ULX'lerin (en azından BHULX'lerin) bir şekilde bu bağıntıya uyum sağlaması beklenir. FPBH bağıntısı hem yıldızsal hem de süper kütleli karadeliklerin gözlem verilerinin analizi sonucunda oluşturulmuştur ve karadelikler arasındaki ölçek farkı nedeniyle $\sim\pm4.06$ gibi bir sapma ile doğrusal bir bağlantı sunmaktadır Merloni ve diğ. (2003):

$$\log L_{\rm R} = 0.60^{+0.11}_{-0.11}\log L_{\rm X} + 0.78^{+0.11}_{-0.09}\log M + 7.33^{+4.05}_{-4.07} \quad (3)$$

$L_{\rm X}$ X-ışını ışınımını, $L_{\rm R}$ radyo ışınımını, M ise Güneş kütlesi cinsinden kütleyi ifade etmektedir. Bu denklemi kütle hesaplaması için yeniden yazarsak:

$$\log M = \frac{\log L_{\rm R} - 0.60\log L_{\rm X} - 7.33}{0.78} \quad (4)$$

Merloni ve diğ. (2003) tarafından da belirtildiği gibi, önemli saçılma değeri σ_R=0.88'dir. Bu denklem ULX örneklemi üzerinde uygulandığında, elde edilen kütle hesaplamaları yıldız kütleli karadelikler için oldukça çarpıcı ve beklenmedik sonuçlar göstermiştir. En küçük sonuç 677 $M_\odot$ ve en büyük sonuç 1.2×10^6 $M_\odot$ olarak bulunmuştur. ULX'ler için başlangıçtaki IMBH fikrinin zamanla daha az olası olduğu düşünülse de bu kütle değerleri IMBHler için tutarlıdır.

Literatür araştırmalarında görüldüğü gibi önceki çalışmalarda da benzer bir sorunla karşılaşılmış ve bu hesaplanan kütleleri üst sınır olarak kabul ederek farklı yöntemlerle alt sınırları hesaplama hedeflenmiştir (Jang ve diğ. 2018; Chandrajit Singha & Senorita Devi 2019; Cseh ve diğ. 2012). Bu hesaplamalar, veri setimize eklenen dört doğrulanmış ULX'ten ikisi için zaten mevcuttur.

Veri seti FPBH grafiğine (Merloni ve diğ. 2003) yerleştirilip artık hesabı yapıldığında, denklemin eğimi ile veri setinin eğiminin oldukça benzer olduğu Denklem 4'ün en sağındaki doğrusal öteleme elemanı +7.33 teriminin (+4.07, -4.05) aralığına izin verdiği görülmüştür.

Veri setinin FPBH'ye nasıl daha uygun hale getirilebileceği bu doğrusal öteleme elemanı üzerinde yapılan değişikliklerle incelenmiş ve FPBH'nin ULX'ler üzerindeki kullanılabilirliği bu yolla incelenmiştir. Veri setindeki dört doğrulanmış ULX ve bunlardan ikisinin daha önce iki farklı yöntemle hesaplanmış kütle tahminleri iyi bir rehber olmuştur. Sonuç olarak, bu iki ULX için aynı değerleri elde ettiğimiz aralık 9.65 ve 7.33'tür. Bu, FPBH'nin y-ekseni boyunca doğrusal olarak yukarı kaydırılmasıdır ve Cseh ve diğ. (2012)'deki yeni ULX kütle

Çizelge 2. Ultraluminous Durumlar. UL: Ultraluminous, BD: Broadened Disk. (Tunç 2024)

UL Durumu	Baskınlık	Açıklama
Hard UL	İç Katmanlar	1.5-3 keV Kara cisim
Soft UL	Dışarı akan iç fotosfer	0.1-0.3 keV Kara cisim(ler)
Super Soft UL	Dış katman, fotosfer	Hyperluminousity düşük enerjilerden kaynaklanır
BD	Disk	Eddington sınırının hemen üstünde
Daha Parlak BD	Disk, huni (*funnel*)	Huni(*funnel*)'den gelen radyasyon diske düşer ve yansır

hesaplamalarının bu çalışmadakiyle tutarlı hale getirilmesini sağlar. Bu yöntemle, ULX aday veri seti için de aynı işlem kullanılabilir ve maksimum kütleler ∼700 ila $10^6\,M_\odot$ arasında değişirken bu aralık 3 ila $1300\,M_\odot$'e düşer.

Bu, FPBH'yi ULX'lere uygulamanın en mantıklı yoludur. FPBH normalde AGN'ler için $\log(L_R/L_X)$=(-5.1, 0) ve XRB'ler için $\log(L_R/L_X)$=(-7.75, -6.25) ilişkisini öngörse de, ULX'ler için durum farklıdır. Bu durumun izleri, §3.3'te açıklanacaktır.

2.5 Sertlik ve Parlaklık Oranları

Literatürdeki geleneksel yöntemler Earnshaw ve diğ. (2019) ile aynı şekilde sertlik analizi için kullanılmıştır. Ana yöntem, HR_i ile HR_{i+1} gibi karşılaştırmalar yaparak veri setinin genel olarak ne tür bir kümelenme ve eğilim gösterdiğini görmek ve bunu diğer bilinen X-ışını kaynaklarıyla karşılaştırmaktır. Kullanılan X-ışını bantları 0.2-0.5, 0.5-1, 1-2, 2-4.5 ve 4.5-12 keV'dir. Sertlik hesaplaması basitçe:

$$HR_i = \frac{F(i+1) - F(i)}{F(i+1) + F(i)} \tag{5}$$

Burada $F(i+1)$ ve $F(i)$, iki enerji bandı çiftinin akılarını temsil eder. $F(i+1)$ ise daha yüksek enerji bandını ifade eder.

HR1 vs HR2, HR2 vs HR3 ve HR3 vs HR4 grafikleri veri seti için çizilmiştir. Bu grafiklerde gruplamalar, tahmin edilen yeni kütle hesaplamalarına göre yapılmış ve grupların dağılımları kontur çizgileriyle gösterilmiştir. Kütlelerin gruplaması şu şekilde yapılmıştır: (1) $<3.3\,M_\odot$, (2) 3.3-$100\,M_\odot$, (3) $>100\,M_\odot$. Daha sonra elde edilen sonuçlar, önceki Earnshaw ve diğ. (2019) çalışması ile karşılaştırılmış ve ULX'lerin sertlik eğilimlerinin LMXB/HMXB, AGN/QSO gibi diğer X-ışını kaynaklarıyla benzerlikleri incelenmiştir.

2.6 X-ışın Bantları

ULX adaylarının davranışları 0.2-12 keV aralığındaki beş ayrı ve ardışık X-ışını bandındaki gözlemler ile incelenmiştir. Bu değerlerin durumlarına gri tonlamalı grafiklerle yapılan karşılaştırmalar üzerinden yorum yapılması hedeflenmiştir. Örnekler, toplam X-ışını parlaklıklarına göre sıralanmış ve X-ışını bandında hangi bölgede ve ne kadar keskin bir tepe yaptıklarına göre gruplandırılmıştır. Ayrıca, literatürden alınan dört onaylı ULX de bu gruplamaya eklenmiştir (Jang ve diğ. 2018; Chandrajit Singha & Senorita Devi 2019; Cseh ve diğ. 2012).

Maksimum ve minimum değerler dahil edilerek yapılan kütle hesaplamaları da analiz edilmiştir. Böylece, kütle ile toplam X-ışını parlaklığı ve ULX durumları arasında bir korelasyon olup olmadığı incelenmiştir. Amaç, L_R/L_X oranı ve ardışık X-ışını bantlarına bakarak ULX'lerin diğer X-ışını kaynaklarıyla benzerliklerini incelemek ve altta yatan fiziği daha iyi anlamaktır. X-ışın bandındaki analiz sonucunda ULX'lerin sert durum, yumuşak durum, süper yumuşak durum ve genişlemiş disk durumu gibi adlandırılan durumlardan hangisinde yer aldığı ortaya çıkarılmıştır. Bu durumların farklı davranışları belirli enerjilerde modellenmiş ve King ve diğ. (2023)'de tanımlanmıştır. Tahmini kütle hesaplamasıyla korelasyonları incelenmiştir.

Aynı süreç literatürden alınan örnek ULX'ler için de uygulanmıştır. Böylece L_R/L_X oranı ve X-ışını bantları arasındaki korelasyonlar incelenmiş ve literatürdeki benzerleriyle karşılaştırılarak tutarlılık analiz edilmiştir (Earnshaw ve diğ. 2019).

2.7 UL Durumları

Bahsedilen ULX durumları, yani sert durum, yumuşak durum, süper yumuşak durum ve genişlemiş disk durumları hakkında detaylı bilgiler King ve diğ. (2023); Sutton ve diğ. (2013)'te açıklanmıştır. 0.3-10 keV aralığındaki bu durumlar Çizelge 2'de özetlenmiştir (Tunç 2024).

3 Bulgular

FPBH'nin ULX'lere uygulanabilirliği incelenirken analizleri desteklemek adına kütle tahminleri, sertlik oranları ve L_R/L_X oranlarına dayanarak üç farklı perspektiften de ek analizler yapılmıştır. ULX'ler için literatürdeki önceki sınıflandırmalara ek yöntemler tartışılacaktır. Hiç ele alınmamış konularla bağlantı kurarak FPBH uygulanabilirliğine ek katkılar sağlanması amaçlanmaktadır.

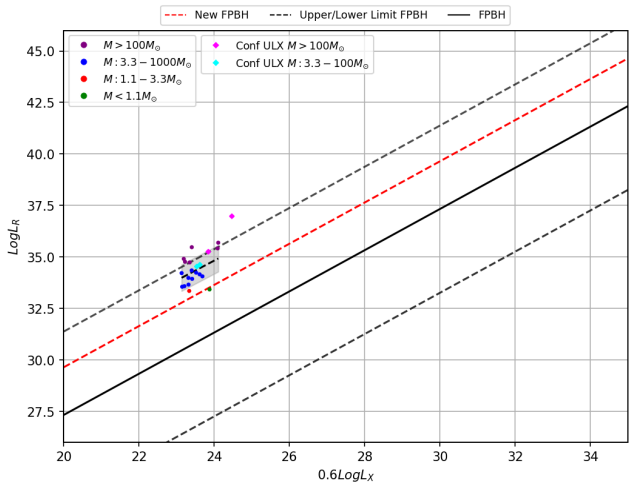
3.1 Temel Karadelik Bağıntısı

Her bir kaynağın X-ışını ve radyo akılarından, ve uzaklık bilgisinden türetilen X-ışını ve radyo parlaklıkları, kütle tahmini ve hata payı kapsamında, her kaynak için alt ve üst sınırları belirlemek amacıyla Klasik FPBH'de kullanılmıştır. Aynı işlem, değiştirilmiş FPBH ile tekrarlanmış ve aynı veriler kullanılarak her nesne için ikinci bir kütle değeri hesaplanmıştır.

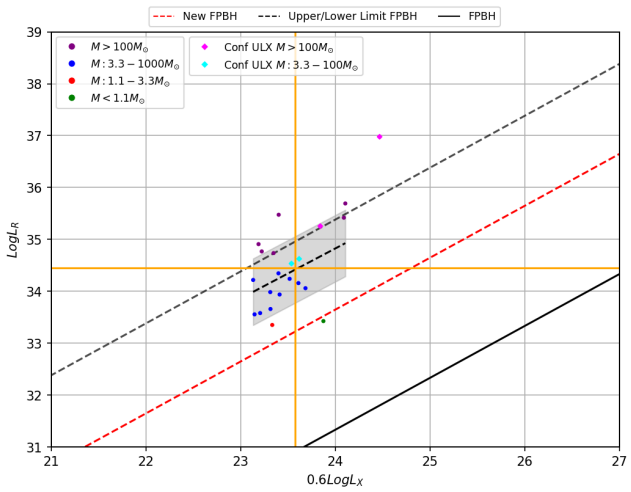
Klasik FPBH ile yapılan kütle analizlerinin NSULX ve BHULX'ler için tutarlı olmayan sonuçlar verdiği ve literatürdeki örnekler için de çalışmadığı görülmüştür. Değiştirilmiş FPBH'nin, literatürden alınan dört kaynağın alternatif yöntemlerle hesaplanan kütleleriyle tutarlı sonuçlar verdiği bulunmuştur (Jang ve diğ. 2018; Chandrajit Singha & Senorita Devi 2019; Cseh ve diğ. 2012).

Her ne kadar ULX'lerin X-ışını bandında Eddington parlaklığını aşan yıldız kütleli karadelikler olduğu fikri baskın olsa da HLXler ve bazı ULX'ler için IMBH fikri tamamen dışlanmamıştır. Hesaplanan minimum kütle değerleri FPBH ile daha az uyumlu olsa da gerçek kütlelere daha yakın olma olasılığı daha baskındır. Bu nedenle, tüm veri seti IMBH veya GBH olarak değerlendirilmek yerine her iki olasılık da incelenmiştir.

Sonuç beklenildiği gibi dikkate değerdir. Elde edilen kütle değerlerinin yeni FPBH için 2.99-$1290\,M_\odot$ aralığında (olağan dışı bir örnek: $0.75\,M_\odot$) ve klasik FPBH için 701 ile $1.29\times10^6\,M_\odot$ arasında olduğu görülmüştür. Yeni kütle hesaplamalarına göre $100\,M_\odot$'den büyük IMBH adayı sayısı 6, yıldız kütleli aday sayısı 10 ve düşük kütleli iki aday (2.99 ve $0.75\,M_\odot$) belirlenmiştir ve bu adaylar sırasıyla grafikte kırmızı



Şekil 1. ULX verileri, FPBH bağıntısına 0.6 L_X ve L_R olarak yerleştirilmiştir. FPBH verileri, kütleler eklenmediği için dahil edilmemiştir.



Şekil 2. $0.6L_X$ ve L_R olarak FPBH bağıntısına yerleştirilen ULX verilerinin yakınlaştırılmış biçimi. Kütleler eklenmediği için FPBH verileri dahil edilmemiştir.

ve yeşil ile işaretlenmiştir. Aynı zamanda, bu adaylar $\pm\sigma_1$ için gri ile gölgelenmiş bölgenin dışında kalan adaylardır.

Kütle hesaplamaları dahil edilmeden FPBH'ye yerleştirilen veri seti, Klasik FPBH sınırları ile Şekil 1'de, tüm kaynakları içeren yakınlaştırılmış versiyonu ise Şekil 2'de gösterilmiştir. Veri seti, tahmini kütleler eklenmeden FPBH üzerine çizildiğinde ortaya çıkan grafik L_R vs. 0.6 L_X grafiğine karşılık gelmektedir. Hem veri setinin genel eğilimi görülebilir, hem de dört çeyreğe bölündüğünde belirli bölgelerde yoğunlaşmalar ve bazı izole kaynaklar ortaya çıkmaktadır. Dört çeyreğe bölünmüş biçimi Şekil 2'te görülebilir.

Bu kaynaklardan en belirgini, grafikte dördüncü çeyrekte yeşil ile gösterilen, veri setine kıyasla yüksek X-ışını parlaklığına ancak düşük radyo parlaklığına sahip olan adaydır. Bir diğeri, literatür verilerinden alınmış ve birinci çeyreğin sağ üst bölgesinde, veri seti ve eğilimden oldukça uzakta konumlanan pembe kaynaktır (Sutton ve diğ. 2012). Bu aday, aynı zamanda literatürde güçlü bir IMBH adayı olarak tanımlanmıştır.

Mavi ile işaretlenmiş ve veri setinin yoğunlaştığı, genel eğilimin baskın olduğu bölgede bulunan kaynaklar, kütle hesaplamalarında yıldız kütleli karadelik olarak sınıflandırılmış nesnelerdir. Aynı bölgede benzer eğilimler gösteren ve literatürde yer alan iki kaynak daha bulunmaktadır (Jang ve diğ. 2018; Chandrajit Singha & Senorita Devi 2019).

Bir diğer kaynak, üçüncü çeyreğin sol alt bölgesinde konumlanmış, veri setinden ve eğilimden ayrılmıştır (bu kaynak $\pm\sigma_1$ bölgesinde değildir) ve kırmızı ile gösterilmiştir. Ne yazık ki, üçüncü ve dördüncü çeyreklerin aşırı bölgelerinde bulunan kırmızı ve yeşil kaynaklarla eşleşen herhangi bir literatür örneği bulunmamaktadır.

Her ne kadar bu kaynakların L_R/L_X oranları ve kütle tahminleri bilinse de FPBH üzerindeki konumları karşılaştırıldığında daha doğru tahminler ve gruplamalar yapmak mümkündür. Son olarak, radyo gözlem veri setinin düşük hassasiyeti ve düşük açısal çözünürlüğü nedeniyle, bir NSULX adayı bulmanın diğerlerine göre çok daha düşük bir olasılık olduğunu belirtmek gerekir.

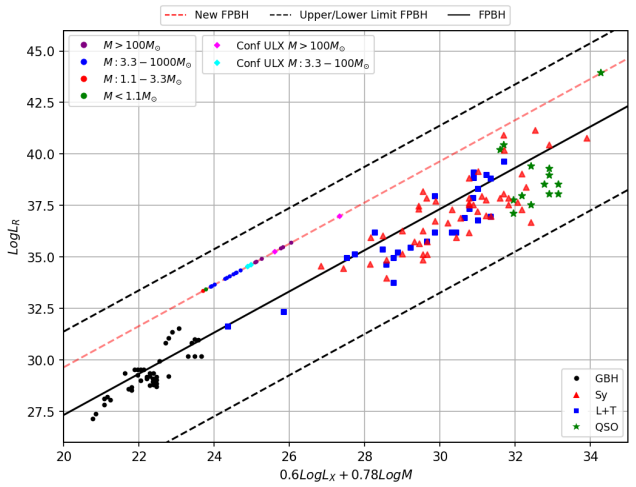
Minimum kütle tahminlerinin, Sutton ve diğ. (2012); Jang ve diğ. (2018); Chandrajit Singha & Senorita Devi (2019) çalışmalarında belirtilen literatür bulgularıyla daha tutarlı sonuçlar verdiği ve bu verilerin FPBH'ye uyarlanmış olduğu gözlemlenmiştir. Bu uyarlama için denklemin nasıl değiştirildiği önceki bölümlerde açıklanmış olup, denklemin orijinal ve yeni versiyonları grafikte siyah ve kesikli kırmızı çizgiyle gösterilmiştir.

Bu nedenle, FPBH'ye uyum sağlamak için kullanılan kütle tahmin değerleri, klasik FPBH ile yapılan ilk hesaplamalardan daha düşük olan ve yeni hesaplanmış değerlerdir. Minimum kütle tahminlerinin literatür bulgularıyla daha tutarlı sonuçlar verdiği ve bu verilerin FPBH'ye uyarlanmış olduğu tekrar gözlemlenmiştir. Uyarlama için kullanılan denklemin değişimi önceki bölümlerde açıklanmış olup, orijinal ve yeni versiyonları grafikte siyah ve kesikli kırmızı çizgiyle gösterilmiştir. Bu nedenle, FPBH'ye uyarlama için mevcut L_R vs. 0.6 L_X verilerine eklenerek kullanılan veriler başlangıçta belirtilen minimum kütle tahminleridir.

Kütle tahminleri eklendikten sonra veri setinin FPBH'ye uyarlanmış hali Şekil 3'te hem yakınlaştırılmış hem de orijinal FPBH ölçeğinde gösterilmiştir. ULX'lerin konumlandığı bölgenin çok az veri kaynağı içeren bazı aktif olmayan galaksi çekirdeklerini kapsayan bir bölge olduğu gözlemlenmiştir. X ve Y eksenleri ayrı ayrı değerlendirildiğinde, Y eksenindeki radyo gözlemlerinin L+T ve Sy alanı olarak belirtilen değerlere benzediği, X eksenindeki değerlerin ise GBH ile L+T ve Sy alanı arasındaki bölgeye düştüğü görülmektedir.

Klasik FPBH kullanıldığında hesaplanan kütleler doğrultusunda ULX'lerin, Sy ve L+T kaynaklarının başlangıcından hemen önce başlayıp SMBHlerin bulunduğu bölgenin orta değerlerine doğru ilerlediği görülmüştür. Bu nedenle, ULX veri setinin orijinal FPBH yönünde galaksi çekirdekleriyle paralel bir yol izlediği sonucuna varılmıştır. Tahmini kütle sonuçlarının literatür bulgularıyla paralel elde edildiği yeni FPBH yönünde ise bu veri setinin parlaklık açısından bu iki sınıfa da uymayan bir bölgede, ancak kütle hesaplaması açısından bir kısmının GBH, bir kısmının ise IMBHlere uyduğu gözlenmiştir.

Sonuç olarak, FPBH üzerinde radyo ve X-ışını verileri kullanılarak hem klasik FPBH ile hem de modifiye edilmiş



Şekil 3. Klasik FPBH, ULX adayları ve tahmini kütleleriyle birlikte onaylı ULX'leri içermektedir. Sol üstteki lejant ULX adaylarına aittir ve tahmini kütle hesaplamalarına göre renklendirilmiştir. Orta üstteki lejant, literatürden alınan dört onaylı ULX'e aittir ve yine kütle hesaplamalarına göre renklendirilmiştir. Sağ alt köşedeki lejant, orijinal FPBH'ye aittir. QSO: Quasi-Stellar Objects (Yıldız Benzeri Nesneler), Sy: Seyfert Galaksileri, L: LINER (Düşük İyonizasyonlu Nükleer Emisyon Çizgi Bölgeleri), T: Geçiş Nesnesi (LINER/H II) anlamına gelmektedir. X ve Y ekseni sınırları orijinal FPBH ile aynı tutulmuştur. Siyah çizgi, Temel Bağıntıyı (Fundamental Plane) temsil eder. Kesikli siyah çizgiler, denklemde değişkene bağımsız kısım için ± 4.03 hata payını göstermektedir. Kırmızı kesikli çizgi ise ULX'ler için önerilen yeni FPBH denklemidir. Hiçbir veri için hata çubukları eklenmemiştir (Merloni ve diğ. 2003). Hata çubuklarının ne denli küçük olduğu Tunç (2024)'da incelenmiş ve gösterilmiştir.

FPBH ile kütle hesaplamaları yapılmış ve bu hesaplamalar literatürdeki bazı benzer çalışmalarla karşılaştırılmıştır. Modifiye edilmiş FPBH'nin ULX'lerin beklenen ve literatürdeki örnekleriyle tutarlı olan sonuçlar verdiği görülmüştür. Dolayısıyla klasik FPBH'nin ULX'ler için doğru kütle hesapları sağlamadığı açıkça görülmüştür. ULX'lerin FPBH'ye uymadığı ancak FPBH üzerinde kayda değer değişikliklerin ardından tutarlı sonuçlar verdiği en önemli bulgudur.

3.2 Radyo ve X-ışını Parlaklıklarının Oranları

Radyo Parlaklığı ve X-ışını Parlaklığı oranlarına bakıldığında, ULX'lerin ne AGN/QSO gibi süper kütleli kaynaklara ne de LMXB/HMXB gibi güneş kütleli kaynaklara benzediği görülmektedir. L_R/L_X oranı bu iki değer arasında olan ULX'ler, FPBH üzerinde bu iki grup arasındaki bölgeye yerleşmektedir. Bunun detayları Tunç (2024) incelemiş ve görselleştirmiştir.

ULX'lerin bulunduğu bu bölge, FPBH oluşturulurken kullanılan yıldız kütleli ve süper kütleli karadelikler arasında daha az verinin bulunduğu ve daha düşük yoğunluklu bir bölgedir. Birkaç ULX adayı dışında, verilerin çoğu AGN olasılığının başladığı ve artış gösterdiği bu bölgede yoğunlaşmıştır. Bu durum, Klasik FPBH kullanılarak yapılan kütle hesaplamalarının neden 700 ile milyonlar arasında değiştiğini açıklamaktadır.

Ayrıca, FPBH üzerindeki yıldız kütleli karadeliklerin $\log(L_R/L_X)$ oranı -7.75 ile -6.25 arasında, AGN'ler için ise -5.1 ile 0 arasındadır. Analiz sonucunda, ULX'ler için bu oran -6.35 ile -3.53 arasında bulunmuştur. -6.36 değerine sahip tek bir örnek olduğu ve veri setindeki diğer örneklerden oldukça uzak olduğu belirtilmelidir. En yakın örnek -5.54 değerindedir.

Bu durum, bazı ULX örneklerinin yıldız kütleli karadeliklere, bazılarının AGN'lere benzediğini, ancak bazılarının her iki grupla da uyumsuz olduğunu göstermektedir. Başka bir deyişle, parlaklık oranına bakıldığında, beklentilerin aksine, ULX popülasyonunun çoğunluğunun AGN'lerle benzer bir eğilim sergilediği söylenebilir. ULX'lerin bu iki grup arasında yer alan ancak belirli bir ölçüde her iki grup ile de örtüşen nesneler olduğu ifade edilebilir.

3.3 Sertlik Oranı (HR)

Bunlara ek olarak, sertlik analizinde görülen durum farklıdır. HR_{i+1} vs. HR_i analizi, veri setinin dağılım oranlarının AGN'lerden ziyade XRB'lerle daha tutarlı olduğunu göstermiştir. Bu durum, Earnshaw ve diğ. (2019) çalışmasında da doğrulanmıştır. Ancak, XRB ve AGN dağılım oranlarının kesiştiği bölgelerde bir yoğunlaşma gözlemlenmiştir. İki örnekte bu iki bölge içinde yer almayan sertlik oranları gözlemlenmiştir. Diğer iki örnek ise XRB'lerin dağılım oranlarının dışında ancak AGN'lerin dağılım oranlarının içinde kalan sertlik oranları göstermektedir.

Sertlik oranı grafiklerine detaylı ve ayrı ayrı bakıldığında daha ilginç bir senaryo ortaya çıkmaktadır. Sertlik oranları karşılaştırılırken minimum kütle hesaplamaları kullanılmıştır.

Sertlik oranlarının karşılaştırıldığı grafikler (HR1 vs. HR2, HR2 vs. HR3, HR3 vs. HR4) Şekil 4'te görülebilir. HR1 vs. HR2 grafiğinde, yani düşük X-ışını enerjilerinin sertlik oranlarında, her iki grubun (XRB ve AGN) dışında kalan iki örnek (orta kütleli; mavi) ve sadece XRB dağılımının dışında kalan iki örnek (bir orta kütleli; mavi, bir yüksek kütleli; kırmızı) tespit edilmiştir.

HR2 vs. HR3 grafiğinde, hem AGN hem de XRB dağılımına uymayan bir örnek, sadece XRB dağılımına uymayan iki örnek (yüksek kütleli; kırmızı) tespit edilmiştir.

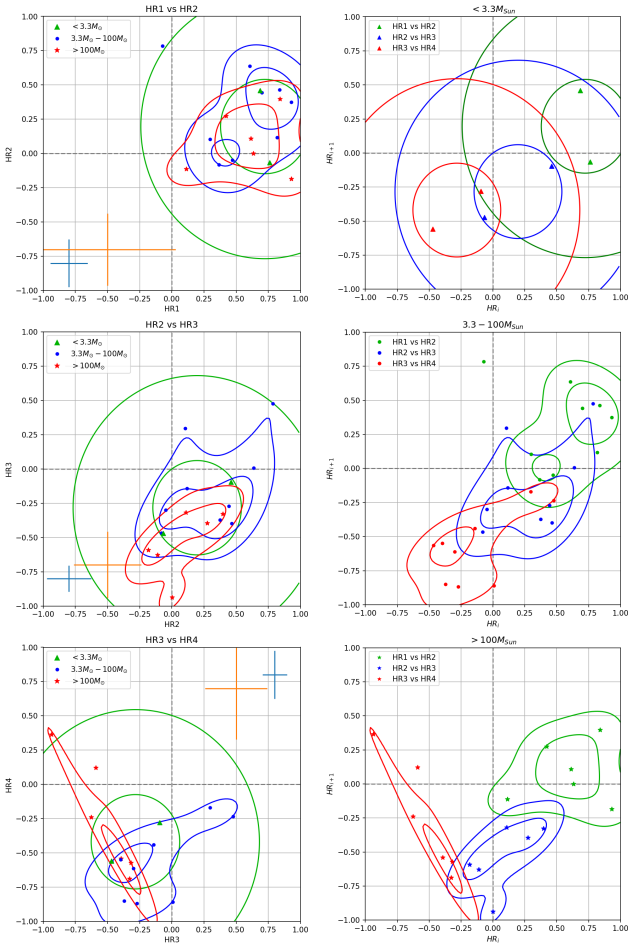
HR3 vs. HR4 grafiğinde, iki gruba da (XRB ve AGN) uymayan üç yüksek kütleli (kırmızı) örnek bulunmaktadır. Orta kütleli iki ULX, sadece XRB'lere uymayan bir oran sergilemektedir. Ayrıca bir aday yüksek enerjilerde gözlemi olmaması ve yüksek enerjilerde tüm veri setiyle tutarsızlık gösterdiği için şüpheli olarak işaretlenerek analizlerden dışlanmıştır.

3.4 X-ışını Bantları

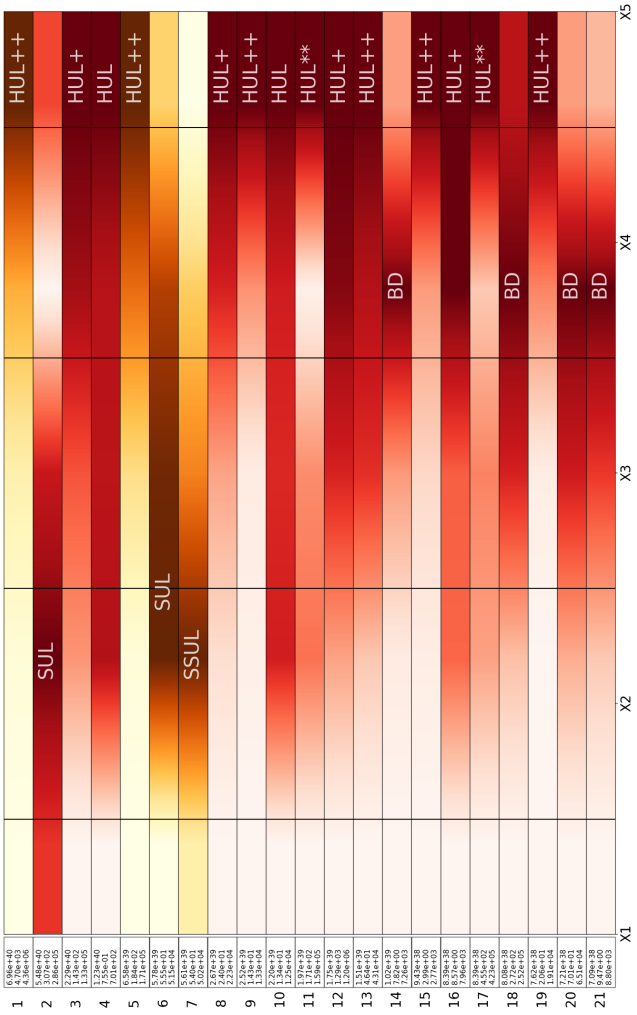
X-ışını bantlarındaki veriler ULX veri setinin süper yumuşak durum, sert durum ve genişlemiş disk durumu gibi tüm durumları barındırdığını göstermiştir. Bu durumların tanımlamaları King ve diğ. (2023)'den alınmıştır. Sayıca baskın olan sert durumun yanı sıra, genişlemiş disk durumu da ikinci en baskın durumdur.

Literatürden alınan 4 veri ve ULX adayı olan 17 veri olmak üzere toplam 21 veri üzerinde yapılan analiz, toplam entegre bant üzerinden sıralanmış ve bu banttaki zirveler ile bu zirvelerin özelliklerine bakılarak gruplandırılmaları amaçlanmıştır (King ve diğ. 2023; Tunç 2024). Örneklerin 5 banttaki X-ışını parlaklık değerleri, maksimum değer için koyu kırmızıdan minimum değer için beyaza doğru bir tonlamada gösterilmiştir.

Tüm veri setinin, literatür verileri de dahil olmak üzere, beş X-ışını bandındaki spektrumları Şekil 5'te gösterilmiştir. X ekseni, 0.2-12 keV arasındaki her bir X-ışını bandı için bölünmüş



Şekil 4. (Sol panel) Elde edilen dört farklı sertlik oranı verisinin HR_i vs. HR_{i+1} olarak karşılaştırılması. Her grafikte tüm veri seti (tüm kütleler) bir bütün olarak gösterilmektedir. Yukarıdan aşağıya her bir grafik farklı sertlik karşılaştırılmalarını temsil eder. Kaynaklar, FPBH kütle tahminlerine göre renklere ayrılmış ve dağılımları izometrik çizgilerle gösterilmiştir (ortalama hata çubuğu mavi, en büyük hata çubuğu turuncu ile gösterilmiştir). (Sağ Panel) Elde edilen dört sertlik oranının HR_i vs. HR_{i+1} her bir kütle grubu için karşılaştırması. Yukarıdan aşağıya her bir grafikte, belirli bir kütle grubu için 3 farklı HR_i vs. HR_{i+1} karşılaştırması ait olduğu kütle grubu için birlikte gösterilmiştir.



Şekil 5. ULX adaylarının ve doğrulanmış dört ULX'in X-ışını spektrumları. Koyu kırmızı en yüksek parlaklık değerini, beyaz ise en düşük parlaklık değerini temsil etmektedir. Her kaynak, kendi maksimum ve minimum değerlerine göre renklendirilmiştir. Soldaki kutularda X-ışını parlaklıkları sırasıyla 0.2-12 keV aralığında gösterilmiştir. Yeni FPBH'ye göre ve klasik FPBH'ye göre yapılan kütle hesaplamaları yer almaktadır. Her kaynağın durumu, zirve yaptığı noktada belirtilmiştir.

ve eksenin tamamı, kara cisim dağılımını taklit etmek amacıyla gri tonlamalı olarak gösterilmiştir.

21 ULX adayı X-ışını parlaklıklarını göre sıralanmış ve hem Klasik FPBH hem de modifiye edilmiş FPBH ile yapılan kütle tahminleri de grafikte yanlarına eklenmiştir. En parlak 13 adayın 10'u sert ve üçü yumuşak/süper yumuşak durum özellikleri göstermektedir. Daha az parlak ($<10^{39}$ erg s^{-1}) sekiz aday arasında dört HUL adayı gözlemlenmiştir. Bu parlaklık sınırında, BD rejimini gösteren dört ULX adayı tespit edilmiş ve en düşük parlaklık 7×10^{38} erg s^{-1} olarak ölçülmüştür. HUL rejimini gösteren adaylar arasındaki belirgin farklılıklar nedeniyle, bu adaylar üzerinde bazı gruplamalar ve işaretlemeler yapılmıştır (Tunç 2024).

HLX seviyesi (10^{41} erg s^{-1}) ile 10^{39} erg s^{-1} seviyesi arasında BD rejimi gösteren hiçbir aday bulunmamıştır. Dominant rejim HUL olarak görünmekle birlikte, literatür verilerindeki dört örnekten üçü SUL veya SSUL rejimlerini göstermektedir. Bu nedenle, BD rejiminin 10^{39} erg s^{-1} in üzerinde bulunmadığı ve yüksek parlaklıklarda HUL ile SUL rejimlerinin gözlemlendiği söylenebilir.

Ayrıca, bu durumlar kütle hesaplamalarıyla karşılaştırılmış ancak net bir korelasyon gözlemlenmemiştir. Bu nedenle FPBH ile yapılan kütle analizleri ile ULX adaylarının X-ışını bantlarındaki davranışları arasında ne yazık ki net bir bağ olmadığı sonucuna varılmıştır.

En parlak 13 örnekten altısının kütle açısından IMBH sınıfına, altısının GBH sınıfına düştüğü ve bir tanesinin veri setinden ayrılmış, daha önce FPBH'de belirtildiği gibi bir güneş kütlesinden daha az hesaplandığı gözlemlenmiştir. Kalan 8 örneğin $<10^{39}$; erg s^{-1} değerinde kaynaklar olduğu hatırlanırsa, bu sekiz örnekten altısının GBH 2.99-20 $M_\odot$ ve ikisinin 272-445 $M_\odot$ aralığında IMBH adayı olduğu belirlenmiştir.

Sonuç olarak, X-ışını bantlarındaki davranış ile ULX

kütlesi arasında bir korelasyon gözlenememiş, NSULX adayı olan veri setinin en düşük kütleli adayının bile aşırı parlak bölgede bulunduğu görülmüştür. Bu başka bir açıdan tutarlı bir gözlemdir çünkü güncel bazı çalışmalarda ortaya çıkan NSULX'lerin bile çok yüksek X-ışını parlaklıklarına ulaşabildiği bulgusuyla örtüşür (Abarca ve diğ. 2021; Tunç 2024).

4 Tartışma

4.1 Çalışmanın Özeti

Bu çalışmada, literatürdeki dört ULX'in farklı kütle hesaplama yöntemleriyle (parlaklık ilişkisi dışında) hesaplanan kütleleri, aynı ULX'lerin klasik FPBH ile hesaplanan kütleleriyle karşılaştırılmıştır. Klasik FPBH, bu farklı kütle hesaplama yöntemleriyle benzer sonuçlar elde etmek için modifiye edilmiştir. Böylece FPBH'nin ULX'ler üzerinde kütle hesabı için uygulanabilir ve kullanılabilir olup olmadığı incelenmiştir. Sonuçta ortaya çıkan FPBH, modifiye edilerek ULX'ler için en iyi uyumlu olan hali şu şekilde bulunmuştur:

$$\log L_{\mathrm{R}} = 0.60 \log L_{\mathrm{X}} + 0.78 \log M + 9.645 \qquad (6)$$

Daha sonra, ULX adayı veri setimize hem klasik FPBH hem de bu yeni modifiye edilmiş FPBH kullanılarak kütle hesaplamaları yapılmış ve veri seti, bu yeni modifiye edilmiş FPBH ile yapılan kütle hesaplamalarına göre gruplandırılmıştır. Bu gruplar sertlik karşılaştırmalarıyla ayrı ayrı incelenmiş ve AGN'ler ve XRB'lerle benzerlikleri ve farklılıkları araştırılmıştır. Veri setinin AGN'ler veya XRB'lerle daha benzer bir davranış gösterip göstermediği parlaklık oranına bakılarak incelenmiş ve son olarak, X-ışını spektrumları incelenerek ULX durumları belirlenerek bu durumlarla modifiye edilmiş FPBH ile yapılan kütle hesaplamaları arasındaki korelasyonlar araştırılmıştır.

Bu çalışmada elde edilen bulgular dört başlık altında özetlenmiştir:

- Klasik FPBH'nin Kullanılma Nedeni: FPBH'nin neden kütle hesaplama yöntemi olarak seçildiği ve çalışmanın temelini nasıl oluşturduğu tartışılmıştır.
- IMBH Adayları ve Katkıları: ULX'lerin hala IMBH potansiyeline sahip olduğunu gösteren bulgularımız tartışılırken, güçlü adayların nasıl belirlendiği açıklanmıştır.
- Nötron Yıldızı ULX'lerinin ve Radyo Verilerinin Eksikliği: Çalışmada neden sadece bir NSULX adayının bulunduğu açıklanmıştır. Bu durumun hangi bağlamda beklentilerimize uygun olduğu tartışılmıştır.
- Gelecek Çalışmaları: bkz. §4.5.

4.2 Klasik Temel Karadelik Bağıntısının Kullanılma Sebebi

FPBH ilk olarak 2003 yılında ortaya çıkmış olmasına rağmen (Merloni ve diğ. 2003) AGN, Sy, LINER'ler ve XRB'ler verilerini kullanarak hazırlanmış bir bağıntıya atıfta bulunmaktadır. Daha sonraki dönemlerde, bu bağıntıya çeşitli alternatifler ortaya çıkmış ve farklı şekillerde ele alınmıştır. Farklı veri setleri kullanılmış olmasına rağmen, ULX'ler hiçbir veri setine dahil edilmemiştir. Bu nedenle, en temel çalışmaya dayanmak önemlidir.

Ayrıca, bu seçim, Klasik FPBH grafiğindeki eğimin, ULX veri setinin kalıntı hesaplamalarındaki eğim ile yüksek benzerliği ve sağladığı sapma marjının kütle temelinde $10^8\,\mathrm{M}_\odot$ ($\log_{10}$ ölçeğinde ± 4.06) mertebesinde olması nedeniyle yapılmıştır. Bu sapma marjı içinde, ULX'lerin çoğunluğunun yıldız kütleli karadelikler ve nötron yıldızı sistemleri olduğunu göz önüne alarak (Wiktorowicz ve diğ. 2017), veri setindeki en düşük kütle adayının, yeni modifiye edilmiş FPBH'nin geçiş noktası olması amaçlanmıştır.

Bu FPBH yöntemiyle elde edilen değerler, diğer yöntemlerle hesaplanan, veri setindeki onaylanmış ULX'lerin yıldız kütleli karadelik kütle modelleriyle karşılaştırılmış ve korelasyonlar gözlemlenmiştir. Elde edilen tüm değerlerdeki benzerlik, FPBH modifiye yönteminin daha tutarlı ve bilimsel analizler için kullanılabileceğini göstermektedir. Bu uyum, sadece yıldız kütleli karadelikler için değil, aynı zamanda IMBH adayları için de tutarlıdır. Bu nedenle, bu korelasyonlar, bu yöntemle elde edilen değerlere dayalı bir analiz yapılmasını kabul edilebilir kılmaktadır.

Ancak, tüm bu tutarlılık için FPBH'nin yaklaşık $10^{2.5}$ mertebesinde değiştirildiğini belirtmekte fayda vardır. Yani açık bir şekilde Klasik FPBH'nin ULX'ler için tutarlı ve kullanılabilir olmadığını söylüyoruz.

4.3 IMBH Adayları ve Katkıları

ALtı IMBH adayından ikisi güçlü aday olarak değerlendirilmektedir. Bu çıkarımı sağlayan ilk kriter, kütle hesaplamalarıdır. Ayrıca, bu iki örneğin parlaklık oranları, literatürden alınan IMBH adaylarıyla uyum göstermektedir.

Bunun yanında, bu iki aday, ULX aday setinin σ değerleri içinde yer almayan ve veri setinden sapma gösteren örneklerdir. HR3 vs HR4 karşılaştırmasında, IMBH adaylarının AGN, XRB ve diğer ULX'lerden farklı bir davranış sergilediği gözlemlenmiştir. Altı örneğin üçü (ikisi yukarıda güçlü IMBH adayları olarak tanımlanan örneklerdir) yüksek sapma göstermekte ve bu davranışı güçlü bir şekilde ortaya koymaktadır.

Bu nedenlerden dolayı, iki aday güçlü IMBH adayları olarak değerlendirilmektedir. Bunun nedeni, parlaklık oranlarının literatürle benzerliği, HR3 vs HR4 davranışları ve hesaplanan kütlelerin $100\,\mathrm{M}_\odot$'den büyük olmasından dolayıdır. Bu altı adaydan ikisi güçlü aday olarak öne çıkarken, kalan dört adaydan birinin HR3 vs. HR4 davranışı da bu iki adayla benzerlik göstermektedir.

4.4 NSULX Eksikliği ve Radyo Verileri

Nötron yıldızlarının da ULX oluşturabilen sıkı nesneler olduğuna dair genel kabul nedeniyle, ilk akla gelen beklentilerden biri, bu veri setinin onaylanmış ULX'lerdeki NSULX/ULX oranına yakın bir oranda NSULX içermesi olacaktır. ULX popülasyonundaki N(NSULX)/N(ULX) oranı, gözlemler ve bazı modellerle sınırlıdır (Wiktorowicz ve diğ. 2017), bu nedenle bu oranın gerçeği tam olarak yansıtıp yansıtmadığına dair net bir şey söylenemez.

Veri setinin elde edildiği ULX adayı kataloğunun ∼770 bağımsız kaynak içerdiği göz önüne alındığında, bu orandan çok daha düşük bir oranda bile olsa, NSULX adaylarının görülmesi beklenmelidir. Önceki bölümlerde bahsedilen NRAO'nun düşük hassasiyeti nedeniyle, Condon ve diğ. (2002) gözlemlerin minimum radyo parlaklığından bahsetmiştir. Bu nedenle, gözlemlenen nesnelerin bulunduğu 3-130 Mpc aralığındaki gözlemlerimizin alt sınırı belirlenebilir.

van den Eijnden ve diğ. (2021); Muno ve diğ. (2005); Migliari ve diğ. (2012); Titarchuk & Shaposhnikov (2005) çalışmalarında belirtildiği gibi yalnızca NSULX'ler değil, tüm NS ikili sistemleri, karadelik sistemlerine kıyasla 30 kat

daha düşük radyo parlaklıkları gösterebilmektedir. Ayrıca, NS ikili sistemlerinin L_R/L_X oranlarına göre geliştirilen modellerde, ULX olarak sınıflandırılabilecek NS sistemlerinin, BHULX'lere kıyasla daha düşük radyo parlaklıkları göstereceği anlaşılmaktadır. Bu nedenle, NRAO'nun neden olduğu sınırlama nedeniyle bir NSULX'ün sahip olabileceği radyo parlaklıklarının gözlemlenmesi beklenmemektedir. Ek olarak, veri setindeki tek NSULX adayının, BHULX eğiliminden ziyade NS ikili sistemleriyle bir korelasyon gösterdiği ortaya konulmuştur. Tüm bunlara ek olarak, ULX'lerin galaksiler içindeki nokta kaynaklar olduğu göz önüne alındığında, NRAO'nun sınırlayıcı faktörleri (düşük açısal çözünürlük, homojen olmayan veri seti), radyo verilerinin ULX'lere ait olma olasılığını azaltan ve 770 kaynaktan 20 kaynağa düşüşe neden olan temel faktörlerdir (Condon ve diğ. 2002). Bu nedenle, bu sınırlayıcı faktörler, aday katalogdan veri setine geçiş sürecinde birçok kaynağın kaybına neden olsa da NSULX'leri çok daha yüksek bir olasılıkla elemiş olmaktadır.

Özetle, daha yüksek hassasiyete ve çözünürlüğe sahip radyo verileri NSULX'lerin incelenmesi için bu makalede uygulanan yöntemler için şarttır. Radyo verilerindeki kısıtlamalar nedeniyle NSULX'lerin elendiği istemsiz bir eğilimin gerçekleşmiş olma ihtimalini çok yüksek görüyoruz. Ancak, eğer ihtimal doğruysa veri setinin neredeyse tamamen (kesin olmayan tek bir NSULX adayı bulunmakta) BHULX'ler ve IMBH'lerden oluştuğu sonucu ortaya çıkar (Tunç 2024).

4.5 Gelecek Çalışmaları

Son olarak, bu çalışmada yapılabilecek iyileştirmelere değinmek isteriz. Bunlardan ilki, daha büyük bir veri setiyle aynı yöntemlerin test edilmesidir. Veri setinin genişletilmesi halinde yöntemlerin önce sadece BHULX ve IMBH'lere uygulanması ve incelenmesi, sonrasında ise NSULX'ler de dahil edilerek tüm veri setine uygulanması gerekmektedir. İkincisi, daha yüksek çözünürlüklü ve daha yüksek hassasiyetli radyo verilerinin kullanılmasıdır. Bu, hem aday kaynakların sayısını artıracak hem de orantılı olarak daha fazla NSULX bulunmasını ve daha tutarlı analizler yapılmasını sağlayacaktır. Burada dikkat edilmesi gereken bir nokta vardır: FPBH veya modifiye edilmiş hali, karadelikler için geliştirilmiş bir bağıntıdır. Dolayısıyla NSULX'lerinin karadelikler için geliştirilmiş bu bağıntıya uyup uymayacağı, ne denli uyacağı belirsizdir. Ayrı bir çalışmanın konusudur.

Merloni ve diğ. (2003); Gültekin ve diğ. (2019) çalışmasında klasik FPBH radyo verileri olarak 5 GHz gözlemlerinin kullanılmasının önemini vurgulamıştır (FPBH'de belirtildiği gibi). Farklı frekanslardaki radyo verilerinin uygulandığı modeller (örneğin 1.4 ve 8.5 GHz) kullanılarak bazı alternatif hesaplamalar yapılabilir (Cseh ve diğ. 2012; Chandrajit Singha & Senorita Devi 2019; Jang ve diğ. 2018). Bu yeni hesaplamalar mevcut olanlarla karşılaştırılarak, ortaya çıkan benzerlikler, korelasyonlar ve karşıtlıklar dikkate alınarak ULX'ler için daha iyi tahminler ve modellemeler yapılabilir.

5 Sonuç

Bu çalışmada, Temel Karadelik Bağıntısının (FPBH) Ultraluminous X-ışını Kaynaklarına (ULX) uyarlanabilirliği incelenmiştir. Ayrıca, ULX adayları üç farklı perspektiften (Radyo ve X-ışını parlaklık oranı, Sertlik oranı, X-ışını bantları) analiz edilerek çeşitli parametreler ve hesaplanan kütleler arasındaki ilişkiler incelenmiştir. Bu yolla, ULX'lerin benzersiz doğasını anlama amacı da bir diğer motivasyon olmuştur. Odak noktamız, ULX'ler için alternatif kütle hesaplama yöntemlerini, daha önce karadelik kütle hesaplamalarında kullanılan radyo ve X-ışını parlaklıkları arasındaki ilişkiye dayanan yöntemlerle karşılaştırmak ve tutarlılıklarını inceleyerek daha tutarlı hale getirebilmektir.

FPBH gözden geçirilerek modifiye edilmiş ve ULX'ler için daha tutarlı kütle hesaplamaları sağlayan genel bir karadelik kütle hesaplama yöntemi geliştirilmesini sağlamıştır:

$$\log L_R = 0.60 \log L_X + 0.78 \log M + 9.645 \qquad (7)$$

Bu önerilen yeni kütle tahmin modeli sayesinde, yapılan gruplama sonucunda 18 veriden oluşan veri setinde altı IMBH adayı (ikisi güçlü aday), bir nötron yıldızı adayı, bir NS/BH sınır adayı ve yıldız kütleli karadelik içeren 10 ULX adayı belirlenmiştir.

Daha sonra, gruplandırılan bu adayların eğilimleri, hem sertlik hem de parlaklık oranlarının AGN'ler, XRB'ler ve diğer ULX'lerle karşılaştırılmasıyla incelenmiştir. ULX'lerin durumları, beş ardışık X-ışını bandının gözlemlenmesiyle belirlenmiştir. Görüldüğü üzere modifiye edilen FPBH, literatürdeki başka kütle hesabı yöntemleriyle tutarlı ve literatürden alınan bu ULX'ler için çalışan bir durumdadır.

ULX'lerin parlaklık oranları AGN'lere yakın olsa da, XRB'ler ve AGN'ler arasındaki boşluğa daha iyi uyum sağlamaktadır. Parlaklık oranları göz önüne alındığında, klasik FPBH (cFPBH) kütle hesaplamalarının ULX'ler için neden tutarlı çalışmadığı daha net görülebilir.

Klasik FPBH ile yapılan kütle hesaplamaları sonucunda, ULX'lerin AGN'lerin düşük kütleli örneklerinin bulunduğu bölgede yoğunlaştığı ve ayrıca bu bölgenin hemen altında, olası IMBH'lere karşılık gelen bölgede bulunduğu görülmektedir. Bu iki bölge, XRB'er ve AGN'ler arasındadır ancak parlaklık oranlarının öngördüğü gibi AGN'lere daha yakındır. Bu, ilk çalışmalarda neden tüm ULX'lerin yanlış bir şekilde IMBH olarak yorumlandığına iyi bir açıklamadır. FPBH'yi modifiye etme motivasyonunu da haklı çıkaran önemli bir bulgudur.

ULX'ler ve diğer karadelik sistemleri arasında benzerlikler bulunsa da, önemli farklılıklar mevcuttur. Bu farklılıklar FPBH kullanımını engellemezken, IMBH'leri diğer ULX'lerden ayırmaya yardımcı olabilecek işaretlerdir. Modifiye edilmiş FPBH, karadelikler için hala geçerli olsa da nötron yıldızları için çalışması şüphelidir. Böylece, modifiye edilmiş FPBH, kütle hesaplamalarının olası karadelik kütle aralığında olup olmadığını görerek NSULX'leri ayırt etmeye de yardımcı olabilir. Bu nedenle çıkarımımız, yüksek enerjilerdeki sertliklerin IMBH'leri ayırt etmede, modifiye edilmiş FPBH ile yapılan kütle hesaplamalarının ise NSULX'leri ayırt etmede yardımcı olabileceğidir. ULX'ler diğer karadelik sistemleriyle belirli benzerlikler gösterse de, bazı ULX'lerin nötron yıldızlarından oluştuğu göz önüne alındığında, analizlerinin diğer karadelik sistemleriyle karşılaştırılabilir olacak şekilde genelleştirilmesini uygun bulmuyoruz.

Modifiye edilmiş FPBH, karadelik barındıran herhangi bir ULX sistemi (BHULX, IMBH) için tutarlıdır.

Ayrıca, daha yüksek çözünürlüklü ve daha yüksek hassasiyetli radyo gözlemlerinin eksikliğinin en sınırlayıcı parametre olduğunu da vurgulamak isteriz.

Kaynaklar

Abarca D., Parfrey K., Kluźniak W., 2021, ApJ, 917, L31
Bachetti M., ve diğ., 2014, Nature, 514, 202

Bernadich M. C. i., Schwope A. D., Kovlakas K., Zezas A., Traulsen I., 2022, A&A, 659, A188
Brightman M., ve diğ., 2016, in AAS/High Energy Astrophysics Division #15. p. 207.03
Brightman M., ve diğ., 2018, in 42nd COSPAR Scientific Assembly. pp E1.13–2–18
Carpano S., Haberl F., Maitra C., Vasilopoulos G., 2018, MNRAS, 476, L45
Centre de Données Astronomiques de Strasbourg (CDS) 2011, Aladin: Interactive Sky Atlas, Astrophysics Source Code Library, record ascl:1112.019 (ascl:1112.019)
Chandrajit Singha A., Senorita Devi A., 2019, in Journal of Physics Conference Series. p. 012003, doi:10.1088/1742-6596/1330/1/012003
Condon J. J., Cotton W. D., Greisen E. W., Yin Q. F., Perley R. A., Taylor G. B., Broderick J. J., 2002, VizieR Online Data Catalog, p. VIII/65, ADS
Cseh D., ve diğ., 2012, ApJ, 749, 17
Doroshenko V., Tsygankov S., Santangelo A., 2018, A&A, 613, A19
Earnshaw H. P., Roberts T. P., Middleton M. J., Walton D. J., Mateos S., 2019, MNRAS, 483, 5554
Fabbiano G., 1989, ARA&A, 27, 87
Fabrika S., Mescheryakov A., 2001, in Schilizzi R. T., ed., Galaxies and their Constituents at the Highest Angular Resolutions Vol. 205, Galaxies and their Constituents at the Highest Angular Resolutions. p. 268 (arXiv:astro-ph/0103070), doi:10.48550/arXiv.astro-ph/0103070
Gordon Y. A., ve diğ., 2021, ApJS, 255, 30
Gültekin K., King A. L., Cackett E. M., Nyland K., Miller J. M., Di Matteo T., Markoff S., Rupen M. P., 2019, ApJ, 871, 80
Israel G. L., 2017, Taking the beat of the UNSeEN (The Ultraluminous NS populatioN of ULXs), XMM-Newton Proposal ID #82445
Israel G. L., ve diğ., 2017, in Ness J.-U., Migliari S., eds, The X-ray Universe 2017. p. 104
Jang I., Gliozzi M., Satyapal S., Titarchuk L., 2018, MNRAS, 473, 136
King A. R., Davies M. B., Ward M. J., Fabbiano G., Elvis M., 2001, ApJ, 552, L109
King A., Lasota J.-P., Middleton M., 2023, New Astron. Rev., 96, 101672
Lipunova G. V., 1999, Astronomy Letters, 25, 508
Merloni A., Heinz S., di Matteo T., 2003, MNRAS, 345, 1057
Migliari S., Ghisellini G., Miller-Jones J., Russell D., 2012, in International Journal of Modern Physics Conference Series. pp 108–113, doi:10.1142/S2010194512004485
Muno M. P., Belloni T., Dhawan V., Morgan E. H., Remillard R. A., Rupen M. P., 2005, ApJ, 626, 1020
Poutanen J., Lipunova G., Fabrika S., Butkevich A. G., Abolmasov P., 2007, MNRAS, 377, 1187
Rodríguez Castillo G. A., ve diğ., 2020, ApJ, 895, 60
Shakura N. I., Sunyaev R. A., 1973, A&A, 24, 337, ADS
Sutton A. D., Roberts T. P., Walton D. J., Gladstone J. C., Scott A. E., 2012, MNRAS, 423, 1154
Sutton A. D., Roberts T. P., Middleton M. J., 2013, MNRAS, 435, 1758
Titarchuk L., Shaposhnikov N., 2005, ApJ, 626, 298
Tsygankov S. S., Doroshenko V., Lutovinov A. A., Mushtukov A. A., Poutanen J., 2017, A&A, 605, A39
Tunç E., 2024, Master's thesis, Middle East Technical University
Wiktorowicz G., Sobolewska M., Lasota J.-P., Belczynski K., 2017, ApJ, 846, 17
Wolter A., Rushton A., Mezcua M., Cseh D., Pintore F., Prandoni I., Paragi Z., Zampieri L., 2015, in Advancing Astrophysics with the Square Kilometre Array (AASKA14). p. 91 (arXiv:1412.5643), doi:10.22323/1.215.0091
van den Eijnden J., ve diğ., 2021, MNRAS, 507, 3899

Access:
M25-0357: Turkish J.A&A — Vol.6, Issue 3.

TJAA Vol. **6**, *Special Issue*, *p.*236–242 (2025). DOI: 10.55064/tjaa.1592779 *Research Article*

Stock Kümelerinin Kinematik ve Dinamik Özellikleri

Hikmet Çakmak[1] ⋆
[1] *İstanbul Üniversitesi, Fen Fakültesi, Bilgisayar Bilimleri Bölümü, İstanbul 34134, Türkiye*

Accepted: March 15, 2025. Revised: March 15, 2025. Received: November 28, 2024.

Özet
Açık yıldız kümeleri bir galaksinin önemli bileşenlerinden biridir. Kümedeki yıldız üyelerinin aynı gaz bulutundan ve birbirine yakın zamanlarda oluşması, kinematik ve dinamik özelliklerinin de birbirine benzer olmasını sağlamaktadır. Bu bakımdan bu kümelerin galaksi içinde bulundukları konumlar galaksinin o bölgesine ait genel kinematik ve dinamik özelliklerinin bir göstergesi olacaktır. Bu çalışmanın temel amacı, Samanyolu galaksisinde güneş civarındaki kinematik ve dinamik özelliklerin Stock açık yıldız kümeleri üzerinden ortaya konulmasıdır. Bilenen 22 Stock açık yıldız kümesinden 19'u bu makale çalışması için seçilmiş ve bunların kinematik özellikleri Gaia DR3 verileri kullanılarak belirlenmiştir. 16 Stock kümesi galaksimizin Perseus ve Orion-Cygnus kollarında Güneş civarında dağılırken, 3 küme ise Sagittarius-Carina kolunda galaksi merkezine yakın bir konumda bulunmaktadır. Yapısal ve astrofizik parametreler incelendiğinde, sarmal kollarda bulunan kümelerin merkez ve limit yarıçaplarının genellikle küçük olduğu, sarmal kollar arasında bulunan kümelerin ise nispeten büyük olduğu gözlenmiştir. Stock 13 dışındaki kümeler küçük boyutlu kümelerdir. Kümelerin merkez ve limit değerleri R_{merkez}<1.5 pc, R_{lim}<7 pc'tir. Stock kümeleri çoğunlukla genç ve orta yaşlı kümelerdir. Bu ise kümelerin dinamik genişleme ve büzülme evrim aşamalarına henüz geçmediklerini göstermektedir.

Abstract
Open star clusters are an important component of a galaxy. The fact that the stellar members of a cluster are formed from the same gas cloud and at similar times ensures that their kinematic and dynamical properties are similar. In this respect, the location of these clusters in the galaxy will be an indicator of the overall kinematical and dynamical properties of that region of the galaxy. The main objective of this study is to investigate the kinematical and dynamical properties of the Milky Way galaxy in the solar neighborhood using Stock open star clusters. Of the 22 known Stock open star clusters, 19 were selected for this paper and their kinematical properties were determined using Gaia DR3 data. 16 Stock clusters are distributed around the Sun in the Perseus and Orion-Cygnus arms of our galaxy, while 3 clusters are located close to the galaxy center in the Sagittarius-Carina arm. The analysis of structural and astrophysical parameters reveals that the core and limit radii of clusters located in the spiral arms are generally small, while clusters located between the spiral arms are relatively large. Clusters other than Stock 13 are small size clusters. Their core and limit values are R_{merkez}<1.5 pc and R_{lim}<7 pc. Stock clusters are mostly young and middle-aged clusters. This indicates that the clusters have not yet passed through the dynamic expansion and contraction stages of evolution.

Anahtar Kelimeler: (Galaksi:) evrim – (Galaksi:) kinematik ve dinamik, – (Galaksi:) açık kümeler ve gruplar: bireysel: Stock [1, 2, ,3 ,4, 5, 6, 7, 8, 10, 12, 13, 14, 16, 17, 18, 20, 21, 23, 24]

1 Giriş

Açık kümeler (AK'ler), küresel kümelerle birlikte bir galaksinin temel bileşenleri arasında yer alır ve galaksinin genel kinematik, dinamik ve kimyasal özelliklerinin anlaşılmasında kilit rol oynar. Bir galaksinin bu özelliklerini doğru bir şekilde belirleyebilmek, AK'lerin yapılarının, dağılımlarının ve hızlarının detaylı bir şekilde incelenmesine bağlıdır. AK'lerin evrimleri ve galaksiyle etkileşimleri, galaktik yapıdaki yerlerini anlamamıza ve yıldız oluşum süreçlerine dair önemli ipuçları elde etmemize olanak tanır. AK'ler, galaksi içinde yer aldıkları ortamla sürekli etkileşim halindedir ve bu durum dinamik evrimlerinde önemli bir rol oynar. Bu kümeler, galaksi diskindeki dev moleküler bulutlarla karşılaşmalar, sarmal kol şokları ve galaktik çekim potansiyelinin neden olduğu gelgit etkileri gibi dış etkilerle karşı karşıya kalır. Aynı zamanda, yıldız evrimi sırasında kütle kaybı, kütle ayrımı ve buharlaşma gibi içsel süreçler de AK'lerin dinamik yapısında değişikliklere yol açar. Bu süreçler, kümelerin kütlelerini azaltır ve ilkel moleküler yapılarını kaybetmelerine neden olur (Lamers & Gieles 2006; Gieles ve diğ. 2007; Gutermuth ve diğ. 2009; Gouliermis 2018).

Converse & Stahler (2011) tarafından belirtilen bir diğer önemli dinamik etki ise kümelerin çekirdeklerinin içe doğru büzülmesi, dış kısımlarının ise genişlemesidir. Bu, enerjinin iç kısımdan dış kısımlara aktarılmasıyla gerçekleşir ve kütle ayrımı sonucunda, düşük kütleli yıldızlar kümelerin dış kısımlarına yönelir. Kümeler oluştuklarından itibaren birkaç milyon yıl (Myr) boyunca, kütlelerinin büyük bir kısmını bu dinamik etkiler nedeniyle kaybeder ve orijinal yıldızlarının önemli bir kısmı galaksiye dağılır. Bu etkileşimler, AK'lerin uzun vadeli yapılarını ve galaksi içindeki evrimlerini şekillendirir.

Bu çalışma, 2022 Eylül ayından bu yana yürütülmekte olunan "Samanyolu Galaksisindeki Açık Kümelerin Kinematiği" isimli 122F109 numaralı TÜBİTAK 1001 projesi kapsamında yapılmıştır. Projenin temel amacı açık kümelerin uzay tabanlı güncel astrometrik, fotometrik ve tayfsal verilerinin bir arada

⋆ hcakmak@istanbul.edu.tr

© 2025 Turkish Astronomical Society (TAD)

Çizelge 1. Seçilen Stock kümelerinin ekvatoral ve galaktik koordinatları.

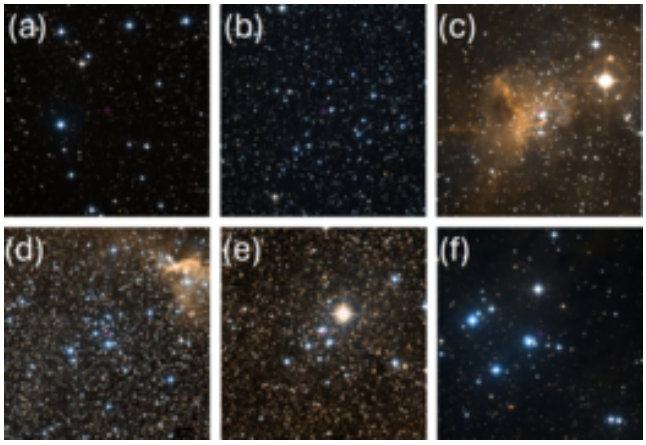
Küme	α_{J2000} (h m s)	δ_{J2000} (° ′ ″)	l (°)	b (°)
Stock 1	19 36 35.8	+25 06 57.6	60.24	2.26
Stock 2	02 14 50.0	+59 19 00.0	133.43	−1.89
Stock 3	01 12 01.4	+62 16 58.0	125.35	−0.45
Stock 4	01 52 54.0	+57 04 03.0	131.25	−4.81
Stock 5	02 04 40.9	+64 20 29.3	130.76	2.59
Stock 6	02 23 40.0	+63 51 10.3	132.88	2.78
Stock 7	02 29 39.7	+60 39 28.7	134.68	0.03
Stock 8	05 28 08.4	+34 25 34.8	173.37	−0.18
Stock 10	05 38 45.0	+37 56 36.5	171.62	3.56
Stock 12	23 35 33.2	+52 40 10.4	111.44	−8.48
Stock 13	11 13 04.9	-58 53 10.6	290.51	1.59
Stock 14	11 43 47.8	-62 32 41.6	295.22	−0.67
Stock 16	13 19 25.9	-62 39 42.1	306.15	0.06
Stock 17	23 46 00.8	+62 12 44.1	115.38	0.27
Stock 18	00 01 35.7	+64 37 28.3	117.62	2.26
Stock 20	00 25 12.7	+62 37 13.2	119.93	−0.10
Stock 21	00 30 16.6	+57 55 44.7	120.05	−4.83
Stock 23	03 16 24.8	+60 05 55.9	140.08	2.09
Stock 24	00 39 48.9	+61 58 34.5	121.55	−0.89

analiz edilmesiyle kümelerin kinematiği, yörünge dinamiği ve kimyasal yapılarının belirlenmesidir. Bu proje kapsamında temel analizleri yapılan 2000'e yakın küme içinden Stock kümeleri bu çalışma için seçilmiştir. Analizler için kümlerin GAIA DR3 verileri kullanılmıştır.

Alman astronom Jürgen Stock, 1950'lerin başında Warner and Swasey Gözlemevinde (Ohia eyaleti Cleveland'ta Case Western Reserve Üniversitesi) çalışırken bu kümlerin gözlemlerini yapmıştır. Daha sonra bu kümeler Çekoslavak Georg Alter tarafından Stock kümeleri olarak tasnif edilmiştir (Mackie 2001). Toplam olarak 24 Stock açık kümesi bulunmaktadır. Ancak GAIA DR3 verilerinin öz hareket grafiklerinin analizleri sonucunda çalışmaya elverişli 19 küme seçilmiştir. Bu çalışmada yürütülen projenin hedefleri doğrultusunda Stock kümelerinin kinematik ve dinamik özellikleri sunulacaktır. Çizelge 1'de, kümelerin ekvatoral ve galaktik koodinatları listelenmiş, Aladin Sky Atlas'tan ise Şekil 1'de verilmiştir. Yapılan analizler sonucunda merkez ve limit yarıçapları küçük olan kümelerin çoğunlukla sarmal kollarda, büyük olan kümelerin ise sarmal kollar aralarında dağıldıkları gözlenmiştir. İncelenen kümlerin çoğunlukla genç ve orta yaşlı kümeler olması sebebiyle bunların henüz dinamik genişleme ve büzülme evrim aşamalarına geçmedikleri düşünülmektedir.

2 Küme Çalışma Verisi

Küme analizleri için proje temel çerçevesi kapsamında kümelerin ekvatoral koordinatları (RA, DEC), *Gaia* fotometrik parlaklıkları (G, G_{BP}, G_{RP}), trigonometrik paralaks (ϖ), öz hareket bileşenleri ($\mu_\alpha \cos\delta, \mu_\delta$) ve radyal hız ($V_R$) verileri 2022 yılının haziran ayında yayınlanan *Gaia* DR3 kataloğundan alınmıştır (Gaia işbirliği 2023). Ayrıca proje kapsamında gerçekleştirilen literatür taraması ile kümelerin bilinen metal bollukları derlenmiştir. Metal bollukları küme yaşını belirlemede kullan önemli bir parametredir. Bu açıdan spektrpskopik metotla belirlenmiş metal bollukları özellikle bulunmaya çalışılmıştır. *Gaia* DR3 verilerinin analizi sonucunda elde edilen öz-hareket büyüklükleri, küme yaşı ve uzaklık gibi değerler öncellikle projede kapsamında referans olarak alınmış olan



Şekil 1. Seçilen bazı Stock kümelerinin Aladin Sky Atlas'tan alınan gökyüzü görüntüleri. (a) Stock 2, (b) Stock 4, (c) Stock 8, (d) Stock 13, (e) Stock 14 ve (f) Stock 23.

Cantat-Gaudin ve diğ. (2020) kataloğundaki değerler ile doğruluk mertebelerinin tespiti amacıyla karşılaştırılmıştır.

3 Küme Üyelerinin Tespiti

TÜBİTAK 1001 projesi kapsamında belirlenen temel çerçeveye göre üyeliklerin tespiti bir Python paketi olarak hazırlanmış olan `UPMASK` (Unsupervised Photometric Membership Assignment in Stellar Cluster; Krone-Martins & Moitinho 2014) kodu kullanılarak yapılmıştır. `UPMASK` bir kümeleme algoritması kullanarak farklı kümelenme değerlerindeki (İng., k-means) üyelik olasılıklarını yüzde olarak hesaplamaktadır. Açık kümelerde küme üyeleri çoğunlukla öz-hareket grafiklerinde belirli bir yoğunluk noktası şeklinde bir kümelenme göstermektedir. Bu bakımdan kümelenmesnin doğru bir şekilde elde edilmesi için `UPMASK` kodunda öz-hareket ve trigonometrik paralaks değerleri şeklinde üç parametreli bir seçim işlemi uygulanmıştır. Buna göre `UPMASK` kodu genellikle 5 ila 36 arasındaki bütün k-means değerleri için çalıştırılmış ve küme üyelerinin büyük bir çoğunlukla seçilebildiği k-ortalama değerine ait üyelik verileri analiz için kullanılmıştır. Hesaplanan bu üyelik verilerinde üyelik yüzdesi $P \geq 50$ olan yıldızlar küme üyesi olarak kabul edilmiştir.

4 Kümelere İlişkin Parametrelerin Hesaplanması

4.1 Yapısal Parametreler

Bir kümenin bulunduğu alan içindeki dağılımını ve yoğunluğunu gösteren R_{merkez} ve R_{lim} yapısal parametreleri, King (1962) tarafından analitik olarak ortaya konulmuş olan ve Radyal Yoğunluk Profili olarak isimlendirilen

$$\sigma(R) = \sigma_{bg} + \frac{\sigma_0}{1 + (R/R_{merkez})^2} \quad (1)$$

bağıntısı ile elde edilebilmektdir. Burada $\sigma(R)$, R uzaklığındaki yıldız yoğunluğu, σ_{bg} zemin yıldız yoğunluğu ve σ_0, kümenin merkez yıldız yoğunluğudur. RDP değerleri, küme merkezi ekvatoryal koordinatı etrafında oluşturulan eş-merkezli halka alanları içinde kalan yıldız yoğunluklarının hesaplanmasıyla elde edilir. İkinci adımda bu RDP değerlerine Eşitlik 1 bağıntısına uyan bir eğri fit edilerek kümenin merkez yarıçapı R_{merkez} elde edilir. R_{lim} değeri ise Bukowiecki ve diğ. (2011) tarafından

verilen

$$R_{\rm lim} = R_{\rm merkez}\sqrt{\frac{\sigma_0}{3\sigma_{\rm bg}} - 1} \qquad (2)$$

bağıntısı göre hesaplanır. Burada eğri fit işlemi sonucunda elde edilen parametreler kullanılarak hesaplama işlemi yaplıır.

4.2 Astrofizik Parametreler

Kümelerin yaşlarını belirleme işlemi, uygun (PAdova and TRieste Stellar Evolution Code) PARSEC eş-yaş eğrilerinin (Bressan ve diğ. 2012) seçilerek *Gaia* renk-parlaklık diyagramlarına (CMD) fit edilmesiyle gerçekleştirilmektedir. Bu fit işlemiyle kümenin *Gaia* renk artık değeri elde edilirken aynı zamanda kümenin uzaklığı da hesap edilmektedir.

Belirlenen eş-yaş eğrileri küme üyesi yıldızların kütlelerinin hesaplanmasını sağlamaktadır. Eş-yaş eğrisinin anakol kısmı etrafındaki üyelerin kütle frekans dağılımlarına

$$\log\left(\frac{dN}{dM}\right) = -(1+\chi)\log(M) + C \qquad (3)$$

şeklinde bağıntıya göre bir lineer eğri fiti yapılarak kütle dağılım fonksiyonun χ katsayısı elde edilir. Burada χ değeri kütle fonksiyonu doğrusunun eğim değeri olup elde edilen fonksiyonla kümenin toplam kütlesi de hesaplanmaktadır.

4.3 Kinematik ve Dinamik Parametreler

Kümelerin Galaktik yörünge parametrelerinin elde edilmesi için python kütüphanesinde bulunan `GALPY` paketi kullanılmıştır. Bovy (2015) tarafından geliştirilen bu `GALPY` paketi sadece Galaktik yörünge parametrelerini değil aynı zamanda uzay hızı bileşenleri ve yörünge biçimi gibi diğer parametrelerin hesaplanmasına imkan vermektedir. Bu çalışmada yörünge hesapları için paket içindeki `MWPotential2014` Samanyolu galaktik potansiyeli fonksiyonu hesaba katılmıştır.

Bir açık kümedeki yıldızların bulundukları bölgeyi geçmeleri için geçen süre gevşeme zamanı (İng., relaxation time) $t_{\rm rlx}$ olarak tanımlanmaktadır. Kinematik açıdan önemli bir gösterge olan bu parametre

$$t_{\rm rlx} = \frac{8.9\times10^5\sqrt{N}\;{R_{\rm hm}}^{3/2}}{\log(0.4N)\;\sqrt{m}} \qquad (4)$$

bağıntısıyla verilmektedir (Spitzer & Hart 1971). Burada N küme üye sayısını, $R_{\rm hm}$ yarı-kütle yarıçapını ve m kümenin ortalama kütlesini göstermektedir. $R_{\rm hm}$ değeri Larsen (2006) tarafından

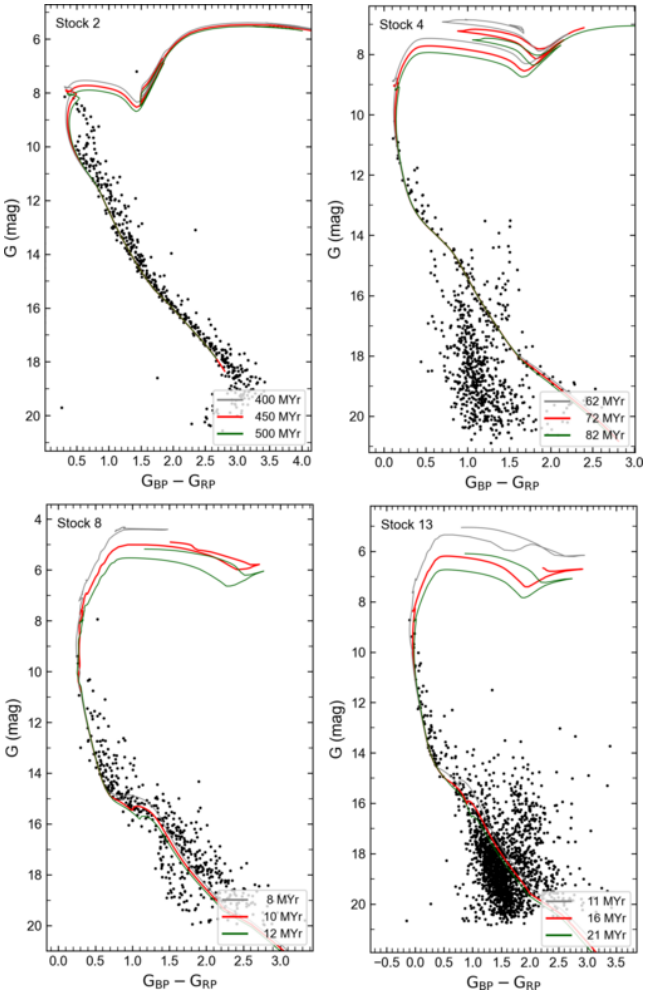
$$R_{\rm hm} = 0.547\times R_{\rm merkez}\times\left(\frac{R_{\rm t}}{R_{\rm merkez}}\right)^{0.486} \qquad (5)$$

ifadesi ile gösterilmektedir. Bu bağıntıda $R_{\rm t}$ gelgit yarıçapı olup

$$R_{\rm t} = \left(\frac{M}{2M_{\rm G}}\right)^{1/3}\times R_{\rm GC} \qquad (6)$$

bağıntısına göre hesaplanır (Kim ve diğ. 2000). Burada M ve $R_{\rm GC}$ değerleri, sırasıyla kümenin toplam kütlesi ve Galaksi merkezine olan uzaklığını göstermektedir. Bir kümenin Galaksi merkezine olan uzaklığı $R_{\rm GC}$ yarıçapı içinde kalan toplam Galaksi kütlesi $M_{\rm G}$ Genzel & Townes (1987) tarafından

$$M_{\rm G} = 2\times10^8\,{\rm M}_\odot\left(\frac{R_{\rm GC}}{30\ {\rm pc}}\right)^{1.2} \qquad (7)$$



Şekil 2. Örnek olarak seçilmiş birkaç Stock kümesinin *Gaia* renk-parlaklık grafikleri. Siyah noktalar üye yıldızları ve kırmızı çizgi ise en uygun eş-yaş eğrisini göstermektedir.

bağıntısıyla ifade edilebilmektedir.

Küme dinamik parametrelerinden dinamiksel gelişim parametresi τ=yaş/$t_{\rm rlx}$ bağıntısına göre elde edilmektedir. Diğer bir parametre küme çözülme zamanı $t_{\rm diss}$ ise

$$t_{\rm diss} = 250\ {\rm Myıl}\left(\frac{M}{300\,{\rm M}_\odot}\right)^{1/2}\times\left(\frac{R_{\rm hm}}{2\ {\rm pc}}\right)^{-3/2} \qquad (8)$$

bağıntısına göre elde edilmektedir (Binney & Tremaine 2008; Converse & Stahler 2011).

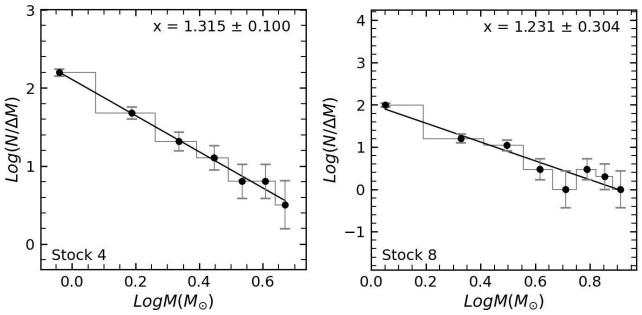
5 Analiz Sonuçları

§3'te ve §4.2'de verilen açıklamalar doğrultusunda `UPMASK` metodu kullanılarak küme üyelikleri belirlenmiş ve her bir kümenin *Gaia* CMD'leri için en uygun PARSEC eş-yaş eğrileri belirlenmiştir. Şekil 2'de birkaç Stock kümesinin CMD grafikleri gösterilmiştir. *Gaia* CMD'leriyle elde edilen küme yaşı, uzaklığı, ve metal bolluğu değerleri ve §4.1'de verilen bilgilere göre hesaplanan küme yapısal parametreleri Çizelge 2'de listelenmiştir.

Belirlenen PARSEC eş-yaş eğrileriyle *Gaia* CMD'lerinden elde edilen kütle fonksiyonularına ait iki örnek Şekil

Çizelge 2. Stock kümelerinin hesaplanan astrofiziksel ve yapısal parametreleri. DM_0 kızarmadan arındırılmış uzaklık modülü, R^2 ise RDP için korelasyon katsayısıdır.

	Astrofiziksel					Yapısal			
Küme	Yaş (Myr)	d (pc)	DM_0	$E(G_{BP}-G_{RP})$	Z	(1′) (pc)	R_{merkez} (′)	R_{lim} (′)	R^2
Stock 1	405 ± 50	404 ± 18	8.03 ± 0.09	0.14 ± 0.02	0.0210	0.117	0.29 ± 0.03	3.35 ± 0.27	0.994
Stock 2	450 ± 50	383 ± 15	7.92 ± 0.09	0.36 ± 0.02	0.0189	0.111	0.21 ± 0.08	1.39 ± 0.18	0.890
Stock 3	25 ± 05	2494 ± 286	11.99 ± 0.25	1.24 ± 0.02	0.0152	0.725	0.14 ± 0.04	1.14 ± 0.13	0.983
Stock 4	72 ± 10	1488 ± 78	10.86 ± 0.11	0.36 ± 0.02	0.0169	0.433	0.24 ± 0.03	2.33 ± 0.18	0.982
Stock 5	39 ± 05	964 ± 55	9.92 ± 0.13	0.67 ± 0.01	0.0189	0.280	0.20 ± 0.02	2.74 ± 0.25	0.982
Stock 6	700 ± 100	994 ± 43	9.99 ± 0.09	0.56 ± 0.05	0.0152	0.289	0.34 ± 0.03	3.66 ± 0.31	0.989
Stock 7	85 ± 10	682 ± 31	9.17 ± 0.10	0.69 ± 0.01	0.0210	0.198	0.22 ± 0.03	2.21 ± 0.25	0.979
Stock 8	10 ± 02	2251 ± 180	11.76 ± 0.17	0.75 ± 0.11	0.0169	0.614	0.75 ± 0.03	9.77 ± 0.43	0.995
Stock 10	130 ± 20	360 ± 20	7.78 ± 0.12	0.22 ± 0.02	0.0136	0.105	0.16 ± 0.01	2.69 ± 0.19	0.995
Stock 12	105 ± 20	450 ± 31	8.26 ± 0.15	0.20 ± 0.02	0.0152	0.131	0.18 ± 0.04	2.09 ± 0.23	0.976
Stock 13	16 ± 05	2665 ± 686	12.13 ± 0.56	0.34 ± 0.01	0.0169	0.775	3.94 ± 0.50	17.43 ± 0.89	0.951
Stock 14	16 ± 05	2422 ± 590	11.92 ± 0.53	0.34 ± 0.01	0.0210	0.704	0.74 ± 0.07	5.40 ± 0.29	0.985
Stock 16	09 ± 03	1691 ± 202	11.14 ± 0.26	0.80 ± 0.18	0.0109	0.492	2.12 ± 0.27	9.62 ± 0.38	0.956
Stock 17	70 ± 10	2475 ± 137	11.97 ± 0.12	0.86 ± 0.02	0.0189	0.720	0.48 ± 0.06	3.45 ± 0.29	0.965
Stock 18	40 ± 10	2481 ± 301	11.97 ± 0.26	0.86 ± 0.03	0.0136	0.721	0.18 ± 0.01	3.45 ± 0.28	0.999
Stock 20	15 ± 05	2540 ± 714	12.02 ± 0.61	0.63 ± 0.01	0.0122	0.739	0.52 ± 0.02	5.75 ± 0.31	0.995
Stock 21	520 ± 50	1834 ± 65	11.32 ± 0.08	0.54 ± 0.02	0.0136	0.533	0.31 ± 0.02	3.30 ± 0.26	0.994
Stock 23	65 ± 10	714 ± 44	9.27 ± 0.14	0.74 ± 0.02	0.0169	0.208	0.51 ± 0.04	3.44 ± 0.28	0.994
Stock 24	110 ± 20	2954 ± 198	12.35 ± 0.15	0.74 ± 0.02	0.0152	0.859	0.43 ± 0.04	3.33 ± 0.26	0.992



Şekil 3. Stock 4 ve Stock 8 için elde edilen kütle fonksiyon grafikleri.

3'te gösterilmiştir. Kütle fonksiyolarına göre bütün Stock kümelerinin hesaplanan toplam/ortalama kütle değerleri de Çizelge 3'te listelenmiştir.

`GALPY` paketi yardımıyla Stock kümelerinin yörünge parametreleri ve yörünge biçimine ait değerleri hesaplandıktan sonra yörünge grafikleri çizilmiştir. Stock 4 ve Stock 8'e ait yörünge grafikleri Şekil 4'de örnek olarak gösterilmiştir. Yörüngelere ait diğer hesaplanan kinematik değerler ise Çizelge 4'de listelenmiştir. §4.3'te verilen eşitliklere göre Stock kümelerinin hesaplanan dinamik parametreleri Çizelge 5'de listelenmiştir.

Kümelerin astrofizik ve yapısal parametreleri kinematik ve dinamik parametreleriyle karşılaştırılmış ve karşılıklı değişimleri incelenereek evrimsel gelişimleri ortaya konulmaya çalışılmıştır. Bu amaçla oluşturulan grafiklerin birkaçı Şekil 5'de verilmiştir.

6 Tartışma ve Sonuç

Kümelerin kinematik ve dinamik parametrelerin birbirleriyle kıyaslanmalarının daha iyi anlaşılabilmesi için aşağıda verilen belirli parametrelere ait açıklamaların bilinmesi faydalı olacaktır. Böylece seçilen parametrelerin kümeler için neyi ifade ettiği

Çizelge 3. Stock kümelerinin toplam kütle, ortalama kütle, üye sayısı ve kütle fonksiyonu katsayı (χ) değerleri.

Küme	M_{top} ($M_\odot$)	M_{ort} ($M_\odot$)	N	χ
Stock 1	66 ± 09	1.10 ± 0.26	60 ± 12	0.063 ± 0.132
Stock 2	293 ± 27	1.19 ± 0.17	247 ± 27	0.868 ± 0.137
Stock 3	242 ± 79	3.84 ± 2.02	63 ± 26	1.999 ± 0.424
Stock 4	238 ± 83	1.45 ± 0.88	164 ± 81	1.315 ± 0.100
Stock 5	124 ± 51	1.18 ± 0.78	105 ± 54	1.645 ± 0.365
Stock 6	270 ± 37	1.08 ± 0.24	250 ± 44	0.742 ± 0.177
Stock 7	83 ± 47	1.33 ± 1.26	62 ± 47	1.474 ± 0.401
Stock 8	232 ± 101	1.90 ± 1.50	122 ± 80	1.231 ± 0.304
Stock 10	47 ± 28	0.93 ± 1.01	50 ± 45	1.062 ± 0.229
Stock 12	99 ± 31	1.15 ± 0.69	86 ± 44	0.608 ± 0.144
Stock 13	315 ± 55	5.07 ± 1.52	62 ± 15	0.904 ± 0.158
Stock 14	230 ± 118	2.35 ± 1.84	98 ± 58	2.988 ± 0.361
Stock 16	167 ± 85	1.39 ± 1.15	120 ± 78	1.793 ± 0.197
Stock 17	342 ± 24	2.85 ± 0.33	120 ± 11	1.250 ± 0.509
Stock 18	71 ± 11	1.86 ± 0.49	38 ± 08	1.718 ± 0.327
Stock 20	146 ± 34	1.98 ± 0.75	74 ± 22	2.134 ± 0.245
Stock 21	81 ± 06	1.35 ± 0.15	60 ± 05	1.770 ± 0.199
Stock 23	61 ± 09	1.85 ± 0.48	33 ± 07	1.414 ± 0.328
Stock 24	216 ± 29	1.30 ± 0.29	166 ± 29	1.848 ± 0.241

daha iyi anlaşılacaktır. (Bakınız; Heggie & Hut 2003; Piatti ve diğ. 2019; Angelo ve diğ. 2020, 2021).

R_{hm}/R_t, Galaksinin açık kümelerin dinamik evrimi üzerindeki gelgit etkisinin bir göstergesidir. Düşük R_{hm}/R_t oranları, Galaktik kütle çekim kuvvetlerinin neden olduğu gelgit sıyrılmasına / bozulmasına daha az maruz kalan daha kompakt bir kümeye işaret eder.

R_{merkez}/R_{hm}, bir kümenin iç bölgelerindeki kompaktlığının bir ölçüsüdür. Bir küçük yarı kütle yarıçapı bir kümenin genel boyutuna göre yoğun bir çekirdeğe sahip olduğuna işaret etmektedir. Düşük R_{merkez}/R_{hm} oranlarına sahip kümelerin ise gelgit bozulmasına daha az maruz kaldığını göstermek-tedir.

R_{hm}/R_J oranı (R_J Jakobi gelgit yarıçapıdır; Portegies Zwart ve diğ. 2010), bir açık kümenin Galaksinin gelgit alanında

Çizelge 4. Hesaplanan kinematik parametreler. $R_{\rm max}$, $R_{\rm min}$ ve $R_{\rm doğ}$ değerleri kpc olarak $z_{\rm max}$ değeri pc olarak verilmiştir.

Küme	$V_{\rm R}$ (km s^{-1})	U	V	W	V_ϕ	Jz	$R_{\rm max}$	$R_{\rm min}$	ecc	$z_{\rm max}$	T (Myr)	$N_{\rm Tur}$	$R_{\rm doğ}$
Stock 1	-19.70	-14.77	-13.82	-10.70	-237.03	-1897.95	8.29	7.57	0.05	0.056	204	2.0	8.22
Stock 2	8.36	-30.93	-18.39	-14.81	-232.07	-1965.06	9.04	7.54	0.09	0.104	219	2.1	9.01
Stock 3	-63.97	55.02	-39.48	-6.10	-220.85	-2176.29	10.15	8.43	0.09	0.017	280	0.1	10.15
Stock 4	-55.79	42.62	-36.57	4.65	-219.56	-2030.03	9.64	7.64	0.12	0.215	265	0.3	8.62
Stock 5	-25.97	17.25	-18.74	-11.84	-234.04	-2073.34	9.02	8.46	0.03	0.093	236	0.2	9.01
Stock 6	-9.40	-9.13	-20.45	-13.19	-230.18	-2049.84	9.19	8.12	0.06	0.114	232	3.0	8.33
Stock 7	-8.45	13.90	1.87	-2.75	-254.11	-2208.98	10.25	8.63	0.09	0.073	234	0.4	10.24
Stock 8	12.61	-15.02	-20.39	-13.34	-230.68	-2408.08	10.69	10.01	0.03	0.110	277	0.0	10.34
Stock 10	-12.36	12.22	0.37	-5.67	-251.75	-2153.84	10.06	8.32	0.09	0.054	235	0.6	8.80
Stock 12	-3.23	-13.39	-10.14	-8.59	-240.68	-2015.25	8.86	8.09	0.05	0.050	211	0.5	8.84
Stock 13	31.65	-64.30	-57.99	-4.45	-200.04	-1537.00	7.72	5.29	0.19	0.099	236	0.1	7.57
Stock 14	21.54	-56.89	-50.46	-11.33	-205.39	-1539.49	7.55	5.40	0.17	0.047	225	0.1	7.45
Stock 16	-26.27	-44.10	0.31	-10.64	-253.30	-1856.95	8.30	7.22	0.07	0.044	180	0.1	7.49
Stock 17	-70.80	71.28	-44.50	-7.31	-220.30	-2098.84	10.07	7.88	0.12	0.038	276	0.3	9.29
Stock 18	-45.08	49.14	-25.06	-3.24	-233.95	-2246.98	9.78	9.36	0.02	0.139	255	0.2	9.78
Stock 20	-82.16	75.70	-51.25	-10.01	-214.45	-2084.41	10.39	7.57	0.16	0.052	286	0.1	10.20
Stock 21	-35.72	35.51	-22.00	-11.86	-233.80	-2163.62	9.39	8.96	0.02	0.152	241	2.2	9.13
Stock 23	-8.45	13.08	3.09	-10.80	-255.24	-2235.74	10.45	8.70	0.09	0.078	229	0.3	10.30
Stock 24	-59.34	47.48	-40.46	1.11	-218.73	-2201.76	10.08	8.71	0.07	0.141	263	0.4	8.77

Çizelge 5. Stock kümelerinin hesaplanan dinamik parametreleri.

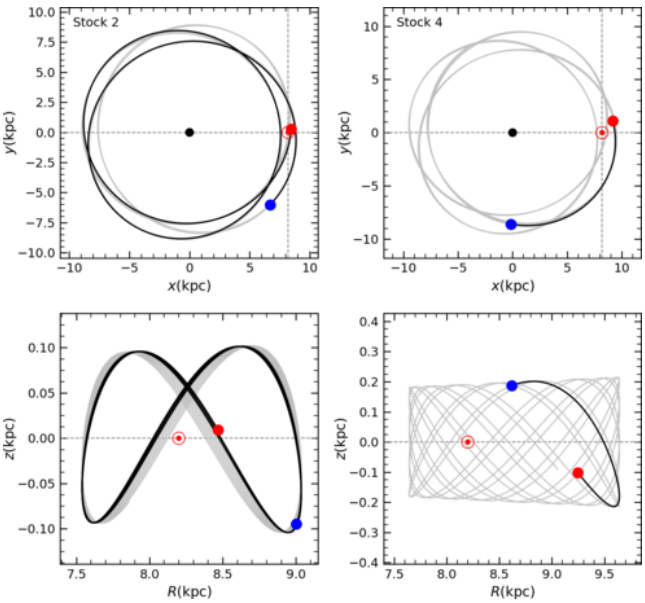
Küme	$R_{\rm G}$ (kpc)	$M_{\rm G}$ (10^9 M$_\odot$)	$R_{\rm t}$ (pc)	$R_{\rm hm}$ (pc)	$t_{\rm rlx}$ (Myr)	$t_{\rm dis}$ (Myr)	$\tau_{\rm dyn}$
Stock 1	8.16 ± 0.01	166.8 ± 0.2	4.75 ± 0.01	0.21 ± 0.01	0.44 ± 0.06	3.8 ± 0.4	915 ± 174
Stock 2	8.62 ± 0.01	178.2 ± 0.3	8.07 ± 0.01	0.22 ± 0.04	0.65 ± 0.20	8.9 ± 2.6	690 ± 223
Stock 3	10.00 ± 0.21	213.1 ± 5.3	8.28 ± 0.19	0.47 ± 0.06	0.83 ± 0.28	25.7 ± 6.6	30 ± 12
Stock 4	9.40 ± 0.06	197.7 ± 1.5	7.93 ± 0.05	0.47 ± 0.03	1.68 ± 0.57	25.4 ± 4.9	43 ± 16
Stock 5	9.01 ± 0.04	187.9 ± 1.0	6.23 ± 0.03	0.30 ± 0.02	0.85 ± 0.31	9.3 ± 2.1	46 ± 18
Stock 6	9.06 ± 0.03	189.1 ± 0.8	8.09 ± 0.03	0.46 ± 0.02	2.12 ± 0.29	26.2 ± 2.4	331 ± 65
Stock 7	8.84 ± 0.02	183.8 ± 0.6	5.37 ± 0.03	0.25 ± 0.02	0.54 ± 0.27	5.7 ± 1.8	158 ± 83
Stock 8	10.45 ± 0.41	224.6 ± 10.4	8.38 ± 0.35	1.03 ± 0.03	4.41 ± 1.88	81.1 ± 18.1	02 ± 01
Stock 10	8.71 ± 0.02	180.4 ± 0.5	4.40 ± 0.03	0.14 ± 0.01	0.25 ± 0.14	1.8 ± 0.5	515 ± 301
Stock 12	8.52 ± 0.01	175.9 ± 0.3	5.58 ± 0.02	0.18 ± 0.02	0.40 ± 0.14	4.0 ± 0.9	265 ± 107
Stock 13	7.83 ± 0.02	158.7 ± 0.6	7.80 ± 0.03	2.64 ± 0.17	9.54 ± 1.75	387.2 ± 50.6	02 ± 01
Stock 14	7.64 ± 0.09	154.2 ± 2.1	6.93 ± 0.09	1.00 ± 0.05	3.63 ± 1.52	77.9 ± 20.7	04 ± 02
Stock 16	7.48 ± 0.09	150.3 ± 2.1	6.15 ± 0.08	1.35 ± 0.09	7.73 ± 3.49	103.7 ± 28.1	01 ± 01
Stock 17	9.67 ± 0.09	204.7 ± 2.2	9.11 ± 0.09	0.92 ± 0.06	3.01 ± 0.33	82.8 ± 8.2	23 ± 04
Stock 18	9.75 ± 0.20	206.7 ± 5.0	5.41 ± 0.12	0.43 ± 0.01	0.96 ± 0.13	12.1 ± 1.0	42 ± 12
Stock 20	9.87 ± 0.49	209.6 ± 12.4	6.95 ± 0.37	0.86 ± 0.03	2.96 ± 0.61	49.4 ± 6.3	05 ± 02
Stock 21	9.40 ± 0.04	197.8 ± 1.0	5.54 ± 0.03	0.50 ± 0.01	1.52 ± 0.11	16.2 ± 0.9	342 ± 41
Stock 23	8.91 ± 0.04	185.5 ± 0.9	4.89 ± 0.02	0.37 ± 0.01	0.76 ± 0.11	9.1 ± 0.8	85 ± 18
Stock 24	10.21 ± 0.14	218.5 ± 3.6	8.08 ± 0.12	0.90 ± 0.04	4.70 ± 0.64	64.0 ± 6.1	23 ± 05

yaşadığı gelgit etkisinin derecesi için yararlı bir ölçüdür. Bir anlamda Roche hacim dolum faktörü olarak tanımlanır ve gelgit alanının etkisini karakterize eder. Daha düşük $R_{\rm hm}/R_{\rm J}$ oranları daha zayıf bir gelgit alanı etkisini gösterir. Gelgit alanı gücünün kendisinin artan Galaktik merkezli mesafe ile zayıfladığını unutmamak gerekir.

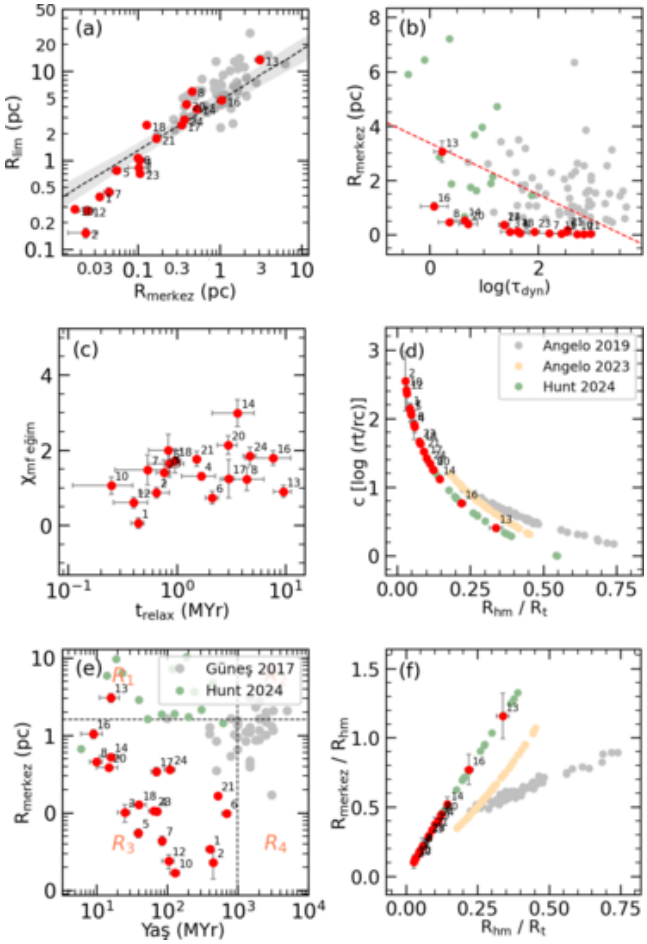
Stock kümelerinin gözlemsel olarak elde edilen küçük küme boyutları ($R_{\rm merkez}$, $R_{\rm lim}$), bunların moleküler bulutlarından itibaren yaklaşık bu boyutlar ile oluştukları, genç ve orta yaşları dikkate alındığında bazılarının yumuşak ve ileri derecede dinamik evrim geçirdikleri ve bir miktar yıldızlarını alana kaybettikleri söylenebilir. Bunun olası nedeni, Galaksinin 1., 2. ve 4. çeyreğinde yer alan Dev Molekül Bulutları, yeraldıkları sarmal dalgalar, Galaksinin merkezinin gelgit etkisi gibi dış prosesler ve iç dinamikten kaynaklı kütle ayrışması gibi etkilerin olması muhtemeldir.

Şekil 5'de verilen kinematik ve dinamik parametrelerin kıyaslanması sonucunda kümelerin evrimsel gelişimleri üzerine şu yorumlar yapılabilir;

- Panel(a): Stock kümelerinin küme yarıçapı ile merkez yarıçapı arasında artan bir trend olmakla birlikte Stock 13 dışındaki kümeler küçük boyutlu kümelerdir. $R_{\rm merkez}<1.5$ pc, $R_{\rm lim}<7$ pc değerlerinde yer alırlar.
- Panel(b): Stock 13 hariç Stock kümeleri diagonal çizginin altında yer alıyorlar. Buna göre küçük merkez boyutları ile Stock kümeleri log $\tau_{\rm dyn}>1$ yumuşak ve ileri dinamik evrim aşama-larında, log $\tau_{\rm dyn}<1$ olanlar ise az miktarda bir dinamik evrimi gösteriyor
- Panel(c): 4 Stock kümesi dışında diğer Stock kümeleri kütle



Şekil 4. `GALPY` yörünge fonksiyonu ile hesaplanan Stock 4 ve Stock 8'e ait yörünge grafikleri. Siyah çizgiler günümüze kadar olan yörünge durumunu, gri çizgiler ise geleceğe yönelik muhtemel yörünge durumunu göstermektedir.



Şekil 5. Kümelere ait kinematik/dinamik değerlerin birbirlerine kıyaslanması. (a, e) panellerindeki gri noktalar Güneş ve diğ. (2017)'den, (b, d, f) grafiğindeki gri ve sarı noktalar Angelo ve diğ. (2019, 2023)'den yeşil noktalar ise Hunt & Reffert (2024)'den alınmıştır.

fonksiyonu eğim değerleri $\chi{>}{+}1$ ile büyük ölçekte kütle ayrışması gösteriyorlar. Bir başka ifade ile küçük kütleli yıldızları kümelerin dış kısmlarına doğru hareket etmişler veya kümelerden alana yıldız kaybetmişlerdir. Gevşeme zamanlarının küçük oluşu bunu destekliyor.

- Panel(d): Stock kümelerinin $R_{\rm hm}/R_{\rm t}$ – c ilişkisi literatür verileri ile uyumludur. Dikkat edildiği gibi Angelo'nun örneği yüksek konsentrasyon c değerleri içermiyor. Stock kümelerinin $R_{\rm hm}/R_{\rm t}$ oranları $0.05{<}R_{\rm hm}/R_{\rm t}{<}0.30$ arasında olup, boyutlarına göre büyük $R_{\rm t}$ gelgit yarıçaplarına sahipler ve daha şiddetli galaktik gelgit etkilere maruz kalmışlardır.
- Panel(e): $t{=}1$ Gyr'ın sağında R2 ve R4 bölgelerinde yani çatallaşmanın olduğu bölgelerde hiçbir Stock kümesi yer almıyor. Bu Stock kümelerinin genç ve orta yaşta olmasından kaynaklıdır. Bir başka ifade ile Stock kümeleri dinamik genişleme ve büzülme evrim aşamalarına henüz geçmemişlerdir.
- Panel(f): Düşük $R_{\rm merkez}/R_{\rm hm}$ değerleri kümelerin kompakt oluşunun bir göstergesidir. Böyle kümelerin merkezi kısımları dinamik olarak evrimleşiyorlar, yani kütle ayrışması ve dinamik gevşemeden dolayı merkez genişlemektedir. Buna iç dinamik evrim adı verilir. $R_{\rm merkez}/R_{\rm hm}$ değerlerinin derecesine göre bu iç dinamik evrimi yumuşak veya ileri düzeyde olabiliyor. Bu değerler bu kümelerin aynı zamanda dış dinamik prosesleri daha az hissettiğinin bir göstergesidir.

Teşekkür

Bu çalışma TÜBİTAK tarafından 122F109 numaralı projeyle desteklenmiştir. Küme analizlerinde yardımları olan Seval Taşdemir, Deniz Cennet Dursun, Seliz Koç ve Remziye Canbay'a teşekkürlerimi borç bilirim.

Kaynaklar

Angelo M.S., Santos J.F.C., Corradi W.J.B., Maia F.F.S., 2019, A&A, 624, A8.
Angelo M.S., Santos Jr J.F.C., Corradi W.J.B., 2020,MNRAS, 493, 3473
Angelo, M.S., Corradi, W.J.B, Santos Jr, J.F.C., Maia, F.F.S., Ferreira, F.A., 2021, MNRAS, 500, 4338
Angelo M.S., Santos J.F.C., Maia F.F.S., Corradi W.J.B., 2023, MNRAS, 522, 956.
Binney, J., Tremaine, S., Galactic Dynamics, Princeton Univ Press Princeton, 2008 NJ
Bovy, J., 2015, ApJS, 216, 29
Bressan, A., Marigo, P., Girardi, L., Salasnich, B., ve diğ., 2012, MNRAS, 427, 127
Bukowiecki, L., Maciejewski, G., Konorski, P., Strobel, A., 2011, Acta Astron., 61, 231
Cantat-Gaudin, T., Anders, F., Castro-Ginard, ve diğ., 2020, A&A, 640, A1
Converse, J.M., Stahler, S.W., 2011, MNRAS, 410, 2787
Gaia Collaboration, Vallenari, A., Brown, A.G.A., Prusti, T., ve diğ., 2023, A&A, 674, A1
Genzel, R., Townes, C.H., 1987, ARA&A, 25, 377.
Gieles M., Athanassoula E., Portegies-Zwart S., 2007, MNRAS, 376,

809
Gouliermis, D.A., 2018, PASP, 130, 072001
Gutermuth, R.A., Megeath, S.T., Myers, P.C., ve diğ., 2009, ApJS, 184, 18
Güneş, O., Karataş, Y., Bonatto C., 2017, Astron. Nachr, 338, 464
Heggie D. and Hut P., 2003, the gravitational million-body problem: A multidisciplinary approach to star cluster dynamics, Cambridge Univ. Press, chapter 33.
Hunt E.L., Reffert S., 2024, A&A, 686, A42.
King, I., 1962, AJ, 67, 471
Kim, S.S., Figger, D.F., Lee, H.M., Morris, M., 2000, ApJ, 545, 301.
Krone-Martins, A., Moitinho, A., 2014, A&A, 561, A57
Lamers H.J.G.L.M., Gieles M., 2006, A&A, 455, 17
Larsen, S.S., 2006, An ISHAPE Users Guide, 14
Mackie, Guy, 2001, Taking Stock, JRASC, 95, 194
Piatti A.E., Angelo M.S., Dias W., 2019, MNRAS, 488, 4648
Simon F. Portegies Zwart, S.F., McMillan, S.L.W., and Mark Gieles, M., 2010, ARA&A, 48, 431
Spitzer, L., Hart, M., 1971, AJ, 164, 399

Access:
M25-0313: Turkish J.A&A — Vol.6, Issue 3.

TJAA Vol. **6**, *Special Issue*, *p.*243–247 (2025). DOI: 10.55064/tjaa.1592961 *Research Article*

Erken F Türü HD 181420 Yıldızının Yüzey Parlaklık Dağılımının İlk Kez İncelenmesi

Engin Bahar[1,2] ⋆, İbrahim Özavcı[1,2], Eda Burcu Yorulmaz[1,2], Hakan Volkan Şenavcı[1,2]

[1] *Ankara Üniversitesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 06100 Ankara, Türkiye*

[2] *Ankara Üniversitesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Araştırma ve Uygulama Merkezi (Kreiken Rasathanesi), 06837 Ankara, Türkiye*

Accepted: March 26, 2025. Revised: March 26, 2025. Received: December 8, 2024.

Özet

Yıldızların manyetik alanlarının kökeni astrofizikte hâlâ gizemini koruyan bir konudur. Özellikle erken F türü yıldızlar, manyetik alanlarının ortaya çıkışında iki farklı mekanizmanın (fosil alanlar ve dinamo etkisi) rol oynayabileceği bir geçiş bölgesinde yer almaları nedeniyle önem arz etmektedirler. Bu çalışmada, erken F türü bir yıldız olan HD 181420'nin manyetik aktiviteden kaynaklanan yüzey parlaklık dağılımı anomalileri ilk kez incelenerek, bu geçiş bölgesi yıldızı hakkında yeni bilgiler edinilmesi planlanmaktadır. Bu bağlamda, HD 181420 yıldızının yüzey parlaklık dağılımı anomalileri, Doppler görüntüleme ve ışık eğrisi modelleme teknikleri kullanılarak eş zamanlı olarak haritalandı. Bunun için aynı zaman diliminde elde edilen yüksek çözünürlüklü zaman serisi tayflar ve yüksek hassasiyetli ışık eğrileri kullanıldı. Doppler görüntüleme ve ışık eğrisi modellemesi araştırma grubumuzun ürettiği açık kaynak kodlu `SpotDIPy` kodu kullanılarak gerçekleştirildi. Elde edilen yüzey parlaklık dağılımı haritası incelendiğinde, baskın asimetrik bir soğuk kutup lekesi göze çarpmaktadır. Bunun yanı sıra 35° enlemi civarında, benzer boyutlarda ve aralarında yaklaşık 120° boylam farkı bulunan üç adet lekenin varlığı da söz konusudur. Aktif boylamlar olgusunu akıllara getiren bu yapılar oldukça dikkat çekicidir.

Abstract

The origin of stellar magnetic fields remains a mystery in astrophysics. Early F-type stars are particularly significant as they are located in a transitional region where two distinct mechanisms—fossil fields and the dynamo effect—may play a role in generating their magnetic fields. In this study, surface brightness distribution anomalies caused by magnetic activity in the early F-type star HD 181420 were investigated for the first time, aiming to provide new insights into this transitional regime. In this context, surface brightness distribution anomalies of the star HD 181420, were simultaneously mapped using Doppler imaging and light curve inversion techniques. For this purpose, high-resolution time-series spectra and high-precision light curves obtained during the same time period were used. Doppler imaging and light curve inversion were carried out using SpotDIPy, an open-source code developed by our research group. When examining the resulting surface brightness distribution map, a prominent asymmetric cool polar spot stands out. Additionally, three spots of comparable size are identified around a latitude of 35°, separated by approximately 120° in longitude. These structures, which evoke the phenomenon of active longitudes, are particularly noteworthy.

Anahtar Kelimeler: magnetic fields – (stars:) starspots – stars: individual: HD 181420

1 Giriş

Yıldızlardaki manyetik alan fenomeni, hem yıldız evrimi hem de gezegenlerin oluşumu ve evrim süreçlerinde önemli bir rol oynar (Strassmeier 2009). Bu fenomen, Güneş gibi en yakın yıldızın ayrıntılı analizlerinin yanı sıra, tek ve çift yıldızların gözlemleri aracılığıyla incelenmiş olsa da, günümüzde hâlâ tam olarak anlaşılamamıştır (Tobias 2002). Bu durumun nedenlerinden biri, detaylı bir şekilde incelenebilen tek yıldızın Güneş olmasıdır. Diğer bir neden ise, farklı tayf türlerine, kütlelere, dönme hızlarına ve evrim aşamalarına sahip yeterli sayıda yıldızın bu kapsamda analiz edilmemesidir. Ayrıca, manyetik alanın zaman içindeki değişimini incelemek, geniş bir zaman dilimine yayılan gözlemleri gerektirir. Ancak bu konuda literatürde yeterince çalışma bulunmamaktadır. Özellikle çoklu yıldız sistemlerinde, yıldızlar arasındaki etkileşimler nedeniyle, manyetik alan olgusu çok daha karmaşık bir hal alır.

Dış konvektif katmana sahip geç tayf türünden yıldızlarda manyetik alanın oluşumu ve gelişimi dinamo kuramı ile açıklanılmaya çalışılırken erken tayf türünden yıldızlarda ise böyle bir dış katmanın olmayışından dolayı fosil manyetik alanlarla süreç açıklanılmaya çalışılmıştır. Erken F türünden yıldızlar geçiş bölgesinden bulundukları gerekçesiyle bahsedilen iki etkinin aynı anda manyetik alanın oluşumuna katkı sunacağı düşünülmektedir. Dolayısıyla bu tür yıldızları manyetik etkinlik açısından incelemek süreçlerin nasıl işlediğini anlamak açısından önemlidir.

Tayfsal veriler fotometrik verilere nazaran manyetik etkinlik için çok daha fazla bilgi içerirler ve bu yüzden oldukça değerlidirler. Tayfsal verilerden manyetik etkinliğin analizi için pek çok farklı metod mevcuttur. Bunlar arasından Doppler görüntüleme tekniği yüzeyin dolaylı olarak yüksek çözünürlükte görüntüsünün elde edilebilmesi açısından öne çıkar. Yüzeyin

⋆ enbahar@ankara.edu.tr

© 2025 Turkish Astronomical Society (TAD)

Çizelge 1. HD 181420 Yıldızının Gözlem Bilgileri.

Tayfsal Gözlemler (Narval)				
Tarih	BJD	Evre	Süre (s)	SNR
2007/06/07	2454258.514582	0.305	900	617
2007/06/07	2454259.481590	0.630	900	630
2007/06/08	2454259.503628	0.637	900	596
2007/06/09	2454260.603650	0.995	900	630
2007/06/09	2454260.649984	0.006	900	612
2007/06/09	2454260.570616	0.022	900	633
Fotometrik Gözlemler (CoRoT)				
Tarih Aralığı	BJD Aralığı		Ortalama SNR	
2007/06/07-09	2454258.514602-60.649788		2226	

bu şekilde görüntülenebilmesi yıldız yüzeyindeki manyetik alan kökenli lekelerin incelenebilmesine olanak tanır. Böylece bazı leke parametrelerinin (leke enlemi, boylamı ve çapı gibi) belirlenebilmesi mümkün hale gelir. Bu yolla uzun süreler boyunca yıldız yüzeyindeki manyetik alan kökenli lekelerin incelenmesi manyetik alanın doğası hakkında da önemli ipuçları sunacaktır.

HD 181420 erken F türünden (F2V) bir anakol yıldızıdır ve manyetik alanı ortaya çıkaran süreçler açısından bir geçiş bölgesinde bulunduğu düşünülmektedir. Yıldız, literatürde çoğunlukla bazı temel parametrelerin belirlendiği kataloglarda bulunmakla beraber, özel olarak incelendiği birkaç çalışma da mevcuttur. Bu çalışmalar arasında sadece Mosser ve diğ. (2009) yıldızın leke aktivitesini incelemiştir. İlgili çalışmada yıldızın geniş zaman aralığındaki CoRoT ışık eğrileri basit bir leke modeli ile modellenerek yıldız yüzeyindeki olası lekelerin bazı parametreleri elde edilmiştir. Çalışmada HD 181420 yıldızının yüzeyindeki lekelerin açısal çaplarının 1.6-4° arasında, yaşam sürelerinin ise 1.5-3 gün arasında değiştiği belirtilmektedir. Diferansiyel dönmenin varlığı göz önünde bulundurularak yapılan modellemenin sonucunda ortalama dönemin $2.25^{+0.03}_{-0.01}$ gün olduğu belirtilmektedir. Ayrıca önemli bir parametre olan eksen eğikliği açısı analizler sonucunda yüksek bir belirsizlik ile ilgili çalışmada elde edilmiştir.

Bu çalışmada erken F türünden bir anakol yıldızı olan HD 181420 yıldızının tayfsal ve fotometrik verileri kullanılarak eş zamanlı Doppler görüntüleme ve ışık eğrisi modellemesi ile yüzey parlaklık dağılımı haritası elde edildi. Bu harita üzerinden lekelerin enlemsel ve boylamsal dağılımı incelendi. Bununla beraber ekvator dönme dönemi ile yıldızın diğer bazı temel parametreleri hesaplandı.

2 Gözlemler ve Verilerin Hazırlanması

HD 181420 yıldızı Fransa'daki Pic du Midi Gözlemevi'nde konuşlanmış 2 metre açıklığa sahip Bernard Lyot Teleskobu'na bağlı yüksek çözünürlüklü (R≈65000) NARVAL tayfçekeri ile 2007, 2008 ve 2009 yıllarında gözlenmiştir. Bu gözlemlerden 91 adet yüksek çözünürlüklü ve yüksek sinyal/gürültü oranına (SNR) sahip tayflar elde edilmiştir. Ayrıca bu yıldızın CoRoT uzay teleskobu ile yaklaşık 160 günlük zaman aralığında gözlenmiş kesintisiz yüksek hassasiyetli fotometrik verisi de mevcuttur.

Doppler görüntüleme ile doğru bir yüzey parlaklık dağılımı haritası elde edebilmek için yüksek signal/gürültü oranına sahip ve yüksek çözünürlüklü tayflara ihtiyaç vardır. Ayrıca diferansiyel dönme ile lekelerin doğma ve kaybolma süreçlerinden ileri gelen etkilerden en az etkilenmek için tayfların kısa zaman aralığında alınmış olması ve bununla beraber evre açısından olabildiğince homojen dağılmış olması da elde edilen haritanın doğruluğunu arttırmaktadır. Ek olarak Doppler görüntüleme ile birlikte eş zamanlı ışık eğrisinin modellenmesi optimizasyon için ekstra bir kısıt oluşturduğundan elde edilen haritanın hassasiyetini arttırmaktadır. Tüm bu durumlar göz önünde bulundurularak eldeki tayfsal ve fotometrik verilerden analiz için belirli bir kısmı seçilmiştir. Bunlar 7-9 Haziran 2007 tarihleri arasında gözlenmiş, yaklaşık 0.7 çevrimlik zaman aralığını kapsayan ışık eğrileri ile 6 adet tayftır. Tayfsal veriler PolarBase (Donati ve diğ. 1997; Petit ve diğ. 2014) veri arşivinden, fotometrik veriler ise VizieR kataloğundan (COROT Team 2016) elde edildi. Bu arşiv ve katalogdan elde edilen veriler ilgili araştırma grupları tarafından indirgenip astrofiziksel süreçlerin dışındaki etkilerden olabildiğince arındırılmış verilerdir.

Elde edilen tayfsal verilerin SNR değerlerini daha da arttırmak için "Least Square Deconvolution" tekniği (Donati ve diğ. 1997) kullanılarak bu verilerden ortalama çizgi profilleri üretildi. Bu teknik ile üretilen ve Doppler görüntülemede kullanılacak olan bu profillerin SNR değerleri, tayfsal verilerin SNR değerlerinden oldukça fazladır. Işık eğrisi verisinde ise çok fazla sayıda nokta içerdiği için verideki her 45 noktanın ortalaması alınarak toplam nokta sayısı azaltılma yoluna gidildi. Gözlem verileri ile ilgili bilgiler Çizelge 1'de verilmektedir.

3 Analizler

Eş zamanlı Doppler görüntüleme ve ışık eğrisi modellemesi ile yüzey parlaklık dağılımı haritasının üretilebilmesi için ilgili yıldıza ait bazı parametrelerin bilinmesi gerekmektedir. Bunlar; ekvator dönme dönemi, fotosfer sıcaklığı ile minimum ve maksimum leke sıcaklıkları, eksen eğikliği açısı, izdüşümsel ekvator dönme hızı ya da ekvator yarıçapı, kütle, yüzey çekim ivmesi, metal bolluğu, makro ve mikrotürbülans hızı parametreleridir. Burada fotosfer sıcaklığı ile minimum ve maksimum leke sıcaklıkları, yüzey çekim ivmesi, metal bolluğu ve mikrotürbülans hızı parametreleri yerel çizgi profillerinin sentetik tayflardan üretilebilmesi için de gereklidir. Bu parametrelerin bazıları bu çalışmada hesaplanırken bazıları da literatürden alındı. Gerekli tüm parametreler Çizelge 2'de verilmektedir.

3.1 Atmosfer Parametrelerinin Belirlenmesi

HD 181420 yıldızının fotosfer sıcaklığı, yüzey çekim ivmesi, metal bolluğu, izdüşümsel ekvator dönme hızı, makro ve mikrotürbülans hızı parametreleri, tayfsal uyumlama yöntemi kullanılarak belirlendi. Uyumlama sırasında gerekli olan sentetik tayflar, `SPECTRUM` (Gray & Corbally 1994) kodu yardımıyla `KURUCZ` atmosfer modelleri (Castelli & Kurucz 2003) ve Gaia-ESO Survey (Heiter ve diğ. 2021, GESv6) çizgi listesi kullanılarak üretildi. Uyumlama, yıldız spektrumunun 4920–5900 Å dalgaboyu aralığına yapıldı. Bu bölge, nispeten az tellürik çizgi içermesi ve sürekliliğin daha kolay tespit edilebilmesi nedeniyle seçildi. Tüm bu işlemler, `iSpec` (Blanco-Cuaresma ve diğ. 2014; Blanco-Cuaresma 2019) aracılığıyla gerçekleştirildi. İlgili parametrelerin hataları, bootstrap yöntemi kullanılarak hesaplandı. Sentetik spektrum ile gözlemsel spektrumun bir karşılaştırması Şekil 1'de gösterilmektedir. Bu

Çizelge 2. HD 181420 Yıldızının Temel Parametreleri. Referanslar: (1) Bu çalışma; (2) Bağıntıdan: Maehara ve diğ. (2017); (3) Varsayılan; (4) Hardegree-Ullman ve diğ. (2023); (5) Barban ve diğ. (2009).

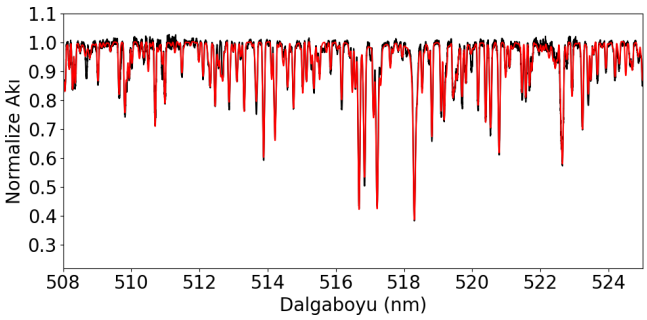
Parametre	Değer	Referans
T_{fotosfer} (K)	6540 ± 100	(1)
T_{min} (K)	4188	(2)
T_{max} (K)	7000	(3)
$\log g$ (dex)	4.1 ± 0.1	(1)
[Fe/H] (dex)	-0.18 ± 0.05	(1)
$v \sin i$: tayfsal uyum (km s^{-1})	20.66 ± 0.29	(1)
$v \sin i$: ızgara taraması (km s^{-1})	20.08 ± 0.21	(1)
v_{mac} (km s^{-1})	6.79 ± 0.52	(1)
v_{mic} (km s^{-1})	1.88 ± 0.05	(1)
Yarıçap ($R_\odot$)	1.668 ± 0.121	(4)
Kütle ($M_\odot$)	1.41 ± 0.111	(4)
Eksen Eğikliği Açısı (°)	45 ± 4	(5)
T_0 (gün)	2454254.621769	(1)
Dönme Dönemi (gün)	2.981897 ± 0.088068	(1)

çalışmada elde edilenler ile literatürden alınan parametreler Çizelge 2'de verilmektedir.

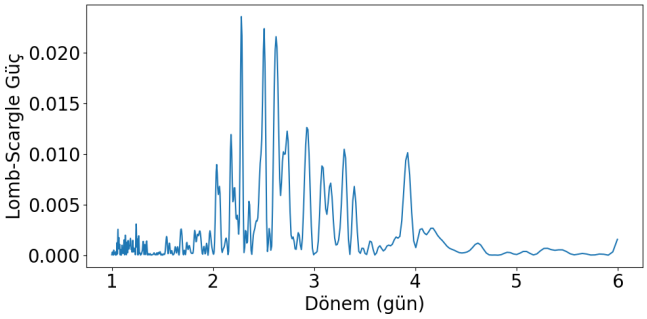
3.2 Yüzey Parlaklık Dağılımı Haritasının Elde Edilmesi

HD 181420 yıldızının yüzey parlaklık dağılımı haritası, `SpotDIPy` (Bahar ve diğ. 2024) kodu vasıtasıyla eş zamanlı Doppler görüntüleme ve ışık eğrisi modellemesi gerçekleştirilerek elde edildi. Bunun gerçekleştirilebilmesi için gerekli olan önemli parametrelerden biri de ekvator dönme dönemidir. Hassas bir dönme dönemi belirleyebilmek için CoRoT ışık eğrileri kullanılarak bir frekans analizi gerçekleştirildi. Şekil 2'de elde edilen Lomb-Scargle periodogramı görülmektedir. Şekil 2 incelendiğinde önemli derecede diğerlerinden ayrılmış bir zirvenin olmadığı ve baskın dönemliliklerin ∼2-4 gün arasından dağıldığı görülmektedir. Işık eğrilerindeki modülasyonun leke kaynaklı olduğu düşünüldüğünde ve diferansiyel dönme de göz önünde bulundurulduğunda, farklı enlemlerdeki lekelerin ait oldukları enlemlerin dönme dönemine göre ışık eğrilerinde modülasyona sebep olacağı bilinmektedir. Böyle bir durumda ışık eğrilerinden elde edilecek olan periodogramda farklı dönemlere karşılık gelen zirvelerin oluşacağı aşikardır. Bu durumdan dolayı periodogramdaki baskın zirvenin ekvator dönemi olarak seçilmesi hatalı olacaktır. Bir başka önemli parametre ise eşdeğer genişliktir (EQW). Bu parametre optimizasyon sırasında üretilen sentetik çizgi profillerinin gözlemsel çizgi profilleri ile uygun genliğe sahip olmasını sağlar. Hem ekvator dönme dönemi hem de EQW değeri Doppler görüntüleme ve ışık eğrisi modellemesi sırasında bir ızgara taraması ile bulunabilir. Burada önemli noktalardan biri $v \sin i$ değeridir. Ekvator dönme dönemi, ekvator yarıçapı ve eksen eğikliği açısı, $v \sin i$ değerini belirleyen parametreler olduğu için ekvator yarıçapının ve eksen eğikliği açısının bilinmesi gerekmektedir. Ekvator yarıçapı ve eksen eğikliği açısı ise literatürden elde edildi. Yapılan ızgara taramasına ait görsel Şekil 3'te görülmektedir. Bu yolla hesaplanan ekvator dönme dönemi, literatürden elde edilen yarıçap ile eksen eğikliği açısı ve bu üç değer ile hesaplanan $v \sin i$ değeri Çizelge 2'de verilmektedir.

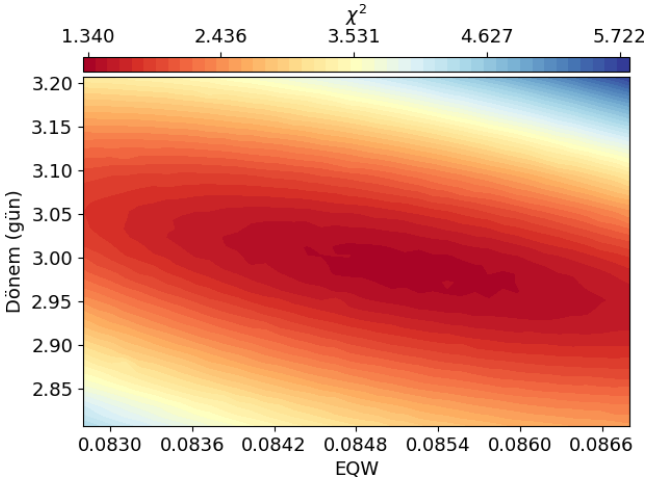
Girdi parametresi olarak verilen minimum ve maksimum leke sıcaklıkları üretilen haritadaki lekelerin kontrastları üzerinde



Şekil 1. HD 181420 yıldızına yapılan tayfsal uyumlama. Siyah düz çizgi gözlemsel tayfı, kırmızı düz çizgi ise en iyi uyumu sağlayan modeli göstermektedir.



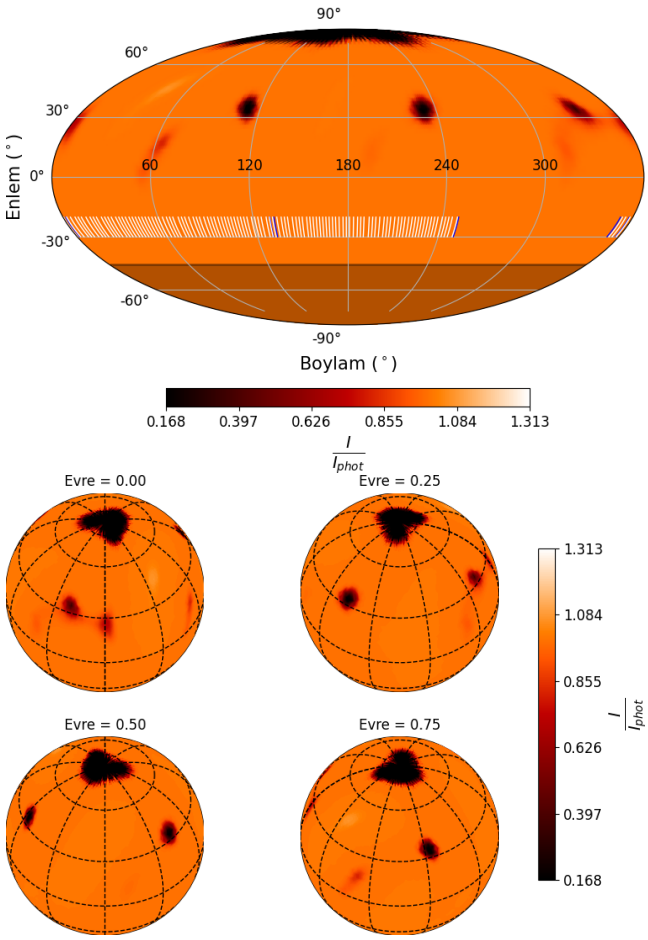
Şekil 2. HD 181420 yıldızının CoRoT ışık eğrileri kullanılarak elde edilen Lomb-Scargle peirodogramı.



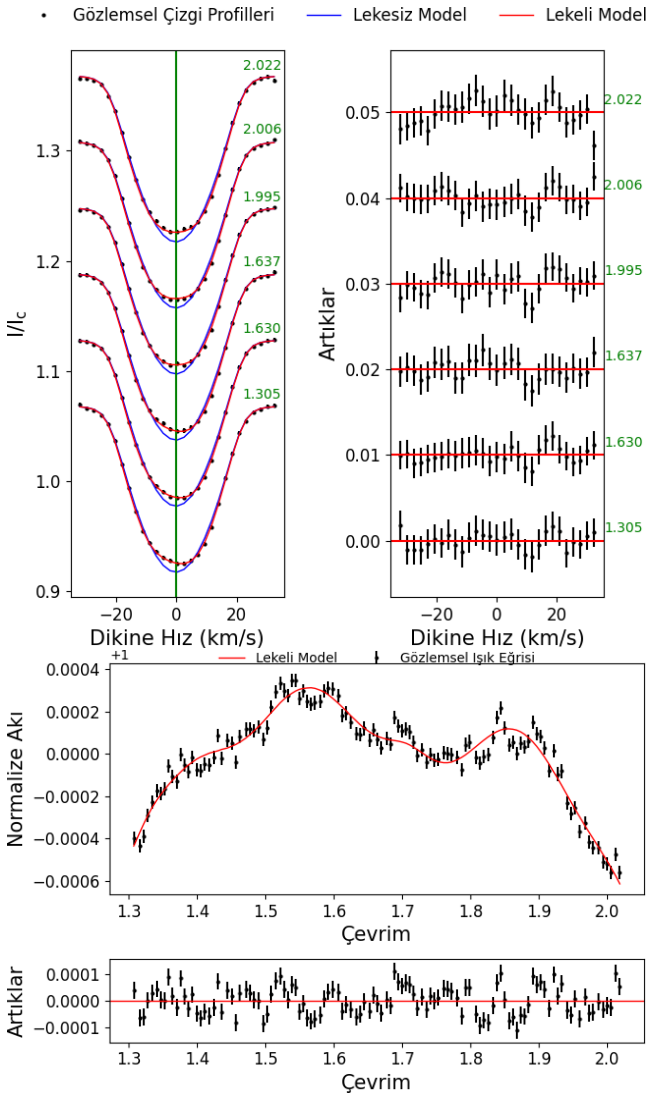
Şekil 3. EQW değerlerine karşılık dönem değerlerinin χ^2 dağılımı.

etkisi vardır. Fotosfer sıcaklığına bağlı olarak soğuk leke sıcaklığını veren bir bağıntı Maehara ve diğ. (2017) tarafından yapılan çalışmada verilmektedir. Bu bağıntının elde edilmesinde kullanılan veriler G-K tayf türünden yıldızlardır. HD 181420 yıldızı erken F tayf türünden bir yıldız olsa da yaklaşık bir minimum leke sıcaklığı kestirimi için bu bağıntı kullanılmıştır. Maksimum leke sıcaklığı ile ilgili bir yaklaşıma sahip olmadığımızdan bu değer 7000 K olarak varsayıldı.

Belirlenen parametreler ışığında `SpotDIPy` kodu



Şekil 4. HD 181420 yıldızının yüzey paralklık dağılımı haritası. Üst tarafta mollweide projeksiyonu ile gösterim, alt tarafta ise 4 farklı evre için küresel gösterim mevcuttur.



Şekil 5. HD 181420 yıldızının gözlemsel verileri (siyah noktalar) ve bu verilere en iyi uyumu sağlayan modeller (kırmızı düz çizgi) ile bu modellerden olan artıklar görülmektedir. Üst taraf çizgi profilleri için, alt taraf ise ışık eğrisi içindir.

kullanılarak gerçekleştirilen eş zamanlı Doppler görüntüleme ve ışık eğrisi modellemesi ile üretilen harita iki farklı projeksiyonda Şekil 4'te görülebilir. Gözlemsel çizgi profilleri ile ışık eğrisi ve optimizasyon sonucu bu veriler için üretilen en iyi modeller ise Şekil 5'te yer almaktadır. Elde edilen harita incelendiğinde yaklaşık olarak 35° enleminde ve boylamsal olarak birbirlerinden yaklaşık olarak 120° ayrılmış üç farklı soğuk leke göze çarpmaktadır. Bunlarla beraber baskın bir asimetrik soğuk kutup lekesi de kendini göstermektedir.

4 Tartışma ve Sonuç

Bu çalışmada erken F türünden bir yıldız olan HD 181420 yıldızının yüzey parlaklık dağılımı haritası ilk kez üretildi. Harita, aynı zaman aralığında gözlenen yüksek çözünürlüklü NARVAL tayflarından üretilen çizgi profilleri ile yüksek hassasiyete sahip CoRoT ışık eğrilerinin eş zamanlı Doppler görüntüleme ve ışık eğrisi modellemesi ile elde edildi. Bu süreçte gerekli olan parametrelerin bir kısmı literatürden elde edilirken, diğer kısmı ise bu çalışmada tayfsal uyumlama ve Doppler görüntüleme sırasında elde edildi. Doppler görüntülemede önemli bir parametre olan ekvator dönme dönemi 2.981897 ± 0.088068 olarak hesaplandı. Bu değer CoRoT ışık eğrilerinin frekans analizi ile elde edilen periodogramda baskın zirvelerden hesaplanan minimum ve maksimum dönemler (∼2-4 gün) arasında kalmaktadır. Mosser ve diğ. (2009) tarafından ise dönem $2.25^{+0.03}_{-0.01}$ olarak hesaplanmıştır. Fakat bu dönem ekvator dönemi değil diferansiyel dönme durumu söz konusu olduğu için ortalama bir dönemdir.

Şekil 4'teki haritaya bakıldığında yaklaşık 15° çapında ve 35° enlemi civarında aralarında kabaca 120° boylam farkı bulunan üç adet soğuk leke söz konusudur. Bununla beraber 30° çapında asimetrik bir soğuk kutup lekesinin baskın olduğu da görülmektedir. Böyle bir kutup lekesinin varlığı gözlemsel çizgi profillerinde merkez civarında bir sığlaşmaya sebebiyet verir. Şekil 5'teki gözlemsel profiller incelendiğinde tüm profillerin merkeze yakın kısımlarında, hiç leke olmadığı durumdaki modele göre (mavi düz çizgiler) bir sığlaşmanın varlığı gözle dahi fark edilmektedir. Bu durum bir kutup lekesinin varlığını güçlendirmektedir. Fakat bu sığlaşma tam çizgi profillerinin gözlendiği evrede, gözlemcinin bakış doğrultusundaki boylamda soğuk lekeler olduğu durumda da meydana gelebilir. Çizgi profillerinin gözlendiği evrelerin

boylam karşılıkları haritada bulunan orta enlemli lekelerin boylamlarına yakındır. Dolayısıyla böyle bir kutup lekesine ihtiyatla yaklaşmak gerekebilir. Orta enlemli lekelerin boyutları tayfsal çözünürlüğün ve $v \sin i$ değerine göre hesaplanan çözülebilecek minimum leke çapının ($\sim 10^\circ$) üzerindedir. Mosser ve diğ. (2009) tarafından yapılan çalışmada yıldızdaki lekelerin çapları 1.6-4° arasında değişmektedir. Bu çalışmada elde edilen leke çapları bu değerlerden oldukça yüksektir. Mosser ve diğ. (2009) sadece ışık eğrilerinin modellenmesi üzerinden leke parametrelerini belirlemektedir ve böyle bir durumda leke çapları hem leke kontrastları hem de leke enlemleri ile dejenere olabilmektedir. Dolayısıyla bu kadar küçük leke çapları bu durumun sonucu ortaya çıkmış olabilir. Ayrıca ışık eğrilerinin çevrim başına ne kadar leke ile modelleneceği de elde edilen leke çaplarının değişimine sebep olmaktadır. Dejenerasyon ile ilgili durumlar Mosser ve diğ. (2009) tarafından da vurgulanmıştır.

Yıldız yüzeyindeki orta enlemli lekelerin aralarında yaklaşık 120° boylam farkı bulunması ilk başta aktif boylamlar olgusunu akla getirmektedir. Fakat bu olgu çoğunlukla aralarında 180° olan iki boylam olarak karşımıza çıkmaktadır. Aktif boylamlar özellikle çift yıldızlar için söz konusu olsa da Güneş ve bazı tek yıldızlar için de önerilmektedir (Berdyugina 2005). Aktif boylamlar durumunda lekeler belirli boylamlarda uzun süreler boyunca bulunabilir. Dolayısıyla bahse konu olan lekelerin aktif boylamlarda bulunup bulunmadığı ancak uzun süreli gözlemler sonucunda ortaya çıkacaktır.

Yıldızın geçiş bölgesinde bulunması nedeniyle gözlemsel verilerde muhtemel zonklama kaynaklı etkilerin varlığı da hesaba katılmalıdır. HD 181420 yıldızına ilişkin literatürde, zonklama doğasını inceleyen iki kapsamlı çalışma bulunmaktadır (Barban ve diğ. 2009; Mathur ve diğ. 2013). Her iki çalışmada da bu yıldızda güneş benzeri salınımların varlığına işaret edilmektedir. Bu tür salınımların uzak yıldızlarda tespit edilmesi zordur, çünkü genlikleri oldukça düşüktür. Güneş benzeri salınımların Güneş'te sebebiyet verdiği parlaklık değişimleri birkaç ppm seviyesindeyken, daha evrimleşmiş yıldızlarda birkaç onlarca ppm'ye kadar çıkmaktadır (Barban ve diğ. 2009). HD 181420 yıldızı için Barban ve diğ. (2009) ve Mathur ve diğ. (2013) tarafından gerçekleştirilen çalışmalarda, söz konusu güneş benzeri salınımların oluşturabileceği maksimum genlik değerleri de verilmiştir ve bu değerlerin en yükseği ~ 4 ppm'dir. Buna karşılık, yıldızın ışık eğrisinde leke kaynaklı olduğu düşünülen değişimlerin minimum genliği ~ 500 ppm düzeyindedir. Dolayısıyla, HD 181420 yıldızındaki güneş benzeri salınımların, ışık eğrileri ve çizgi profilleri üzerindeki etkileri, manyetik aktivite kaynaklı lekelerin etkilerine kıyasla ihmal edilebilir düzeydedir.

HD 181420 yıldızının leke aktivitesi konusunda mevcut soru işaretlerinden kurtulabilmek uzun zaman aralığında elde edilmiş daha hassas yüzey parlaklık dağılımı haritaları elde etmekten geçmektedir. Bunun için de yüksek çözünürlüklü, dönme evresi dağılımı oldukça homojen olan yüksek SNR değerine sahip tayflarla beraber eş zamanlı alınmış ışık eğrilerine ihtiyaç vardır. Bu bağlamda Ankara Üniversitesi Kreiken Gözlemevi'nde bulunan T80 Berahitdin Albayrak Teleskobu kullanılarak bu yıldızın tayfsal ve fotometrik gözlemlerine başlanılması planlanmaktadır.

Kaynaklar

Bahar E., Şenavcı H. V., Işık E., Hussain G. A. J., Kochukhov O., Montes D., Xiang Y., 2024, ApJ, 960, 60

Barban C., ve diğ., 2009, A&A, 506, 51

Berdyugina S. V., 2005, Living Reviews in Solar Physics, 2, 8

Blanco-Cuaresma S., 2019, MNRAS, 486, 2075

Blanco-Cuaresma S., Soubiran C., Heiter U., Jofré P., 2014, A&A, 569, A111

COROT Team 2016, VizieR Online Data Catalog: CoRoT observation log (N2-4.4) (CoRoT 2016), VizieR On-line Data Catalog: B/corot. Originally published in: CoRoT Data Center (2014)

Castelli F., Kurucz R. L., 2003, in Piskunov N., Weiss W. W., Gray D. F., eds, IAU Symposium Vol. 210, Modelling of Stellar Atmospheres. p. A20 (arXiv:astro-ph/0405087), doi:10.48550/arXiv.astro-ph/0405087

Donati J. F., Semel M., Carter B. D., Rees D. E., Collier Cameron A., 1997, MNRAS, 291, 658

Gray R. O., Corbally C. J., 1994, AJ, 107, 742

Hardegree-Ullman K. K., Apai D., Bergsten G. J., Pascucci I., López-Morales M., 2023, AJ, 165, 267

Heiter U., ve diğ., 2021, A&A, 645, A106

Maehara H., Notsu Y., Notsu S., Namekata K., Honda S., Ishii T. T., Nogami D., Shibata K., 2017, PASJ, 69, 41

Mathur S., García R. A., Morgenthaler A., Salabert D., Petit P., Ballot J., Régulo C., Catala C., 2013, A&A, 550, A32

Mosser B., Baudin F., Lanza A. F., Hulot J. C., Catala C., Baglin A., Auvergne M., 2009, A&A, 506, 245

Petit P., Louge T., Théado S., Paletou F., Manset N., Morin J., Marsden S. C., Jeffers S. V., 2014, PASP, 126, 469

Strassmeier K. G., 2009, A&ARv, 17, 251

Tobias S. M., 2002, Philosophical Transactions of the Royal Society of London Series A, 360, 2741

Access:

M25-0315: Turkish J.A&A — Vol.6, Issue 3.

TJAA Vol. **6**, *Special Issue*, *p.*248–255 (2025). DOI: 10.55064/tjaa.1598246 *Conference Paper*

Model Tabanlı Sistem Mühendisliği Yaklaşımı ile DAG Aktif Optik Dalga Cephesi Sensör (aOWFS) Sistemi Konsept Çalışması

Mehmet Kuruçolak[1,2] ⋆, Derya Öztürk Çetni[1,3], Kemal Rüzgar[4], Elif Yağmur[1,5], Cahit Yeşilyaprak[1,3]

[1] *Türkiye Ulusal Gözlemevleri, DAG, 25050, Erzurum, Türkiye*
[2] *Atatürk Üniversitesi, Mühendislik Fakültesi, Makine Mühendisliği Bölümü, 25050, Erzurum, Türkiye*
[3] *Atatürk Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 25050, Erzurum, Türkiye*
[4] *0ptonium Technologies LLC., 929010 Lefkosa, Kuzey Kıbrıs*
[5] *Atatürk Üniversitesi, İktisadi ve İdari Bilimler Fakültesi, Yönetim Bilişim Sistemleri Bölümü, 25050, Erzurum, Türkiye*

Accepted: March 21, 2025. Revised: March 21, 2025. Received: December 8, 2024.

Özet

Bu çalışma, Doğu Anadolu Gözlemevi (DAG) 4 metre teleskobunun Kırınım-Sınırlı Nasmyth Platformunda (KSNP) yer alacak son teknoloji enstürmanlarından biri olan Aktif Optik Dalga Cephesi Sensörünün (aOWFS) erken dönem konsept çalışmalarına odaklanmaktadır. Hali hazırda KSNP'de konumlandırılmış Adaptif Optik Kontrol Sistemi (TROIA), Koronagraf (PLACID), Yakın Kızılötesi Kamera (DIRAC), Rotasyon Düzeltici (Derotator) ve Optik Simülator (DAGOS) sistemlerinden gelen kısıtlamalar, aOWFS'nin karmaşıklığını arttırmakla beraber potansiyel risklerin öngörülmesini de zorlaştırmaktadır. Bu erken geliştirme aşamasında, olası riskleri belirlemek ve bunları proaktif bir şekilde ele alarak aOWFS'nin KSNP ekosistemine sorunsuz bir şekilde entegre edilmesini sağlamak için Model Tabanlı Sistem Mühendisliği (MBSE) yaklaşımını referans alan bütünsel bir yaklaşım benimsenmiştir.

Abstract

This study focuses on the early conceptual development of the Active Optics Wavefront Sensor (aOWFS), one of the state-of-the-art instruments to be integrated into the diffraction-limited Nasmyth platform of the 4-meter telescope at the Eastern Anatolia Observatory (DAG). Currently, the DLNP houses several critical systems, including the Adaptive Optics (TROIA), Coronagraph (PLACID), Near-Infrared Camera (DIRAC), Derotator, and Optical Simulator (DAGOS). These existing systems impose various constraints that not only increase the complexity of the aOWFS but also make the anticipation of potential risks significantly challenging. In this early development phase, a holistic approach leveraging Model-Based Systems Engineering (MBSE) has been adopted to provide a structured framework for identifying potential risks and proactively addressing them to ensure the seamless integration of the aOWFS within the DLNP ecosystem.

Anahtar Kelimeler: Model Based Systems Engineering (MBSE) – SysML – DAG Telescope – Wavefront Sensor – Astronomical Instruments

1 Giriş

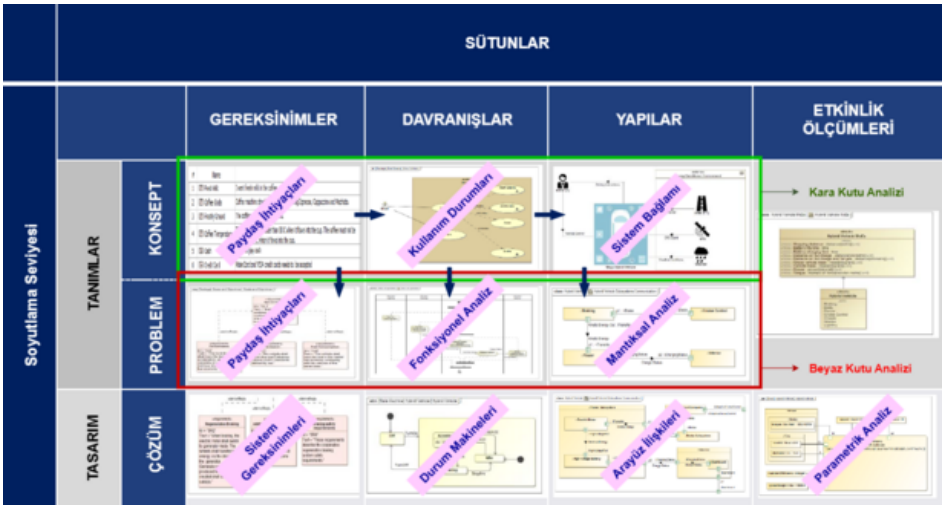
DAG 4 metre teleskobunun birincil aynası (M1) 4000 mm dış çap, 820 mm iç çap ve 14 cm kalınlığa sahip, 4300 kg ağırlığında zerodur malzemeden üretilmiştir. Astronomik gözlemler sırasında, M1, M2 ve M3 aynaları rüzgar, sıcaklık değişimi ve yerçekimi kaynaklı çevresel etkilere maruz kalmaktadır. Rüzgar yükleri ve sıcaklık değişiminden kaynaklı bozulmalara ek olarak teleskobun yükseklik açısındaki değişim, optik bileşenler üzerine değişken yerçekimi kuvvetlerinin etki etmesine neden olmaktadır. Bu durum, M1 yüzeyinde yerel şekil bozukluklarına, M2 ve M3 aynalarında ise hizalama hatalarına yol açmaktadır. M1'in şekil bozulmalarını ve M2 ile M3'ten kaynaklanan konumsal hataları telafi etmek için Aktif Optik Kontrol Sistemi (aOCS) tasarımı önerilmiştir. aOCS 4 fonksiyona sahiptir:

a. Eksenel fonksiyonlar birincil aynanın şeklini kontrol eden 66 pnömatik aktüatör ve aynanın esnemezliğini sağlayan 9 hidrolik aktüatörden oluşmaktadır.
b. Yatay destek fonksiyonları, aynanın yanal bozulmalarını telafi etmek için 27 pnömatik aktüatör ve yanal esnemezliği sağlamak için 3 hidrolik aktüatör kullanmaktadır.
c. M2 aynası, beş serbestlik derecesine sahip 6 eksenli platform üzerine monte edilmiştir. Buradaki amaç, ısıl genleşme ve yerçekimi etkileri nedeniyle oluşan deformasyonları düzeltmek için M1'e bağlı hizalama işlemi gerçekleştirmektir.
d. M3 aynası, M2 ile benzer şekilde 6 eksenli platform üzerine monte edilmiştir. Konum hatalarını düzeltmenin yanı sıra, ışığı iki Nasmyth Platformuna yönlendirmek için bir döndürme mekanizması da içermektedir.

aOCS'in verilen 4 fonksiyonu, düşük dereceli dalga cephesi hatası (WFE) gereksinimleri doğrultusunda belirlenmiştir ve aOCS'in düzeltme performansı, sistemin WFE algılama

⋆ mkurucolak@gmail.com

© 2025 Turkish Astronomical Society (TAD)



Şekil 1. Modelleme Ağı (MagicGrid) Çerçevesi.

yeteneğine büyük ölçüde bağlıdır. aOCS, açık-döngü ve kapalı-döngü olmak üzere 2 farklı dalga cephesi hata tespit stratejisini entegre olarak kullanmaktadır (Lousberg ve diğ. 2016).

Açık-döngü stratejisi, özellikle 6 eksenli M2 ve M3 platformlarının hareketlerini kontrol etmek ve dikey konum açısına bağlı öngürülebilir dalga cephesi hatalarını telafi etmek için kullanılır. Açık-döngü, önceden belirlenmiş modellere, mekanik ölçümlere ve sonlu elemanlar simülasyonlarına dayanır. Bu yaklaşım teleskobun genel performansını optimize etmede önemli bir başlagıç noktası olsa da gerçek zamanlı doğrulama eksikliği, aOCS'nin tam performansına ulaşmak için kapalı döngü stratejisine ihtiyacın kaçınılmaz olduğunu göstermektedir.

aOWFS projesinin konsept çalışmaları, aOCS tarafından ortaya konulan kapalı döngü dalga cephesi hatası ölçüm ihtiyacı doğrultusunda şekillendirilmiştir. Bu gereksinimlerin karşılanması ve Kırınım-Sınırlı Nasmyth Platformunda (KSNP) bulunan diğer sistemlerle uyumlu bir şekilde çalışabilmesi için aOWFS sisteminin konsept çalışmalarında sistem mühendisliği paradigması çerçevesinde Model Tabanlı Sistem Mühendisliği (MBSE) yaklaşımı benimsenmiştir.

Sistem Mühendisliği (SM), sistemlerin yaşam döngüsünü yönetmek için çeşitli süreçleri ve metodolojileri içeren sistematik bir yaklaşım olarak tanımlanır (Blanchard & Fabrycky 1990). SM uygulamaları, genellikle farklı disiplinlerden mühendisler ve pratisyenler arasında etkili iletişimi sağlamak ve hedeflenen sisteme net ve detaylı bir yaklaşımla ulaşmak amacıyla geliştirilmiştir (Cederbladh ve diğ. 2024). SM, çok paydaşlı ve çok disiplinli alt sistemlere sahip projelerde genellikle bir bütünleyicilik rolü üstlenir. Bu bağlamda, DAG 4 metre teleskobunun alt sistemlerinin çoklu paydaşlar tarafından yönetilmesi, aOWFS sisteminin etki alanının sınırları hakkında da önemli bilgiler sunmaktadır. Bu nedenle, konsept aşamasında, aOCS'den gelen ihtiyaçlarla birlikte diğer alt sistem paydaşları tarafından belirlenen kısıtlamaların karşılanması ve yeterli güvenin sağlanması durumunda sistemin inşasına başlanmalıdır.

Geleneksel SM uygulamalarında, sistemle ilgili bilgiler genellikle raporlar, şartnameler, kontrol belgeleri ya da benzer ürünler şeklinde üretilir. Ancak, bu yaklaşımla bilgilerin senkronizasyonunu sağlamak ve gereksinim değişikliklerini yönetmek önemli zorluklar yaratmaktadır. 2000'li yılların başında, Uluslararası Sistem Mühendisliği Konseyi, sistem ve yazılım mühendisliği disiplinleri için entegre bir tasarım ve şartname süreci geliştirmek amacıyla Nesne Yönetim Grubu ile iş birliği yapmıştır. Bu iş birliği, Birleşik Modelleme Dili standardını genişletmiş ve Sistem Modelleme Dili (`SysML`) adı verilen tek bir modelleme paradigmasını oluşturmuştur (Gao ve diğ. 2019). Bunun sonucunda `SysML`, uygun metodolojiler ve araçlarla birlikte, MBSE ile karmaşık sistemleri modellemek için resmi, eksiksiz ve detaylı bir endüstri standartı haline gelmiştir (Warden ve diğ. 2015).

MBSE, bilginin standart yöntemlerle yakalanmasını sağlayarak projelerin daha sade ve anlaşılır olmasına katkıda bulunmuştur. Bu yaklaşım, müşteriler, kullanıcılar, mühendisler ve proje yöneticileri gibi paydaşlar arasında geliştirilmiş bir iletişim ortamı sunarken, aynı zamanda MBSE'nin simülasyon araçları, bilginin doğrulanmasını ve yeniden kullanılabilirliğini desteklemektedir (Warden ve diğ. 2015).

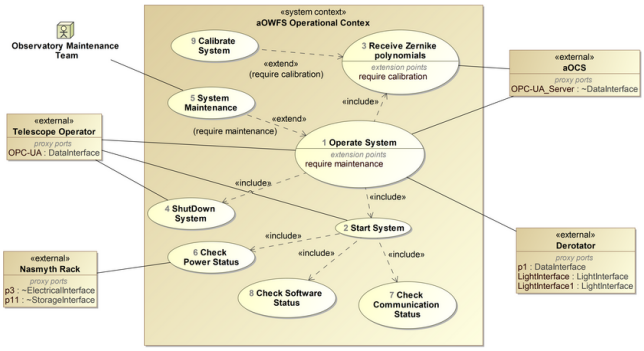
Bu çalışmada, aOWFS projesinin konsept çalışmalarında kullanılan ve bir MBSE çerçevesi olan Modelleme Ağı (MagicGrid) yaklaşımı açıklanmıştır. §3, aOWFS projesine yönelik kara kutu analizine, §4 ise bu analizin detaylandırılarak beyaz kutu analizine odaklanmaktadır. Son olarak, §5 çalışma sonuçlarını özetlemekte ve gelecekte yapılması planlanan çalışmalara ilişkin öneriler sunmaktadır.

2 Modelleme Ağı (MagicGrid) Çerçevesi

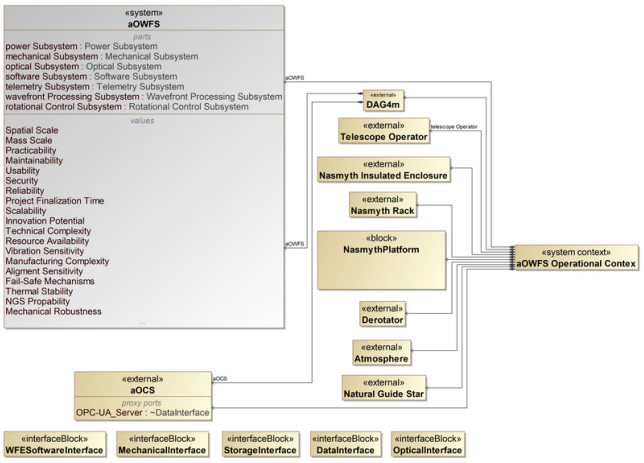
MagicGrid Çerçevesi, "Nesne Tabanlı Sistem Mühendisliği Metodolojisi" temel alınarak geliştirilmiş `SysML` ile tam uyumlu ve araç bağımsız bir SM çerçevesidir. Bunun yanı sıra, modelleme sürecini sade ve anlaşılır bir şekilde tanımlaması, yalnızca modelleyicilere değil, diğer paydaşlara da süreçleri daha net anlama imkanı sunar ve paydaşlar arasındaki iletişim kalitesini artırır (Aleksandravičienė & Morkevičius 2021).

MagicGrid, Şekil 1'de gösterildiği gibi bir matris yapısında temsil edilmektedir. Matrisin sütunları, model hiyerarşisinde aynı türden elementleri temsil eden gereksinimler, davranışlar, yapılar ve performans ölçümlerini içerirken satırlar ise projenin soyutlama seviyelerine ilişkin bir bakış açısı sunmaktadır.

Konsept ve problem seviyelerinde tanımlanan bilgiler, sisteme "ne" sorusu sorulduğunda alınan yanıtları ifade



Şekil 2. aOWFS Operasyonel Kullanım Durumları Diyagramı



Şekil 3. aOWFS Operasyonel Sistem Bağlamı Blok Diyagramı.

eder. Çözüm seviyesinde ise, bu sorulara verilen "nasıl" yanıtları tanımlanır. Sistem davranışlarına ilişkin farklı konsept fikirleri, problem alanı analizinin tamamlanmasının ardından şekillenmeye başlar.

Problem alanı analizinin temel amacı, paydaş ihtiyaçlarını resmi olmayan bir yapıdan resmi bir yapıya dönüştürmek ve model elemanları aracılığıyla detay seviyesini artırmaktır. Bunun yanı sıra, paydaşlar ile sistem arasında açık ve ortak bir anlayış oluşturmayı hedefler. Kara kutu ve beyaz kutu analizlerinin tamamlanmasının ardından, paydaş ihtiyaçları açıkça resmileştirilir ve sistem tasarımına yönelik temel adımlar atılır.

MagicGrid çerçevesi, bu süreçlerde bir bütünlük, hiyerarşi ve açıklık sağlayarak modelleme faaliyetlerini düzenler. Bu çerçeve, farklı soyutlama seviyelerindeki modelleri birbirine uyumlu hale getirir ve elementleri organize eder. MagicGrid çerçevesinin sağladığı yapı, modellerin yeniden kullanılabilirliğini artırarak, gereksinim değişikliklerine uyum sağlamayı ve sistemin yaşam döngüsü boyunca tasarım maliyetlerini düşürmeyi kolaylaştırır. Sistem tasarımı ve entegrasyonunda hata riskini azaltarak daha etkin bir geliştirme süreci sunar.

3 aOWFS Kara Kutu Analizi

Kara kutu analizi, sistemin içindeki karmaşıklıkları çözmek yerine, sistemin dışarıdan nasıl davrandığını anlamaya odaklanır.

Sistemden belirli beklentileri olan paydaşlar, ihtiyaçlarını tanımlama konusunda sıklıkla karmaşa yaşayabilmektedir. Özellikle, resmi olmayan ihtiyaçlar, farkında olunmadan çözüm önerileri içerebilir ve bu durum, paydaşların ihtiyaçlarını açıkça belirleme sürecinde zorluklar yaşamasına neden olabilir. Kara kutu analizi kapsamında kullanılan kullanım durumu yaklaşımı ve sistem bağlam görünümleri, bu ihtiyaçların gerçekten bir ihtiyaç mı yoksa çözüm mü olduğunu anlamada önemli bir rol oynar.

aOWFS projesinde tanımlanan "*ilk 22 Zernike modunun 1 Hz aralıklarla aOCS sistemine gönderilmesi*" ihtiyacı, Kara kutu analizi çerçevesinde, "*Zernike polinomlarını al*" kullanım durumu ve döngü hızı etkinlik ölçütüne dönüştürülmüştür. Kullanım Durumları harici sistem perspektifinde isimlendirilmektedir. Bu yaklaşım, ihtiyaçların daha somut ve ölçülebilir sistem gereksinimlerine dönüştürülmesi için etkili bir yöntem sunmaktadır. Aynı zamanda fonksiyonel ihtiyaç kavramları ile etkinlik ölçütleri kavramlarının farklı modelleme elementleri ile ayrıştırılması, konsept tanımlama ve belirlemede modelleyiciye avantaj sağlamaktadır.

Fonksiyonel paydaş ihtiyaçları, kullanım durumları aracılığıyla daha ayrıntılı hale getirilmiştir. Resmi olmayan paydaş ihtiyaçlarına kıyasla kullanım durumları, sistemden beklenenlerin ve sistemin kullanımından elde edilmek istenenlerin daha net ve kesin bir şekilde anlaşılmasını sağlamıştır.

Şekil 2, "aOWFS Operasyonel Kullanım Durumları Diyagramını" sunmaktadır. Diyagramda yer alan 1 numaralı kullanım durumu `Sistemi İşlet`, operasyonel bağlamda ana çerçeveyi belirlemekte ve diğer kullanım durumlarının merkezinde yer almaktadır. Bu kullanım durumu, aOWFS'nin astronomik gözlem operasyonları boyunca hangi işlevleri gerçekleştirmesi gerektiği konusunda paydaşlar arasında fikir birliği oluşturmaktadır.

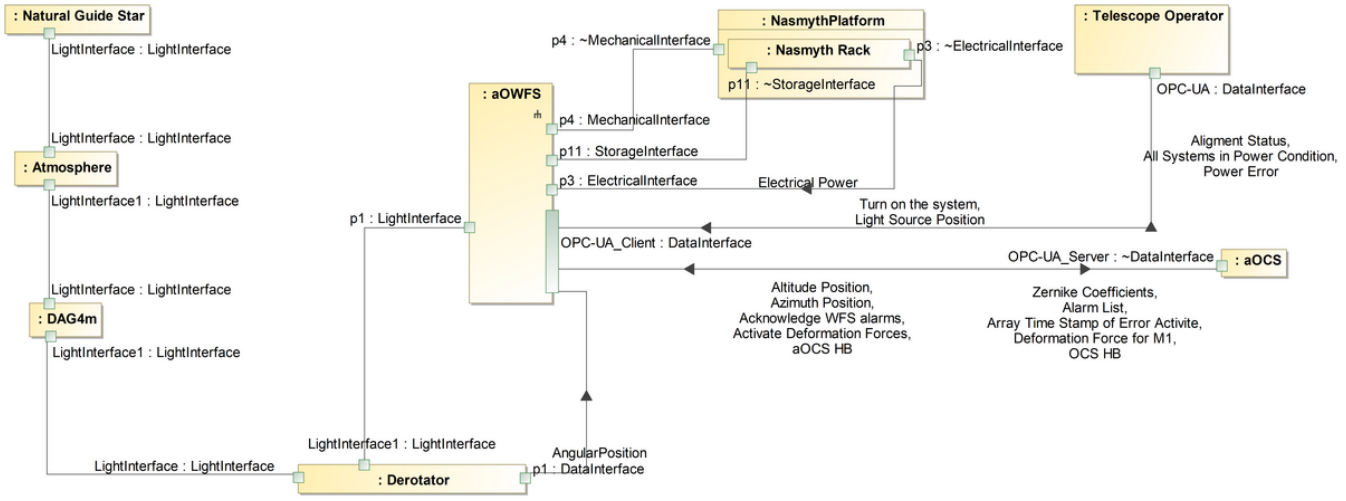
3 numaralı kullanım durumu `Zernike Polinomlarını Al`, DAG aOWFS projesinin temel gereksinimi olan aOCS için 22 Zernike modunun nasıl türetildiğini ve bu fonksiyonel gereksinimi etkileyen dış kısıtlamaların nasıl ele alındığını detaylandırır.

Kullanım durumu, paydaş ihtiyaçlarını yalnızca metinsel olarak ifade etmek yerine, bağlam ve ilişkilerle modellenmiş bir yapıda sunarak, sistemin operasyonel fonksiyonlarının harici kısıtlamalarla nasıl etkileşime girdiğini somut ve izlenebilir bir şekilde ortaya koyar. Bu yaklaşımla, gereksinimlerin doğrulanabilirliği artırılırken, teknik detayların daha net bir şekilde anlaşılması sağlanır.

Kara kutu yaklaşımının önemli görünümlerinden biri, sistem bağlamlarının tanımlanmasıdır. Sistem bağlamı, sistemin dış varlıklarla ilişkisini görselleştirerek, sistemin içsel davranışlarına odaklanmaksızın paydaş beklentilerine yönelik bir temsil sunar. Bu yaklaşım, sistemin sınırlarının, harici varlıklarla olan ilişkilerinin ve bu varlıklarla gerçekleştirilen veri veya bilgi alışverişinin net bir şekilde tanımlanmasını sağlar.

aOWFS projesinin operasyonel harici varlıkları ve sistemin bu varlıklarla ilişkisi Şekil 3 ve 4'te gösterilmektedir. Paydaş ihtiyaçlarına dayanarak, aOWFS ile harici varlıklar arasında veri, depolama, mekanik, elektrik ve optik arayüzler tanımlanmıştır.

Optik arayüzün belirlenmesi sürecinde, aOCS'ten gelen Zernike modlarının alınmasına yönelik ihtiyaç, sistem performansını doğrudan etkileyen kritik bir ihtiyaç olarak



Şekil 4. aOWFS İlgi Sistemi (Sol) Arayüz Diyagramı.

ortaya konmuştur. Mevcut teknolojiler, Zernike modlarının elde edilmesi için yüksek hassasiyetli bir dalga cephesi sensörüne ve uygun bir ışık kaynağına ihtiyaç duyulduğunu net bir şekilde göstermektedir. Bu çerçevede, operasyonel bağlamın dışında kalan teknik olmayan kısıtlamalar ve sistemin çalışma koşulları dikkate alınarak, aOWFS'in NGS kullanması uygun bir çözüm alternatifi olarak değerlendirilmiştir.

Işığın M1-M2-M3 optik zincirinden sonra ve derotator öncesinde yakalanması, sistemin entegrasyon ve bakım süreçlerinde erişim zorlukları yaratmasının yanı sıra, M1 üzerinde optik karartma etkisi gibi operasyonel sorunlara yol açabileceği öngörülmüştür. Bu öngörüler doğrultusunda, ışığın derotator sisteminden sonra yakalanmasının, sistem yaşam döngüsü boyunca daha az risk taşıdığı değerlendirilmiştir. Ancak, derotator'un dinamik bir sistem olması, aOWFS'in fonksiyonları üzerinde yeni sınırlamalar ortaya çıkarmıştır.

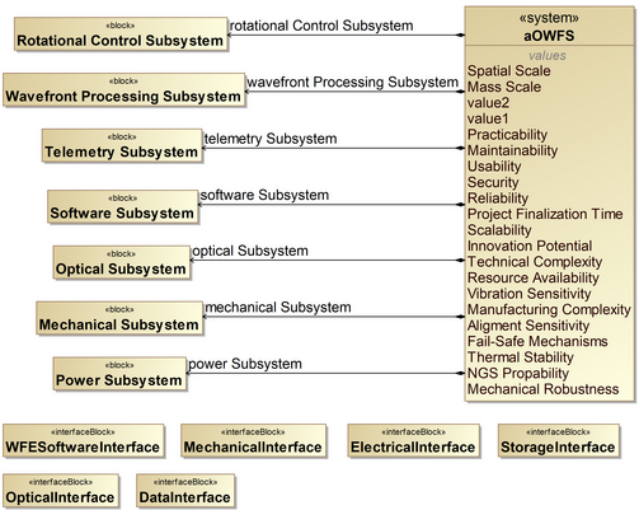
Mekanik arayüz, aOWFS'nin KSNP entegrasyonu ve harici sistemlerle fiziksel etkileşimlerini içermektedir. Optik masanın yoğun alt sistem yerleşimi ve teleskop flanşına olan yakınlığı, ışık kaynağını yakalayacak mekanik bileşenlerin yerleşiminde önemli zorluklar doğurmuştur. Bu kısıtlamalar, sistemin fiziksel entegrasyonunu ve gelecekteki operasyonel sürdürülebilirliğini etkileyebilecek karmaşık bir problem alanı yaratmıştır.

Tüm arayüzlerin kara kutu analizi yaklaşımıyla ele alınması, sistemin teknik ve operasyonel zorluklarının kapsamlı bir şekilde tanımlanmasını sağlamıştır. Bu yaklaşım, yalnızca sistemin işlevselliğine odaklanmakla kalmayıp, zorlukların sistem performansı üzerindeki etkilerinin erken aşamalarda değerlendirilmesine olanak tanımıştır.

Örneğin, derotatorun dinamik yapısının optik verilerin işlenmesine etkileri ve mekanik bileşenlerin yerleşiminden kaynaklanan entegrasyon sorunları, yaşam döngüsünün erken safhalarında analiz edilmiştir. Bu analizler, söz konusu problemlerin ileride yaratabileceği olumsuz etkileri öngörme ve bu doğrultuda önlemler geliştirme imkanı sunmuştur.

Bu yaklaşımla birlikte, sistemin teknik ve operasyonel gereksinimlerinin tutarlı bir şekilde ele alınması, problemleri daha net bir şekilde tanımlamayı sağlamış ve ilerleyen süreçler için sağlam bir çerçeve oluşturmuştur.

Fonksiyonel olmayan paydaş gereksinimleri, Sistem İlgi

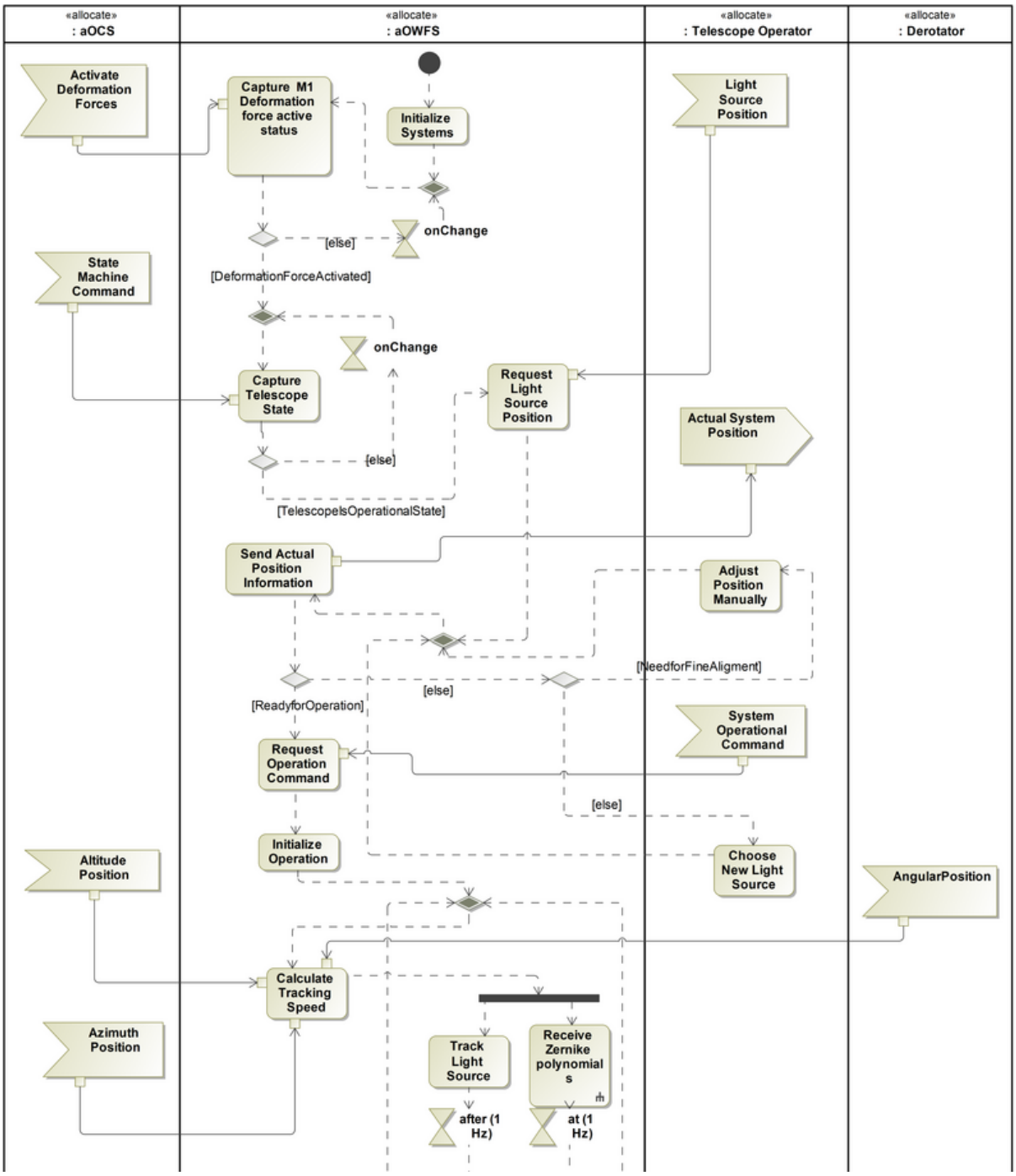


Şekil 5. aOWFS Etkinlik Ölçütlerinin Gösterimi.

Alanı'nın (SoI) ölçülebilir niteliklerini sayısal terimlerle ifade eden Etkinlik Ölçütleri (MoE) aracılığıyla detaylandırılmaktadır. SM bağlamında MoE'ler, bir sistemin belirli bir görev veya işlevi, tanımlanan operasyonel bağlamda ne kadar etkin ve verimli gerçekleştirdiğini değerlendirmek için kritik bir araçtır.

aOWFS bağlamında, MoE'ler sistemin performans, güvenilirlik, erişilebilirlik ve entegrasyon kabiliyetlerini ölçülebilir metriklerle değerlendirmeye olanak tanımaktadır. Bu yaklaşım, paydaş beklentilerinin sistem seviyesine indirgenmesinde tutarlı bir çerçeve sunarak, karmaşık gereksinimlerin yönetimini kolaylaştırmaktadır. Şekil 5, aOWFS için tanımlanmış yüksek seviyeli MoE'leri sistematik bir şekilde sunarak, bu ölçütlerin sistem yaşam döngüsünün erken aşamalarında nasıl değerlendirildiğini ve izlendiğini göstermektedir.

Bu yapılandırılmış yaklaşım, MBSE metodolojisinin, paydaş gereksinimlerini nicel bir şekilde analiz etme ve sistem bağlamında net bir şekilde ifade etme kabiliyetini vurgulamaktadır. MoE'lerin bu şekilde modellenmesi,



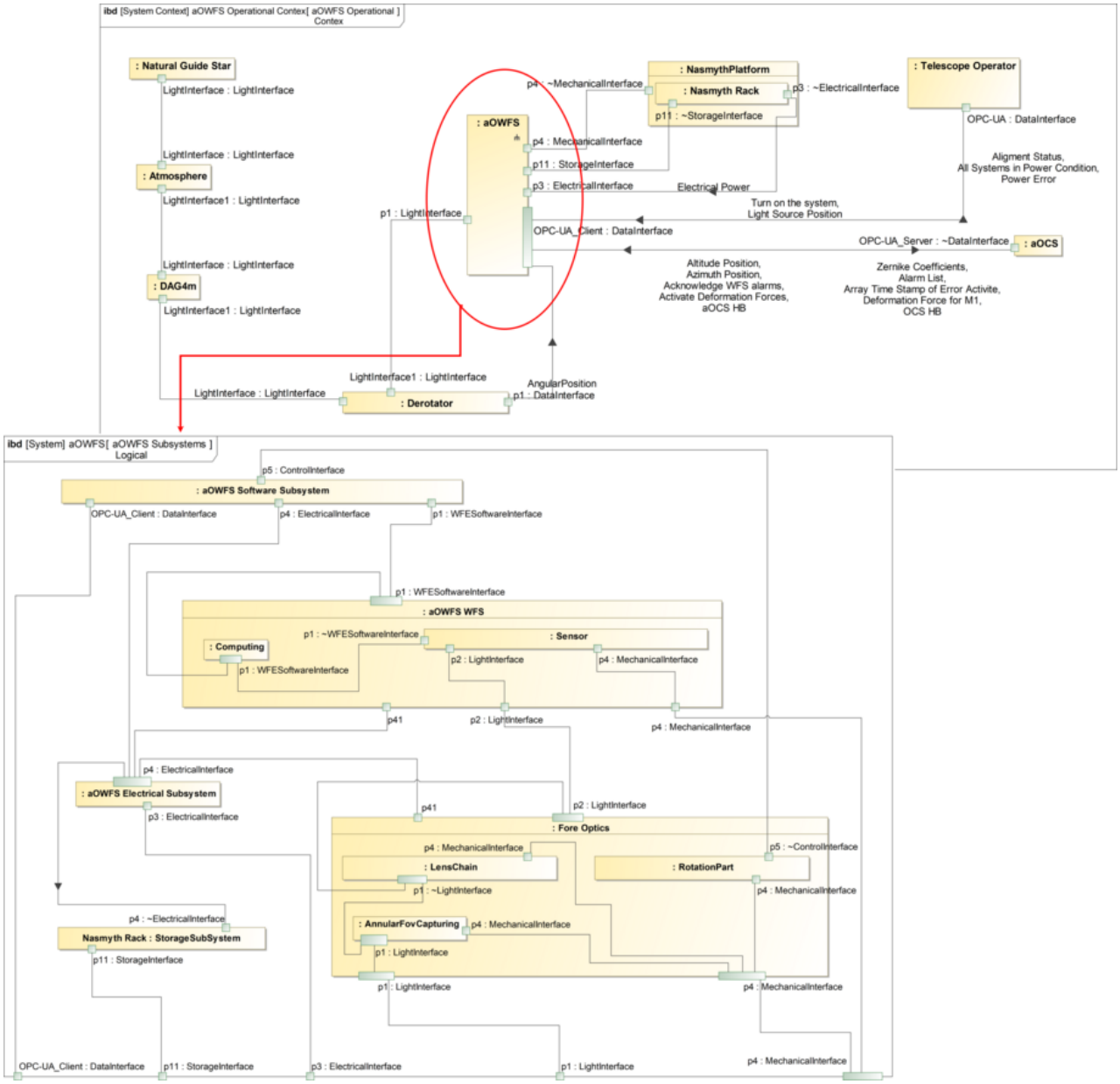
Şekil 6. aOWFS Operasyonel Aktivite Diyagramı.

sistemin etkinliğini artıracak karar destek mekanizmalarının oluşturulmasında önemli bir rol oynamaktadır.

4 aOWFS Beyaz Kutu Analizi

Sol, kara kutu perspektifinden incelendikten sonra, paydaş ihtiyaçlarını derinlemesine anlamak amacıyla beyaz kutu perspektifinden daha kapsamlı bir analiz gerçekleştirilmiştir. Sistem işlevlerinin detaylı analizi, ilgili çerçevede fonksiyonel analiz olarak adlandırılmaktadır. Bu süreç aracılığıyla, başlangıçta bir kullanım durumu veya aktivite olarak tanımlanan yüksek seviyeli bir fonksiyonel paydaş ihtiyacı, çeşitli alt sistemler tarafından yerine getirilmesi gereken birden fazla aktiviteye ayrıştırılmıştır. Bu yaklaşım, her bir alt sistemin genel gereksinimlerin karşılanmasına nasıl katkı sağladığını daha ayrıntılı ve kesin bir şekilde anlamaya olanak tanımaktadır.

Şekil 6'da gösterildiği gibi, başlatma prosedürü sırasında WFS'de bir sorun oluştuğunda sistem, aOCS'ye bir `WFS Alarmını Kabul Et` mesajı gönderir. Bu süreç, teleskobun aOCS döngülerini buna göre uyarlamasını sağlar ve WFS kaynaklı bir hatanın tüm gözlem sürecini etkileyen bir hata



Şekil 7. aOWFS Kavramsal Alt Sistemler Diyagramı.

noktasına dönüşmesini önler. Bu analiz, güçlü alt sistem iletişiminin sistem güvenilirliği üzerindeki etkisini net bir şekilde ortaya koymaktadır.

Ayrıca, sistemin manuel müdahalelere olan bağımlılığını azaltmak ve otonomi düzeyini artırmak için alt sistem işlevleri titizlikle tanımlanmıştır. Örneğin, eksen dışı doğal kılavuz yıldız (NGS) ile çalışabilmesi ve derotator modlarına uyum sağlayabilmesi için sistemin döner hareketleri telafi edebilecek mekanizmalar geliştirilmiştir.

Eksen dışı NGS kullanımı, sistemin bilim yıldızına göre görüş alanı sınırlarının tanımlanmasını gerektirir. Bu nedenle, aOWFS'nin NGS tarama ve bulma işlemlerini teleskop operasyonel duruma geçtikten sonra gerçekleştirmesi hedeflenmiştir. Kullanıcıdan alınan ışık kaynağı konumu sistem tarafından işlenir ve mevcut konum geri bildirilir. Eğer hizalama problemi varsa, sistem manuel ince ayar yapılmasına olanak tanır. Bu tür işlemler, MBSE'nin erken aşamada konsept belirleme ve gereksinim türetme süreçlerine sağladığı netlik ile sistem tasarımının başarısına katkıda bulunur.

Fonksiyonel analiz aşamasında, aOWFS'nin sistem seviyesindeki davranışları ayrıştırılmış ve detaylı bir şekilde analiz edilmiştir. Bu kapsamda, kavramsal alt sistemler oluşturulmuş ve ayrıştırılan aktiviteler ilgili kavramsal alt sistemlere atanmıştır. Şekil 7, aOWFS'nin kavramsal alt sistemlerini ve bu alt sistemlerin birbirleriyle olan ilişkilerini göstermektedir.

Paydaş ihtiyaçları ve kısıtlamaları doğrultusunda, aOWFS'nin yalnızca sistem ve alt sistem seviyelerinde değil, aynı zamanda optik eleman seviyesinde de ayrıştırılması gerekmiştir. Bu doğrultuda, ön optikler alt sistemi altında "Lens Dizisi", "Döner Parça" ve "Halka Görüş Alanı Yakalama" gibi kavramsal elemanlar tanımlanmıştır.

Özellikle, "*Halka Görüş Alanı Yakalama*" elemanı, eksen dışı kılavuz yıldızlarla çalışma zorunluluğu nedeniyle geliştirilmiştir. Bu eleman, farklı konseptlerin tanımlanmasını ve bileşen düzeyinde karşılaştırılmasını sağlamıştır. Örneğin, 2 inç ayna ve halka ayna konseptleri, "*Halka Görüş Alanı Yakalama*" kavramsal elemanından türetilmiş ve detaylı olarak analiz edilmiştir.

Sonuç olarak, derotator çıkışındaki ışık kaynağı "*Halka Görüş Alanı Yakalama*" kavramsal elemanı tarafından yakalanacaktır. Seçilen WFS stratejisine bağlı olarak, ışık kaynağı "Lens Dizisi" üzerinden toplanacak ve "WFS dedektörüne" iletilecektir.

Optik arayüzün ardından, sistem tasarımında öncelikli bir diğer bileşen veri arayüzüdür. Bu arayüz, aOWFS sistemi ile diğer bileşenler arasında veri iletişimini sağlamak ve operasyonel süreçlerde gerekli bilgileri aktarmak için kritik bir rol oynamaktadır. Derotator'un neden olduğu rotasyon hareketlerinin telafisi ve teleskop operatöründen gelen gereksinimler, sistemin veri akışını optimize edecek yeni veri arayüzlerinin tanımlanmasını gerekli kılmıştır.

Bu kapsamda, yazılım kavramsal alt sistemi içinde bir Grafik Kullanıcı Arayüzü (GUI) kavramsal bileşeni tasarlanmıştır. Bu bileşen, kullanıcının sistemle etkileşim kurmasını sağlayarak veri giriş ve çıkış süreçlerini kolaylaştırır. Aynı zamanda, yazılım alt sistemi; ön optikler alt sisteminde yer alan döner parça kavramsal elemanı ve WFS alt sistemindeki hesaplama birimi ile entegre çalışarak, sistemin veri akışı ve işlevselliğini bir bütün olarak desteklemektedir. Bu yaklaşım, veri arayüzlerinin sistem genelinde etkili bir şekilde çalışmasını ve paydaş ihtiyaçlarını karşılamasını sağlamaktadır.

Beyaz kutu analizi, aOWFS'nin sistem ve kavramsal alt sistem düzeyindeki detaylarını ayrıştırarak, paydaş gereksinimlerini karşılamaya yönelik etkin bir tasarım yaklaşımı sunmaktadır. Işık arayüzü bağlamında, eksen dışı kılavuz yıldızlardan gelen ışığın atmosfer, teleskop ve derotatordan geçerek ön optikler ve WFS kavramsal alt sistemleriyle etkileşimi tanımlanmaktadır. Bu süreçte, "Halka Görüş Alanı Yakalama", "Lens Dizisi" ve "Döner Parça" gibi elemanlar, optik performansı optimize eden temel bileşenler olarak öne çıkmaktadır.

Veri arayüzü, sistem içi ve dışı iletişimi sağlamakta olup, yazılım ve optik bileşenler arasındaki veri akışını koordine etmektedir. Bu bağlamda, GUI bileşeni, kullanıcı ihtiyaçlarını karşılamak ve operasyonel gereksinimlere uygun veri alışverişini desteklemek üzere yazılım alt sistemi altında tanımlanmaktadır.

5 Sonuçlar

Bu çalışmada, DAG 4 metre teleskobu için aOWFS erken geliştirme aşamasında MBSE metodolojisi uygulanarak kapsamlı bir analiz gerçekleştirilmiştir. Sistem gereksinimlerini anlamak ve bu gereksinimlere yanıt verecek bir yapı oluşturmak için kara kutu ve beyaz kutu analizleri uygulanmıştır.

Kara kutu analizi, aOWFS'nin çevresel bağlamını netleştirerek, paydaş ihtiyaçlarının açık bir şekilde modellenmesine olanak sağlamıştır. Optik, mekanik, veri ve elektrik arayüzleri tanımlanarak, aOWFS'nin dış etkileşimleri sistematik bir şekilde ele alınmıştır. Bu süreç, derotator gibi kritik bileşenlerle etkileşimden kaynaklanan zorlukları öngörmemizi sağlamış ve sistem sınırlarının net bir şekilde belirlenmesine katkıda bulunmuştur.

Beyaz kutu analizi, sistemin işlevsel yönlerini detaylandırarak alt sistemlerin ve bu alt sistemlere bağlı aktivitelerin açıkça ayrıştırılmasını sağlamıştır. Örneğin, "Halka Görüş Alanı Yakalama", "Lens Zinciri" ve "Döner Parça" gibi kavramsal elemanlar tanımlanmış, bu elemanların optik performansı optimize etme ve eksen dışı NGS ile çalışma kabiliyetlerini desteklediği gösterilmiştir.

MBSE'nin bu çalışmadaki en önemli katkılarından biri, tekrarlanabilir bir model sunarak gelecekteki enstrümanların geliştirilmesine temel oluşturmasıdır. Oluşturulan model elementleri, hem gereksinim analizinde hem de konsept belirlemede yeniden kullanılabilir bir yapı sunmuş, böylece geliştirme sürelerini önemli ölçüde kısaltmıştır. Ayrıca, açık bir modelleme yaklaşımı sayesinde tüm paydaşların proje konsepti üzerinde fikir birliği sağlaması kolaylaşmış, bu da iletişim süreçlerini güçlendirmiştir.

Ancak, model okuma ve yorumlama süreçlerinin ileri düzeyde teknik bilgi gerektirmesi, özellikle MBSE'de kullanılan `SysML`'nin anlaşılması için bir eğitim gerekliliğini ortaya koymaktadır. `SysML`'nin yapısal, davranışsal ve gereksinim temelli modelleme elemanlarının karmaşıklığı, modeli yorumlamak ve doğru bir şekilde uygulamak için kullanıcıların bu dile özgü bir yetkinliğe sahip olmasını zorunlu kılmaktadır. Bu durum, projede görev alan bireylerin farklı seviyelerdeki modelleme bilgi birikimi nedeniyle ek eğitim ve rehberlik süreçlerine duyulan ihtiyacı artırmıştır. Bunun yanı sıra, MBSE'nin henüz geniş bir kullanıcı tabanı tarafından benimsenmemiş olması, metodolojinin uygulanmasında sınırlayıcı bir faktör olarak öne çıkmıştır. Bu zorluklara rağmen, elde edilen sonuçlar MBSE'nin uzun vadede sağladığı avantajların, metodolojinin başlangıç aşamasındaki maliyet ve karmaşıklıkları aştığını göstermektedir.

Gelecek çalışmalar, mevcut aOWFS modelinin `SysML` v2'ye entegrasyonu üzerine odaklanmayı hedeflemektedir. Bu entegrasyonun, sistemin tüm yaşam döngüsü fazlarında (konsept geliştirme, tasarım, üretim, entegrasyon, doğrulama, operasyon ve bakım) daha etkin bir yönetim ve uygulama süreci sağlayabileceği düşünülmektedir. `SysML` v2'nin genişletilmiş modelleme olanaklarının, özellikle model elemanlarının yeniden kullanılabilirliği, güçlü semantik yapılandırmalar ve artırılmış izlenebilirlik gibi avantajlar sunarak, aOWFS modelinin her yaşam döngüsü fazında daha tutarlı ve uyumlu bir yapı sunması beklenmektedir.

Ayrıca, `SysML` v2'nin açık meta-model yapısının, DAG teleskobu ekosistemindeki diğer enstrümanlarla olan entegrasyonda güçlü bir temel sağlayacağı tahmin edilmektedir. Bu geçişin, yalnızca aOWFS modelinin yaşam döngüsü boyunca yönetimini iyileştirmekle kalmayıp, aynı zamanda gelecekteki DAG enstrümanları için tekrarlanabilir ve genişletilebilir bir referans modeli oluşturacağı düşünülmektedir.

Teşekkür

Bu çalışmanın yürütülmesi ve tamamlanması sürecinde sağladıkları destek ve sundukları imkanlar için Türkiye Ulusal Gözlemevleri'ne teşekkür ederiz.

Kaynaklar

Lousberg, G.P., Mudry, E., Bastin, C., Schacher, J.M., Gabriel, E., Pirnay, O., Flebus, C.: Active optics system for the 4m telescope of the Eastern Anatolia Observatory (DAG). In: Advances in Optical and Mechanical Technologies for Telescopes and Instrumentation II, vol. 9912 (2016)

Blanchard B.S., Fabrycky, W.J.: Systems Engineering and Analysis, 4th ed. Prentice-Hall, Englewood Cliffs, NJ (1990)

Cederbladh, J., Cicchetti, A., Suryadevara, J.: Early Validation and Verification of System Behaviour in Model-based Systems Engineering: A Systematic Literature Review. ACM Trans. Softw. Eng. Methodol. 33 (2024)

Gao, S., Cao, W., Fan, L., Liu, J.: MBSE for Satellite Communication System Architecting. IEEE Access, 7 (2019), 164051–164067

Walden, D., Roedler, G., Forsberg, K., Hamelin, R., Shortell, T.: INCOSE Systems Engineering Handbook: A Guide for System Life Cycle Processes and Activities, 4th ed. Hoboken, NJ, USA (2015), 189-197

Aleksandravičienė, A., Morkevičius, A.: A Practical Guide to Systems Modeling using MagicGrid from Dassault Systèmes.Magic Grid Book of Knowledge. (2021)

Access:
M25-0356: Turkish J.A&A — Vol.6, Issue 3.

TJAA Vol. **6**, *Special Issue*, *p.*256–258 (2025). DOI: 10.55064/tjaa.1593721 *Research Article*

Dünyadaki Gözlemevlerinde Işık Kirliliğinin Güncel Durumu ve Zamansal Değişimi

Zühal Kurt[1,2] ⋆, Nazım Aksaker[2,3], Sinan Kaan Yerli[4], M. Akif Erdoğan[5]

[1] *Çukurova Üniversitesi, Uzaktan Algılama ve Coğrafi Bilgi Sistemleri Anabilim Dalı, 01330 Adana, Türkiye.*
[2] *Uzay Bilimleri ve Güneş Enerjisi Araştırma ve Uygulama Merkezi (UZAYMER), 01330 Adana, Türkiye.*
[3] *Çukurova Üniversitesi Adana Organize Sanayi Bölgesi Teknik Bilimler Meslek Yüksekokulu, 01330 Adana, Türkiye.*
[4] *Ortadoğu Teknik Üniversitesi Fizik Bölümü, 06800 Ankara, Türkiye.*
[5] *Hatay Mustafa Kemal Üniversitesi Mimarlık Fakültesi Peyzaj Mimarlığı, 31060 Hatay, Türkiye.*

Accepted: March 1, 2025. Revised: March 1, 2025. Received: November 29, 2024.

Özet

Gözlemevlerindeki ışık kirliliği değişimlerini incelemek amacıyla yapılan çalışmalar, gözlemevlerinin geleceği açısından büyük önem taşımaktadır. Günümüzde dünya genelinde 2225 kayıtlı amatör ve profesyonel gözlemevi bulunmaktadır. Bu çalışmada, tüm bu gözlemevleri için 2002-2023 dönemine ait zamansal değişimler, uydu verileri kullanılarak analiz edilmiştir. Mann-Kendall (MK) ve Sen's Slope (SS) istatistikleri hesaplanarak, ışık kirliliğinde gözlemlenen artış veya azalışların istatistiksel olarak anlamlı olup olmadığı değerlendirilmiştir. Analiz sonucunda 570 gözlemevinde anlamlı bir değişim tespit edilmiştir; bu gözlemevlerinden 182'sinde ışık kirliliğinde azalma, 388'inde ise artış görülmüştür.

Abstract

The analysis of light pollution trends on astronomy websites is of significant importance for the future of observatories. At the time of writing, there are 2225 registered amateur and professional observatories. In this study, temporal trends for the period 2002-2023 for all these observatories were analysed using satellite data. The Mann-Kendall (MK) and Sen's Slope (SS) statistics were calculated to ascertain whether the observed increases or decreases in light pollution were statistically significant. The analysis revealed a significant change in 570 observatories, with 182 demonstrating a reduction in light pollution and 388 exhibiting an increase.

Anahtar Kelimeler: light pollution – methods: data analysis – telescopes

1 Giriş

Astronomide ışık kirliliği, gece gökyüzünde hedef nesnelerin ışık kirliliğinden dolayı görülmesini engelleyen kirlilik olarak tanımlanır (Cinzano ve diğ. 2001). İnsan etkisinin doğrudan bir sonucu olan ışık kirliliği, gözlemevlerinde troposferde yayılmakta ve gökyüzünü aydınlatarak sönük nesnelerin gözlemlenmesini engellemektedir (Green ve diğ. 2018). Artan nüfus ve şehirleşmenin etkisiyle ışık kirliliği giderek artmakta, gözlemevleri de yapay ışığın oluşturduğu tehdit ile karşı karşıya kalmaktadır (Ma ve diğ. 2015; Hao ve diğ. 2023). Bu nedenle, yapay ışığın yakından incelenmesi önemlidir.

Yapay Işığı ölçmek için bugüne kadar birçok teknik geliştirilmiştir. Bu teknikler, genel olarak yer tabanlı ve havadan yapılan ölçümler olmak üzere iki gruba ayrılır (Hänel ve diğ. 2018). Yer tabanlı yöntemler; dijital kameralar, aydınlık ölçerler ve Gökyüzü Kalite Ölçer (SQM) cihazlarını kapsamaktadır (Ho & Lin 2015; Coaton ve diğ. 2012; Bará ve diğ. 2019; Longcore ve diğ. 2020). Havadan yapılan ölçümlere, uçaklardan veya dronlardan çekilen fotoğraflar örnek olarak verilebilir (Fiorentin ve diğ. 2018; Liu ve diğ. 2018). Bunun yanı sıra, son yıllarda teknolojinin gelişmesiyle birlikte uzay tabanlı uydu gözlemleri de yapay ışığı ölçmek için yaygın olarak kullanılmaktadır (Elvidge ve diğ. 2013; Mander ve diğ. 2023).

Bu çalışmada, dünyadaki tüm gözlemevleri için ışık kirliliğinin 2002-2023 dönemindeki zamansal değişimi, uydu görüntüleri kullanılarak istatistiksel olarak incelenmiştir. Kullanılan uydu verileri karşılaştırma amacıyla SQM parlaklık birimine dönüştürülmüştür.

2 Uzaktan Algılama ve Işık Kirliliği

Uzaktan Algılama verilerinin zamansal derinlik sunması, geçmiş yıllara ait ışık kirliliği değişimlerinin incelenmesine ve bu değişimlerin zamansal olarak modellenmesine olanak vermektedir (Zhao ve diğ. 2019). Bunun yanında CBS ile entegre edildiğinde, bu değişimler mekânsal haritalar olarak görselleştirilebilmekte ve zaman serisi analizleriyle desteklenebilmektedir (Priyatikanto ve diğ. 2019).

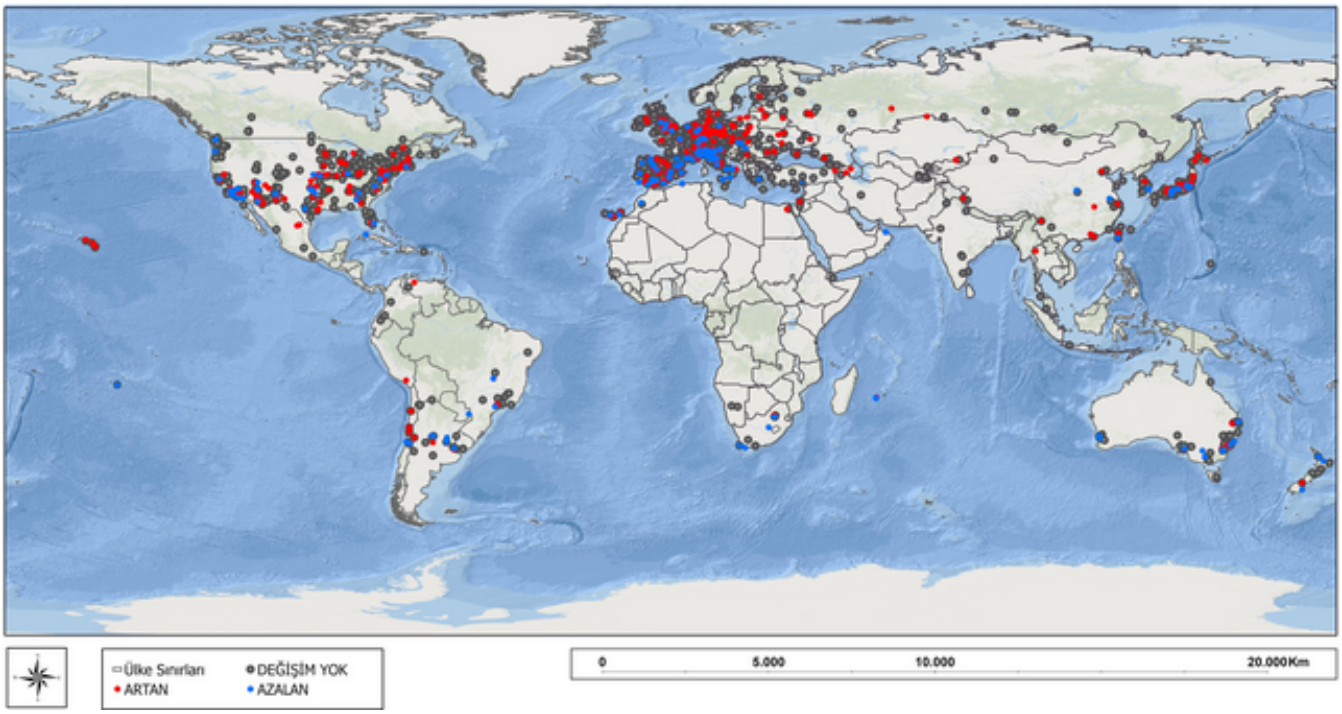
SUOMI NPP uydusu, VIIRS (Visible Infrared Imaging Radiometer Suite) sensörünün DNB (Day/Night Band) özelliği sayesinde düşük ışık seviyelerini yüksek hassasiyetle algılayabilmektedir. Yaklaşık 750 metre yersel çözünürlüğe sahip olan DNB, yapay ışık alanında veri sağlamaktadır (Zou ve diğ. 2020). Bu çalışmada astroGIS veri tabanında bulunan SUOMI NPP / VIIRS / DNB verileri kullanılmıştır. Kullanılan bu veriler 2002-2023 periyodu arasındaki verileri kapsamaktadır ve astroGIS veri tabanından temin edilebilmektedir.

3 Veri Analizi

Dünya genelinde hâlihazırda 2225 gözlemevi bulunmaktadır. Bu çalışmada, 2002-2023 yıllarına ait aylık ortalamalar,

⋆ zkurt@student.cu.edu.tr

© 2025 Turkish Astronomical Society (TAD)



Şekil 1. Dünya'daki 2225 gözlemevinin Mann-Kendall ve Sen's Slope istatistiklerine göre yapay ışıktaki değişimlerini gösteren harita. Kırmızı noktalar SQM değerindeki artışı, mavi noktalar gökyüzü parlaklığındaki azalışı gri noktalar ise değişimin olmamasını temsil etmektedir.

astroGIS veri tabanında bulunan VIIRS/DNB veri setinden elde edilmiştir. Toplamda 129 aylık veriden oluşan bu veri seti, Python yazılımı kullanılarak ön işleme adımlarına tabi tutulmuştur. Ön işleme sürecinde, negatif ve aykırı değerlerin çıkarılması ile aurora düzeltmelerinin yapılması yer almakta, ayrıca SQM dönüşümü Yerli ve diğ. (2021)'de belirtilen yöntemle uygulanmıştır. Bu dönüşümle uydu verisndeki ölçülen gökyüzü parlaklığı W cm^{-2} sr^{-1} biriminden mag $arcsec^{-2}$ birimine dönüştürülmüştür. Bu işlemlerin ardından, gözlemevlerine ait veriler konumsal olarak piksel bazında çıkarılarak bir zaman serisi oluşturulmuştur.

Elde edilen zaman serisi üzerinde Mann-Kendall ve Sen's Slope gibi farklı istatistiksel yöntemler uygulanmıştır. Mann-Kendall testi, zaman serisi içerisindeki monoton eğilimlerin anlamlı olup olmadığını belirlemek için kullanılmıştır (Mann 1945). Bu test sonuçlarına göre, değişimlerin yönü ve anlamlılığı istatistiksel olarak değerlendirilmiştir. Sen's Slope analizi ile de eğilimlerin büyüklüğü belirlenmiş ve bu doğrultuda, her bir gözlemevine ait yapay ışık seviyelerindeki artış ya da azalış eğilimleri hesaplanmıştır (Sen 1968). Bu kapsamda, değişimlerin yıllara göre düzenli bir artış ya da azalış gösterip göstermediği detaylı bir şekilde incelenmiştir.

4 Sonuçlar ve Tartışma

Bu çalışma kapsamında, tüm dünyada kayıtlı toplam 2225 gözlemevi incelenmiş ve bunlardan 2186'sından veri alınmıştır. Tüm bu gözlemevlerininin değişimi Şekil 1'de harita üzerinde gösterilmiştir. Haritadaki kırmızı noktalar SQM değerinde artış gösteren (karanlık artar, yapay parlaklık azalır), mavi noktalar SQM değerinde azalış gösteren (karanlık azalır, yapay parlaklık artar) gözlemevlerini temsil eder. Gri noktalar ise artış ya da azalış olmadığını göstermektedir:

- Tüm gözlemevleri arasında en düşük SQM parlaklık karşılığı (en parlak) 14.54 mag $arcsec^{-2}$ ile Moscow Gözlemevinde gözlemlenmiştir.
- Dünyadaki tüm gözlemevlerine ait ortalama SQM parlaklık karşılığı 19.49 mag $arcsec^{-2}$ olup bu değerinin üzerinde toplamda 1046 gözlemevi bulunmaktadır.
- MK test İstatistiği sonucunda, 570 gözlemevinde istatistiksel olarak anlamlı değişimler olduğu belirlenmiştir. 182 gözlemevinde yapay ışık seviyesinde azalma, 388 gözlemevinde yapay ışık seviyesinde artış olduğu SS istatistiği ile ortaya konulmuştur.
- Türkiye'deki gözlemevlerine bakıldığında belirlenen en yüksek SQM parlaklık karşılığı (en karanlık) 24.86 mag $arcsec^{-2}$ ile Türkiye Ulusal Gözlemevleri (TUG) Antalya Yerleşkesi, en düşük SQM parlaklık karşılığı (en parlak) 15.29 mag $arcsec^{-2}$ ile İstanbul Üniversitesi Gözlemevinde belirlenmiştir.
- Türkiye'deki gözlemevlerinin ortalama SQM parlaklık karşılığı 19.01 mag $arcsec^{-2}$ olarak hesaplanmıştır. Bu değerin üzerinde yalnızca 5 gözlemevi bulunmaktadır. Bu gözlemevleri ÇOMÜ, DAG, EGE, TUG -Antalya yerleşkesi ve TURAG'dır.

Teşekkür

Bu çalışma 123F244 nolu TÜBİTAK projesi tarafından desteklenmektedir.

Kaynaklar

Bará S., Tapia C. E., Zamorano J., 2019, Sensors, 19, 1336
Cinzano P., Falchi F., Elvidge C. D., 2001, Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, 328, 689
Coaton J., Cayless M., Marsden A., 2012, Lamps and lighting. Routledge

Elvidge C. D., Baugh K. E., Zhizhin M., Hsu F.-C., 2013, Proceedings of the Asia-Pacific Advanced Network, 35, 62
Fiorentin P., Bettanini C., Lorenzini E., Aboudan A., Colombatti G., Ortolani S., Bertolo A., 2018, in 2018 5th IEEE International Workshop on Metrology for AeroSpace (MetroAeroSpace). pp 274–278
Green R. F., Luginbuhl C., Wainscoat R. J., Duriscoe D., 2018, in American Astronomical Society Meeting Abstracts# 231. pp 122–03
Hänel A., ve diğ., 2018, Journal of Quantitative Spectroscopy and Radiative Transfer, 205, 278
Hao Q., Wang L., Liu G., Ren Z., Wu Y., Yu Z., Yu J., 2023, Environmental Science and Pollution Research, 30, 101963
Ho C., Lin H., 2015, Lighting Research & Technology, 47, 931
Liu M., Zhang B., Li W., Guo X., Pan X., 2018, Lighting Research & Technology, 50, 616
Longcore T., Duriscoe D., Aubé M., Jechow A., Kyba C. C., Pendoley K. L., 2020, Frontiers in Marine Science, 7, 706
Ma T., Zhou Y., Zhou C., Haynie S., Pei T., Xu T., 2015, Remote Sensing of Environment, 158, 453
Mander S., Alam F., Lovreglio R., Ooi M., 2023, Sustainable Cities and Society, 92, 104465
Mann H. B., 1945, Econometrica, 13, 245
Priyatikanto R., Admiranto A. G., Putri G. P., Elyyani E., Maryam S., Suryana N., 2019, Indonesian Journal of Geography, 51, 190
Sen P. K., 1968, Journal of the American statistical association, 63, 1379
Yerli S. K., Aksaker N., Bayazit M., Kurt Z., Aktay A., Erdoğan M. A., 2021, Ap&SS, 366, 34
Zhao M., ve diğ., 2019, Remote Sensing, 11, 1971
Zou C.-Z., ve diğ., 2020, Remote Sensing, 12, 2891

Access:
M25-0325: Turkish J.A&A — Vol.6, Issue 3.

TJAA Vol. **6**, *Special Issue*, *p.*259–263 (2025). DOI: 10.55064/tjaa.1598060 *Conference Paper*

Ötegezegen Sistemlerinin Sınıflandırılması

Özgecan Önal Taş[1] ⋆, Safahan Başara[2], Sedanur İyisan[2], Ayşenur Kose[2], Ayşenur Ulutaş[1]

[1] *Istanbul University, Faculty of Science, Department of Astronomy and Space Sciences 34119, Beyazıt, Istanbul, Turkey*

[2] *Istanbul University, Institute of Graduate Studies In Sciences, Department of Astronomy and Space Sciences, 34116, Beyazıt, Istanbul, Turkey*

Accepted: March 14, 2025. Revised: March 14, 2025. Received: December 9, 2024.

Özet

Bu çalışma, NASA Ötegezegen Arşivi tarafından sağlanan Gezegen Sistemleri Kataloğu kullanılarak F, G, K ve M tayf türündeki tek anakol yıldızları etrafında yörüngelenen ve en az üç veya daha fazla gezegenden oluşan gezegenli sistemlerinin sınıflandırmasına odaklanmaktadır. Bir gezegenli sistem içerisindeki gezegenlerin yıldızlarına olan ortalama uzaklıklarına göre genel kütle dağılımının incelenmesi sonucunda artan, azalan, tek tip ve karışık olmak üzere dört tip gezegenli sistem olduğu görülmüştür. Bu durumun gözlem tekniklerinden kaynaklanan kısıtlamalardan dolayı mı yoksa yapısal olduğu mu henüz bilinmemektedir. Bu sebepten dolayı bu resmin zaman içerisinde değişime uğraması muhtemeldir. Çalışmada elde edilen sonuçlara göre dört sistem türünün de tüm tayf türlerinde yaygın olduğu görülmüştür. Ayrıca, G ve K tayf türündeki yıldızlara yönelik gözlemsel yanlılığın yanı sıra, sistemlerin %50'sinin artan kütleli gezegen sistemleri olma eğiliminde olduğu tespit edilmiştir. Bu şema Güneş Sistemini karışık kütleli bir sistem olarak sınıflandırmaktadır. Bir gezegen sisteminin kütle dağılımından ziyade gezegen tipleri yıldızın tayf türüne daha duyarlı bulunmuştur. Yıldızın tayf türü F'den M'ye değiştikçe gezegen tiplerinin gazca zenginden karasal bakımdan zengine doğru değiştiği görülmüştür.

Abstract

This study focuses on classification planetary system that composed of at least three planet or more orbiting around F, G, K, and M spectral type single main-sequence stars using the Planetary Systems Catalogue provided by NASA Exoplanet Archive. Examination of overall mass distribution with respect to the stellar distance within the planetary system show there are four types of planetary systems, i.e. increasing, decreasing, single-type and mixed. Results suggest these system types are common in all spectral types. Moreover, besides the observational bias towards G and K spectral type stars, 50%of the systems tend to be increasing planetary systems. This scheme classifies the Solar System is a mixed-mass system. Planet types rather than the mass distribution of a planetary system is more sensitive to the spectral type of a star. We found the planet types change from gas rich to rocky as the spectral type of a star changes from F to M.

Anahtar Kelimeler: FGKM stars – extrasolar planets – system classification

1 Giriş

İlk ötegezegenin keşfinden bugüne Güneş Sistemimiz gibi yıldızının etrafında dizili gezegenlerden oluşan sistemlerin bulunması ve incelenmesi en büyük hayallerimizden biri olmuştur. Yer ve uzay tabanlı teleskopların aralıksız çalışmalarıyla bugün bilinen gezegen sayısı 5000'i çoktan aşmış 6000'e çok yaklaşmıştır. Bununla beraber 10000'e yakın gezegen de doğrulanmayı beklemektedir. Galaksimizin 400 milyar yıldızdan oluştuğu (Frommert & Kronberg 2007) ve gerek bir yıldız/kahverengi cüce/enkaz etrafında ya da başıboş gezegenler olduğu düşünülürse, kendisinin trilyonlarca gezegene ev sahipliği yapabileceği uçuk bir hayal değildir.

Gezegenlerin keşfinin akabinde gezegenin türü ve bu türün belirlenmesindeki en önemli büyüklüklerin ölçülmesi uzun ve yorucu gözlemsel çalışmaların bir ürünüdür. Bugün onlarca doğrudan, hibrit ve doğrudan olmayan gözlem tekniğiyle çok sayıda gezegen gözlemi yapılmıştır. Büyüyen gezegen veri tabanlarında analiz edilmeyi bekleyen veri hacmi ve verinin bilgiye dönüşmesi süreçleri daha fazlasının merak edilmesi ve keşfedilmesi için çabanın artmasını hızlandıracak önemli süreçler olmuştur.

Ötegezegen türlerini incelediğimizde Güneş Sistemi'nde görülen gezegenlerin ötesinde gözlenmemiş türlerin olduğunu, tıpkı Güneşimiz gibi G tayf türünden yıldızların yanı sıra diğer tayf türlerinin etrafında, çift ve çoklu yıldız sistemlerinde, kahverengi cücelerin civarında ve nötron yıldızları gibi sıkı cisimler etrafında gezegenler bulunduğunu biliyoruz. Bunlara tezat olarak yıldızının üzerine düşerek öğütülen yıldızlardan, ya da oluştuğu sistemden boş uzaya fırlatılan gezegenlerin olduğunu da tespit etmiş durumdayız. Tüm bu olasılık karmaşası içerisinde F, G, K ve M tayf türlerindeki tek anakol yıldızlarının etrafından keşfedilmiş olan çok gezegenli sistemlerin kütleye dayalı olarak incelenmesi bu çalışmanın ana konusu olmuştur. Orta tayf türünden geç tayf türüne doğru gittikçe yıldızların sıcaklıkları ve anakolda kalma süreleri, ilkel gezegen bulutundan düzenli bir sisteme geçme süreleri gibi sistematik olarak değişim gösteren önemli göstergelerdir. Bununla birlikte yıldızların metal bollukları, açısal momentumları ve yaşları gibi büyüklükler ve gezegen sistemlerinin oluştukları ilkel gezegen bulutunun kimyası, yoğunluk dağılımı ve yıldızın parıldamasıyla birlikte yaşanan

⋆ ozgecan.onal@istanbul.edu.tr

© 2025 Turkish Astronomical Society (TAD)

Çizelge 1. Çalışmada kullanılan gezegen sınıflandırma kriterleri.

Kısaltma	Gezegen Türü	Kütle Aralığı ($M_{\rm yer}$)	Yarıçap Aralığı ($R_{\rm yer}$)	Kaynak	Gezegen Sayıları F-G-K-M	Toplam Sayı (gezegen)
m	Merkür-benzeri	0.00001 - 0.1	0.03 - 0.7	PHL	0-1-0-0	1
St	Alt-Yer	0.1 - 0.5	0.5 - 1.2	PHL	0-4-0-9	13
T	Yer-benzeri	0.5 - 2	0.8 - 1.9	PHL	12-36-36-40	124
S	Süper-Yer	2 - 10	1.3 - 1.9	PHL	31-70-66-27	194
M	Mini Neptün	2 - 10	1.9 - 3.5	Hu (2022)	50-156-120-32	358
N	Neptün-benzeri	10 - 50	2.1 - 5.7	PHL	38-95-52-11	196
J	Jüpiter-benzeri	50 - 5000	3.5 - 27	PHL	9-55-22-4	90

süreçler bir gezegen sisteminin belirleyicileri olarak öne çıkmaktadır.

Bu çalışmanın ikinci kısmında önce kullanılan ötegezegen verisi takdim edilmiş, ardından gezegen türlerinin ve sistem türlerinin nasıl belirlendiği aktarılmıştır. Üçüncü kısımda gezegen sistemlerinin farklı tayf türünden yıldızlar etrafında nasıl dağıldığının istatistiği verilmiş ve son kısımda literatürle kıyaslamalar yapılarak bulgulardan sonuçlara varılmıştır.

2 Veri ve Yöntemler

Ötegezegen sistemlerinin yapısının incelendiği bu çalışmada ana veri kaynağı NASA Exoplanet Archive'de kullanıma sunulan Planetary Systems kataloğu olmuştur. Bu katalogta 5756 ayrı gezegene ait çeşitli adlandırma bilgisi (gezegen adı, yıldız adı, Gaia adı, HD adı vb.), sistem kompozisyonu bilgisi (sistemde bulunan yıldız, gezegen ve uydu sayıları gibi), gezegen keşfi bilgisi (keşif yöntemi, yılı, referansı, yayın tarihi vb.), keşfin doğruluk durumunu veren çözüm tipi ve tartışmalılık durumu, gezegene ait parametreler (yörünge periyodu, yarıbüyük eksen uzunluğu, yarıçap, kütle vb.), yıldıza ait veriler (tayf türü, atmosfer model parametreleri, ışıma gücü, yaş, dönme hızı ve periyodu vb.) ve sisteme ait astrometrik ve fotometrik büyüklükleri içermektedir. Katalogta 5228 gezegen tek yıldızın etrafında tespit edilmiştir. Bunlardan 3964'üne ait logaritmik yüzey çekim ivmesi değeri $4<\log g<5$ bulunmuştur; yani bunlar anakol aşamasındaki kararlı hidrojen füzyonu yapan yıldızlardır.

2.1 Yıldızların Tayf Türlerinin Belirlenmesi

Çalışmada F, G, K ve M tayf türlerinde bulunan anakol yıldızları tercih edilmiştir. Anakol yıldızlarının tayf türlerinin belirlenmesinde Planetary Systems kataloğunda yıldızlara ait belirtilen etkin sıcaklık değerleri kullanılarak Mamajek'in (2019) kriterleri kullanılmıştır. Buna göre tayf türlerine göre etkin sıcaklık aralıkları şu şekildedir: F tayf türü $5930<T_{\rm eff}\leq7220$ (K), G tayf türü $5270<T_{\rm eff}\leq5930$ (K), K tayf türü $3850<T_{\rm eff}\leq5270$ (K) ve M tayf türü $2270\leq T_{\rm eff}\leq 3850$ (K). Bu tayf aralıklarındaki yıldız sayıları, sırasıyla, 849 (F), 1883 (G), 1496 (K) ve 417 (M) olarak belirlenmiştir. Bu yıldızlardan etrafında dolanan gezegen sayısı üç ve daha fazla olanlar çalışmaya dahil edilmişlerdir. Bu durumda çalışmaya dahil edilen gezegen sayıları 140 (F), 417 (G), 296 (K) ve 123 (M) olmak üzere toplamda 976 gezegen ve dahil edilen sistem sayısı 40 (F), 119 (G), 83 (K) ve 35 (M) olmak üzere 285 sistem olarak belirlenmiştir.

2.2 Ötegezegen Türlerinin Belirlenmesi

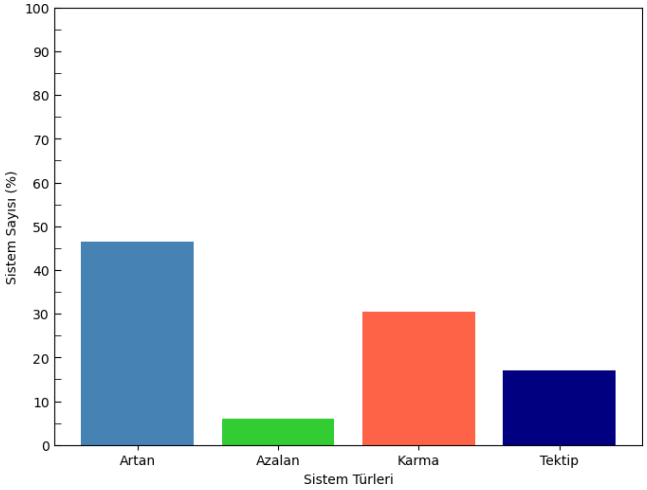
F, G, K ve M tayf türü yıldızların etrafında belirlenen 926 gezegenin doğru gezegen türlerinin belirlenmesi çalışmanın gerçekçiliği açısından büyük bir önem arz etmektedir. Bu amaçla gezegenlerin kütle ve yarıçaplarını kullanarak Arecibo Gezegensel Yaşanabilirlik Laboratuvarının (PHL) web sitesinde önerilen Güneş sistemi ve diğer yıldız sistemlerindeki gezegenleri sınıflandırma kriterleri kullanılmıştır. Bu kaynaklardan derlenen kriterler Çizelge 1'de listelenmiştir. Çizelgede gezegen türünü temsil eden semboller ilk kolonda gösterilmiştir. İkinci kolon gezegenin türünü, üçüncü ve dördüncü kolonlarda ise Yer değerleri cinsinden kütle ve yarıçap aralıklarıdır. Farklı tayf türünden yıldızlar için oluşturulan alt kataloglarda gezegenlerin kütle ve yarıçapları derlendikten sonra bu tablo yardımıyla gezegen türleri belirlenmiştir. Bu analiz sonucunda her bir tayf türünde tespit edilen gezegen türlerinin sayıları ve toplam gezegen sayıları da Çizelge 1'de verilmiştir. Çizelgede kullanılan kısaltmalar bu çalışmaya özgü semboller olup gezegen türü, kütle aralığı ve yarıçap aralıkları gezegensel yaşanılabilirlik laboratuvarı (PHL) ve Hu (2022) çalışmasından alınan değerlerdir.

2.3 Ötegezegen Sistemi Türlerinin Belirlenmesi

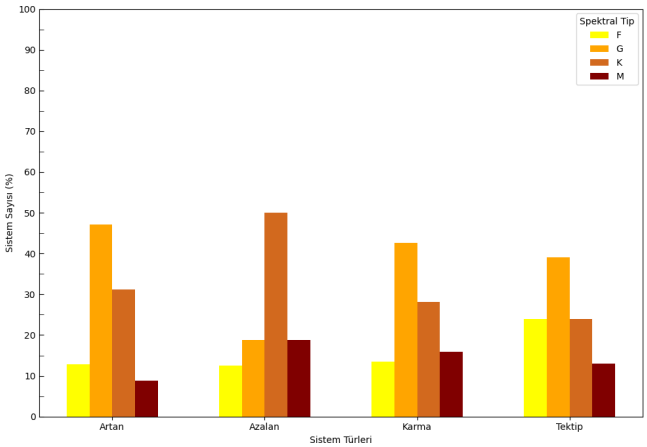
Gezegen türlerinin kütle ve yarıçap kriterleri kullanılarak belirlenmesinin ardından bu gezegenlerin yıldızlarına olan uzaklıklarına göre konumlarına bakılmıştır. Bu amaçla her bir yıldızın etrafındaki gezegenler yarıbüyük eksen uzunluklarına göre dizilmiş ve sistemlerdeki gezegen kütlesinin değişimi incelenmiştir. Bu incelemede gezegenlerin bireysel kütle değişimine değil de gezegen türüne göre değişim dikkate alınmıştır. Özel olarak bazı gezegenlerin uç kütle sınırlarında olma ihtimali olabilir ki bu sistemin genel durumunu etkileyebilir. Çalışmamızda bu uç durumlar irdelenmemiş yalnızca genel gidişata bakılmıştır. F, G, K ve M tayf türü yıldızlar etrafında tespit edilen üç ve daha fazla gezegenli sistemin türünün belirlenmesi için gezegenler logaritmik yarıbüyük eksen uzunluğu ($\log a$) değerine göre yıldızlarının etrafında yerleştirilmiş ve genel olarak kütlenin dört ana şekilde değiştiği tespit edilmiştir. Bunlar kütlesi artan, kütlesi azalan, tektip kütleli ve karma kütleli sistemler olarak gruplanmışlardır. Bu bakımdan tayf türünün sistem içerisindeki kütle değişimine doğrudan tespit edilen bir etkisi olmadığı görülmüştür.

3 Bulgular

Sistem içerisindeki kütlenin gezegen türüne göre değişimlerine bakılarak dört tür gezegen sistemi sınıfı tespit edilmiştir: Artan, Azalan, Tektip ve Karma. Çalışmada Merkür-benzeri, Yer'den küçük, Yer-benzeri, Süper Yer, Mini Neptün, Neptün-benzeri ve Jüpiter-benzeri olmak üzere yedi ana tür gezegen olduğu tespit edilmiştir. Örneğimizde 285 sistemde toplamda 976 gezegen vardır. Bunların %66'sı gaz %34'ü taş yapılı gezegenlerdir. Bu



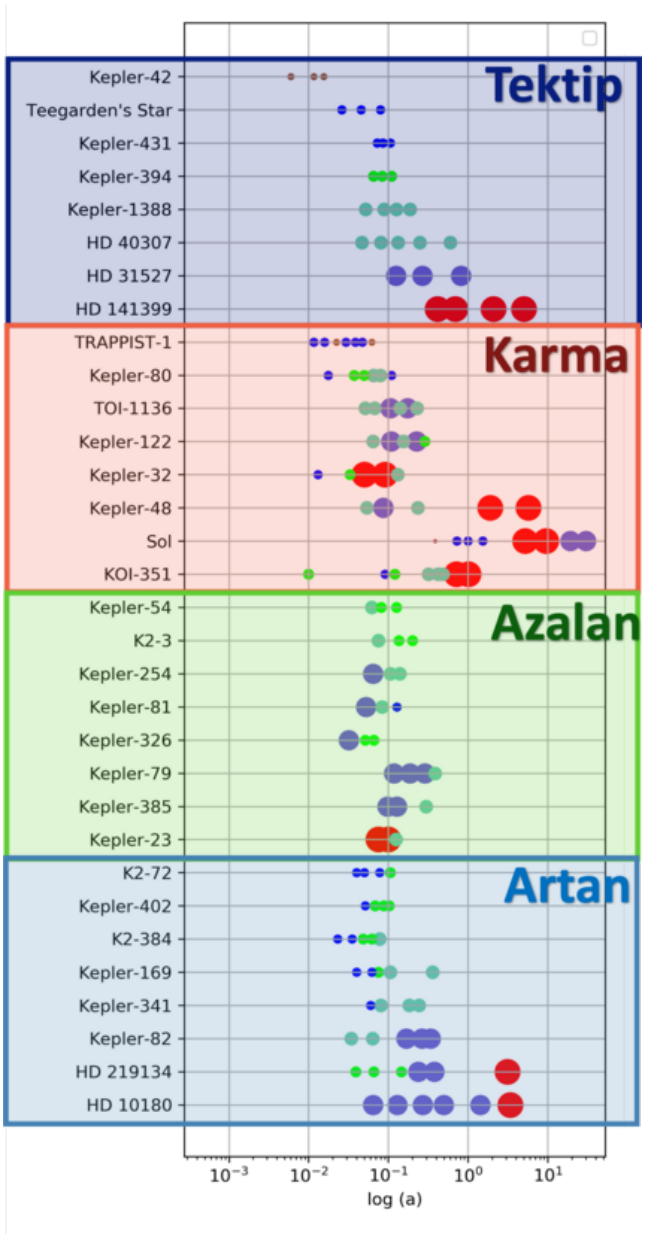
Şekil 1. Sistem tiplerinin sıklık dağılımı.



Şekil 2. Tayf türüne göre sistem tiplerinin sıklık dağılımı.

sınıfların 285 sistemden oluşan örneğe göre dağılımları Şekil 1'de gösterilmiştir. Şekil 1'deki dağılım incelendiğinde sistemlerin %50'sinin artan kütleli, %30'unun karma kütleli olduğu dikkati çekmiştir. Gezegen sistemi tiplerinde tayf türlerinin katkısı Şekil 2'de gösterilmiştir. Buna göre gözlenen Artan kütleli sistemlere en büyük katkı G, en az katkı M tayf türlerinden gelirken, Azalan kütleli sistemlerde açık ara en büyük katkı (>%50) K tayf türü yıldızların etrafındaki gezegenlerden sağlanmıştır. Bununla beraber bu sistem tipleri en az F tayf türü yıldızların etrafında görülmektedir. Karma sistem tiplerine bakıldığında en büyük katkı yine G tayf türü yıldızlar etrafındaki sistemlerden sağlanmış ve bu katkı oranı tayf türü geçleştikçe azalmıştır. Yine de bu gruba en az katkı F tayf türünden gelmiştir. Bunun nedeni F tayf türü sistemlerin örneğimiz içerisinde temsil edilme oranının az olması da olabilir, bu sistemlerin bu yıldızlar etrafında meydana gelme süreçleriyle de ilgili olabilir. Son olarak tektip sistemlere bakıldığında en çok tektip gezegenin G tayf türü etrafında temsil edildiği, F ve K tayf türlerinde ise eş katkılı oldukları görülmektedir.

Farklı sistem tiplerindeki farklı tayf türlerinde tespit edilen gezegenlerin logaritmik yarı büyük eksen uzunluklarına göre dağılımları Şekil 3'te gösterilmiştir. Artan kütleli bir sistemde



Şekil 3. Farklı türdeki sistemlere ait örnekler. Koyu mavi tektip, turuncu karma, yeşil azalan, ve açık mavi bölge artan kütleli sistemleri temsil eder.

gezegenlerin türlerine göre dizilimleri farklı olabilir. Örneğin HD219134 sistemindeki altı gezegenin dizilimleri SSSNNJ iken K2-72 sisteminde dört gezegen olup TTTS olarak sıralanmışlardır. Altı gezegenli bir diğer artan kütleli sistem olan HD 10180'in gezegen dizilimi ise NNNNNJ formundadır. Görüldüğü üzere sistemdeki tüm gezegenler son örnekteki gibi gaz türünden gezegen de olabilir, ikinci örnekteki gibi taş türünden de olabilir ya da ilk verilen örnekteki gibi gaz ve taş karma da olabilir. Azalan kütleli sistemlerde artan kütleli sistemlerin tam tersi bir eğilim vardır. Bu tür sistemler 285 sistemlik örneğin %5'ini oluşturmaktadır. Örneğin Kepler-254 sisteminde üç gezegen vardır ve bunlar NMM diziliminde hepsi gaz yapılıdır, Kepler-23 sistemindeki üç gezegen ise JJM şeklindedir. Öte yandan Kepler-81 sisteminde ise NMT

şeklinde karma bir dizilim olduğu görülmüştür. Azalan olarak nitelendirilen sistemlerde genellikle üç gezegen olması aslında bunların bulmacanın yalnızca bir kısmını yansıtıyor olabileceği fikrini uyandırmakta ve aslen belki de böyle bir sistem tipi olmayabileceği izlenimi vermektedir. Tektip kütleli sistemler 285 sistem içerisinde %15'lik önemli bir dilimi oluşturmaktadır. Tektip sistemler her gezegen türünde görülmüştür. Örneğin, Kepler-42'deki üç gezegen de St tipinde, Kepler-394'teki üç gezegen S tipinde, HD40307'deki beş gezegen de M tipinde ve HD 141399 sistemindeki dört gezegen de J tipindendir. Her gezegen türüne ait tektip sistem olduğu bu örneklem içerisinde görülmektedir. O halde bu durumda iki senaryo akla gelmektedir. Birincisi bu türden dizilimler oluşumsal bazı süreçlerden kaynaklanabilir, ikincisi ise bu sistemlerdeki diğer gezegenler henüz gözlemlenmemiştir. Karma kütleli sistemler de çeşitlidir. Bunlar arasında en popüler olanlar Güneş Sistemi ve Trappist-1 sistemleridir. Her iki sistemde de sekiz gezegen bulunmaktadır. Güneş Sistemi G tayf türü bir yıldızın etrafında, Trappist-1 ise M tayf türü bir yıldızın etrafında gözlemlenmiştir. Güneş sisteminin gezegen dizilimi mTTTTJJNN şeklindeyken, Trappist-1'in gezegenleri TTStTTTSt şeklinde bir dizilim göstermektedir. Görüldüğü gibi Güneş Sistemi taştan gaz yapılıya değişen bir yapı ortaya koymuşken, Trappist-1'in tamamı taş yapılı gezegenler içermektedir. Bu karma kütleli sistemlere başka örnekler de verilebilir. TOI-1136 sistemindeki altı gezegenin tümü gaz yapılı olup MMNMNM dizilimindedir. Kepler-80 sistemindeki altı gezegen ise TSSMMT gibi taş ve gaz karması bir yapıdadır. Son bir örnek olarak yedi gezegeni KOI-351 sistemi STSMMJJ dizilimindedir.

4 Tartışma

Bu çalışmada gezegen sistemlerinin içerisindeki kütle değişimine göre sistem türlerinin belirlenmesi ve farklı tayf türü yıldızların bu sistem türlerine olası etkilerinin incelenmesi hedeflenmiştir. Çalışmada gezegen tiplerinin belirlenmesinin ardından gezegenlerin yarıbüyük eksen uzunluklarına göre dizilimleri incelendiğinde ortaya gezegen tipine göre kütle değişiminin dikkate alındığı dört sistem tipi olduğu görülmüştür. Artan, azalan, tektip ve karma olarak adlandırılan bu sistem tiplerinin hangilerinin gerçekte var olan bir yapı olduğunun ortaya konması uzun zaman içerisinde ve gelişmiş gözlem teknikleriyle yapılacak yeni keşiflerle ortaya konacaktır. Sistemleri oluştururken en az üç gezegen olması da sistemin potansiyel diğer öğelerinin bulunmasıyla tipinin değişmesine neden olacaktır. Bu bakımdan yapılan çalışma bulgularının değişmesi beklenmektedir.

4.1 Sistem Tiplerinin Tayf Türüyle İlişkisi

Sistem tiplerinin tayf türüne göre değişimi önemli bir konu olup bu tipleri belirleyen gezegenlerin yapısı bakımından önemli bir farklılık görülmüştür. Özellikle F, G, K tayf türlerindeki yıldızların etrafında gözlemlenen gaz gezegenlerin sayısı ortalama %70 gaz yapılı iken M tayf türünde gözlenen gezegenlerin %70'i taş yapılı bulunmuştur. Bu bağlamda bir diğer önemli nokta ise F ve M tayf türü yıldızların etrafında, sırasıyla, 40 ve 35 sistem gözlemlenmiş olmasıdır.

4.2 Literatür Çalışmalarıyla Karşılaştırmalar

Ötegezegen sistemlerinin yapısı ve özelliklerinin irdelendiği çalışmalar literatürde oldukça sınırlıdır. Özellikle gezegen sistemlerinin sınıflandırıldığı yalnızca iki bilimsel çalışma tespit edilmiştir (Mishra ve diğ. 2023a,b). Çalışmamızın literatürle uyumuna bakıldığında karşımıza Mishra ve diğ. (2023a,b) çalışmaları çıkmıştır. Bu çalışmada literatürden seçilen dört gezegen ve fazlasını içeren yıldız sistemlerinin gezegen dizilimleri ve bu dizilimleri kontrol eden dinamikleri içeren modeller incelenerek gözlenen duruma açıklama getirilmeye çalışılmıştır. Bu çalışmada yıldız sistemlerinin dört tür mimarisi önerilmiştir: sıralı, ters sıralı, karışık ve benzer. Bu sınıflandırma sistemi kütleye bağlı tanımladıkları c_S ve c_V indeksleriyle yapılırken çalışmamızda kütlenin gezegen yıldızdan uzaklaştıkça gelişimine bakılmıştır. Gelişimin göstergesi olarak da gezegenin ait olduğu sınıf baz alınmıştır. Mishra ve diğ. (2023a)'nın tanımladıkları bu indekslerden c_S, sistemdeki gezegenlerin kütle, büyüklük, periyot gibi büyüklüklerinin içten dışa doğru nasıl değiştiğini temsil ederken c_V, sistem içerisinde söz konusu parametrelerin ortalama rölatif hatalarını ölçer. Çalışmamız ve bu çalışma arasında benzerlikler bulunmakla beraber uyumlulukları, çakışan örnekler incelenerek sınanmıştır. Ortak tespit edilen 28 yıldız sistemi arasında Güneş Sistemi ve Trappist-1 sistemleri de yer almaktadır. Çizelge 2 incelendiğinde 28 örnekten yalnızca 7 tanesinde sonuçlar örtüşmüştür. Bu da %25'lik bir uyum olduğunu göstermektedir. Mishra ve diğ. (2023a)'nin sıralı dediği sistemler ile bu çalışmadaki artan kütleli sistemler, karışık ile karma, ters sıralılar ile de azalan kütleli sistemler kaba bir benzerlik ortaya koyarlar. Çalışmamızda Güneş Sistemi'nin karışık bir gezegen kütle dağılımı ortaya koyduğunu tespit ettik ve bu durum Mishra ve diğ. (2023a)'nin sıralı kategorisine uymadığına işaret

Çizelge 2. Mishra ve diğ. (2023a) (1) ile ibu çalışmadaki (2) sınıflandırmaların karşılaştırılması. N_{gezegen}: Gezegen sayısını, Dizilim: Gezegen dizilimini, TT: Tayf Türünü ifade etmektedir.

Yıldız	N_{gezegen}	Dizilim	Sistem Türü (1)	Sistem Türü (2)	TT
Sol	8	mTTTJJNN	sıralı	karışık	G
Trappist-1	7	TTStTTTSt	benzer	karışık	M
TOI-178	6	TSMMMM	benzer	artan	K
HD 10180	6	NNNNNJ	benzer	artan	G
HD 219134	6	SSSNNJ	sıralı	artan	K
HD 34445	6	NNJNJJ	benzer	karışık	G
Kepler-11	6	TMMNMN	sıralı	karışık	G
HD 158259	5	SMMMM	benzer	artan	G
HD 40307	5	Aynı Tür M'ler	benzer	tektip	K
Kepler-102	5	TTSMS	benzer	karışık	K
Kepler-33	5	MTNNN	sıralı	karışık	G
Kepler-62	5	SSNNN	benzer	artan	K
DMPP-1	4	SMMN	sıralı	artan	F
GJ 3293	4	SNMN	sıralı	karışık	M
GJ 876	4	MJJN	karma	karışık	M
HD 141399	4	Aynı Tür J'ler	benzer	tektip	G
HD 160691	4	NJJJ	sıralı	artan	G
HD 20794	4	SSMM	benzer	artan	G
HD 215152	4	TTSS	benzer	artan	K
K2-285	4	MNMS	benzer	karışık	K
Kepler-106	4	TNTN	benzer	karışık	G
Kepler-107	4	SSTN	benzer	karışık	G
Kepler-223	4	MMNN	benzer	artan	G
Kepler-48	4	MNMJ	sıralı	karışık	K
Kepler-65	4	SMS	sıralı	karışık	F
Kepler-79	4	NNNM	benzer	azalan	F
tau Cet	4	TTMM	benzer	artan	G
HD 164922	4	MNNJ	sıralı	artan	G

etmektedir. Sadece kütleye göre gezegen tipinin değişimine göre tanımlanan sistemimize göre literatürdeki gezegen sistemi mimarisi kavramının çok daha büyük sayıda örneklere, başka bir değişle sistemlere ait daha fazla sayıda gezegenin gözlemlenmesine ihtiyaç duymaktadır.

Mishra ve diğ. (2023b)'nin önemli bulgularından biri kısa ömürlü ilkel gezegen diskine sahip yıldız sistemlerinde sistemin tipinin benzer yani tektip olma eğiliminde olduğu ortaya atılmıştır. Ribas ve diğ. (2015)'nin çalışmasında disk evriminin yıldızın kütlesiyle ilişkili olduğu yani yıldızın kütlesi ne kadar çok ise ilkel gezegen diski evrim hızının da yüksek olduğu gösterilmiştir. Çalışmadaki yıldız sistemlerinin yapısı incelendiğinde en çok tektip yani benzer sistemin %27.5 oranla F tayf türü yıldızlar etrafında görüldüğü tespit edilmiştir.

Mishra ve diğ. (2023a) ilkel gezegen diskinde 1 Jüpiter kütlesine (M_J) göre tasarlanan sistem dizilimi önermişlerdir. Buna göre diskte 1 M_J'den küçük kütleli bir yapı varsa sistem tektip, 1 M_J'ye eşit varsa sistem karma ve 1 M_J'den daha kütleli varsa sıralı ya da ters-sıralıdır. Bu durumu test etmek için verilerimize baktığımızda K ve M tayf türlerinde Neptün ve üzeri kütleli gezegenler tespit edilememiştir. Tüm sistemler incelendiğidnde genel olarak az sayıda Jüpiter benzeri gezegen olduğu görülüştür. Bu bulgu modelle uyumlu bulunmamıştır.

5 Sonuç

Bu çalışma, Güneş benzeri tek anakol yıldızları etrafındaki gezegen sistemlerinin incelendiği en geniş örneği içeren ilk çalışmadır. Kütleye bağlı olarak belirlenen sistem yapısına göre Güneş Sistemi, tıpkı Trappist-1 sisteminde olduğu gibi karma yapılıdır. F tayf türünden M'ye doğru gezegen tiplerinde baskın mod gaz ve buz devlerinden karasal gezegenlere doğru değişmektedir. Bu durum gezegenin boyutunun ve ışıma gücünün geç tayf türlerine doğru küçülmesiyle gözlemsel yanlılıkların yıldızına yakın ama nispeten daha küçük gezegenlerin tespitine yol açmış olmasıyla ilişkili olabilir.

Gezegenli sistem türlerindeki çeşitliliğin sebebinin yıldızın tayf türü değil de ilkel gezegen diskinden sisteme dönüşüm esnasında yaşanan süreçler olduğu düşünülmektedir. G ve K türü yıldızların etrafında çok sayıda ve çeşitlilikte gezegenin gözlemlenmiş olmasının gözlemsel bir seçim etkisi olduğu aşikardır. Örnekte bulunan Jüpiter benzeri gezegenlerin az oluşu ve bu durumun gezegen sisteminin yapısında öne atılan rolü düşünüldüğünde bir çok sisteme ait Jüpiter benzeri kütleli gezegenlerin keşfedilmeyi beklediği düşünülmektedir.

Teşekkür

ASTR7041: Ötegezegenler yüksek lisans dersinin ilk yılında bu dersi alan hevesli lisansüstü ve lisans öğrencilerinin büyük emekleriyle hazırlanan bu çalışmada oluşturulan veri kataloglarının Vizier veri tabanı üzerinden kullanılacak şekilde yayınlanmasına çalışılmaktadır. Araştırmamız devam etmekte ve bulgularımız SCI kapsamındaki hakemli bir bilimsel dergide yayınlanmak üzere hazırlanmaktadır. Gelecekte gezegen tiplerinin daha duyarlı belirlenmesi, ötegezegen sayısının çok daha artması sebebiyle bu konu daha fazla araştırmacı tarafından ele alınmalıdır.

Bu çalışmada analizler ve görselleştirmeler MS Excel, TopCAT ve Python kütüphaneleri kullanılarak gerçekleştirilmiştir.

Kaynaklar

Frommert, H., Kronberg, C., 2007, The Milky Way Galaxy, SEDS. Archived from the original on May 12, 2007.

Hu, R., 2022, AASTCS9, Exoplanets 4, id. 102.263. Bulletin of the American Astronomical Society, Vol. 54, No. 5 e-id 2022n5i102p263.

Mishra, L., Alibert, Y., Udry, S., Mordasini, C., Framework for the architecture of exoplanetary systems I. Four classes of planetary system architecture, Astronomy& Astrophysics, **670** (2023a) A68

Mishra, L., Alibert, Y., Udry, S., Mordasini, C., Framework for the architecture of exoplanetary systems I. Nature versus Nurture: Emergent formation pathways of architecture classes, Astronomy& Astrophysics, **670** (2023b) A69

Ribas, A., Bouy, H., Merin, B., Protoplanetary disk lifetimes vs. stellar mass and possible implications for giant planet populations, Astronomy& Astrophysics, **576** (2015) A52

Access:
M25-0349: Turkish J.A&A — Vol.6, Issue 3.

TJAA Vol. **6**, *Special Issue*, *p.*264–267 (2025). DOI: 10.55064/tjaa.1593991 *Conference Paper*

HD 132560 Yıldızının Atmosfer Parametreleri

Ayşegül Şen[1] ⋆, Mesut Yılmaz[1,2] İbrahim Özavcı[1] Engin Bahar[1] Hakan Volkan Şenavcı[1]

[1] *Ankara Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 06100 Ankara, Türkiye*

[2] *Ankara Üniversitesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Araştırma ve Uygulama Merkezi (Kreiken Rasathanesi), 06837 Ankara, Türkiye*

Accepted: March 27, 2025. Revised: March 27, 2025. Received: November 30, 2024.

Özet

Bu çalışmada, Ejderha Takımyıldızı'nda bulunan ve 89 pc uzaklıkta yer alan F2 tayf türündeki HD 132560 yıldızının atmosfer parametreleri belirlendi. Yıldızın tayfsal gözlemleri, Ankara Üniversitesi Kreiken Rasathanesi'ndeki T40 teleskobu kullanılarak gerçekleştirilmiş ve IRAF yazılımıyla veri indirgeme işlemleri yapılmıştır. Analizlerde Python tabanlı Speedysedfit ve `SteParSyn` paketleri kullanılarak etkin sıcaklık ($T_{\rm eff}$), yüzey çekim ivmesi ($\log g$), metal bolluğu ([Fe/H]) ve tayf genişleme hızı ($V_{\rm broad}$) hesaplanmıştır. Sonuçlar Gaia ve TESS veritabanlarındaki katalog değerleriyle uyumlu olup, [Fe/H] ve $V_{\rm broad}$ parametreleri ilk kez tayfsal olarak belirlenmiştir.

Abstract

In this study, the atmospheric parameters of the F2 spectral type star HD 132560, located in the constellation Draco at a distance of 89 pc, were determined. Spectral observations of the star were obtained using the T40 telescope at Ankara University Kreiken Observatory, and data reduction processes were performed using the IRAF software. The Python-based Speedysedfit and `SteParSyn` packages were used in the analyses to calculate the effective temperature ($T_{\rm eff}$), surface gravity ($\log g$), metallicity ([Fe/H]), and spectral broadening velocity ($V_{\rm broad}$). The results are consistent with catalog values in the Gaia and TESS databases, and the [Fe/H] and $V_{\rm broad}$ parameters were determined spectroscopically for the first time.

Anahtar Kelimeler: fundamental parameters — atmospheres — imaging spectroscopy

1 Giriş

Yıldız astrofiziğinde yıldız atmosferlerinin incelenmesi, yıldızların fiziksel özelliklerinin, kimyasal bileşimlerinin ve evrim süreçlerinin anlaşılması için kritik bir öneme sahiptir. Yıldız atmosferleri, yıldızın iç kısmında üretilen enerjinin serbestçe yayıldığı bölgedir ve bu enerji, gözlemlenen tayf üzerinde izler bırakır. Bu tayfsal izler, yıldızın sıcaklık, yerçekimi, kimyasal bileşimi ve dönme hızı gibi birçok önemli fiziksel özelliğini ortaya koyar.

Yıldız atmosferinin incelenmesinde temel parametrelerden biri olan etkin sıcaklık ($T_{\rm eff}$), yıldızın yüzeyinin bir kara cisim gibi yaydığı enerji ile eşdeğer bir sıcaklık olarak tanımlanır. $T_{\rm eff}$, yıldızın enerji dağılımını belirler ve yıldızın spektral tipi ile doğrudan ilişkilidir. Bu parametre, yıldızın radyasyon gücünü anlamak ve iç yapısı hakkında çıkarım yapmak için temel bir rol oynar (Gray 2005).

Yüzey çekim ivmesi ($\log g$), yıldızın yüzeyindeki kütleçekim kuvvetini temsil eder ve kütle-yarıçap ilişkisini anlamada önemli bir parametredir. $\log g$ değeri, yıldızın spektrumunda basınç genişlemesi gibi etkilerle kendini gösterir ve yıldızın evrimsel durumu hakkında bilgi sağlar. Örneğin, ana kol yıldızlarında $\log g$ değerleri tipik olarak yüksekken, dev yıldızlarda bu değer düşüktür (LeBlanc 2010).

metal bolluğu ([Fe/H]), yıldızın atmosferindeki ağır elementlerin, özellikle demir bolluğunun hidrojene oranını ifade eder. Bu parametre, yıldızın oluşum dönemindeki kimyasal çevre koşulları hakkında bilgi verir. Yüksek metal bolluğu, yıldızın galaktik çevresinde zengin bir kimyasal ortamda oluştuğunu gösterebilirken, düşük metal bolluğu daha erken bir oluşum dönemine işaret eder. Metal bolluğu aynı zamanda yıldızın yaşı ve evrimsel durumu ile de ilişkilidir (Asplund ve diğ. 2009).

Çizgi genişleme hızı ($V_{\rm broad}$), yıldızın tayfındaki çizgilerin genişliğini belirleyen önemli bir parametredir ve yıldızın rotasyonu, mikrotürbülans ve makrotürbülans gibi etkilerin bir sonucudur.

$$V_{\rm broad} = \sqrt{V_{\rm sini}^2 + V_{\rm türb}^2} \quad (1)$$

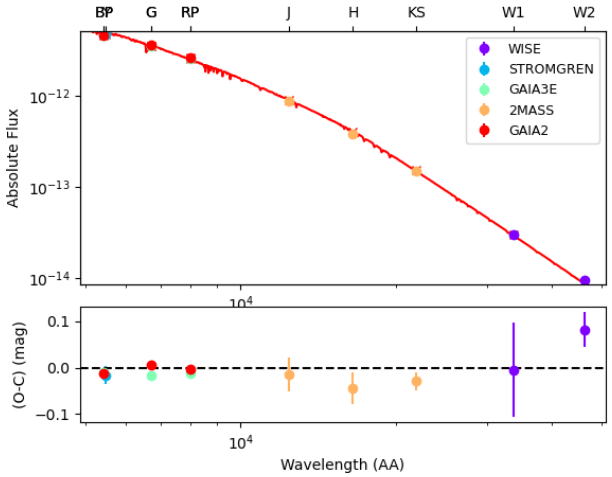
Özellikle hızlı dönen yıldızlarda çizgiler genişler ve profil analizleri daha karmaşık hale gelir (Gray 2005).

F-tipi yıldızlar, galaktik kimyasal evrimde önemli bir role sahiptir. Bu yıldızlar, özellikle 1.2 ile 1.6 güneş kütlesi aralığında yer alır ve asimptotik dev kol (AGB) evresinde karbon, azot ve s-process elementleri gibi ağır elementleri üreterek yıldızlararası ortama geri kazandırır (Karakas & Lattanzio 2014). Galaktik diskte, genç ve orta yaşlı F-tipi yıldızlar, yıldız oluşum bölgelerinin kimyasal bileşimini zenginleştirirken (Chiappini ve diğ. 2001); galaktik halo ve küresel kümelerdeki yaşlı F-tipi yıldızlar, galaksinin erken kimyasal evrimine dair ipuçları sunar (Freeman & Bland-Hawthorn 2002). F-tipi yıldızlar, hem hafif hem de ağır elementlerin galaktik ölçekte dağılımını sağlayarak, galaksimizin kimyasal tarihini şekillendiren kritik bir köprü görevi görür.

Bu çalışmada, HD 132560 (HIP 73175, TYC 3867-

⋆ aaysegulsenn@gmail.com

© 2025 Turkish Astronomical Society (TAD)



Şekil 1. HD 132560 yıldızının speedyfit paketi ile oluşturulan tayfsal enerji dağılım (SED) grafiği (Model: pc; χ^2=779.86).

815-1, Gaia DR3 1613623306212264576) yıldızının atmosfer parametrelerinin belirlenmesi amaçlanmıştır. Bu yıldızın daha önce detaylı bir tayfsal analizi yapılmamıştır. Bu yıldız Ejderha takımyıldızı bölgesinde, 89 pc (Gaia Collaboration 2021) uzaklıkta bulunmaktadır. Görünür parlaklığı V bandında 7.22 (Høg ve diğ. 2000) kadir olan HD132560 yıldızı F2 tayf türündendir. Yıldızın atmosferik parametrelerinin belirlenmesi, hem yıldızın fiziksel özelliklerini daha iyi anlamamızı sağlayacak hem de evrimsel durumu hakkında değerli bilgiler sunacaktır. Bu bağlamda, HD 132560 yıldızı, yıldız astrofiziğinde atmosfer modellemesi ve tayfsal analiz çalışmaları için önemli bir örnek teşkil etmektedir. Çalışma sonuçları, yıldızın yapısı ve evrimi hakkında yeni bilgiler sunarak geniş bir astrofiziksel bağlamda değerlendirilecektir.

2 Gözlemler ve Veri İndirgeme

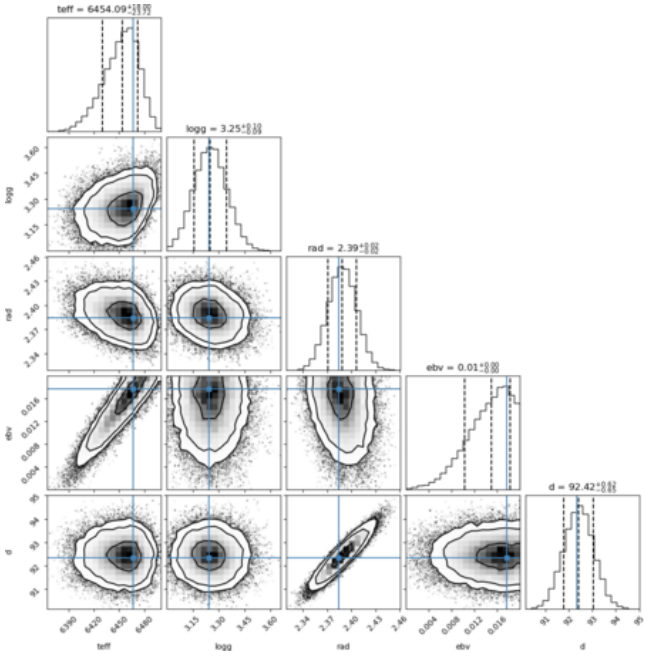
HD 132560 yıldızının tayf gözlemleri, Ankara Üniversitesi Kreiken Rasathanesi'nde bulunan 40 cm açıklığa sahip T40 teleskobu ile 2019 yılında gerçekleştirilmiştir. 5 adet poz alınmış olup her birinin poz süresi 1800 saniyedir. Teleskop odak düzleminde 4340-7400 Å dalgaboyu aralığında ve R=13500 çözünürlükte gözlem yapabilen bir eşel tayfçeker kullanılmıştır. Veri indirgeme işlemleri IRAF (IRAF Community 2024) yazılımı kullanılarak gerçekleştirilmiştir. Bu işlemler; ön indirgeme (bias, dark ve flat-field düzeltmeleri), arındırma (saçılmış ışık ve eşel basamak belirleme), dalgaboyu kalibrasyonu (Th-Ar lambası kullanılarak) ve sinyal gürültü iyileştirmesi (tayfları birleştirme) adımlarını içermektedir.

Bu süreç sonunda, HD 132560 yıldızına ait yüksek kaliteli (S/N=123.92), kalibre edilmiş bir tayf elde edildi. Bu veri, yıldızın atmosfer parametrelerinin ($T_{\rm eff}$, $\log g$, $V_{\rm broad}$ ve [Fe/H]) belirlenmesinde kullanıldı.

3 Analiz Yöntemleri

HD 132560 yıldızının atmosfer parametrelerini belirlemek amacıyla iki farklı analiz paketi kullanıldı. Bunlar Python tabanlı `SpeedyFit` (Developers 2024) ve `SteParSyn` (Tabernero ve diğ. 2022) paketleridir.

`SpeedyFit`, yıldızların fotometrik verilerine dayalı olarak tayfsal enerji dağılımı (SED) fitleri gerçekleştiren bir pakettir.

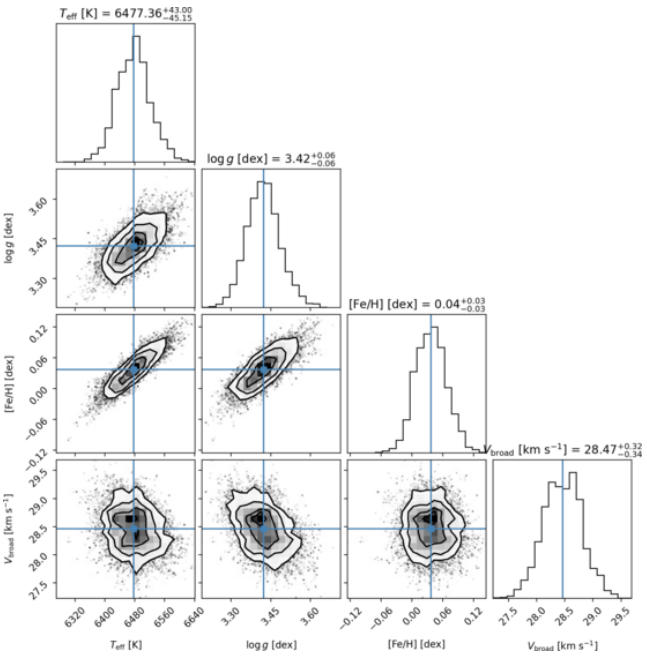


Şekil 2. `SpeedyFit` ile HD 132560 için elde edilen köşe grafiği verilmiştir. Grafikte dikey ve yatay çizgilerin kesiştiği noktalar parametre uzayında olasılığı en yüksek olan değerleri göstermektedir.

Bu yazılım, Kurucz model atmosfer verilerini (Kurucz 1979) kullanarak, gözlemlenen fotometrik verilerle en iyi uyumu sağlayan model atmosferi belirler. Analiz sürecinde, aday yıldız için literatürde mevcut olan WISE, STROMGREN, GAIA3E, 2MASS ve GAIA2 veritabanlarındaki tüm fotometrik parlaklık ölçümleri kullanıldı. Analizde başlangıç parametreleri olarak uzaklık değerleri GAIA ve TESS veritabanından alınırken kızarma değeri Schlegel, Finkbeiner ve Davis (SFD) (Schlegel ve diğ. 1998) toz haritası kullanılarak hesaplanmıştır. Yapılan fitin χ^2 değeri 779.86 olarak verilmiştir. Şekil 1'de `SpeedyFit` paketinin yukarıda açıklanan fotometrik verileri kullanarak oluşturduğu tayfsal enerji dağılım grafiği görülmektedir.

`SpeedyFit`, yıldız atmosfer parametrelerini optimize etmek için Markov Zinciri Monte Carlo (MCMC) yöntemini kullanır. Bu yöntem, olasılık dağılımlarını örnekleyerek parametrelerin en olası değerlerini belirler ve parametre uzayında rastgele örnekler alarak her bir örneğin olasılığını hesaplar. Bu süreç, parametrelerin olasılık dağılımlarını oluştururken gözlemlerle en iyi uyumu sağlayan model atmosferin seçilmesine olanak tanır. `SpeedyFit`, özellikle yıldızın fotometrik verileri üzerinde çalışarak tayfsal enerji dağılımı fiti yapar ve bu sayede başlangıç parametrelerinin güvenilir bir şekilde belirlenmesini sağlar. HD 132560 yıldızı için gerçekleştirilen analizde, fotometrik veriler Gaia ve TESS veritabanlarından alınmış; uzaklık ve kızarma gibi parametreler başlangıç değerleri olarak kullanılmıştır. Şekil 2, `SpeedyFit` ile elde edilen köşe grafiğini ve olasılık dağılımlarını göstermektedir.

Bu çalışmada kullanılan diğer bir paket ise `SteParSyn` yazılımıdır. `SteParSyn`, FGKM türü yıldızların atmosfer parametrelerini belirlemek amacıyla geliştirilmiş bir Python tabanlı araçtır. Yazılım, MARCS (Gustafsson ve diğ. 2008) model atmosferlerini temel alır ve gözlemlenen tayf verilerini sentetik tayflarla karşılaştırarak atmosfer parametrelerini belirler. `SteParSyn` çizgi listelerinde sadece FeI ve FeII



Şekil 3. HD 132560 yıldızının SteParSyn ile elde edilen $T_{\rm eff}$, $\log g$, [Fe/H] ve $V_{\rm broad}$ parametrelerinin köşe grafiği verilmiştir. Grafikte dikey ve yatay çizgilerin kesiştiği noktalar parametre uzayında olasılığı en yüksek olan değerleri göstermektedir.

çizgilerini kullanır. Bu çizgilerin genişliği ve derinliği gibi tayfsal özelliklere odaklanarak, gözlemsel tayflara sentetik tayf fiti yapar ve en uygun atmosfer parametrelerini ortaya çıkarır. SteParSyn de optimizasyon sürecinde MCMC yönteminden yararlanır. Bu çalışmada, SpeedyFit ile elde edilen fotometrik sonuçlar, SteParSyn için başlangıç parametreleri olarak kullanılmıştır. Böylece, SteParSyn hem gözlemlenen tayf verilerini hem de fotometrik başlangıç değerlerini kullanarak HD 132560 yıldızının atmosfer parametrelerini daha hassas bir şekilde hesaplamıştır. Şekil 3'de HD 132560 yıldızının SteParSyn paketi ile elde edilen köşe grafiği verilmiştir. Sonuç olarak, bu iki yöntem bir arada kullanılarak yıldızın atmosfer parametreleri, gözlemler ve teorik modellerle tutarlı bir şekilde belirlenmiştir.

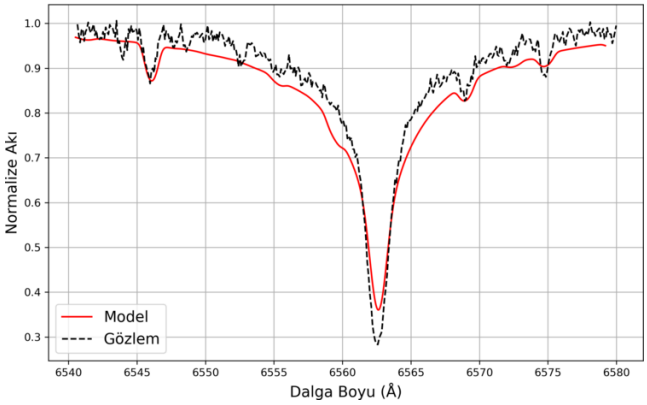
4 Sonuçlar ve Tartışma

HD 132560 yıldızının atmosfer parametreleri elde edilmiş ve Gaia ile TESS veritabanlarındaki katalog değerleri ile karşılaştırılmıştır (Çizelge 1). Elde edilen etkin sıcaklık ($T_{\rm eff}$) ve yüzey çekim ivmesi ($\log g$) değerleri Gaia ve TESS katalog değerleri ile uyumlu bulunmuştur. (Kervella, Pierre ve diğ. 2019) çalışması fotometrik verilere dayanan kinematik bir çalışma olduğu için oradaki $\log g$ değeri tayf verileriyle elde edilen $\log g$ değerinden farklı çıkmıştır. Bu çalışmada ilk defa HD 132560 yıldızının metal bolluğu ([Fe/H]) oranı ve çizgi genişleme hızı $V_{\rm broad}$ parametreleri tayfsal olarak hesaplanmıştır. Bu sonuçlar, yıldızın fiziksel özellikleri ve atmosfer yapısı hakkında önemli bilgiler sunmaktadır. HD 132560 yıldızı, evrim aşamasının belirlenmesi açısından ilginç bir aday olarak değerlendirilmektedir ve sonraki çalışmalarda HR diyagramında konumlandırılarak yıldızın evrimsel geçmişine dair bilgi sunulması hedeflenmektedir.

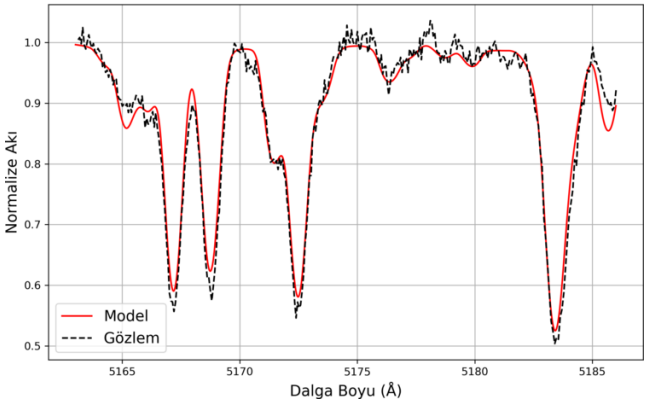
Şekil 4 ve 5'de gözlemsel tayf ile model tayfın

Çizelge 1. HD 132560 yıldızına ait elde edilen atmosfer parametreleri.

Parametre	Değer	Birim	Veritabanı
$T_{\rm eff}$	6477±45	K	6393 (Gaia)
$\log g$	3.42±0.06	dex	3.69 (TESS)
			3.84 (Gaia)
			4.52 (Kervella)
[Fe/H]	0.04±0.03	dex	-
$V_{\rm broad}$	28.47±0.34	km s^{-1}	21.45 (Gaia)



Şekil 4. HD 132560 yıldızının gözlemlenen tayfı ile modelin Hα çizgisi etrafında karşılaştırılması.



Şekil 5. HD 132560 yıldızının gözlemlenen tayfı ile modelin MgIb triplet çizgileri etrafında karşılaştırılması.

karşılaştırılması verilmektedir. Model ile gözlemsel tayf birbiriyle uyuşmaktadır, bu da modelden elde edilen atmosfer parametrelerinin güvenilirliğini artırmaktadır.

Parametrelerin belirsizlerinin en önemli nedenleri gözlemlenen tayfın çözünürlüğü (R=13500) ve sinyal bölü gürültü (S/N=123.92) oranıdır. Daha iyi gözlem şartlarında ve daha yüksek çözünürlüklü tayfçeker ile daha kaliteli ve belirsizliği az olan değerler elde edilebilir. Bunlara ek olarak tayfların analizi sırasında sürekliliği belirlerken yapılan düzeltmeler de belirsizliğe katkı sağlamıştır.

Bu parametrelerin, yıldızın genel astrofiziksel özellikleri ile tutarlı olduğu ve Gaia ile TESS verileriyle uyum gösterdiği gözlemlenmiştir. Özellikle ilk kez tayfsal ölçümü yapılan

[Fe/H] değeri, yıldızın kimyasal zenginliği hakkında önemli bilgi sunmakta ve bu zenginliğin yıldızın oluşum bölgesindeki kimyasal bileşim ile uyumlu olduğu değerlendirilmektedir.

Teşekkür

Bu araştırmadaki veriler Ankara Üniversitesi Astronomi ve Uzay Bilimleri Araştırma ve Uygulama Merkezindeki (Kreiken Rasathanesi) T40 teleskobuyla 19B.T40.03 numaralı proje kapsamında elde edildi. Bu çalışma için WISE, STROMGREN, GAIA3E, 2MASS ve GAIA2 veri kaynakları kullanıldı.

Kaynaklar

Asplund M., Grevesse N., Sauval A. J., Scott P., 2009, ARA&A, 47, 481

Chiappini C., Matteucci F., Romano D., 2001, The Astrophysical Journal, 554, 1044

Developers S., 2024, SpeedyFit Documentation, https://speedyfit.readthedocs.io/en/latest/

Freeman K., Bland-Hawthorn J., 2002, Annual Review of Astronomy and Astrophysics, 40, 487–537

Gaia Collaboration e. a., 2021, A&A, 649, A1

Gray D. F., 2005, The Observation and Analysis of Stellar Photospheres, 3 edn. Cambridge University Press

Gustafsson B., Edvardsson B., Eriksson K., Jørgensen U. G., Nordlund Å., Plez B., 2008, A&A, 486, 951

Høg E., ve diğ., 2000, A&A, 355, L27, ADS

IRAF Community 2024, IRAF: Image Reduction and Analysis Facility, https://iraf-community.github.io/

Karakas A. I., Lattanzio J. C., 2014, Publ. Astron. Soc. Australia, 31, e030

Kervella, Pierre Arenou, Frédéric Mignard, François Thévenin, Frédéric 2019, A&A, 623, A72

Kurucz R. L., 1979, ApJS, 40, 1

LeBlanc F., 2010, An Introduction to Stellar Astrophysics. A John Wiley & Sons, Ltd., Publication

Schlegel D. J., Finkbeiner D. P., Davis M., 1998, ApJ, 500, 525

Tabernero H. M., Marfil E., Montes D., González Hernández J. I., 2022, A&A, 657, A66

Access:
M25-0337: Turkish J.A&A — Vol.6, Issue 3.

TJAA Vol. **6**, *Special Issue*, *p.*268–270 (2025). DOI: 10.55064/tjaa.1650391 *Research Article*

Gezegenimsi Bulutsuları Kullanarak Galaksimizin Element Bolluğunu Belirlemek

Nurullah Erzincan[1] ⋆, Nazım Aksaker[1,2], Aysun Akyüz[1,3]

[1] *Uzay Bilimleri ve Güneş Enerjisi Araştırma ve Uygulama Merkezi (UZAYMER), Çukurova Üniversitesi, 01330 Adana, Türkiye.*

[2] *Çukurova Üniversitesi Adana Organize Sanayi Bölgesi Teknik Bilimler Meslek Yüksekokulu, 01410 Adana, Türkiye.*

[3] *Çukurova Üniversitesi, Fizik Bölümü, 01330 Adana, Türkiye.*

Accepted: April 8, 2025. Revised: April 8, 2025. Received: March 5, 2025.

Özet

Ata yıldızlar kütleleri 1-8 $M_\odot$ arasında değişen Gezegenimsi Bulutsular (PNe), galaksilerin kimyasal evriminde önemli bir rol oynamaktadır. Bu çalışma, HASH veritabanından PNe'lerdeki oksijene göre α-elementlerinin (C, N, O, Ne, S, Cl, Ar) bolluklarını araştırmakta ve bunları Samanyolu'nun bileşenleriyle karşılaştırmaktadır. Gaia EDR3'ten alınan Galaktik koordinatlar ve mesafeler analiz edilerek PNe'ler şişkinlik, ince disk, kalın disk ve halo olarak kategorize edildi. Sonuçlar, He ve Cl bolluklarının Güneş değerlerine daha yakın olduğunu, O, Ne, S ve Ar'nın ise özellikle haloda daha düşük olduğunu göstermektedir. Bu bulgular, yıldızlar arası ortamın kimyasal zenginleşmesi ve Samanyolu'nun evrimsel süreçleri hakkında fikir vermektedir.

Abstract

Planetary nebulae (PNe), whose progenitor stars range in mass from 1 to 8 $M_\odot$, play an important role in the chemical evolution of galaxies. This study investigates the abundances of α-elements (C, N, O, Ne, S, Cl, Ar) relative to oxygen in PNe from the HASH database, comparing them with the components of the Milky Way. By analyzing the Galactic coordinates and distances from Gaia EDR3, PNe were categorized into the bulge, thin disk, thick disk, and halo. The results show that He and Cl abundances are closer to solar values, while O, Ne, S, and Ar are lower, particularly in the halo. These findings offer insights into the chemical enrichment of the interstellar medium and the evolutionary processes of the Milky Way.

Anahtar Kelimeler: planetary nebulae: general – methods: spectroscopic

1 Giriş

Gezegenimsi bulutsular (PNe), ata yıldızlarının 1-8 $M_\odot$ kütle aralığında, yaklaşık 3 ile 10 Milyon yıl ömürlerine sahip olmaları nedeniyle galaksilerin geçmiş evrim zamanına ışık tutmaktadırlar (Zijlstra & Pottasch 1991). PNe'lerin ata yıldızları asimtotik dev kolu (AGB) ve beyaz cüce evreleri arasında yıldızlararası ortamı (ISM) zenginleştirerek galaksilerin kimyasal evrimine katkıda bulunur. Hidrojen (H) ve helyum (He) elementlerinden sentezlenen karbon (C), nitrojen (N), oksijen (O), neon (Ne), sülfür (S), klor (Cl) ve argon (Ar) (bundan sonra α-element) gibi elementlerin emisyon çizgileri, PNe'nin kimyasal ve fiziksel özelliklerini anlamak için kritik bilgiler sağlar (Kwitter & Henry 2022, bundan sonra KH22; Mollá ve diğ. 2017). PNe'deki metal bolluğu ölçümü genellikle O bolluğunun tespitiyle gerçekleştirilir. Bunun yanı sıra, α-elementlerinin bollukları da metal bolluğunun değerlendirilmesinde önemli bir role sahiptir. α-elementler, büyük kütleli yıldızlarda gerçekleşen helyum yanmasıyla oluşur ve Tip II süpernovalar aracılığıyla ISM'ye yayılır (KH22). PNe'lerin evrimi sırasında sentezleyebileceği elementleri anlamanın en etkili yollarından biri, elementler arasındaki ilişkilerin element-element grafiklerinde incelenmesidir (KH22).

Bu çalışmada, PNe'lerin α-elementlerinin O elementine karşı çizilen grafikleri ve Galaksimizin bileşenleri (bkz. §2) arasındaki ilişki incelenmiştir.

2 HASH PN ve Gaia EDR3 Veritabanı

Optik, kızılötesi ve radyo dalgaboylarında yapılan astronomik gözlemler, PNe'lerin keşiflerine ve tanımlamalarına imkan sunar. Bu çalışmada, "Hong Kong/Avustralya Astronomik Gözlemevi/Strasbourg Gözlemevi Hα Planetary Nebula" (HASH) PN veritabanındaki (Parker ve diğ. 2016; Liu ve diğ. 2017) doğruluğu kesinleşmiş 2591 PNe kullanılmıştır. Bu veritabanında PNe'lerin koordinat verileri, açısal boyutları, mor ötesinden radyoya kadar görüntüler, optik bölgede alınmış ∼5,000 tayf verileri vb. bilgiler yer almaktadır.

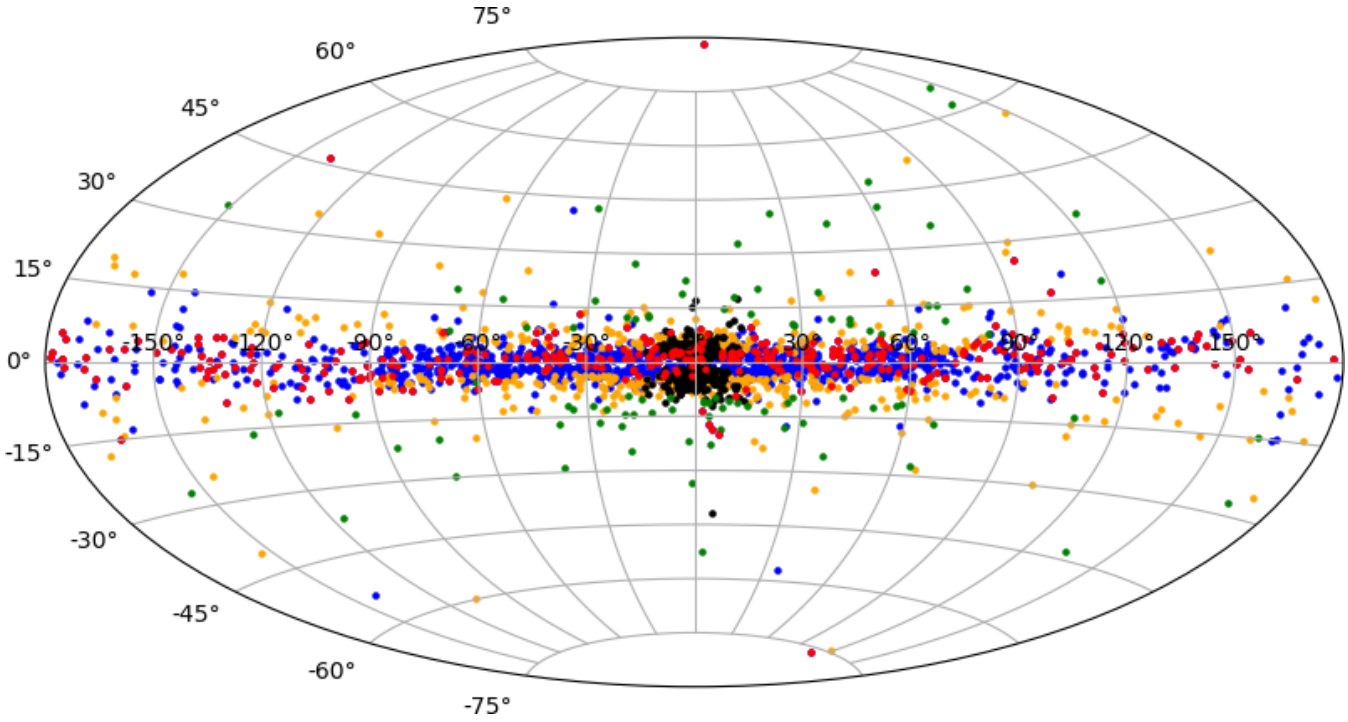
PNe'ın merkezi yıldızı ve/veya kompakt bulutsuların özelliklerine dayanarak uzaklıklar belirlenebilir (KH22). Bu çalışma, HASH veritabanında yer alan PNe'lerin Galaktik koordinatlarını kullanarak ve *Gaia* veritabanındaki (Gaia Collaboration ve diğ. 2021), Bailer-Jones ve diğ. (2021) verilerine dayanarak geometrik mesafenin medyanı olan $R_{\rm geo}$ verilerini içermektedir.

3 Veri Analizi

Galaksi bileşenlerinin sınırları henüz net bir şekilde tanımlanmamış olup, bu konu hala tartışma konusudur. Galaksimizin merkezindeki çubuksu yapıyı dikkate alarak, şişkin bölge için Zoccali & Valenti (2016) ve Ak (2021)

⋆ nerzincan@student.cu.edu.tr

© 2025 Turkish Astronomical Society (TAD)



Şekil 1. PNe'ın Galaktik koordinat sisteminde konumlarının aitoff projeksiyonu üzerinde gösterimi. Siyah (şişkin bölge), mavi (ince disk), turuncu (kalın disk), yeşil (halo) ve kırmızı (mesafesi bilinmeyen konum) renkler §3'de açıklanan sınırlarda yer alan PNe'ı temsil etmektedir.

çalışmalarında 1.5-4.5 kpc yarıçapına sahip küresel bir alan olduğu belirtilmiştir. İnce ve kalın disk bileşenlerinin yükseklik ölçekleri Yan ve diğ. (2019) ve Ak (2021) çalışmalarında, Galaksimizin düzleminden sırasıyla 200-370 pc ile 600-1.000 pc ve 250-400 pc ile 600-1.500 pc arasında bulunduklarını ifade edilmiştir. Halo bölgesi için ise Ak (2021) çalışmasında sınırların 3 ile 100 kpc arasında olduğunu belirtmiştir. Ayrıca, Reid ve diğ. (2014) çalışmalarında, Güneş ile Galaksi merkezi arasındaki mesafeyi R_0=8.34±0.16 kpc olarak belirlemişlerdir.

Galaksimizin bileşen sınırları, Güneş ile Galaksi merkezi arasındaki mesafenin 8.34 kpc olduğu kabulüyle, Tunçel Güçtekin ve diğ. (2019) çalışmasındaki sınırlar doğrultusunda ele alınmıştır. PNe'ın HASH PN veritabanındaki galaktik koordinatlarını kullanarak 437'si şişkin bölgede, 1222'si ince diskte, 475'i kalın diskte, 98'i haloda ve 359'u mesafesi bilinmeyen konumda bulunmaktadırlar. PNe'ın galaksimizin hangi bileşeninde bulunduğu Şekil 1'de gösterilmiştir.

PNe'lerin tayf verilerinde emisyon çizgi akılarını hesaplamak için sinyal gürültü seviyesi sigma 5 oran ile "Automatic Line Fitting Algorithm" (`alfa` v2.21) (Wesson 2016) kodu kullanılarak belirlendi. `alfa`, PNe'lerde bulunması muhtemem çizgiler ile tayf verisi arasında sentetik bir tayf üreterek hızlı bir şekilde ölçüm yapmaktadır. Galaksideki yıldızlararası gaz ve toz, PNe'lerin tayfsal verilerini etkileyebilir. Bu veriler, PNe'ın etrafındaki yıldızlararası sönümlemeden kaynaklanmaktadır (Frew ve diğ. 2016). `alfa` kodu ile elde edilen dalgaboyuna karşılık akı değerleri "Nebular Empirical Analysis Tool" (`neat` v2.3) kodu (Wesson ve diğ. 2012) kullanılarak her bir PN'e sönümleme düzeltmeleri Fitzpatrick & Massa (1990) çalışmasında yer alan yasa ile ve iyonik bollukları kullanarak Delgado-Inglada ve diğ. (2014) çalışmasındaki iyonizasyon düzeltme faktörü ile α-elementlerinin bollukları elde edilmiştir. Elde edilen α-elementlerin ortalama bollukları bileşenlere göre Çizelge 1'de verilmiştir.

Çizelge 1. Element bollukları, X/H şeklinde ifade edilmiştir (Element bolluk değeri: log(X/H) + 12). Element bollukları KH22'den, Güneş bollukları ise Asplund ve diğ. (2009) (1) alınmıştır ve çalışmamızdaki (2) element bolluklarının ortalaması sunulmuştur.

Ref.	Bileşen	He/H	N/H	O/H	Ne/H	S/H	Cl/H	Ar/H
(1)	Güneş	1.26	0.90	8.69	0.91	0.82	0.63	0.74
KH22	Şişkin Bölge	1.28	0.95	8.63	0.92	0.80	0.67	0.73
	Disk	1.28	0.94	8.61	0.93	0.79	0.59	0.73
	Halo	1.36	0.97	8.09	0.92	0.78	0.47	0.71
(2)	Şişkin Bölge	1.37	0.95	8.28	0.89	0.79	0.79	0.69
	İnce Disk	1.35	0.95	8.38	0.91	0.79	0.78	0.70
	Kalın Disk	1.35	0.91	8.36	0.91	0.77	0.76	0.68
	Halo	1.34	0.89	8.34	0.93	0.74	0.74	0.66

4 Sonuçlar ve Tartışma

Bu çalışma kapsamında, HASH PNe veritabanında yer alan PNe'ler ile Galaksimizin bileşenleri arasındaki α-elementlerinin element-element bollukları arasındaki ilişkiler incelenmiştir.

Çalışmamızda örneklem sayısının fazla olması, elde edilen sonuçların güvenilirliğini artırmış olup, Güneş bolluk verilerine göre He ve Cl bolluğu Güneş bolluğu üzerinde hesaplanmışken O, Ne, S ve Ar daha az bolluk değeri hesaplanmıştır (N hariç: şişkin bölge ve ince disk yüksek iken kalın disk ve halo düşük değerdedir.). Her bir grafik KH22 çalışması ile karşılaştırılarak ayrıntılı sonuçlar şu şekildedir:

- He/O dağılımında, 11.3-8.3 aralığında öbeklenme

gözlenmekte ve Güneş bolluğunda logaritmik olarak 0.045 daha düşük He bolluğu görülmektedir.
- N/O dağılımında, diğer çalışmalar arasında uyum bulunmaktadır.
- Ne/O dağılımında, diğer α-elementlerine kıyasla daha az bolluk hesaplaması yapılmış olup, Ne en az hesaplanan bolluk olduğu için çalışmalar arasında benzer değerler gözlenmektedir.
- Ar/O dağılımında, KH22 çalışması ile Güneş bolluğu uyum gösterirken, çalışmamızdaki ortalama bolluk dağılımında Ar bolluğu daha düşük ölçülmüştür.
- S/O dağılımında, KH22 ve çalışmamızda Güneş bolluğuna göre daha düşük S bolluğu gözlenmektedir.
- Cl/O dağılımındaki sapma, KH22 çalışmasındaki halo ve disk bolluk değerlerinin örneklem sayısının az olması nedeniyle Güneş bolluğunun altında kalmaktadır. Çalışmamızda örneklem sayısının daha fazla olması, elde edilen değerlerin güvenilirliğini artırmakta ve bu değerlerin Güneş bolluğunun üzerinde yer almasını sağlamaktadır.

Teşekkür

Bu çalışma, yüksek lisans tezimde daha ayrıntılı olarak incelenmiş olup, ayrıca PASA'da yayımlanma sürecinde olan bir çalışmanın temel bulgularını içermektedir. TÜBİTAK 122F122 numaralı proje tarafından desteklenmiştir.

Kaynaklar

Ak S., 2021, in , Galaktik Astronomi Çalıştayı Bildiriler Kitabı / Galactic Astronomy Workshop Proceedings Book. İstanbul Üniversitesi Press, İstanbul, Türkiye, p. 95, doi:10.26650/PB/PS01.2021.001.012

Asplund M., Grevesse N., Sauval A. J., Scott P., 2009, ARA&A, 47, 481

Bailer-Jones C. A. L., Rybizki J., Fouesneau M., Demleitner M., Andrae R., 2021, AJ, 161, 147

Delgado-Inglada G., Morisset C., Stasińska G., 2014, MNRAS, 440, 536

Fitzpatrick E. L., Massa D., 1990, ApJS, 72, 163

Frew D. J., Parker Q. A., Bojičić I. S., 2016, MNRAS, 455, 1459

Gaia Collaboration ve diğ., 2021, A&A, 649, A1

Kwitter K. B., Henry R. B. C., 2022, Publications of the Astronomical Society of the Pacific, 134, 022001

Liu X., Stanghellini L., Karakas A., eds, 2017, Planetary Nebulae: Multi-Wavelength Probes of Stellar and Galactic Evolution IAU Symposium Vol. 323, doi:10.1017/S1743921317003581.

Mollá M., Cavichia O., Costa R. D. D., Maciel W. J., 2017, in Liu X., Stanghellini L., Karakas A., eds, IAU Symposium Vol. 323, Planetary Nebulae: Multi-Wavelength Probes of Stellar and Galactic Evolution. pp 339–340, doi:10.1017/S1743921317001685

Parker Q. A., Bojičić I. S., Frew D. J., 2016, in Proceedings of the Journal of Physics Conference Series. p. 032008

Reid M. J., ve diğ., 2014, ApJ, 783, 130

Tunçel Güçtekin S., Bilir S., Karaali S., Plevne O., Ak S., 2019, Advances in Space Research, 63, 1360

Wesson R., 2016, MNRAS, 456, 3774

Wesson R., Stock D. J., Scicluna P., 2012, MNRAS, 422, 3516

Yan Y., Du C., Liu S., Li H., Shi J., Chen Y., Ma J., Wu Z., 2019, The Astrophysical Journal, 880, 36

Zijlstra A. A., Pottasch S. R., 1991, A&A, 243, 478, ADS

Zoccali M., Valenti E., 2016, Publ. Astron. Soc. Australia, 33, e025

Access:
M25-0381: Turkish J.A&A — Vol.6, Issue 3.

TJAA Vol. **6**, *Special Issue*, *p.*271–277 (2025). DOI: 10.55064/tjaa.1592019 *Conference Paper*

Yıldızlarda Dönme ve Tayf Türü Arasındaki İlişki

Ahmet Usta[1] ⋆, Mert Boran[2], Cenk Kayhan[3]

[1] *Astronomi ve Uzay Bilimleri Anabilim Dalı, Fen Bilimleri Enstitüsü, Erciyes Üniveritesi, 38030 Kayseri, Türkiye*
[2] *Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, Fen Fakültesi, Erciyes Üniveritesi, 38030 Kayseri, Türkiye*
[3] *Bilimsel Araştırma Projeleri Koordinatörlüğü Birimi, Kayseri Üniversitesi, 38280 Kayseri, Türkiye*

Accepted: April 6, 2025. Revised: April 6, 2025. Received: November 27, 2024.

Özet

Bu çalışmada, tayf türü ile öngörülen yıldız dönme hızı ($v \sin i$) arasındaki ilişkiyi inceliyoruz; farklı evrimsel aşamalarda bulunan yaklaşık 50 000 tek yıldızdan oluşan bir örneklem kullanıyoruz. Çalışmaya dahil edilen yıldızlar, O0'dan M9'a kadar geniş bir tayf türü aralığını kapsamaktadır. Yıldızlar, tayf türleri ve ışıtma sınıflarına göre iki alt gruba ayrılarak incelenmiştir. Bu alt gruplar ayrı ayrı değerlendirilerek yıldızların evrimsel durumlarının dönme hızları üzerindeki etkisi analiz edilmiştir. Elde edilen sonuçlar, tayf türü erken türden geç türe doğru ilerledikçe ortalama dönme hızı ($\langle v \sin i \rangle$) değerinde belirgin bir azalma olduğunu göstermektedir. Özellikle sıcak yıldızlar (O0 ila F2) ile daha soğuk yıldızlar (F2 ila M9) karşılaştırıldığında, $\langle v \sin i \rangle$ değerinde yaklaşık 100 km s^{-1}'lik kayda değer bir düşüş görülmüştür. Ayrıca yıldızlar evrimleştikçe $\langle v \sin i \rangle$ değerlerinde bir azalma gözlemlenmiş ve bu eğilim özellikle altdev evresi sonrasındaki aşamalarda daha belirgin hale gelmiştir.

Abstract

In this study, we investigate the relationship between spectral type and projected stellar rotational velocity ($v \sin i$) using a sample of approximately 50,000 single stars at different evolutionary stages. The stars in the sample span a broad range of spectral types, from O0 to M9. To conduct the analysis, the stars were divided into two subgroups based on their spectral type and luminosity class. These subgroups were examined separately to evaluate how the evolutionary status of stars affects their rotational velocities. The results indicate a noticeable decrease in the mean projected rotational velocity ($\langle v \sin i \rangle$) as spectral type progresses from early to late types. In particular, a significant drop of approximately 100 km s^{-1} in $\langle v \sin i \rangle$ is found when comparing hot stars (O0 to F2) with cooler stars (F2 to M9). Additionally, $\langle v \sin i \rangle$ tends to decrease as stars evolve, with the most prominent decline observed beyond the subgiant phase.

Anahtar Kelimeler: stars: general – stars: rotation – stars: evolution – stars: late-type – stars: early-type – stars: statistics

1 Giriş

Tüm yıldızlar moleküler bulutlar içinde doğar, zaman içinde evrimleşir ve nihayetinde evrimlerinin sonuna ulaşır. Bu ışıltılı yaşamın nasıl ortaya çıkacağını belirleyen parametreler karmaşık bir bulmacayı temsil eder. Her bir parçayı anlamak ve doğru bir şekilde yerleştirmek çok önemlidir. Bu parametreler arasında yıldız dönmesi, çekirdekten yüzeye kadar yıldızın yapısını etkileyen önemli bir faktördür. Yıldız dönmesi üzerine en önemli çalışma von Zeipel (1924) tarafından yapılmış ve dönmenin yıldız evriminde çok önemli bir parametre olduğunu göstermiştir.

Yıldız dönmesinin en belirgin sonuçlarından biri küresel simetriden sapmadır (McAlister ve diğ. 2005; Che ve diğ. 2011). Sonuç olarak, bazı gözlemlere dayanarak, kutup ve ekvator bölgelerinin yarıçapları arasında %50'ye varan bir değişim potansiyeli vardır (Maeder 2009; Abdul-Masih 2023). Yarıçaptaki bu tür değişimler yıldızın etkin sıcaklık profilinin ve iyonlaşma dengesinin değişmesine neden olur (von Zeipel 1924; Maeder 2009). Yıldız dönmesinin ek bir sonucu da kimyasal bileşiminin değişmesidir. Diferansiyel dönme, yıldızın hidrostatik ve termal dengesini bozarak çekirdek ve radyatif zarf içindeki maddenin karışmasına neden olur (Jermyn ve diğ. 2018; Costa ve diğ. 2019). Bazı çalışmalar, rotasyonel karışımın yıldız çekirdeği içindeki Hidrojen arzını artırabileceğini ve böylece anakol evresinin ömrünü yaklaşık %30 uzatabileceğini göstermiştir (Meynet & Maeder 2000). Yıldız evriminin ilk aşamalarında (ilk birkaç milyon yıl), birçok çalışmanın da gösterdiği gibi (Rebull ve diğ. 2006; Cieza & Baliber 2007; Gallet & Bouvier 2013), yığılma diski olan yıldızlar, diski olmayanlara göre daha yavaş dönme hızları sergileme eğilimindedir. Bu olgunun birincil gerekçesi, yıldızın diske bağlı kaldığını ve böylece sabit bir öngörülen yıldız dönme hızını ($v \sin i$) koruduğunu öne süren disk kilitleme hipotezine atfedilebilir. Bir yıldız ile manyetik alana sahip bir disk arasındaki etkileşimin merkezi yıldızın $v \sin i$ değerini düzenleyebileceği ve bunun da yıldızın gelgit kilitlenmesine yol açabileceği çeşitli çalışmalarla (Koenigl 1991; Collier Cameron & Campbell 1993; Armitage & Clarke 1996) gösterilmiştir (Barnes ve diğ. 2001). Bu da yıldızın $v \sin i$ değerinde bir azalmaya yol açacaktır. Bununla birlikte, yıldız diskini kaybettiğinde, Hayashi yolu boyunca beklenen yarıçap daralmasının bir sonucu olarak hızlı dönmeye başlar (Gallet & Bouvier 2013). Literatürdeki çalışmaların gösterdiği üzere (Koenigl 1991; Barnes ve diğ. 2001; Gallet & Bouvier 2013), bu olgu yıldızın açısal momentumunu sıfır yaş anakoldan (ZAMS) anakola kadar sürdürememesine bağlanabilir. Bir yıldız üzerine uygulanan manyetik etkiler, "manyetik frenleme" olarak bilinen

⋆ 4011730072@erciyes.edu.tr

© 2025 Turkish Astronomical Society (TAD)

Çizelge 1. Bu araştırmada kullanılan tayf türleri, toplam yıldız sayısı ve kaynaklar sunulmuştur. Kaynak Listesi: **(1)**: Chang ve diğ. (2013), **(2)**: Wolff ve diğ. (2007), **(3)**: Royer ve diğ. (2002a), **(4)**: Royer ve diğ. (2007), **(5)**: Zorec & Royer (2012), **(6)**: Royer ve diğ. (2002b), **(7)**: Cutispoto ve diğ. (2002), **(8)**: De Medeiros & Mayor (1999), **(9)**: De Medeiros ve diğ. (2002a), **(10)**: De Medeiros ve diğ. (2002b), **(11)**: De Medeiros ve diğ. (2004), **(12)**: De Medeiros ve diğ. (2014), **(13)**: Messina ve diğ. (2010), **(14)**: Messina ve diğ. (2011), **(15)**: López-Valdivia ve diğ. (2019), **(16)**: Crossfield (2014), **(17)**: Jeffers ve diğ. (2018), **(18)**: Smith (2015), **(19)**: Holgado ve diğ. (2022), **(20)**: Shepard ve diğ. (2020), **(21)**: Howarth ve diğ. (1997), **(22)**: Serebriakova ve diğ. (2023), **(23)**: Simón-Díaz & Herrero (2014), **(24)**: Wolff ve diğ. (2004), **(25)**: Głębocki & Gnaciński (2005).

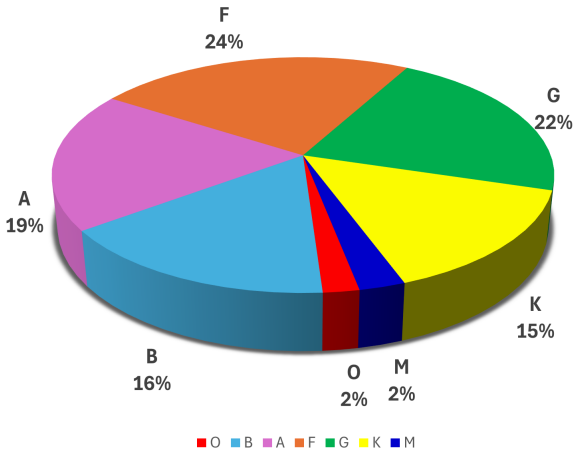
Tayf Türü	Toplam Yıldız Sayısı	Kaynaklar
A, F	6	(1)
B	123	(2)
B, A, F	4078	(3,4,5)
B, A, F, G, K	2401	(6)
F, G, K	3851	(7,8,9,10,11,12)
F, G, K, M	147	(13)
G, K, M	99	(14)
K, M	221	(15)
M	1225	(16,17,18)
O	294	(19,20)
O, B	529	(21,22,23)
O, B, A, F, G, K	143	(24)
O, B, A, F, G, K, M	36419	(25)

süreç $v \sin i$ değerinde bir azalmaya neden olur (Kraft 1967). Bu, açısal momentumu yıldızdan uzağa taşıyan manyetize yıldız rüzgarlarına atfedilebilir (Barnes ve diğ. 2016; See ve diğ. 2024).

Skumanich (1972) bir yıldızın yüzey dinamo alanının anakol evresinde hem $v \sin i$ hem de zaman (veya yaş) ile bağlantılı olarak azaldığını göstermektedir. Durney (1972) bu hipotezi bir yıldız rüzgarı modeli yardımıyla desteklemektedir. Geç tip yıldızlar (G, K ve M), güçlü konvektif dış katmanları sayesinde dinamo mekanizmasıyla manyetik alan üretir ve bu alanlar manyetik frenlemeye yol açar. Buna karşılık, erken tip yıldızlar (O, B, A ve erken-F) daha zayıf konvektif katmanlara sahip olduklarından, dinamo mekanizması etkin çalışamaz ve dolayısıyla manyetik alanları daha zayıf olur. Tersine, MacGregor & Brenner (1991) tarafından sunulan kanıtlar, yıldızların yüksek bir hızda dönmeleri halinde "manyetik doygunluk" durumuna ulaşabileceklerini ve bunun da açısal momentum kaybını azaltacağını göstermektedir. Ayrıca, D'Antona ve diğ. (2017) çift yıldızlarda gözlenen iki modlu dönme dağılımı için potansiyel bir açıklama ortaya koymuştur. Bu açıklama, çift yıldızın bir yoldaşı tarafından uygulanan manyetik rüzgar frenlemesi veya gelgit torklarının $v \sin i$ 'yi hızla yavaşlatabileceğini ve böylece hızla dönen izden dönmeyen ize geçişi kolaylaştırabileceğini varsaymaktadır (Sun ve diğ. 2020).

$v \sin i$ dağılımı ile tayfsal türü arasındaki ilişki 1960'lardan beri araştırma konusu olmuştur (Maeder 2009). Ancak bu çalışmalar genellikle belirli tayf türü veya ışıtma sınıfı aralıklarıyla sınırlı kalmıştır (Schatzman 1962; van den Heuvel 1968; Slettebak & Kusma 1979; Abt ve diğ. 1997; Royer ve diğ. 2007; Bouvier ve diğ. 2014; Abdul-Masih 2023).

Bu çalışmada, farklı çalışmalarda gözlenen çeşitli tayf türlerine sahip yıldızlardan oluşan geniş bir örneklem kullanılmıştır. Bu araştırmanın amacı, yıldız rotasyonu ile yıldız yapısı ve evriminin etkileriyle dolaylı olarak ilişkili olan tayf



Şekil 1. Veri setindeki yıldızların tayf türlerine göre dağılımı sunulmuştur. En fazla yıldız F (11536) ve G (10454) tayf türlerinde bulunmaktadır. B, A ve K tayf türlerindeki yıldız sayısı sırasıyla 7670, 9249 ve 7072 olup nispeten birbirine yakındır. En az yıldız ise O (961) ve M (1232) tayf türündeki yıldızlara aittir.

türü ve ışıtma sınıfı arasındaki ilişkiyi aydınlatmaktır. Kullanılan veriler bir sonraki bölümde sunulmuştur (§2). Ardından, §3'te $v \sin i$ ile tayf türü ve ışıtma sınıfı arasındaki ilişkiyi incelemek için izlenen metodoloji açıklanmaktadır. Elde edilen bulgular §4'te tartışılırken, çalışmanın genel değerlendirmesi ve çıkarımları §5'te özetlenmiştir.

2 Veri Seti

Çizelge 1'de sunulan literatürdeki kataloglardan farklı evrimsel statülere sahip ∼50 000 yıldız seçtik. Analizin güvenilirliğini sağlamak için, kataloglarda adı geçen bünyesel değişen yıldızları, çift yıldızları ve kimyasal olarak tuhaf yıldızları çalışmamızdan çıkardık. Bu elemeler sonucunda, çalışmamızda incelenen toplam yıldız sayısı 48 639 olarak belirlenmiştir.

Veri setindeki yıldızların tayf türlerine göre dağılımı Şekil 1'de bir histogram olarak sunulmuştur. Verilerin büyük çoğunluğu F (11536) ve G (10454) tayf türlerinde yoğunlaşmaktadır. B, A ve K tayf türleri için veriler sırasıyla 7670, 9249 ve 7072 yıldızla nispeten benzer sayı yoğunluğuna sahiptir. En düşük veri yoğunluğu ise O (961) ve M (1232) tayf türünden yıldızlara aittir.

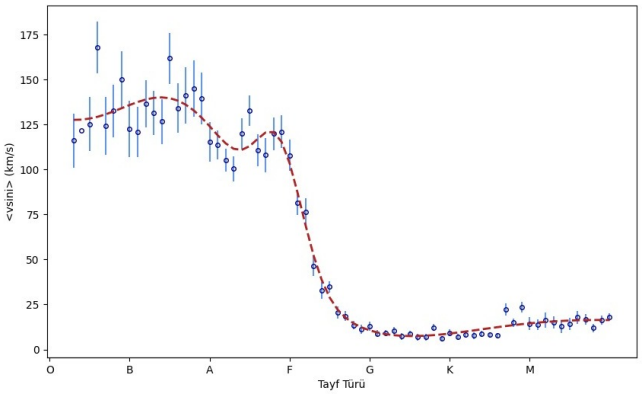
Her tayf türü için yıldız sayısının genel dağılımı 200'ün üzerindedir. Erken-O tipi yıldızlar, hızlı evrimleştikleri için tespit edilmeleri zor olup sayıları 200'den azdır. Benzer şekilde, geç-K ve M tayf türünden yıldızların sayısı 100'ü geçmez. Bu yıldızların düşük parlaklıkları nedeniyle gözlenmesi oldukça zordur.

3 Yöntem

Tayf türleri ve $v \sin i$ arasındaki ilişkiyi araştırmak için kapsamlı bir metodoloji kullanılmıştır. Analiz, hedef yıldızların tayf türlerine ve ışıtma sınıflarına göre iki ayrı gruba ayrılmasıyla başlamıştır. İki alt grubu ayrı ayrı incelemenin mantığı, yıldızların evrimsel durumlarını hesaba katmak ve bu durumun yıldız rotasyonu üzerindeki etkisini belirlemektir. Her tayf türü için karşılık gelen $v \sin i$ değerlerinin ortalaması alınmıştır. Bu sayede yıldızların $v \sin i$ değerleri belirli bir aralıkta incelenebilmiştir (Şekil 2). Şekillerde oluşan dağılımı daha iyi analiz etmek için Gauss modellemesi kullanılmıştır. En

Çizelge 2. Gauss bileşenlerinin genlik (a), sigma (b) ve merkez (c) parametreleri tayf türünün farklı aralıkları için birinci Gauss uyumundan elde edilen değerler sunulmuştur. Optimum uyumu elde etmek için üç Gauss'tan oluşan bir model oluşturulmuştur. i değeri kullanılan Gauss sayısını temsil etmektedir.

		O0-M9	O0-F0	F0-M9	O0-F1	F1-M9	O0-F2	F2-M9	O0-F3	F3-M9	O0-F4	F4-M9
	a_1	104.15	114.54	9.30	116.89	47.03	134.27	11.44	140.93	16.60	134.39	153.23
$i=1$	b_1	9.47	3.62	12.69	4.43	0.04	4.08	7.33	4.75	9.87	4.32	4.91
	c_1	16.39	15.90	31.73	27.61	61.37	16.18	35.61	16.22	64.53	16.72	25.58
	a_2	59.17	118.63	812.32	132.30	8.95	117.72	16.64	113.96	9.73	116.80	5.16
$i=2$	b_2	2.91	6.31	7.38	4.20	6.80	4.74	10.35	4.14	8.84	4.13	5.37
	c_2	28.70	27.42	14.97	16.53	64.40	27.47	64.32	27.87	35.20	27.72	75.96
	a_3	15.60	135.18	16.29	135.77	338.71	127.23	40.00	110.18	33.91	135.22	10.05
$i=3$	b_3	10.21	4.10	9.92	4.51	5.44	3.88	2.90	3.50	3.29	4.55	7.68
	c_3	65.09	6.58	65.06	5.86	22.01	6.48	31.33	6.29	31.39	5.85	63.74



Şekil 2. Veri setindeki yıldızların yıldız dönme dağılımı, y ekseninde $\langle v \sin i \rangle$ değerlerinin ve x ekseninde O0'dan M9'a kadar tayf türlerinin bir grafiği ile temsil edilir. Bu grafik, tüm evrim aşamalarındaki yıldızları içermektedir. Kırmızı çizgi Gauss uyumunu temsil etmektedir. Siyah barlar her bir tayf türü için hızdaki ortalama hatayı göstermektedir.

iyi uyumu elde etmek için üç bileşenli Gauss dağılımından oluşan bir model oluşturulmuştur. Gauss uyumuna dayanan model, genlik (a), sigma (b) ve merkez (c) parametrelerini fit değişkenleri olarak kullanmaktadır:

$$g(x) = \sum_{i=1}^{3} \frac{a_i}{\sqrt{2\pi b_i^2}} \exp\left(-\frac{(x-c_i)^2}{2b_i^2}\right) + a_i \exp\left(\frac{-x}{\tau}\right) \quad (1)$$

Modeli kısıtlamak için, yarı maksimumda tam genişlik ve maksimum tepe yüksekliği parametreleri de dahil edilmiştir. Genlik, sigma ve merkez parametreleri sırasıyla pikin gücünü, karakteristik genişliğini ve sigmayı tahmin etmek için çizginin merkez değerini temsil eder. Yarı maksimumda tam genişlik ve maksimum tepe yüksekliği gibi kısıtlı parametrelerin kullanılması modellerin karşılaştırılmasına olanak sağlar. Modellerde üç Gauss ve azalan üstel bileşenin uygulanması, çoklu tepe noktalarının uydurulmasını ve aşırı uyumun önlenmesini kolaylaştırır:

Bu yaklaşım, modellerimizdeki parametre sınırlarının gerekliliğini ortadan kaldırmaktadır. Bu çalışmada, hedeflerin ortalamasını alabilen ve Gauss modellemesi yapabilen pygaus olarak adlandırılan bir kod geliştirilmiştir. Çalışma kapsamındaki analizlerde bu kod kullanılmıştır..

4 Bulgular

4.1 $\langle v \sin i \rangle$ – Tayf Türü İlişkisi

Daha önce belirtildiği gibi Gauss modelleme yöntemini kullanarak, Şekil 2'de gösterildiği gibi, tayf türü ile $\langle v \sin i \rangle$ arasında genel bir korelasyon (O0-M9 aralığında) oluşturduk. Yıldız yapısını dikkate alarak on farklı tayf türü için ilişkiler türettik. Ortaya çıkan Her bir Gauss bileşeni için uygun parametreler Çizelge 2'de sunulmuştur.

Şekil 2'de gösterildiği gibi $\langle v \sin i \rangle$ F2 tayf türünün altında etkin sıcaklıklara sahip yıldızlar için ani bir düşüş göstermektedir. Bu durum, literatürde iyi belgelenmiş bir olgu olan, yıldızların konvektif ve radyatif katmanları arasındaki madde taşınımına bağlanabilir. Geç tip yıldızların $v \sin i$ değeri, dinamo mekanizması tarafından üretilen manyetik frenin etkisiyle önemli ölçüde azalır (Kraft 1967; Rozelot & Neiner 2009; Ud-Doula ve diğ. 2009).

Skumanich (1972), ortalama yüzey (dinamo) manyetik alanının $v \sin i$ ile orantılı olduğunu ve yıldız anakolda nükleer füzyona uğradıkça zamanın ters karekökü ile orantılı olarak azaldığını öne sürmektedir. Bu önemli bulgu, Durney (1972) tarafından önerilen yıldız rüzgârı modeli temelinde teorik olarak tutarlı olduğu gösterilmiştir.

Geç tip yıldızlarda (G, K ve M), derin konvektif dış katmanlar bulunur. Bu katmanlar, yıldızın iç kısmından yüzeye kadar yük taşıyan konveksiyon hücreleri içerir. Yıldızın dönüşü, Coriolis kuvveti nedeniyle bu konvektif hücreleri saptırarak bir dinamo mekanizmasını tetikler. Bu mekanizma, yıldızın manyetik alanını güçlendirir ve zamanla yıldız rüzgârları aracılığıyla açısal momentum kaybına neden olur. Bu süreç, manyetik frenleme olarak bilinir ve geç tip yıldızların zamanla daha yavaş dönmesine yol açar (ud-Doula & Owocki 2002).

Buna karşılık, erken tip yıldızlar (O, B, A ve erken F) yüksek başlangıç açısal momentumuna, ZAMS'ta daha kısa büzülme zaman ölçeklerine ve atmosferlerinde tamamen iyonize hidrojene sahiptir. İyonize hidrojenin varlığı, güçlü konveksiyon bölgelerinin oluşmasını engeller. Dolayısıyla etkin bir dinamo mekanizması gelişmez. Konveksiyonun eksikliği nedeniyle manyetik alanlar zayıf olur ve bu yıldızlarda manyetik frenleme etkisi oldukça sınırlıdır. Sonuç olarak, erken tip yıldızlar manyetik frenlemeye maruz kalmadıkları için geç tip yıldızlara kıyasla daha yüksek dönme hızlarını korur.

Bununla birlikte, sıcak yıldızların çoğu tipik olarak yüksek hızda döndüğünden, tam iyonize helyumun rekombinasyonu ile ilişkili ince (zayıf) yüzeye yakın konveksiyon bölgelerinde dinamo üretiminin hala meydana gelebileceği düşünülebilir (ud-

Çizelge 3. Çizelge 2'de kullanılan metodolojinin aynısı burada da kullanılmaktadır, ancak ışıtma sınıfları aşağıdaki gibi beş alt gruba ayrılmıştır: süperdevler, parlak devler, kırmızı devler, altdevler ve anakol yıldızları.

		Süperdev	Parlak Dev	Kırmızı Dev	Altdev	Anakol
	a_1	140.39	95.01	140.20	109.28	148.05
$i=1$	b_1	5.60	9.53	122.01	15.38	12.36
	c_1	3.67	4.08	27.97	6.19	12.27
	a_2	42.54	46.21	72.55	95.99	66.36
$i=1$	b_2	16.97	26.59	28.69	28.80	28.21
	c_2	9.30	9.85	6.62	4.04	3.35
	a_3	10.72	161.31	108.16	11.82	10.41
$i=3$	b_3	36.58	79.47	9.34	55.37	69.36
	c_3	14.08	2.79	7.75	17.17	13.24

Doula & Owocki 2002). Bu bağlamda, $\langle v \sin i \rangle$ değerlerinde, sıcak yıldızlar (tayf türleri O0 ila F2) ve soğuk yıldızlar (tayf türleri F2 ila M9) arasında yaklaşık 100 km s^{-1}'ye varan önemli bir düşüş gözlenmiştir.

Şekil 2'de görüldüğü üzere O tipi yıldızlar ortalama olarak yüksek dönme hızlarına sahiptir. Britavskiy ve diğ. (2023) tarafından bu yüksek dönme hızları ile çift yıldız sistemleri arasındaki potansiyel ilişkiyi incelenmiş ve tartışılmıştır. Bulgular, hızlı dönen O tipi yıldız popülasyonunun önemli bir kısmının çift yıldız etkileşimleriyle ilişkili olduğunu ortaya koymuştur.

Şekil 2'ye göre ortalamada en yüksek dönme hızı değerine sahip yıldızlar tepe şeklinden de anlaşılacağı üzere, erken-B tipi yıldızlardır (125-165 km s^{-1}). Devamında erken-A tipi yıldızlarda ikinci tepe yapısı görülür. Geç-A tipi yıldızlardan başlayarak, erken-F yıldızlarına doğru geçerken dönme hızında yaklaşık 40 km s^{-1}'lik bir azalma ile kayda değer bir düşüş olduğu gözlemlenmiştir. Geç-A tipi yıldızlarda gözlenen konvektif zarfların aksine, erken-A tipi yıldızlarda bu zarflar belirgin bir şekilde yoktur (Abt & Morrell 1995; Royer ve diğ. 2007). Geç-A tipi yıldızlar, Hertzsprung-Russell diyagramında (HRD) gösterildiği gibi, yıldız fotosferinde konvektif zarfın belirginleştiği sınırın yakınında yer alırlar. Geç-A tipi yıldızların, anakol yıldızlarına özgü bir olgu olan granülasyon sınırının çok yakınında yer aldığı gözlenmiştir. Evrimleşmiş geç-A tipi yıldızlar söz konusu olduğunda, HRD'deki konumlarının granülasyon sınırından önemli ölçüde daha mavi olduğu bulunmuştur. Bu durumla ilgili ayrıntılı bir tartışma §4.2'de bulunabilir. Bu olguya katkıda bulunan ek bir faktör de yıldız dönmesinin ortalama olarak incelenmesinin bir miktar aldatıcıdır. Bunun nedeni, erken A tipi yıldızların hem yüksek hem de düşük yıldız dönme hızları sergilemesidir ki bu da Abt & Morrell (1995) tarafından sunulan gözlemlerle tutarlıdır. A tipi anakol yıldızları arasında yıldız dönme hızlarının iki modlu bir dağılımını tanımlamışlardır.

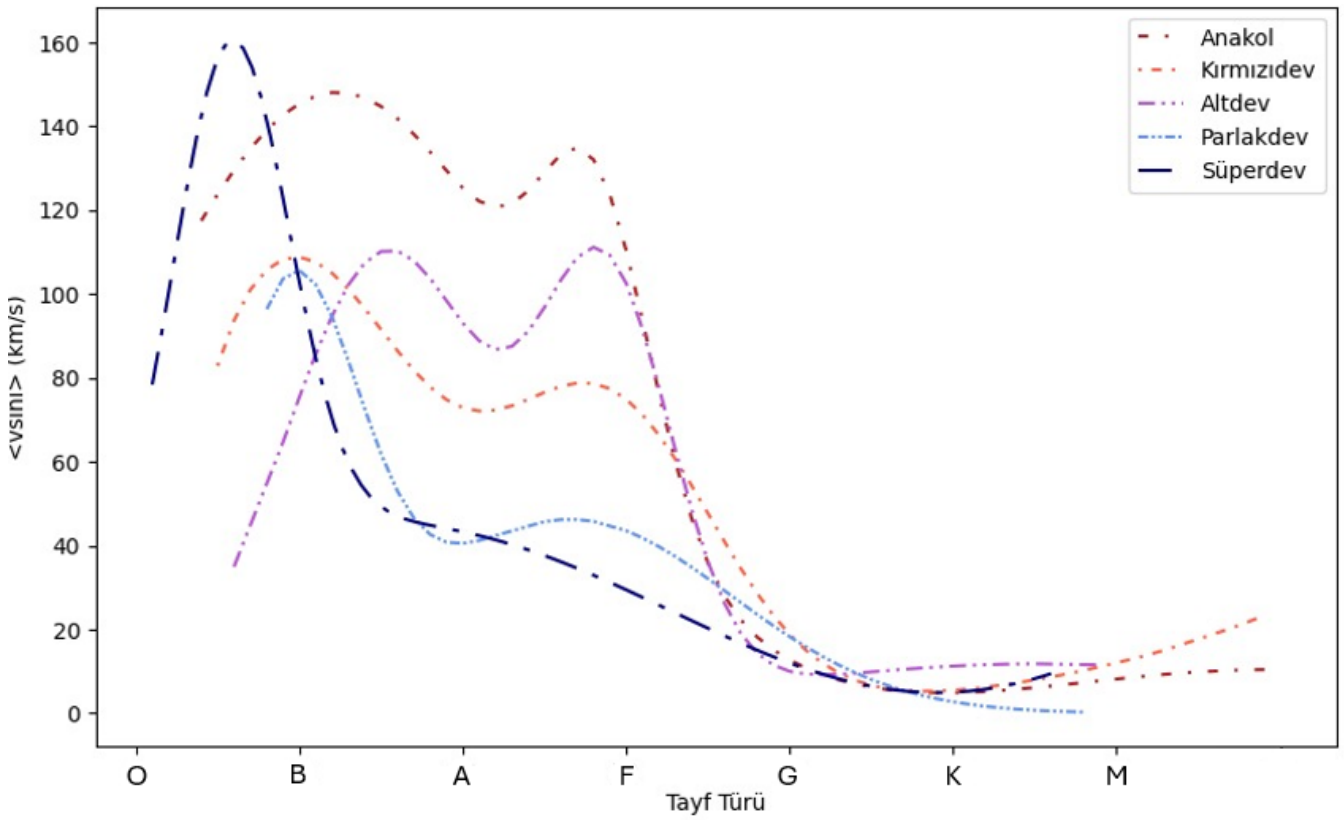
Benzer bir olgu M tipi yıldızlarda da gözlenir, ancak $\langle v \sin i \rangle$ değişim hızı oldukça azalmıştır ve ∼20 km s^{-1} olarak tahmin edilmektedir. Şekil 2'de gösterildiği gibi, erken M yıldızları bir tepe noktası olarak tanımlanabilir. Delfosse ve diğ. (1998) ve Mohanty & Basri (2003), M5 ila M8.5 tipi yıldızlarda doygunluk rejimine ulaşan dönmenin gözlendiğini ve bu durumun $v \sin i$ değerlerinde yaklaşık 5-10 km s^{-1}'lik bir artışa neden olduğunu ortaya koymaktadır. Şekil 2'de gösterildiği gibi, M9 tipi yıldızların $v \sin i$ değeri, yıldızların aktivitesindeki değişim nedeniyle (Deshpande ve diğ. 2013) yaklaşık 5 km s^{-1}'lik bir düşüş sergiler. Ayrıca, metalce fakir M tipi yıldızların daha kompakt oldukları ve belirli bir kütle için daha yüksek dönme hızları sergiledikleri gözlenmektedir (Mohanty & Basri 2003). Bu etkiler, M tipi yıldızlarda gözlenen yıldız dönme hızındaki yaklaşık 10 km s^{-1}'lik artış için bir açıklama sağlayabilir. Şekil 2, geç M yıldızlarının erken M yıldızlarına göre belirgin bir şekilde daha yüksek $\langle v \sin i \rangle$ sergilediğini göstermektedir. Bu durum, tamamen konvektif katmandan (Fan 2021) oluşan yıldızlarda dönmeye güçlü bir şekilde bağlı olan iki dinamo sürecine atfedilebilir. Yukarıda bahsedilen çalışmaların sadece M cüceleri ile ilgili olduğunu, bu çalışmanın ise evrimleşmiş M tipi yıldızlarını da kapsadığını belirtmek önemlidir.

4.2 $\langle v \sin i \rangle$ – Işıtma Sınıfı İlişkisi

Daha önce §2'de belirtildiği gibi, veri setimiz farklı evrim aşamasındaki yıldızları da kapsamaktadır. Buna göre, ışıtma sınıfları beş alt gruba ayrılmıştır: süperdevler, parlak devler, kırmızı devler, altdevler ve anakol yıldızları. Işıtma sınıfları ile $\langle v \sin i \rangle$ arasındaki korelasyonu aydınlatmak için, tayf türü için de kullanılan yöntem tekrarlanmıştır. Her bir ışıtma sınıfı için türetilen parametreler Çizelge 3'te sunulmuştur. Şekil 3, farklı evrim aşamasındaki tek yıldızlar için tayf türü ile $\langle v \sin i \rangle$ dağılımını göstermektedir.

Yıldızlar evrimleştikçe $v \sin i$ değerlerinin azalma eğiliminde olduğu bilinen bir gerçektir (Herbig & Spalding 1953, 1955; Kraft & Wilson 1965; Gray & Nagar 1985; Gray & Toner 1986, 1987). Şekil 3, her tayf türü için yıldız evriminin sonraki aşamalarında meydana gelen $v \sin i$ düşüşünü göstermektedir. Yıldız çekirdeğindeki hidrojeni tükettikçe, ışınım basıncı yerçekimi kuvvetine karşı koyamaz. Sonuç olarak, çekirdek boyut olarak küçülür, ancak zarf içindeki Hidrojen yakan kabuğun genişlemesi tam tersi bir etkiye neden olur. Bu da eylemsizlik momentinde (Weber & Davis 1967) bir artışa yol açar. Sonuç olarak, yıldız dev dalına doğru evrimleştikçe, eylemsizlik momenti artar ve bu da yıldızın dönüşünde bir azalmaya neden olur (de Medeiros ve diğ. 1996; Krishnamurthi ve diğ. 1997). anakol evriminin sonraki aşamalarında yıldız yarıçapında meydana gelen artış göz önüne alındığında, $v \sin i$ değerinde bir azalma beklenir. Ayrıca, yıldızın sonraki evrim aşamalarındaki kütle kaybı da bu azalmaya katkıda bulunur. Soğuk yıldızlar söz konusu olduğunda, dinamo süreci ve manyetik frenleme $v \sin i$ (Gray 1981, 1982, 1983)'in yavaşlamasına katkıda bulunan ek faktörleri temsil eder. Buna karşılık, sıcak yıldızlar için, yavaşlamaya ek bir katkı yıldız rüzgarları (de Freitas ve diğ. 2022) tarafından sağlanır. Şekil 3'te A tipi anakol yıldızlarını incelediğimizde, geç-A tipine doğru $v \sin i$'de bir azalma gözlenir. Bununla birlikte, yıldızlar evrimleştikçe, granülasyon sınırı Şekil 3'te daha sıcak bölgeye kayar ve değişim, evrim aşamalarına uygun olarak daha sıcak bölgede kendini gösterir. Bu durum en çok altdev evrim aşamasından sonraki evrim aşamalarında belirgindir.

M tipi yıldızlarda ise durum biraz farklıdır, özellikle geç-M yıldızları aşırı kompakt oldukları için uzun süre boyunca anakolda kalır. Bu yüzden Şekil 3'te M tipi için yalnızca anakol ve kırmızıdev yıldızları bulunmaktadır. Ayrıca grafiğe baktığımızda Erken-M yıldızlarının geç olanlara kıyasla daha yavaş döndüğü görülmektedir (Chabrier & Baraffe 1997). Geç-M tipi yıldızlar tamamen konvektif katmandan oluşur ve daha kompakt yapılar haline geldikleri için dönme hızlarında artış gözlenir (Bodensteiner ve diğ. 2023). Anakol yıldızlarının $v \sin i$ değerleri yaklaşık olarak 15 km s^{-1} iken kırmızıdev yıldızları için



Şekil 3. Farklı evrimsel statülerdeki tek yıldızlar için $\langle v \sin i \rangle$ 'ın tayf türüne karşı dağılımı. X ekseni ve y ekseni sırasıyla O0'dan M9'a kadar tayf türleri ve $\langle v \sin i \rangle$ değerlerini temsil etmektedir. Süperdev, parlak dev, kırmızı dev, altdev ve anakol için Gauss-uyumlu çizgiler sırasıyla mavi, turuncu, mor, yeşil ve kırmızı renklerle temsil edilir.

bu değer yaklaşık olarak 20-25 km s^{-1} aralığındadır. Bunun sebebi literatürde yakın çift sistemlerde yer alan evrimleşmiş M yıldızların, yörünge açısal momentum aktarımı nedeniyle genellikle daha hızlı dönmeleriyle açıklanmıştır. Zamanov ve diğ. (2006)'nin çalışmaları, simbiyotik çift sistemlerde bulunan M dev yıldızların, benzer tipteki tek yıldızlara göre anormal derecede yüksek $v \sin i$ (>20 km s^{-1}) dönme hızlarına sahip olduğunu göstermiştir.

5 Sonuç

Yıldızların tayf türleri iç yapıları hakkında fikir verir. Yıldız yapısı, $v \sin i$ de dahil olmak üzere çeşitli parametrelerden etkilenir. Çalışma kapsamında, farklı evrim aşamalarında ve O0'dan M9'a kadar geniş bir tayf türü aralığında yaklaşık 50 000 değişken olmayan ve tek yıldızın verilerini kullanarak $v \sin i$ ve tayf türü arasındaki ilişkiyi analiz ettik. Bulgularımız erken ve geç tip yıldızların $\langle v \sin i \rangle$ dağılımlarını ortaya çıkardı.

Birçok çağdaş çalışmada, yıldız dönme hızlarının doğrudan ölçümleri yerine yaygın olarak $P_{\rm rot}$ kullanılmaktadır. Bununla birlikte, 50 000 yıldızdan oluşan veri setimizde amacımız, $v \sin i$ kullanarak tayf türleri boyunca yıldız rotasyonundaki varyasyonları daha şeffaf bir şekilde göstermekti. Yalnızca tek yıldızlara odaklanarak, bu yaklaşımın yıldız hızlarının daha kesin tahminlerini mümkün kılacağı beklentisiyle analizimizin güvenilirliğini de korumaya çalıştık. Dahası, bulgularımız yıldızlar evrimleştikçe tayf türü ile $\langle v \sin i \rangle$ arasındaki korelasyonda bir kayma olduğunu ortaya koydu.

Ayrıca gelecek çalışmalar için fikir vermesi açısından Şekil 4'te Kiel diyagramı (etkin sıcaklığa karşı yüzey çekim ivmesi) gösterilmiştir. Renk ölçeği, yıldızların dönme hızını belirtiyor olup mor tonlardan sarı tonlara doğru hız artmaktadır. Bu gösterimde toplamda 320 000 yıldız kullanılmıştır.

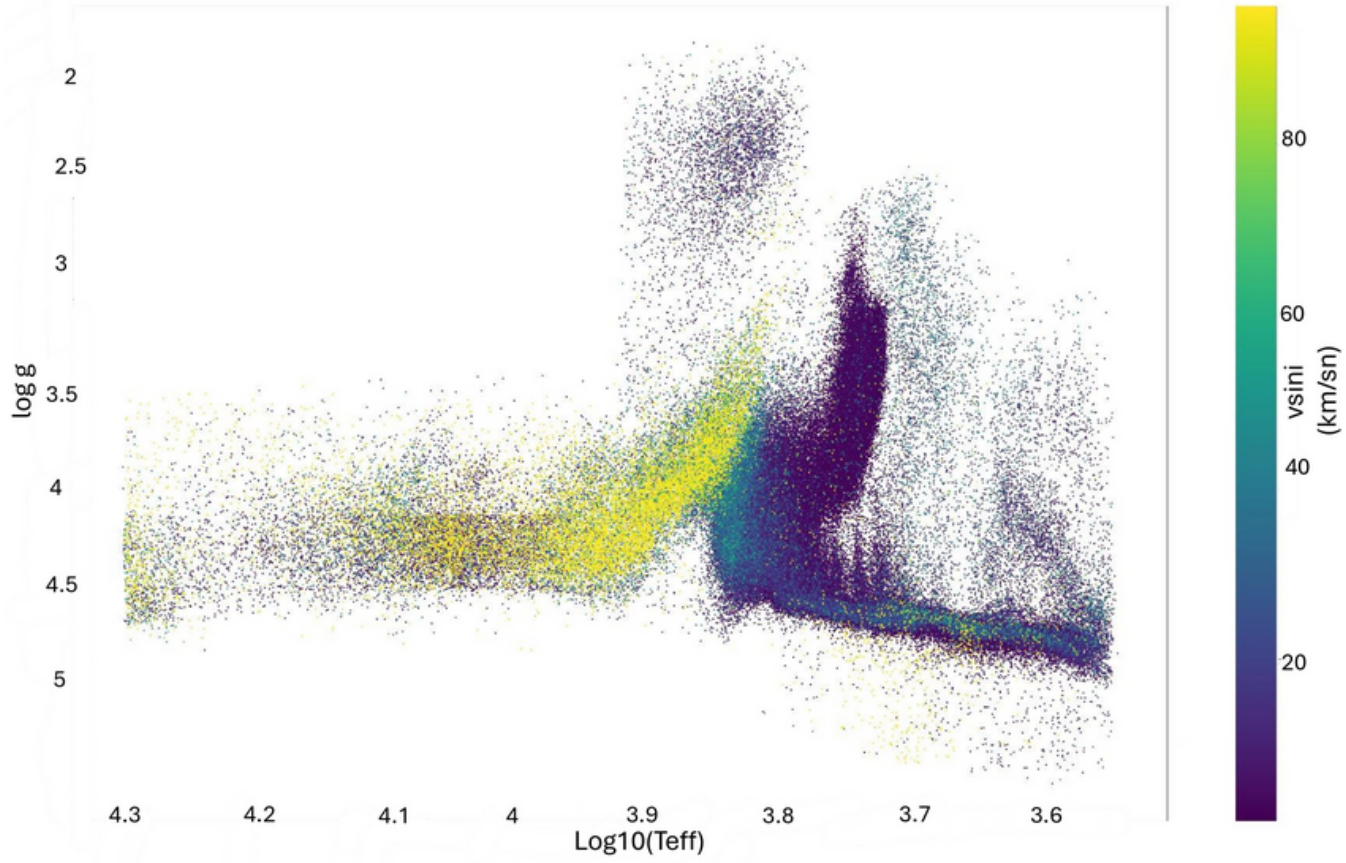
Sonraki çalışmalarda, yıldız bolluğunun yıldız dönmesi üzerindeki etkisini düzenleyen altta yatan mekanizmaların daha derin bir şekilde anlaşılması amacıyla, araştırma kimyasal olarak tuhaf yıldızları ve küme üyesi yıldızları kapsayacak şekilde genişletilecektir.

Teşekkür

Bu çalışmanın yürütülmesinde NASA Astrofizik Veri Sistemi, SIMBAD ve VizieR çevrimiçi kataloğu bibliyografik hizmetlerinden yararlanılmıştır. Ayrıca, bu araştırma Türkiye Bilimsel ve Teknolojik Araştırma Kurumu (TÜBİTAK) tarafından 2209A-1919B012310850 numaralı proje ile desteklenmiştir. Yazarlar TÜBİTAK'a destekleri için teşekkür eder.

Kaynaklar

Abdul-Masih M., 2023, A&A, 669, L11
Abt H. A., Morrell N. I., 1995, APJS, 99, 135
Abt H. A., Tan H., Zhou H., 1997, ApJ, 487, 365
Armitage P. J., Clarke C. J., 1996, MNRAS, 280, 458
Barnes S., Sofia S., Pinsonneault M., 2001, ApJ, 548, 1071
Barnes S. A., Weingrill J., Fritzewski D., Strassmeier K. G., Platais I., 2016, APJ, 823, 16



Şekil 4. Gelecek çalışmalar için fikir vermesi açısından Kiel diyagramı (etkin sıcaklığa karşı yüzey çekim ivmesi) gösterilmiştir. Renk ölçeği, yıldızların dönme hızını belirtirken, mor tonlardan sarı tonlara doğru dönme hızı artmaktadır. Bu gösterimde toplamda 320 000 yıldız kullanılmıştır.

Bodensteiner J., ve diğ., 2023, A&A, 680, A32

Bouvier J., Matt S. P., Mohanty S., Scholz A., Stassun K. G., Zanni C., 2014, in Beuther H., Klessen R. S., Dullemond C. P., Henning T., eds, Protostars and Planets VI. pp 433–450 (arXiv:1309.7851), doi:10.2458/azu_uapress_9780816531240-ch019

Britavskiy N., ve diğ., 2023, aa, 672, A22

Chabrier G., Baraffe I., 1997, A&A, 327, 1039

Chang S. W., Protopapas P., Kim D. W., Byun Y. I., 2013, AJ, 145, 132

Che X., ve diğ., 2011, ApJ, 732, 68

Cieza L., Baliber N., 2007, ApJ, 671, 605

Collier Cameron A., Campbell C. G., 1993, AaA, 274, 309, ADS

Costa G., Girardi L., Bressan A., Marigo P., Rodrigues T. S., Chen Y., Lanza A., Goudfrooij P., 2019, MNRAS, 485, 4641

Crossfield I. J. M., 2014, A&A, 566, A130

Cutispoto G., Pastori L., Pasquini L., de Medeiros J. R., Tagliaferri G., Andersen J., 2002, A&A, 384, 491

D'Antona F., Milone A. P., Tailo M., Ventura P., Vesperini E., di Criscienzo M., 2017, Nature Astronomy, 1, 0186

De Medeiros J. R., Mayor M., 1999, A&AS, 139, 433

De Medeiros J. R., Udry S., Burki G., Mayor M., 2002a, A&A, 395, 97

De Medeiros J. R., Da Silva J. R. P., Maia M. R. G., 2002b, ApJ, 578, 943

De Medeiros J. R., Udry S., Mayor M., 2004, A&A, 427, 313

De Medeiros J. R., Alves S., Udry S., Andersen J., Nordström B., Mayor M., 2014, A&A, 561, A126

Delfosse X., Forveille T., Perrier C., Mayor M., 1998, AAA, 331, 581, ADS

Deshpande R., ve diğ., 2013, AJ, 146, 156

Durney B., 1972, ApSS, 17, 489

Fan Y., 2021, Living Reviews in Solar Physics, 18, 5

Gallet F., Bouvier J., 2013, A&A, 556, A36

Głębocki R., Gnaciński P., 2005, in Favata F., Hussain G. A. J., Battrick B., eds, ESA Special Publication Vol. 560, 13th Cambridge Workshop on Cool Stars, Stellar Systems and the Sun. p. 571

Gray D. F., 1981, APJ, 251, 155

Gray D. F., 1982, JRASC, 76, 319, ADS

Gray D. F., 1983, in Stenflo J. O., ed., IAU Symposium Vol. 102, Solar and Stellar Magnetic Fields: Origins and Coronal Effects. pp 461–465

Gray D. F., Nagar P., 1985, APJ, 298, 756

Gray D. F., Toner C. G., 1986, APJ, 310, 277

Gray D. F., Toner C. G., 1987, ApJ, 322, 360

Herbig G. H., Spalding J. F. J., 1953, PAPS, 65, 192

Herbig G. H., Spalding John F. J., 1955, APJ, 121, 118

Holgado G., Simón-Díaz S., Herrero A., Barbá R. H., 2022, A&A, 665, A150

Howarth I. D., Siebert K. W., Hussain G. A. J., Prinja R. K., 1997, MNRAS, 284, 265

Jeffers S. V., ve diğ., 2018, A&A, 614, A76

Jermyn A. S., Tout C. A., Chitre S. M., 2018, MNRAS, 480, 5427

Koenigl A., 1991, ApJl, 370, L39

Kraft R. P., 1967, ApJ, 150, 551

Kraft R. P., Wilson O. C., 1965, APJ, 141, 828

Krishnamurthi A., Pinsonneault M. H., Barnes S., Sofia S., 1997,

APJ, 480, 303
López-Valdivia R., ve diğ., 2019, ApJ, 879, 105
MacGregor K. B., Brenner M., 1991, ApJ, 376, 204
Maeder A., 2009, Physics, Formation and Evolution of Rotating Stars. Springer Berlin Heidelberg, doi:10.1007/978-3-540-76949-1
McAlister H. A., ve diğ., 2005, ApJ, 628, 439
Messina S., Desidera S., Turatto M., Lanzafame A. C., Guinan E. F., 2010, A&A, 520, A15
Messina S., Desidera S., Lanzafame A. C., Turatto M., Guinan E. F., 2011, A&A, 532, A10
Meynet G., Maeder A., 2000, A&A, 361, 101
Mohanty S., Basri G., 2003, in Brown A., Harper G. M., Ayres T. R., eds, Cambridge Workshop on Cool Stars, Stellar Systems, and the Sun Vol. 12, The Future of Cool-Star Astrophysics: 12th Cambridge Workshop on Cool Stars, Stellar Systems, and the Sun. pp 683–688
Rebull L. M., Stauffer J. R., Megeath S. T., Hora J. L., Hartmann L., 2006, ApJ, 646, 297
Royer F., Gerbaldi M., Faraggiana R., Gómez A. E., 2002a, A&A, 381, 105
Royer F., Grenier S., Baylac M. O., Gómez A. E., Zorec J., 2002b, A&A, 393, 897
Royer F., Zorec J., Gómez A. E., 2007, A&A, 463, 671
Rozelot J.-P., Neiner C., 2009, The Rotation of Sun and Stars, 1 edn. Lecture Notes in Physics, Springer Berlin, Heidelberg, doi:10.1007/978-3-540-87831-5, https://doi.org/10.1007/978-3-540-87831-5
Schatzman E., 1962, Annales d'Astrophysique, 25, 18, ADS
See V., Lu Y. L., Amard L., Roquette J., 2024, MNRAS, 533, 1290
Serebriakova N., ve diğ., 2023, A&A, 676, A85
Shepard K., Gies D. R., Lester K. V., Wang L., Guo Z., Kaper L., De Koter A., Sana H., 2020, ApJ, 888, 82
Simón-Díaz S., Herrero A., 2014, A&A, 562, A135
Skumanich A., 1972, ApJ, 171, 565
Slettebak A., Kusma T. J., 1979, in IAU Colloq. 47: Spectral Classification of the Future. p. 87
Smith C. L., 2015, PhD thesis, Georgia State University
Sun W., Li C., Deng L., de Grijs R., 2020, in Bragaglia A., Davies M., Sills A., Vesperini E., eds, IAU Symposium Vol. 351, Star Clusters: From the Milky Way to the Early Universe. pp 228–232 (arXiv:1908.06531), doi:10.1017/S1743921319006628
Ud-Doula A., Owocki S. P., Townsend R. H. D., 2009, MNRAS, 392, 1022
Weber E. J., Davis Leverett J., 1967, APJ, 148, 217
Wolff S. C., Strom S. E., Hillenbrand L. A., 2004, ApJ, 601, 979
Wolff S. C., Strom S. E., Dror D., Venn K., 2007, AJ, 133, 1092
Zamanov R. K., Bode M. F., Melo C. H. F., Porter J., Gomboc A., Konstantinova-Antova R., 2006, MNRAS, 365, 1215
Zorec J., Royer F., 2012, A&A, 537, A120
de Freitas D. B., Cavalcante F. J., Santiago T. M., 2022, EPL (Europhysics Letters), 140, 29001
de Medeiros J. R., Da Rocha C., Mayor M., 1996, AAP, 314, 499, ADS
ud-Doula A., Owocki S. P., 2002, ApJ, 576, 413
van den Heuvel E. P. J., 1968, Bull. Astron. Inst., 19, 309, ADS
von Zeipel H., 1924, MNRAS, 84, 665

Access:
M25-0306: Turkish J.A&A — Vol.6, Issue 3.

TJAA Vol. **6**, *Special Issue*, *p.*278–283 (2025). DOI: 10.55064/tjaa.1597752 *Research Article*

Makine Öğrenmesi Yöntemiyle Tayfsal Yolculuk: Anakoldan Devlere Disk Yıldızlarının Metal Bolluğu

Merve Bozkurt[1] ★
[1] *İstanbul Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 34119 İstanbul, Türkiye*

Accepted: April 6, 2025. Revised: April 6, 2025. Received: November 27, 2024.

Özet
Bir yüksek lisans tezinin bir kısmını oluşturan bu çalışma, APOGEE DR17 ve *Gaia* EDR3 gökyüzü tarama programlarından elde edilmiş duyarlılığı yüksek verilere sahip ince disk anakol yıldızlarının analizlerini içermektedir. Çeşitli sınırlama kriterleri getirilerek seçilen yıldızların astrometrik verileri kullanılarak metal bolluğu gradyentleri hesaplanmıştır. Galaktik yörünge parametrelerinden biri olan $R_{\rm m}$ uzaklığına göre hesaplanan ince disk anakol yıldızlarının metal bolluğu gradyenti $Z_{\rm max}<500$ kpc için metal bolluğu (d[Fe/H]$/dR_{\rm m}=-0.048\pm0.345$), $0.5<Z_{\rm max}\leq1$ kpc için ise (d[Fe/H]$/dR_{\rm m}=-0.046\pm0.347$) olarak bulunmuştur. Sonuçların Samanyolu'nun içten dışa oluşum senaryoları ile uyumlu olduğu görülmektedir.

Abstract
This study, which is part of a master's thesis, includes analyses of thin disc main sequence stars with high-sensitivity data obtained from the APOGEE DR17 and *Gaia* EDR3 sky survey programs. Metallicity gradients were calculated using the astrometric data of selected stars by applying various selection criteria. The metallicity gradient of thin disc main sequence stars was calculated according to the $R_{\rm m}$ distance one of the galactic orbit parameters, as (d[Fe/H]$/dR_{\rm m}=-0.048\pm0.345$) for $Z_{\rm max}<500$ kpc and (d[Fe/H]$/dR_{\rm m}=-0.046\pm0.347$) for $0.5<Z_{\rm max}\leq1$ kpc. The results seem to be consistent with the inside-out formation scenarios of the MilkyWay.

Anahtar Kelimeler: galaxy – thin disc – abundance

1 Giriş

Samanyolu'nun yapısını anlamak için çalışmalar 19.yüzyıldan itibaren yapılmakta olup günümüze kadar gelmektedir. Herschel (1847) tarafından yapılan araştırmalar ile gökyüzü ilk kez haritalandırılmıştır. Yaptığı gözlemler sonucunda sönük olan yıldızların uzakta, parlak yıldızların ise yakında olduklarını ortaya koymuştur. Shapley (1919) küresel kümeleri kullanarak yıldızların astrometrik parametrelerini hesaplamış ve Samanyolu'nun çapını yaklaşık 300 000 ışık yılı (∼92 kpc) olarak, Güneş'in Galaksi merkezinden uzaklığını ise yaklaşık 50 ,000 ışık yılı (∼15 kpc) olarak hesaplamıştır. İlerleyen yıllarda Trumpler (1930) açık yıldız kümelerinin uzaklıklarını ve görünen açısal çaplarını hesaplamıştır. Elde ettiği sonuçlar fotometrik yöntemle hesaplananlardan farklı çıktığından, yıldızların ışığının bir ortamdan geçip azalarak Dünya'ya ulaştığı sonucunu çıkarmış ve yıldızlararası sönükleşmeyi keşfetmiştir. Teknolojinin ilerlemesi ile yıldızların fiziksel ve kimyasal yapılarıyla ilgili çalışmalar hız kazanmıştır. 1944 yılında Baade (1944), popülasyon kavramını ortaya atarak Güneş civarındaki yıldızlar için Pop I, küresel kümeleri oluşturan yıldızlar için Pop II sınıflaması yapılmış ve metal bolluğu ile ilgili çalışmaların öncüsü olmuştur. Başka galaksiler üzerinde yapılan çalışmalarda yıldızlardaki farklılıkların keşfedilmesiyle, tayf gözlemleri ve yıldızların element bolluklarının tayin edilmesiyle beraber Samanyolu'nun oluşum ve kimyasal evrim süreci ile ilgili sorular artmıştır.

Bu sorulara ilk cevap Eggen, Lynden-Bell, & Sandage (1962) tarafından gelmiştir. ELS senaryosu adı verilen modelde araştırmacılar yıldızların konumları ile demir bollukları ([Fe/H]) arasında bir ilişki bulmuşlardır. Bu ilişkiye göre Galaktik düzlemden uzaklaşıp diskin sınırına doğru gidildikçe [Fe/H] değeri azalmaktadır. Samanyolu galaksisinin metal bakımından fakir ilkel galaktik bulutun çökmesiyle oluştuğunu ileri sürmüşlerdir. ELS modeli disk yıldızları için gözlem bulgularına tatmin edici açıklama getirmiş olsa da, halo yıldızlarının metal bolluğu değerleri ve yaş aralıklarının uyumsuzluğunu açıklamada yetersiz kalmıştır. Searle & Zinn (1978) tarafından önerilen ve SZ senaryosu olarak adlandırılan modelde Galaksi'nin tek ilkel bir bulut yerine birden çok küçük bulutun bir araya gelmesiyle oluştuğu ileri sürüldü. Bir araya gelen bu küçük bulutların şişkin bölge ve küresel kümeleri, kalan gazın ise diski oluşturduğunu önerdiler. Böylece, halen güncelliğini koruyan Samanyolu'nun oluşumu ve kimyasal evrim sürecini içeren "Galaktik Arkeoloji" çalışması ilk kez yapıldı. Gelişen teknolojiyle birlikte gözlem sayılarının artmasıyla Galaktik diskte bulunan yıldızların farklı özellikleri tespit edildi. Bu araştırmalar sonucunda Galaktik diskin tek tür yapıdan oluşmadığı iki alt bileşenden olduğu öne sürülmüş ve böylece kalın disk bileşeni literatüre kazandırılmıştır (Gilmore & Reid 1983; Gilmore & Wyse 1985). Kalın disk keşfinden sonra Galaktik diskin yapısını açıklamada ELS ve SZ modelleri yetersiz kalmıştır. Bunun üzerine (Chiappini ve diğ. 1997) ikili çökme adı verilen yeni bir modelle Galaktik diskin iki farklı zamanda çökerek oluştuğu ileri sürülmüştür. İkili çökme modeline göre Samanyolu, metalce fakir ilkel galaktik bulutun kısa zaman ölçeğinde (∼1 Gyıl) çökmesiyle oluşmuştur. Bu çökme ile Galaksinin şişkin bölge, halo ve kalın disk bileşenleri oluşmuştur. İkinci çökme ise daha uzun zaman ölçeğinde

⋆ merve.bozkurt@ogr.iu.edu.tr

© 2025 Turkish Astronomical Society (TAD)

(∼8 Gyıl) gerçekleşerek diskte bulunan gazın içten dışarıya doğru çökmesiyle ince diski ve kalın diskin kalan kısmını oluşturmuştur. Bu model ince disk ve kalın disk bileşenlerinin farklı zamanlarda oluştuğunu belirterek yıldızların yaş ve metal bolluğu farklılıklarının açıklanabileceğini ileri sürmektedir.

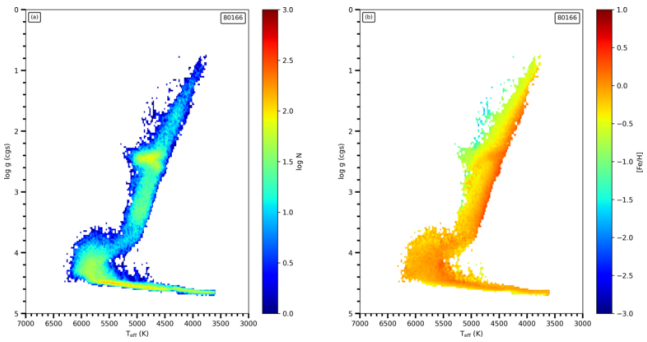
Gelişen CCD teknoloji sayesinde, Samanyolu ile ilgili artan keşif ve bilgiler yeni tarama programlarını zorunlu hale getirmiştir. Bu sayede farklı dalgaboylarında yapılan gökyüzü tarama (SDSS, WISE, 2MASS, CADIS, BATC, UKIDSS/VISTA) programları başlatılmıştır. Bu gökyüzü tarama programlarına ek olarak ESA tarafından gönderilen *Hipparcos* uydusu (Beeckmans 1980) V bandında 8. kadirden daha parlak yıldızların gözlemini yaparak 120 000 yıldızın trigonometrik paralaks ve öz hareket bileşenlerine ait verileri döneminin en duyarlı ölçümleriyle elde etmiştir. Uzay tabanlı çalışmalara ek olarak farklı dalgaboyunda tayfsal gökyüzü taramaları (RAVE, APOGEE, GALAH, LAMOST, GAIA-ESA) başlatılmıştır. Tayfsal veri analizleri yıldızların radyal hız, etkin sıcaklık, yüzey çekim ivmesi ve farklı elementlerin bolluk değerlerinin tayin edilmesini sağlamaktadır.

Hipparcos uydusunun beklenenden fazla başarı göstermesi yeni bir uydu projesinin hayata geçmesine zemin hazırlamış ve 2013 yılında ESA tarafından *Gaia* uydusu fırlatılmıştır. *Gaia* uydusu belirlenen her yıldız alanını en az 70 kez gözlemlemektedir. Bu gözlemleri G bandında yaklaşık 20 kadir parlaklık sınırına kadar yapmaktadır. Uydu, yıldızların konum, öz hareket bileşenleri ve trigonometrik paralaks verilerini ölçerek etkin sıcaklık, yüzey çekim ivmesi ve elementlerin bolluk analizlerini tayin etmeyi amaçlamaktadır. *Gaia* uydusunun verileri Samanyolu'nun oluşum ve evrim süreciyle ilgili bilgilerimizi güncelleyerek süreçleri daha iyi anlamamızı sağlayacaktır.

Galaksi diski ikili çökme modeline uygun olarak evrimleşmektedir. Bu evrimleşmenin temel göstergesi radyal metal bolluğu gradyentidir. Analizleri yapılan farklı gök cisimleri geniş bir gradyent aralığının varlığını ortaya çıkarmaktadır. Bu gradyent belirsizliği literatürde probleme yol açmaktadır. Bu çalışma, bu problemin çözümüne katkı sağlamayı amaçlamaktadır. Çalışmada kullanılan tayfsal veriler APOGEE DR17'den (Abdurro'uf ve diğ. 2022), astrometrik veriler *Gaia* uydusundan alınmıştır. *Gaia* ve APOGEE DR17 kataloglarından belirlenen ince disk bileşenine ait anakol yıldızları kullanılarak Galaksi'ye ait metal bolluğu gradyenti tayini yapılmıştır. Galaksi'nin çeşitli doğrultuları için metal bolluğu gradyentleri elde edilerek kemo-dinamik modele dair güncel sonuçlar elde edilerek literatürle karşılaştırılması yapılmıştır.

2 Veri Seçimi

Çalışma yüksek lisans tezinin bir kısmını içermekte olup yıldızlar SDSS-IV (Blanton ve diğ. 2017) gökyüzü tarama programının APOGEE DR17 (Abdurro'uf ve diğ. 2022) ve *Gaia* EDR3 kataloglarından alınmıştır. Oluşturulan bu kataloglarda 733 901 yıldızın tayfsal ve astrometrik parametreleri bulunmaktadır. APOGEE gökyüzü tarama programı ile 3.5 milyon gök cisminin (yıldız, galaksi ve kuazar) gözlemi yapılmıştır. Bu gök cisimlerinin tamamı Apache Point Gözlemevi bünyesinde bulunan 2.5 m'lik Sloan Foundation Teleskobu ile gözlenmiştir. Alınan veriler yüksek çözünürlüklü (R∼22 500) ve yüksek sinyal/gürültü (S/N≥100) değerine sahiptir. Tarama programının fotometrik analizleri ise yakın kızılötesi bölgede ($1.151<\lambda<1.70$ mikron) yapılmaktadır. Elde edilen tayfsal veriler ASPCAP (APOGEE Stellar Parameters and Chemical Abundances Pipeline) aracılığıyla alınmıştır. Buradan alınan gözlem verileri ile atmosfer model parametreleri elde edilerek 20 farklı elementin (C, Cl, N, O, Na, Mg, Al, Si, S, K, Ca, Ti, Ti II, V, Cr, Mn, Fe, Co, Ni, Ce) bolluk analizi yapılmıştır. Çalışmada kullanılan Data Reduction 17 (DR 17) veri seti en güncel APOGEE verisi olan APOGEE-2S ve APOGEE-2N'nin dahil edildiği APOGEE-2 verisinden elde edilmiştir. APOGEE DR17 veri seti en duyarlı verilerle bu isim altında toplanmıştır ve altı tane veri tipine sahiptir. Bunlar optik tayf (SDSS, SEGUE, BOSS, SEQUES, eBOSS), kızılötesi tayf (APOGEE, APOGEE-2), IFU (Integral Field Unit) tayf (MaNGA), yıldız kütüphanesi tayfları (MaStar), parlaklık ve kırmızıya kayma verileri içeren katalogda derlenmiştir.



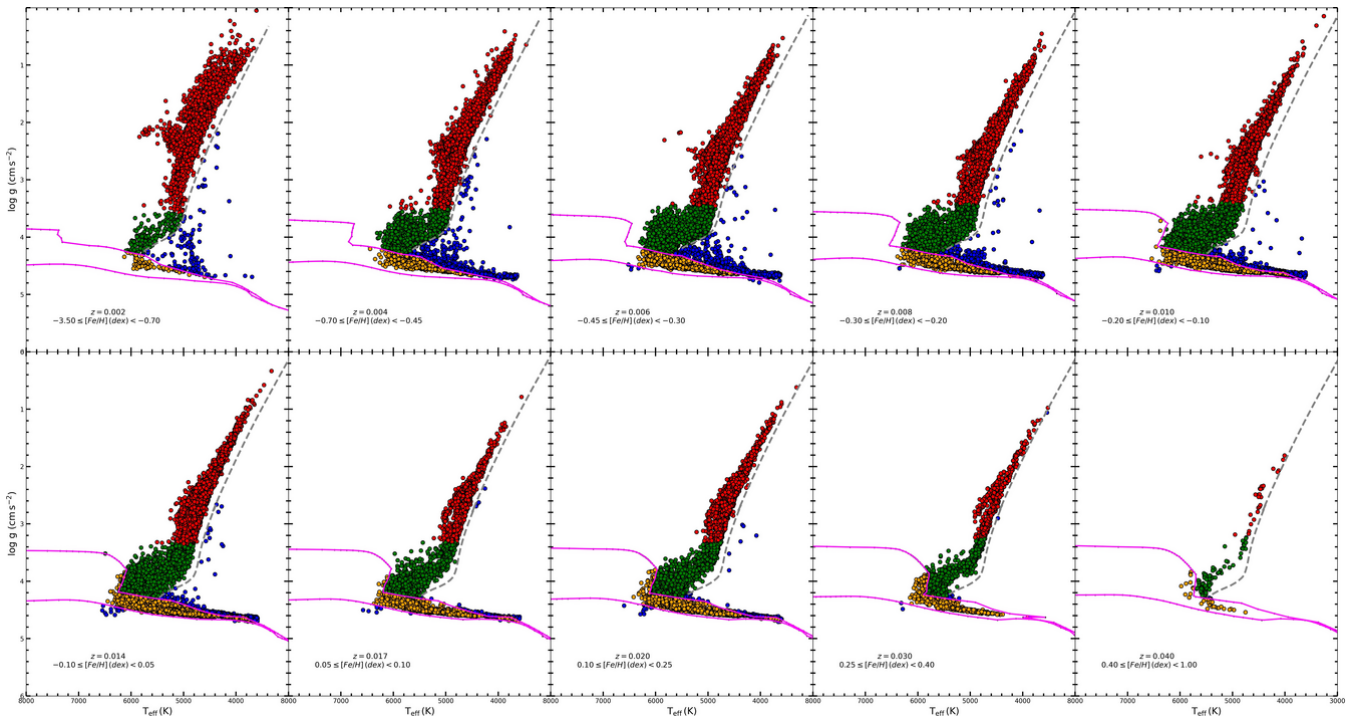
Şekil 1. APOGEE DR17 kataloğundan alınan yıldızların kiel diyagramları. (a) yıldız sayı yoğunluğuna göre, (b) metal bolluğuna göre renklendirilmiştir.

2.1 Veri Kalite Sınırlamaları

Çalışma için kullanılacak yıldızlar seçilirken gökyüzü tarama programlarının belirlediği kalite değeri göz önünde bulundurulmuştur. Konsorsiyum tarafından tayfsal verileri içeren APOGEE DR17'nin önerilen kalite değeri için sinyal/gürültü oranı, S/N≥100 olarak belirlenmiştir. *Gaia* gökyüzü taraması için rölatif paralaks hatası ise $0<\sigma_\varpi/\varpi\leq 0.1$ olarak belirlemiştir. Model atmosfer parametreleri ($T_{\rm eff}$, $\log g$, [Fe/H], $v_{\rm mic}$) bilinen yıldızlar ve en kaliteli tayf verilerini elde etmek için demir bolluğu değerleriyle ilgili hiçbir uyarı içermeyen yıldızlar kullanılmıştır. Veri ile ilgili dosya bilgisayar ortamına indirilmiş ve başlangıçtaki yıldız sayısı 733 901 iken belirtilen kalite sınırlamalarıyla bu sayı 80 166 olmuştur. Bu veriye ait oluşturulmuş Kiel diyagramı Şekil 1'de gösterilmiştir. Şekil incelendiğinde APOGEE verilerine ait anakol, dönüm noktası, kırmızı dev ve kırmızı yığın yıldızlarının bulunduğu geniş bir örnek görülmektedir.

2.2 Yıldızların Seçimi

Çalışmada APOGEE DR17'den ince disk bileşenine ait anakol yıldızları seçilmiştir. Anakol yıldızları seçilirken Bilir ve diğ. (2020) tarafından önerilen yöntem kullanılmıştır. Farklı ışıma gücüne sahip yıldızları ayırmada PARSEC (Padova TRieste Stellar Evolution Code) yıldız evrim yollarını (Bressan ve diğ. 2012) kullanılarak veriler 10 farklı metal bolluğu aralığına bölünmüştür. Belirlenen bu aralıklardaki metal bolluğu ve yaş değerine en uygun izokron elde edilmiştir. Belirlenen metal bolluğundaki yıldızlar etkin sıcaklık ve yüzey çekim ivmelerine göre $\log g - T_{\rm eff}$ diyagramına (Şekil 2) yerleştirilmiş ve PARSEC eş yaş eğrileri (Bressan ve diğ. 2012) kullanılarak



Şekil 2. Farklı metal bolluğu aralıklarına yerleştirilmiş yıldızları göstermektedir. Diyagram üzerindeki kırmızı, yeşil, turuncu ve mavi renkli noktalar sırasıyla dev, alt dev, anakol ve istatistik dışı yıldızları temsil etmektedir.

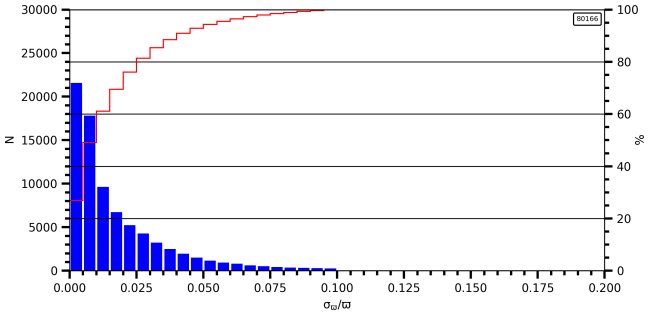
belirlenen ZAMS ve TAMS eğrileri de bu diyagramlar üzerinde gösterilmiştir. Bu diyagramlardan itibaren yıldızların ışıma gücü sınıfları belirlenmiştir.

Şekil 2'de gösterilen diyagramda izokronun sol tarafında kalan yıldızlar ince diske ait farklı ışıma gücü sınıfındaki yıldızları göstermektedir. ZAMS ve TAMS eğrileri belirlenmiş; arada kalan yıldızlar anakol yıldızları olarak sınıflandırılmıştır. TAMS ile $\log g$>3.5 arasında kalan yıldızlar alt dev, $\log g$<3.5 arasında kalan yıldızlar dev yıldızlar olarak sınıflandırılmıştır. Analizler sonucunda 80 166 yıldız içinden 26 191 anakol, 16 929 alt dev, 31 868 dev ve 5 178 istatistik dışı yıldız belirlenmiştir.

2.3 Yıldızların Astrometrisi

Yıldızların uzaklık ölçümlerine dair hatalarını incelemek önemlidir. Rölatif paralaks hataları için sınır değeri belirlemek kinematik parametrelerin analizlerinin doğru yapılmasına dolayısıyla hassas olarak metal bolluğu gradyent hesaplamasına yardımcı olmaktadır. Bu hataları yıldız verilerinden çıkarmak için trigonometrik paralaks ve bunlara ait hata değerleri *Gaia* EDR3 (Gaia Collaboration ve diğ. 2021) veri sürümünden alınmıştır ve oluşturulan histogram Şekil 3'te verilmiştir. Belirlenen yıldızların Güneş'e uzaklıklarının hesaplanmasında d(pc)=$1000/\varpi$(mas) bağıntısı kullanılmıştır. Histogram incelendiğinde rölatif paralaks hatasının $0<\sigma_\varpi/\varpi\leq0.20$ aralığında olduğu görülmektedir.

Seçilen yıldızların Güneş civarındaki ve Galaksi düzlemindeki sayı yoğunluklarını tespit edebilmek için uzaklık tayinleri yapılmıştır. Güneş merkezli kartezyen koordinat sistemine ($X\times Y$, $X\times Z$) yerleştirilmiş ve Galaksi merkezine uzaklık $R_\odot$=8 kpc olarak alınmıştır (Majewski 1993). Yıldızların çoğunun birinci, ikinci ve üçüncü çeyrekte toplandığı dördüncü çeyrekte seyrek olduğu tespit edilmiştir. APOGEE deneyi



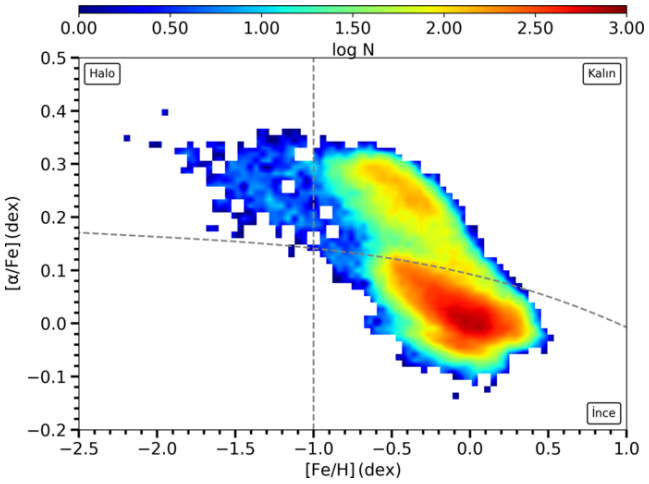
Şekil 3. Kırmızı çizgi APOGEE DR17'den veri sınırlaması ile seçilen yıldızların rölatif paralaks hatalarının birikimli toplamını göstermekte.

genellikle kuzey yarı küreden gözlem yaptığından dördüncü çeyrekteki veri azlığı beklentiye uymaktadır. APOGEE deneyinde gözlem konumundan dolayı yanlılıklar mevcuttur. Yıldızların uzaklıklarının daha iyi açıklanması sebebiyle X, Y ve Z uzaklıklarının medyan değerleri hesaplanarak sırasıyla -43.11 pc, 79.88 pc ve 251.31 pc olarak hesaplanmıştır. Çalışmada yıldızların öz hareket bileşenleri *Gaia* EDR3'ten alınmıştır (Gaia Collaboration ve diğ. 2021).

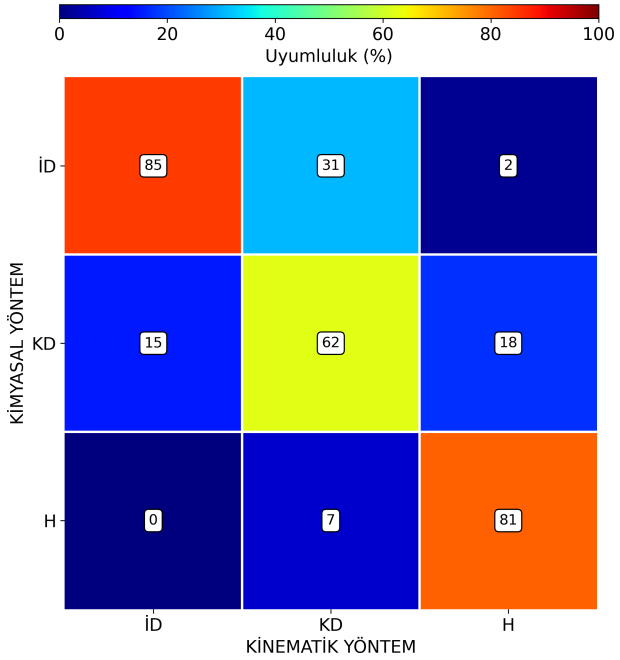
Öz hareket bileşenlerinin ($\mu_\alpha\cos\delta$, μ_δ) dağılımı hesaplanmıştır. Oluşturulan düzlemlerde yıldızların yıllık değişimlerinin -100 mas ile +60 mas aralığında, yıldızların radyal hız değerleri de -190<γ<140 aralığında hesaplanmıştır. Yıldızların popülasyon ayrımının yapılması çalışmanın verimliliği açısından önemlidir. Bu amaçla kinematik parametreler kullanılarak yıldızların popülasyon ayrımında Toomre diyagramı kullanılmaktadır (Norris & Ryan 1989). Toomre diyagramı her bir yıldız için $V_{\rm LSR}$ ve $\sqrt{U^2_{\rm LSR}+W^2_{\rm LSR}}$ hızlarını kullanan

Çizelge 1. Kimyasal yöntemle sınıflaması yapılan yıldızların sayıları.

İnce Disk	Kalın Disk	Halo	Toplam
56 291	17 561	1 146	74 988



Şekil 4. APOGEE DR17 kataloğundan seçilen ve analizi yapılan 74 988 yıldızın kimyasal düzlemdeki konumları. Halo yıldızları [Fe/H]=-1'den itibaren belirlenmiştir.



Şekil 5. Veri sınırlamasıyla seçilen yıldızların karmaşıklık matrisi.

bir yıldızın hangi Galaktik bileşene ait olduğunu gösteren bir hız grafiğidir. Buna göre -60 km s^{-1} ve 40 km s^{-1} dairelerinde metalce zengin yıldızların yoğunlaştığı, metalce fakir yıldızların haloya doğru uzanmakta olduğu, -40 km s^{-1} ve 50 km s^{-1} dairelerinde alfa elementi bakımından zengin yıldızların yoğunlaştığı ve haloya doğru bu yıldızların arttığı tespit edilmiştir.

3 Gauss Karışım Modeliyle Popülasyon Sınıflaması

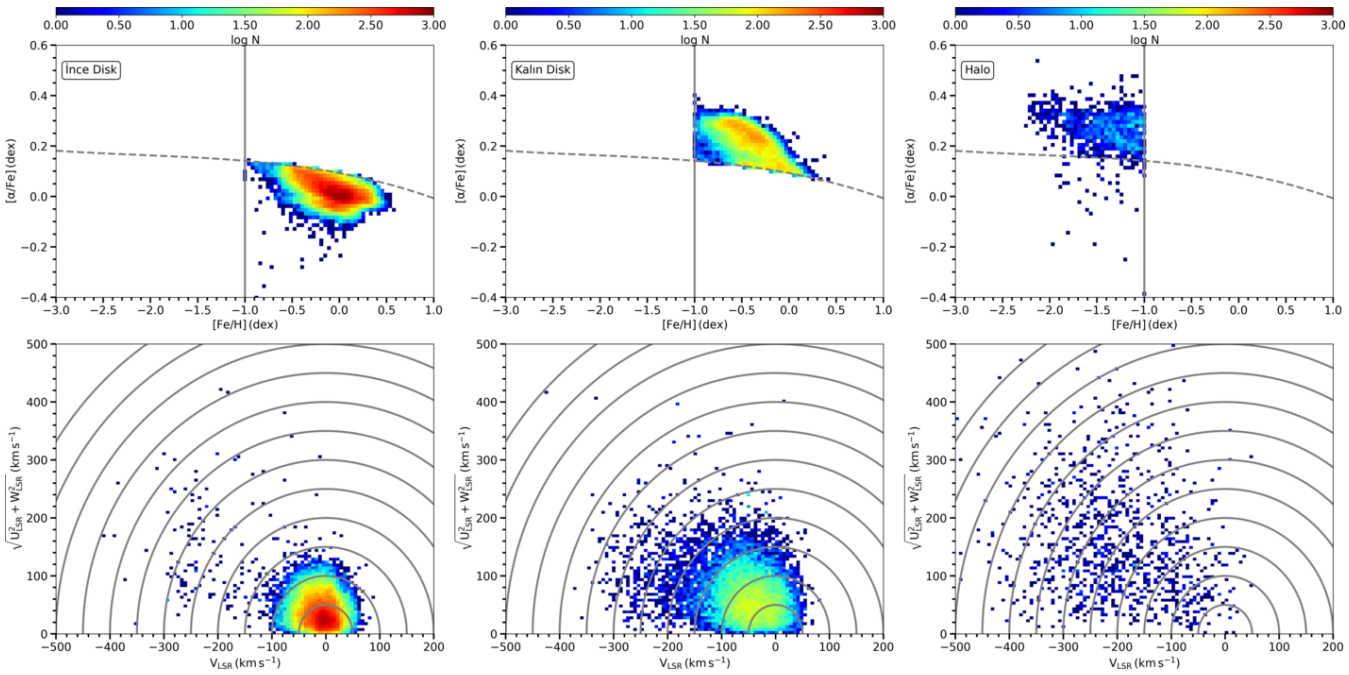
Galaktik disk için yapılan çalışmalar diskte iki farklı yıldız grubunun bulunabileceğini önermiş (Gilmore & Reid 1983; Gilmore & Wyse 1985) ve bu [α/Fe]-[Fe/H] kimyasal düzlemine yerleştirilerek disk bileşeninin iki popülasyona ayrıldığı gösterilmiştir. Çalışmada ince diske ait yıldızların metal bolluğu gradyentleri araştırılmış, yıldızlar kinematik ve kimyasal yöntemler kullanılarak popülasyonlarına ayrılmıştır. Çalışma için seçilen yıldızların kinematik popülasyon analizleri için Bensby, Feltzing, & Lundström (2003) ve Bensby ve diğ. (2005), kimyasal düzlemde popülasyon ayrımı için Plevne ve diğ. (2020)'nin bağıntısı kullanılmıştır. Metal bolluğu gradyenti analizi iki farklı düzlemde yapılmış böylece çalışmanın devamlılığını sağlayacak olan yıldızların popülasyon sınıflaması oldukça hassas olarak seçilmiştir.

3.1 Kimyasal Yöntemle Popülasyon Sınıflaması

APOGEE DR17 (Abdurro'uf ve diğ. 2022) kataloğundan seçilen 80 166 yıldızın kimyasal popülasyon sınıflaması için Plevne ve diğ. (2020)'nin kullandığı bağıntı tercih edilmiştir. Tercih edilen yöntemde Plevne ve diğ. (2020), kırmızı yığın yıldızları kullanmış ve yıldızları [α/Fe]-[Fe/H] düzlemine yerleştirerek GMM (Gauss Mixture Model) ile popülasyon ayrımı için gözlemsel olarak oluşturulan izokron kullanmıştır. Makine öğrenmesi yöntemiyle yapılan bu modelde eğimli kesikli çizgi karar sınır çizgisini ifade etmektedir. Bu karar sınır çizgisi Gauss dağılımındaki olasılığa göre belirlenmektedir. Olasılığın kullandığı iki parametre; popülasyon sayısını belirlemek ve Gauss yüzeylerinin matrisini oluşturmaktır. *Python* bilgisayar dilinde bu parametrelere gerekli ifadeler atandığında karar sınır değeri belirlenmektedir. Plevne ve diğ. (2020)'nin kullandığı yönteme göre oluşturulan [α/Fe]-[Fe/H] düzleminde bileşenlerine ayrılan yıldızlar Şekil 4'te gösterilmiştir. Bu yöntemle popülasyon sınıfına ayrılan yıldızların sayısı Çizelge 1'de verilmiştir. Tez çalışması kapsamında araştırılan 80 166 yıldız içinden demir ve alfa bollukları hesaplanabilen yıldızların sayısı 74 988'dir.

Şekil incelendiğinde yıldızların -2.35<[Fe/H]<0.60 dex, -0.20<[α/Fe]<0.50 dex, aralıklarında yoğunlaştığı görülmektedir. Örnekteki yıldızların büyük bölümünün [Fe/H] değerinin -1 dex'ten daha büyük olduğu bölgelerde toplandığı görülmektedir. Aynı bölgede alfa elementlerinin bolluk analizlerinde Plevne ve diğ. (2020)'nin GMM ile ürettiği deneysel çizgi dikkate alındığında alfa elementleri bakımından fakir, demir elementi bakımından zengin olan yıldızların ince disk popülasyonuna üye oldukları tespit edilmiştir. Çalışmada ince disk yıldızlarını hassas şekilde seçmek amaçlanmaktadır. Bu doğrultuda kinematik ve kimyasal kriterlerle seçilen yıldızların popülasyon sınıflaması için bir karmaşıklık matrisi oluşturulmuştur. Söz konusu matris, kinematik yöntemle seçilen yıldızlarla kimyasal yöntemle seçilen yıldızlar arasındaki uyumu göstermektedir. Şekil 5 incelendiğinde; matrisin x ekseni kinematik (Bensby, Feltzing, & Lundström 2003) ve (Bensby ve diğ. 2005) yöntemi, y ekseni kimyasal (Plevne ve diğ. 2020) yöntemi göstermektedir. Buna göre her iki yöntemle de seçilen yıldızlar %85 doğrulukla ince diske ait çıkmıştır. Böylece çalışmada araştırması yapılacak yeni yıldız sayısı 80 166 yıldız içinden 56 291 olmuştur.

§2.2'de anlatılan yöntemle ince disk yıldızlarının içinden anakol yıldızları seçilerek radyal metal bolluğu gradyenti araştırması yapılmıştır. PARSEC evrim yolları kullanılarak ince



Şekil 6. Kimyasal (üst grup) ve kinematik (alt grup) yöntemlerle popülasyon sınıflarına ayrılan yıldızların konumları. Kimyasal düzlemde ince disk yıldızları sol üstte, kalın disk yıldızları ortada ve halo yıldızları sağ üstte gösterilmiştir.

disk içinden anakol yıldızları seçilmiştir. Bu yöntemle çalışmada kullanılacak olan yeni yıldız sayısı 22 362 olmuştur.

3.2 Kinematik Yöntemle Popülasyon Sınıflaması

Tez çalışması için seçilen yıldızların kinematik analizleriyle her bir yıldızın farklı popülasyona üye olma olasılığı hesaplanmıştır.Yıldızların kinematik yöntemle sınıflandırılmasında Bensby, Feltzing, & Lundström (2003) ve Bensby ve diğ. (2005) tarafından belirlenen TD/D oranı dikkate alınmıştır. Bahsedilen oran ince diskte bulunan yıldızların disk yıldızlarına oranını temsil etmekte olup yıldız sayı yoğunluğuna göre hesaplanmaktadır. Buna göre TD/D≤1 ince disk, 1<TD/D≤10 kalın disk, TD/D≤10 halo yıldızı olarak belirlenmiştir ve bu yöntemle seçilen yıldızlar Çizelge 2'de verilmiştir. Kinematik ve kimyasal yöntemle popülasyon sınıflaması yapılan yıldızlar kimyasal ve Toomre diyagramları üzerinde Şekil 6'te gösterilmiştir. Şekilde Toomre diyagramları alt grupta verilmiştir. Şekil incelendiğinde ince disk popülasyonuna üye olan yıldızların Güneş'e benzer şekilde Toomre diyagramında hareket ettikleri tespit edilmiştir. Aynı şekilde alfa elementleri bakımından zengin, demir elementi bakımından [Fe/H]=-1 dex'ten büyük olan kalın disk popülasyonuna ait yıldızların Güneş'e göre yavaş hareket ettikleri tespit edilmiştir. Halo yıldızlarının ise oldukça düşük uzay hızlarında hareket ettikleri tespit edilmiştir.

4 Radyal Metal Bolluğu Gradyenti

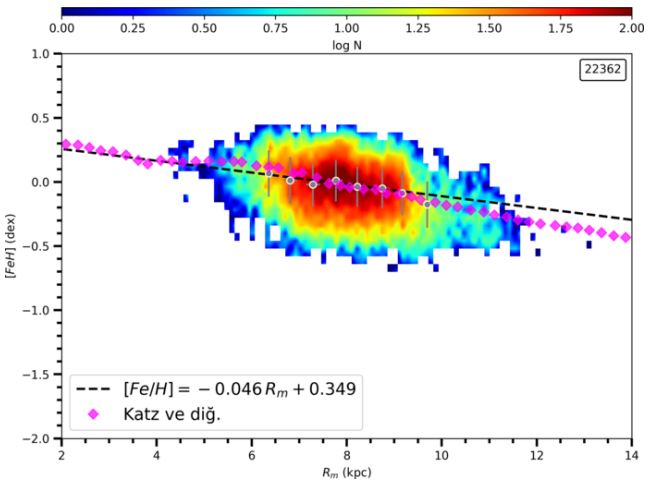
Çalışmada APOGEE DR17'den (Abdurro'uf ve diğ. 2022) alınan ve §2.2'de anlatılan yöntemle seçilen 56 291 ince disk yıldızları farklı ışıma gücü sınıflarına ayrılmış ve 18 904'ü anakol, 12 544'ü alt dev ve 24 843'nün dev olarak sınıflandığı tespit edilmiştir. Çalışmada radyal metal bolluğu gradyenti hesaplanması için yıldızların Galaktik yörünge parametreleri

Çizelge 2. Kinematik yöntemle sınıflaması yapılan yıldızların sayıları.

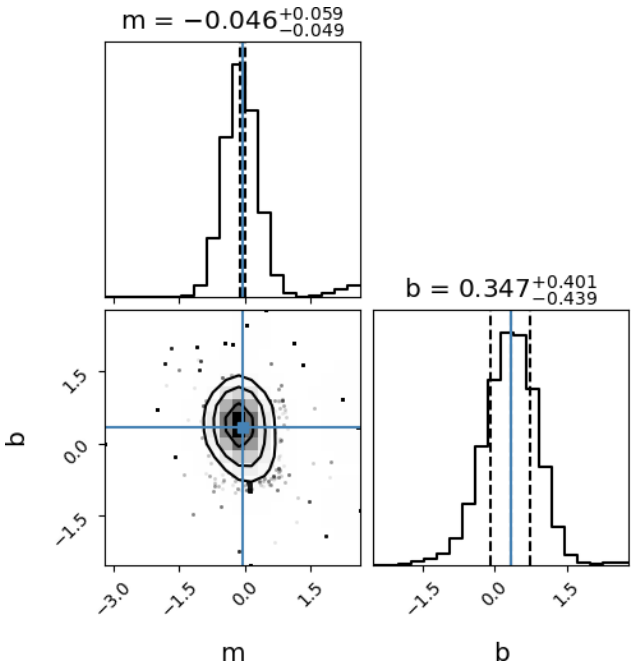
Aralık	Tür	N
TD/D≤1	İnce Disk	53 719
1<TD/D≤10	Kalın Disk	19 081
TD/D>10	Halo	2 188
	Toplam	74 988

incelenmiştir. Literatürle karşılaştırmak amacıyla araştırılması yapılan Galaktik yörünge parametrelerinden R_m uzaklığı tercih edilerek metal bolluğu gradyenti tayin edilmiştir. Galaksi'nin ince disk popülasyonuna üye anakol yıldızı olarak belirlenen yıldızların R_m uzaklığına göre radyal doğrultudaki metal bolluğu değişimi Şekil 7'de gösterilmiştir. Bulunan radyal metal bolluğu gradyentinin literatürle uyumuna bakmak için Katz ve diğ. (2021)'nin dev yıldızlarını kullanarak tayin ettikleri radyal metal bolluğu gradyent değeri alınmış ve bulunan sonuçların uyumlu olduğu görülmüştür.

Seçilen yıldızların radyal metal bolluğu gradyenti makine öğrenmesi aracılığıyla tayin edilmiştir. Tercih edilen yöntemde bazı olasılık fonksiyonları kullanılmıştır. Bu olasılık fonksiyonlarından biri χ^2'dir. Bu fonksiyon modelin gözlemle ne kadar iyi örtüştüğünün analizini yaparak hatayı belirler. Diğeri doğrusal model olan $y=mx+b$ denklemi ile hesaplanan fonksiyondur. Bu denklemde m doğrunun eğimini, x bağımsız değişkeni ve b doğrunun y eksenini kestiği noktayı ifade eder. Bilgisayar ortamında [Fe/H], R_m ve bu parametrelerin hataları kullanılarak değişkenler atanmıştır. Radyal metal bolluğu gradyent tayininde Markov Chain Monte Carlo (MCMC) yöntemi kullanılmıştır. Bu yöntem girdi parametrelerinin eğimi ve kesim noktasının olasılık dağılımını tahmin ederek metal bolluğu gradyentinin R_m uzaklığı ile değişimini modellemektedir. Galaktik yörünge parametresi



Şekil 7. Kesikli çizgi bu çalışmada kullanılan yıldızlardan elde edilen metal bolluğu gradyentine ait fiti, elmas sembolü Katz ve diğ. (2021)'nin kullandığı yıldızları temsil etmekte.



Şekil 8. MCMC yöntemiyle analizi yapılan yıldızların köşegen diyagramı.

uzaklığı $3.5<R_{\rm m}<13.5$ (kpc) sınırlarında yoğunlaştığından gradyent tayini için seçilen uzaklık bu sınırlar içindedir. APOGEE DR17'den (Abdurro'uf ve diğ. 2022) seçilen ince diskteki anakol yıldızlarının ağırlık merkezleri hesaplanmış ve belirlenen bu noktalardan bir eğim geçirilerek metal bolluğu gradyenti [Fe/H]$=-0.046\ R_{\rm m}+0.349$ olarak tayin edilmiştir.

5 Sonuç

Galaktik popülasyon sınıflamasında kullanılan kinematik (Bensby, Feltzing, & Lundström 2003), (Bensby ve diğ. 2005) ve kimyasal (Plevne ve diğ. 2020) yöntemler sayesinde üç popülasyon sınıfına ayrılmış yıldızların uyumunu incelemek için oluşturulan karmaşıklık matrisi incelendiğinde popülasyon ayrımında ince disk, kalın disk ve halo yıldızlarının, sırasıyla, %85, %62 ve %80 başarı elde edilmiştir. Oluşturulan köşegen diyagramına göre m için hatanın tahmini değeri $-0.046^{+0.059}_{-0.049}$, b için $0.347^{+0.401}_{-0.439}$ olarak hesaplanmıştır. APOGEE DR17 (Abdurro'uf ve diğ. 2022) kataloğundan belirlenen ince disk popülasyonuna üye anakol yıldızları kullanılarak yapılan çalışmada radyal metal bolluğu gradyenti araştırılmış ve literatürle karşılaştırması yapılmıştır. Buna göre; Önal Taş ve diğ. (2016) tarafından kırmızı yığın yıldızları ve $R_{\rm m}$ uzaklığı kullanılarak yapılan çalışmada $0<Z_{\rm max}<0.5$ (kpc) aralığında gradyent değeri d[Fe/H]$/dR_{\rm m}=-0.053\pm0.004$ olarak, Plevne ve diğ. (2015) tarafından F-G anakol yıldızları kullanılarak yapılan çalışmada $0<Z_{\rm max}<0.5$ (kpc) aralığında d[Fe/H]$/dR_{\rm m}=-0.083\pm0.030$ olarak, $0.5<Z_{\rm max}<0.8$ (kpc) aralığında d[Fe/H]$/dR_{\rm m}=-0.048\pm0.037$ olarak, Bilir ve diğ. (2020) tarafından kırmızı yığın yıldızları ve TD/D$\leq$0.1 aralığı kullanılarak gradyent değeri d[Fe/H]$/dR_{\rm m}=-0.041\pm0.003$ olarak hesaplanmıştır. Çalışmada, Galaktik yörünge parametreleri kullanılarak,ince disk anakol yıldızlarının metal bolluğu gradyenti $Z_{\rm max}<500$ (kpc) aralığında [Fe/H]$=-0.048\,R_{\rm m}+0.345$ ve $0.5<Z_{\rm max}<1$ (kpc) aralığında [Fe/H]$=-0.046\,R_{\rm m}+0.347$ olarak tayin edilmiştir. Yapılan çalışmada hesaplanan radyal metal bolluğu gradyentinin literatürle uyumlu olduğu görülmektedir. Samanyolu Galaksisi'nin oluşumu ve evrimi için oluşturulan ikili çökme modeline uygun olduğu anlaşılmıştır.

Kaynaklar

Abdurro'uf, Accetta K., Aerts C., Silva Aguirre V., Ahumada R., Ajgaonkar N., Filiz Ak N., et al., 2022, ApJS, 259, 35.
Baade W., 1944, ApJ, 100, 137.
Beeckmans F., 1980, ESAJ, 4, 15.
Bensby T., Feltzing S., Lundström I., 2003, A&A, 410, 527.
Bensby T., Feltzing S., Lundström I., Ilyin I., 2005, A&A, 433, 185.
Blanton M. R., Bershady M. A., Abolfathi B., Albareti F. D., Allende Prieto C., Almeida A., Alonso-García J., et al., 2017, AJ, 154, 28.
Bressan A., Marigo P., Girardi L., Salasnich B., Dal Cero C., Rubele S., Nanni A., 2012, MNRAS, 427, 127.
Bilir S., Alan N., Güçtekin S. T., Çelebi M., Yontan T., Plevne O., Ak S., et al., 2020, PASA, 37.
Chiappini C., Matteucci F., Gratton R., 1997, ApJ, 477, 765.
Eggen O. J., Lynden-Bell D., Sandage A. R., 1962, ApJ, 136, 748.
Gaia Collaboration, Brown A. G. A., Vallenari A., Prusti T., de Bruijne J. H. J., Babusiaux C., Biermann M., ve diğ., 2021, A&A, 649, A1.
Gilmore G., Reid N., 1983, MNRAS, 202, 1025.
Gilmore G., Wyse R. F. G., 1985, AJ, 90, 2015.
Herschel J. F. W., 1847, raom.book.
Katz D., Gómez A., Haywood M., Snaith O., Di Matteo P., 2021, A&A, 655, A111.
Majewski S. R., 1993, ARA&A, 31, 575.
Norris J. E., Ryan S. G., 1989, ApJL, 336, L17.
Önal Taş Ö., Bilir S., Seabroke G. M., Karaali S., Ak S., Ak T., Bostancı Z. F., 2016, PASA, 33, e044.
Plevne, O., AK, T., Karaali, S., Bilir, S., Ak, S., Bostanci, Z. F. 2015.
Plevne O., Önal Taş Ö., Bilir S., Seabroke G. M., 2020, ApJ, 893, 108.
Searle L., Zinn R., 1978, ApJ, 225, 357.
Shapley H., 1919, ApJ, 49, 311.
Trumpler R. J., 1930, PASP, 42, 214.

Access:
M25-0345: Turkish J.A&A — Vol.6, Issue 3.

TJAA Vol. **6**, *Special Issue*, *p.*284–288 (2025). DOI: 10.55064/tjaa.1630532 *Research Article*

KIC 10256832, KIC 3109825 ve KIC 9880777 Yıldızlarında Manyetik Aktivite ve Diferansiyel Dönme

İbrahim Özavcı[1,2] ⋆, Engin Bahar[1,2], Eda Burcu Yorulmaz[1,2], Hakan Volkan Şenavcı[1,2], Mesut Yılmaz[1,2]

[1] *Ankara Üniversitesi Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 06100 Ankara, Türkiye*

[2] *Ankara Üniversitesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Araştırma ve Uygulama Merkezi (Kreiken Rasathanesi), 06837 Ankara, Türkiye*

Accepted: April 14, 2025. Revised: April 14, 2025. Received: January 31, 2025.

Özet

Bu çalışmada manyetik olarak aktif 3 Kepler yıldızının (KIC 10256832, KIC 3109825 ve KIC 9880777) Kepler Uzay Teleskobun sağladığı 4 yıllık zaman aralığını kapsayan yüksek fotometrik hassasiyetli ışık eğrileri kullanılarak manyetik aktivite kaynaklı yüzey parlaklık dağılımı anomalileri ve diferansiyel dönme doğaları incelendi. Yıldızların yüzey parlaklık dağılımı haritaları ve boylam-zaman grafikleri DoTS kodu kullanılarak elde edildi. Ayrıca yıldızların diferansiyel dönmeye ilişkin parametreleri hem boylam-zaman grafikleri hem de Lomb-Scargle periyodagramları yardımıyla elde edildi. Yapılan analizler sonucunda, KIC 10256832 ve KIC 9880777 yıldızlarında Güneş tipi, KIC 3109825 yıldızında ise ters-Güneş tipi diferansiyel dönme tespit edildi.

Abstract

In this study, we examined surface brightness distribution anomalies and differential rotation characteristics driven by magnetic activity in three magnetically active Kepler stars (KIC 10256832, KIC 3109825, and KIC 9880777). This analysis utilized high-precision photometric light curves spanning approximately four years, provided by the Kepler Space Telescope. Surface brightness distribution maps and time-longitude diagrams of the stars were obtained using the DoTS code. Additionally, differential rotation parameters were derived through both time-longitude diagrams and Lomb-Scargle periodograms. Our analyses revealed Sun-like differential rotation for KIC 10256832 and KIC 9880777, while KIC 3109825 exhibited antisolar differential rotation.

Anahtar Kelimeler: stars: activity, starspots, stars: rotation, stars: individual:KIC 10256832, stars: individual:KIC 3109825, stars: individual:KIC 9880777

1 Giriş

Manyetizma, yıldız evrimini önemli derecede etkileyen faktörlerden biridir (Brun & Browning 2017). Güneş'te gözlenen aktivite değişimlerine benzer süreçler, diğer soğuk yıldızlarda da yaygın olarak gözlemlenmektedir (Kővári & Oláh 2014). Bu tür fenomenlerin incelenmesi, Güneş ve yıldız fiziği arasındaki bağı güçlendirmekte ve bu alanlarda yeni anlayışların geliştirilmesine olanak tanımaktadır. Bu tür olguların araştırılması, Güneş ve yıldız fiziği arasındaki köprüyü güçlendirmektedir. Günümüzde yıldız aktivite çevrimlerinin doğasını ortaya koymaya çalışan teoriler olsa da manyetik aktivitenin doğası halen tam olarak anlaşılabilmiş değildir (Brun & Browning 2017).

Manyetik olarak aktif yıldızların yüzeylerinde, Güneş'tekine benzer soğuk lekeler nedeniyle oluşan yüzey parlaklık anomalilerinin olduğu bilinmektedir (Strassmeier 2009). Yıldızlardaki manyetik aktivite mekanizmasını ve diferansiyel dönme olgusunu daha iyi anlayabilmek için, leke özelliklerinin (örneğin konum, sıcaklık, kapladığı alan ve yaşam süreleri) doğru bir şekilde belirlenmesi büyük önem taşımaktadır. Yüzey parlaklık düzensizliklerini incelemek için Doppler Görüntüleme ve Moleküler Band Analizi gibi tayfsal yöntemlerin yanı sıra, yüksek fotometrik hassasiyete sahip, kesintisiz ve uzun süreli fotometrik gözlemler de önemli bir veri kaynağıdır (Collier Cameron 1997). Bu tür fotometrik veriler, TESS ve Kepler gibi uzay görevleri tarafından sağlanabilmektedir. Bu çalışmada, Kepler uydusunun yüksek hassasiyetli verileri kullanılarak KIC 10256832, KIC 3109825 ve KIC 9880777 yıldızlarında leke aktivitesi ve diferansiyel dönme olguları incelenmiştir.

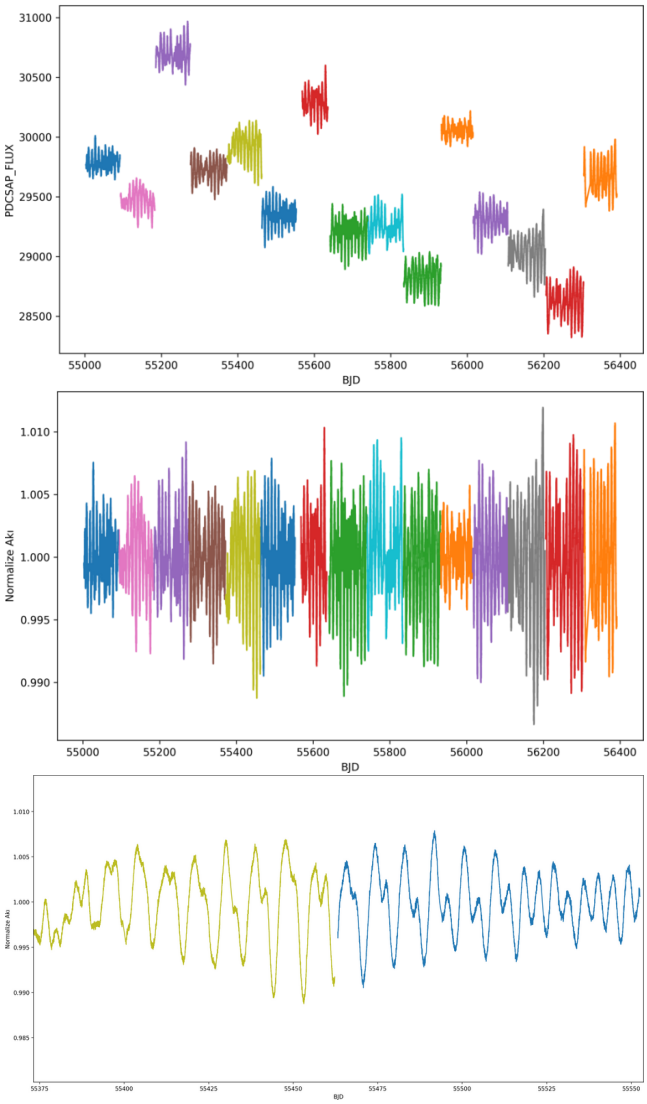
2 Verilerin Hazırlanması ve Analizi

Çalışmada kullanılan fotometrik veriler MAST veri tabanı üzerinden elde edildi. Analizlerde, gözlemsel verilerdeki sistematik hataların (aletsel hatalar, takip problemleri, hız sapıncı, ısısal etkiler ve kozmik ışınlar vb.) giderildiği PDCSAP_FLUX (Pre-search Data Conditioning SAP Flux) türü veri seti kullanıldı.

Kepler ışık eğrileri DoTS kodu ile modellenmeden önce analize hazır hale getirildi. Kepler uzay teleskobu her 3 ayda bir (quarter - çeyreklik) kendi ekseni etrafında 90° dönmektedir ve her 4 çeyreklikte bir aynı konuma gelmektedir. Dolayısıyla yaklaşık 4 yıllık süre zarfında her bir çeyrekliğe ait ortalama sayım değerlerinin farklı olduğu bilinmektedir (bkz. Şekil 1, üst panel; burada örnek olarak KIC 9880777 yıldızına yapılan işlemler gösterildi). Bu durumu düzeltmek ve/veya verilerin ardışık birbirini takip edebilmesi için verileri uç uca bağlama işlemi (stitching) yapıldı. Bu işlem için Kasliwal ve diğ. (2015) tarafından önerilen yöntem uygulandı. Bu bağlamda

⋆ iozavci@ankara.edu.tr

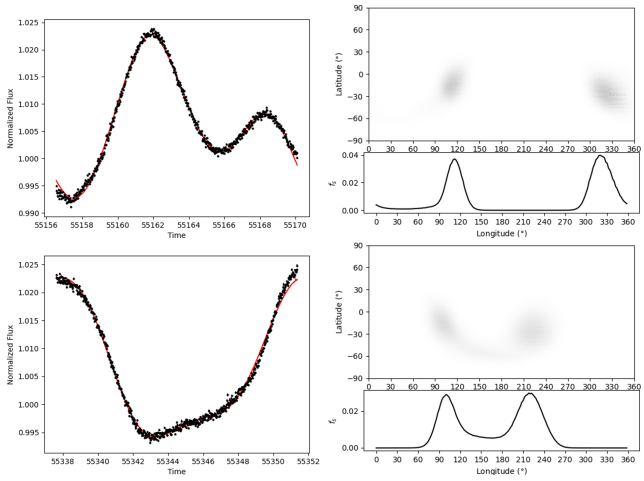
© 2025 Turkish Astronomical Society (TAD)



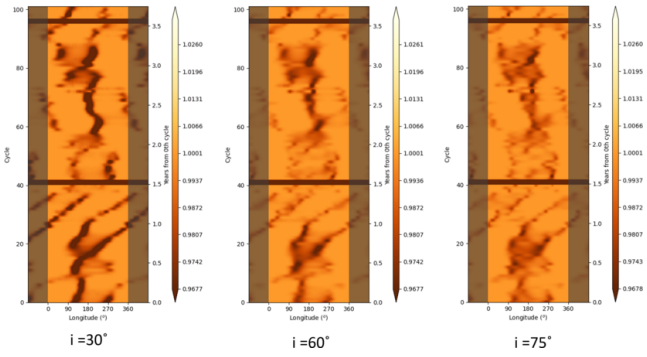
Şekil 1. KIC 9880777 yıldızının (üst panel) farklı çeyrekliklerdeki `PDCSAP_FLUX` sayım değerleri; (orta panel) dikişleme işleminden sonra normalize edilmiş ışık eğrileri; (alt panel) ışık eğrisin 175 günlük kısmı.

tarafımızca geliştirilen bir `Python` kodu ile tüm yıldızların ilk çeyrekliklerindeki son iki çevrimine ait sayımların medyan değeri ile sonraki çeyrekliğin ilk iki çevrimine ait sayımlarının medyan değeri arasındaki fark kadar kaydırma işlemi yapılarak, tüm çeyreklikler birbirine "dikildi" ve medyan değerlerine bölünerek normalizasyon işlemi gerçekleştirildi (bkz. Şekil 1, orta panel). Zaman içerisinde ışık eğrilerindeki değişimin anlaşılabilmesi için KIC 9880777 yıldızının ışık eğrisinin 175 günlük bir kısmı Şekil 1 alt panelde verilmiştir.

Daha sonra bu ışık eğrileri `DoTS` koduna uygun formata dönüştürülerek analize hazır hale getirildi. Işık eğrileri `DoTS` ile tek tek modellenip her bir çevrime ait yüzey parlaklık dağılımı haritaları elde edildi. Örnek olarak Şekil 2 sol panelde KIC 10256832 yıldızlarına ait farklı iki çevrimdeki ışık eğrileri ve "Light Curve Inversion" tekniği ile gerçekleştirilen fitler görülmektedir. Sağ panelde ise i=60° eksen eğikliği için yüzey parlaklık dağılımı haritaları verilmiştir. Ayrıca elde edilen haritaların alt panellerinde, lekelerin boylamsal dağılımının bir



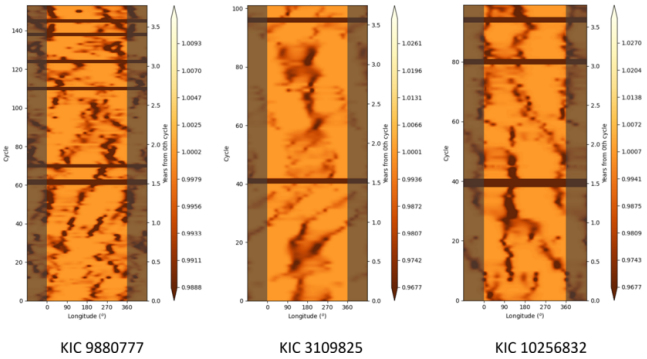
Şekil 2. Sol panel: KIC 10256832 yıldızının i=60° için yukarıdan aşağı 11 ve 24. çevrimine ait ışık eğrileri ve onlara yapılan fitler, sağ panel: ilgili çözüme ilişkin yüzey parlaklık dağılımı haritaları.



Şekil 3. KIC 3109825 yıldızının yaklaşık 4 yıllık zamanı kapsayan boylam-zaman grafikleri (soldan sağa sırasıyla i=30°, 60° ve 75° eğim açıları için).

göstergesi olan her bir boylamsal kolona ait verilerin leke doldurma çarpanı (fs) çizdirilmiştir.

Elde edilen haritalar ışığında manyetik aktivite çevrimi ve lekelerin boylamsal hareketlerini incelemek için fs değerlerinin zamana göre değişimini veren Boylam-Zaman grafikleri oluşturuldu. Bu grafikler, lekelerin yaşam süreleri, oluşma ve yok olma zamanları, boylamsal kayma miktarlarının çevrimsel değişimi ve hatta farklı enlemlerdeki lekelerin farklı kayma miktarlarına sahip olduğunu göstermesi bakımından oldukça fazla bilgi içermektedir. Bunun için elde edilen her bir çevrime ait lekelerin boylamsal dağılım eğrilerinin, zamana göre değişimi kontur grafik olarak çizdirildi. Şekil 3'de örnek olarak verilen KIC 3109825 yıldızının, yaklaşık 4 yıllık zaman aralığındaki verilerin analizleri ile elde edilen lekelerin boylamsal hareketi, oluşma/yok olma gibi bazı fiziksel süreçleri takip edebileceğimiz boylam-zaman grafikleri verilmiştir. Şekillerdeki dikey eksen zaman veya çevrimi gösterirken, yatay eksen ise yıldız yüzey boylamını göstermektedir. Burada, soldan sağa sırasıyla i=30°, 60° ve 75° eğim açıları için elde ettiğimiz boylam-zaman grafikleri görülmektedir. Şekilden de görüleceği üzere, farklı eğim açıları için elde edilen grafikler ilk bakışta birbirlerine oldukça benzer görünse de fs değerlerinde bir miktar fark



Şekil 4. i=60° için KIC 9880777 (Sol panel, yeni dönem: 9.006274), KIC 3109825 (orta panel, yeni dönem: 13.547194) ve KIC 10256832 (sağ panel, yeni dönem: 13.944225) yıldızlarının yaklaşık 4 yıllık zamanı kapsayan boylam-zaman grafikleri.

bulunmaktadır. Farklı i eğim açıları ile elde edilen boylam-zaman grafikleri benzer yapılar gösterdiği için her 3 yıldız için sadece i=60° eğim açıları için elde edilen boylam-zaman grafikleri verilmiştir (bkz. Şekil 4).

3 Araştırma Bulguları

3.1 Manyetik Aktivite Çevrimi

Çalışmada kullanılan yıldızların leke/manyetik aktivite çevrimlerine sahip olup olmadığını belirlemek için "Toplam fs" değerlerinin zamana göre değişim gösterip göstermedikleri denetlendi. Bunun için Boylam-fs dağılımında (Şekil 2 alt panel, sağ) her bir boylamdaki fs değerleri toplanarak yıldızın yüzeydeki toplam lekelerin göreli bir ölçüsü olarak değerlendirilebilecek "Toplam-fs" değerleri elde edildi. "Toplam-fs" değerlerinin zamana göre çevrimsel bir yapı sergileyip sergilemediğini belirlemek için ise bu verilere (Zaman-Toplam fs) Lomb-Scargle (Lomb 1976; Scargle 1982) (LS) periyot analizi uygulandı.

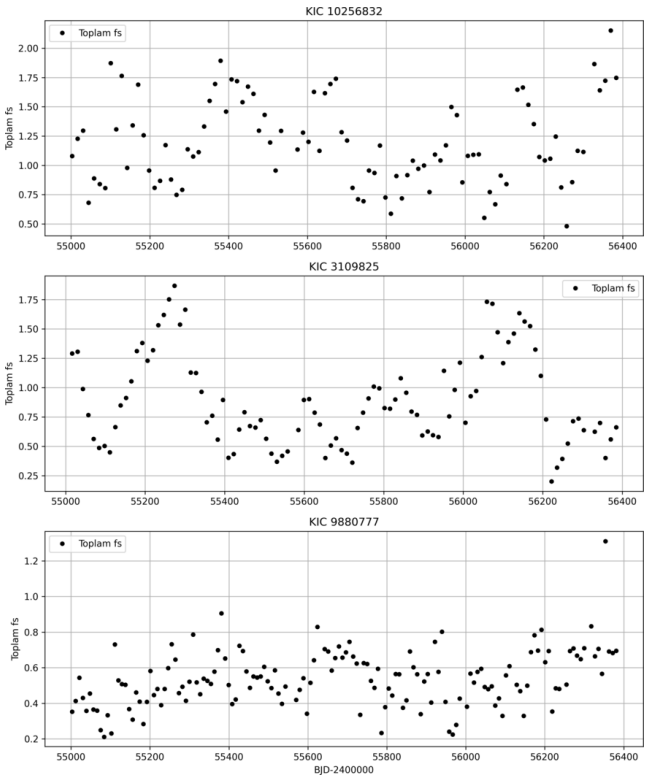
Güneş de dahil olmak üzere manyetik aktif yıldızlar, farklı zaman ölçeklerinde, değişen genliklere sahip çoklu ve değişken manyetik aktivite gösterirler (Oláh ve diğ. 2009). Olası manyetik aktivite çevrimi/çevrimleri belirlenirken çoklu dönemlikler de göz önünde bulundurularak FAP (False Alarm Probability)=0.3'ten daha düşük pik noktalar temel alınmaktadır (Ibañez Bustos ve diğ. 2019). Bir başka deyişle, güç tayfında güvenirliği %70'ten daha büyük olan pik noktaları en olası dönem/dönemler olarak belirlenebilir. Bunun için her 3 yıldız için de Zaman-Toplam fs dağılımlarına (bkz. Şekil 5) LS periyot analizi ile dönem belirleme işlemleri yapılmıştır.

Yapılan LS periyodogramları neticesinde KIC 9880777 yıldızında anlamlı bir aktivite çevrimine rastlanmazken KIC 10256832 ve KIC 3109825 yıldızlarında elde edilen dönemlikler Çizelge 1 de verilmiştir.

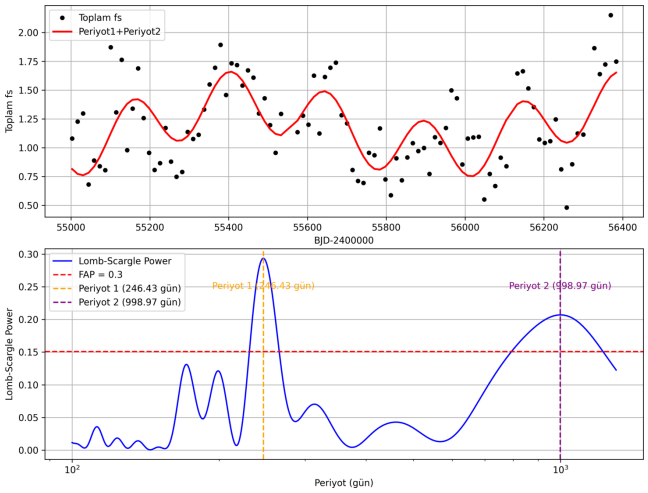
Bu aşamaya örnek olarak Şekil 6 üst panelde KIC 10256832 yıldızının Zaman-Toplam fs dağılımı ve LS periyot analizinden elde edilen 2 baskın dönemim birleşimi, alt panelde ise LS periyot analizinden elde edilen periyot-güç dağılımı verilmiştir. Şekildeki kesikli kırmızı çizgi FAP değeri 0.3 olarak belirlenmiş olup güç tayfında güvenirliği %70'ten daha büyük olan pik noktaları en olası dönem/dönemler olduğu yerleri göstermektedir.

Çizelge 1. KIC 10256832 ve KIC 3109825 yıldızları için LS periyodogramları ile elde edilen olası manyetik aktivite çevrimleri

Dönemlik	KIC 10256832	KIC 3109825
Periyot1 (gün)	246	808
Periyot2 (gün)	999	415
Periyot3 (gün)	-	288



Şekil 5. Yukarıdan aşağıya KIC 10256832, KIC 3109825 ve KIC 9880777 yıldızlarının zamana göre "Toplam fs" değerlerinin değişimi.



Şekil 6. KIC 10256832 yıldızının Zaman-Toplam fs dağılımı ve baskın iki dönem (üst panel), LS periyot analizinden elde edilen periyot-güç dağılım grafiği (alt panel).

3.2 Diferansiyel Dönme

Diferansiyel dönme (DD), Güneş'teki ve büyük ihtimalle diğer yıldızlardaki manyetik alan üretim sürecinde temel bir rol oynayan bir özelliktir. "Güneş tipi diferansiyel dönme" (GTDD) terimi, Güneş'in ekvatoral bölgelerinin kutupsal bölgelere göre daha hızlı döndüğünü belirten gözlemi ifade eder. Bunun zıddı olan ve kutupsal bölgelerin ekvatoral bölgelere göre daha hızlı döndüğü (ters-Güneş tipi diferansiyel dönme – TGTDD) durum ise yalnızca birkaç yıldızda gözlemlenmiştir. Ancak, teorik dinamo modelleri bu tür bir dönüşün varlığına dair güçlü kanıtlar sunmaktadır (Reinhold & Arlt 2015).

Reinhold & Arlt (2015) tarafından önerilen, Kepler verileri gibi zaman-serisi veriler için geliştirilmiş ve ışık eğrilerinde lekeden kaynaklı modülasyonların Lomb-Scargle periyodogramı ile analiz edilerek elde edilen dönemlerin ve harmoniklerinin birbirleri ile ilişkisine dayanan bir teknikle diferansiyel dönmenin varlığı ve türü tayin edilebilir. Düşük enlemdeki lekelerin daha az sinüs şekilli dönme modülasyonuna yol açtığı, bunun da harmoniklere daha fazla güç katarak, ilk harmoniğin temel (dönme) periyoduna olan güç oranını artırdığı argümanına dayanmaktadır. Teknik aşağıdaki şekilde tarif edilmiştir:

- En güçlü periyot belirlenir (P_1).
- Bu periyodun $\pm$%30 komşuluğunda 2. bir periyot belirlenir (P_2).
- P_1 ve P_2'nin birinci harmoniği, ana dönemlerinin yarısının %1 komşuluğunda olmalıdır:

$$P_1' = \frac{P_1}{2} \pm 1\%, \quad P_2' = \frac{P_2}{2} \pm 1\% \tag{1}$$

- Daha sonra birinci harmonikler ile temel dönemleri arasındaki güç oranları hesaplanır.

$$r_1 = \frac{h(P_1')}{h(P_1)}, \quad r_2 = \frac{h(P_2')}{h(P_2)} \tag{2}$$

- Eğer $r_1 > r_2$ ise P_1 dönemini oluşturan lekenin P_2 dönemini oluşturan lekeden daha düşük bir enlemde (ekvatora yakın) olduğu sonucuna varılır. Yani P_1 düşük enlemli leke ile ($P_{\rm low}$), P_2 ise yüksek enlemli leke ile ($P_{\rm high}$) ilişkilendirilir. Bu durumda $P_{\rm low} < P_{\rm high}$ ise Güneş tipi diferansiyel dönme, $P_{\rm low} > P_{\rm high}$ ise de ters-Güneş tipi diferansiyel dönmenin var olduğu sonucu ortaya çıkar.
- Eğer $r_2 > r_1$ ise P_1 dönemini oluşturan lekenin P_2 dönemini oluşturan lekeden daha yüksek bir enlemde (kutba yakın) olduğu sonucuna varılır. Yani P_1 yüksek enlemli leke ile ($P_{\rm high}$), P_2 ise düşük enlemli leke ile ($P_{\rm low}$) ilişkilendirilir. Bu durumda $P_{\rm low} < P_{\rm high}$ ise Güneş tipi diferansiyel dönme, $P_{\rm low} > P_{\rm high}$ ise de ters-Güneş tipi diferansiyel dönmenin var olduğu sonucu ortaya çıkar.

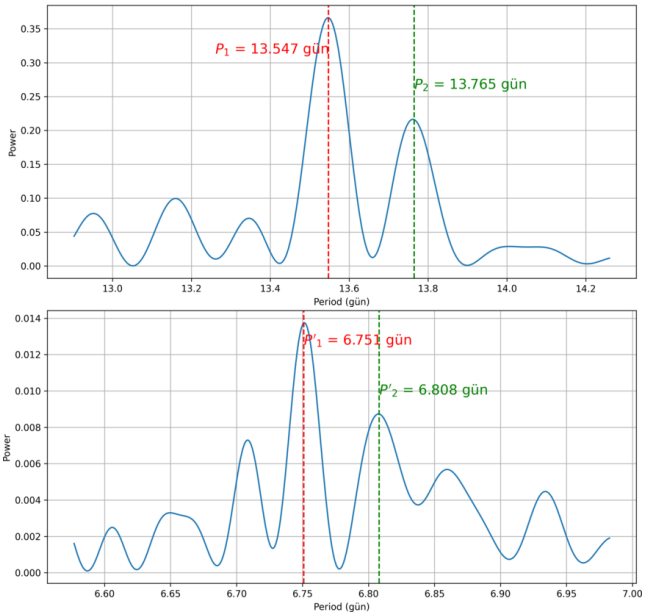
Bu bağlamda her üç yıldız için de LS periyodogramları oluşturularak (bkz. Şekil 7) r_1 ve r_2 oranları ve $P_{\rm low}$, $P_{\rm high}$ büyüklüklerine bakılarak diferansiyel dönmemin yönü belirlendi. Ayrıca,

$$\alpha_{\rm obs} := \frac{P_{\rm high} - P_{\rm low}}{P_{\rm high}} \tag{3}$$

ile diferansiyel dönmenin tipi ve şiddetinin bir göstergesi olan "gözlenen göreli diferansiyel dönme" parametresi elde edildi (Reinhold & Arlt 2015). Elde edilen parametreler Çizelge 2'de verilmiştir.

Çizelge 2. 3 Kepler yıldızı için LS periyot analizi elde edilen parametreler.

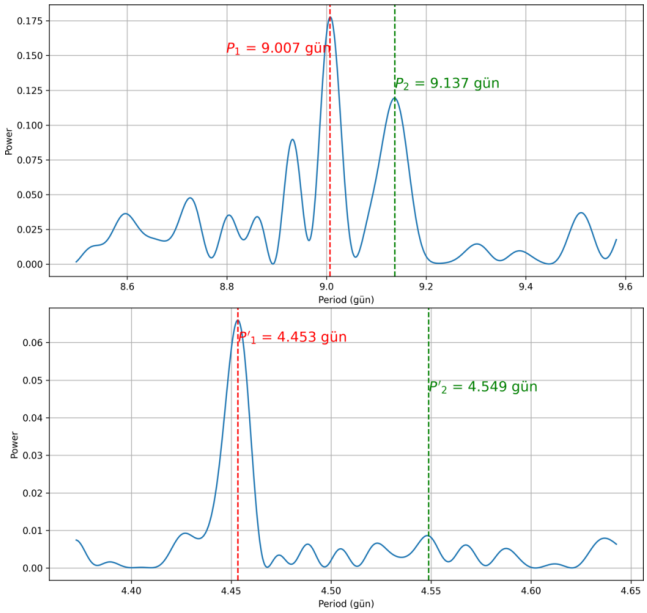
Parametre	KIC 3109825	KIC 9880777	KIC 10256832
$h(P_1)$	0.37	0.18	0.20
$h(P_2)$	0.22	0.12	0.12
$h(P_1')$	0.014	0.067	0.072
$h(P_2')$	0.009	0.009	0.020
r_1	0.037	0.372	0.357
r_2	0.040	0.072	0.161
P_1	13.547 ($P_{\rm high}$)	9.007 ($P_{\rm low}$)	13.942 ($P_{\rm low}$)
P_2	13.765 ($P_{\rm low}$)	9.137 ($P_{\rm high}$)	14.795 ($P_{\rm high}$)
DD tipi	TGTDD	GTDD	GTDD
$\alpha_{\rm obs}$	-0.0161	0.0142	0.0577



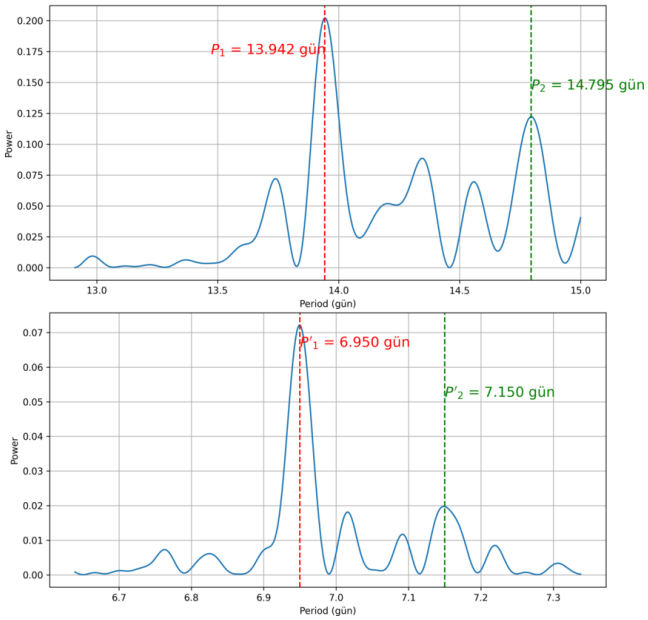
Şekil 7. KIC 3109825 yıldızının LS periyot analizi: Ana dönemler (üst panel), birinnci harmonikler (alt panel).

4 Tartışma ve Sonuç

Bu çalışmada KIC 3109825, KIC 9880777 ve KIC 10256832 yıldızlarının Kepler ışık eğrileri kullanılarak manyetik aktivite ve diferansiyel dönme olguları araştırıldı. Çalışma sonucunda elde edilen boylam zaman grafiklerinden de görüldüğü üzere (bkz. Şekil 4) leke veya leke gruplarının boylamsal değişimleri farklılık göstermektedir. Örneğin KIC 10256832'de, yıldızın dönme dönemi çerçevesinde ışık eğrisini şekillendiren güçlü bir leke/leke bölgesi yer alırken, farklı bir leke bölgesi zaman içerisinde azalan boylamlara doğru hareket etmektedir. Bu durum, bu iki leke bölgesinin farklı enlem kuşağında olup, diferansiyel dönmenin etkisi ile farklı dönme hızı göstermesinden kaynaklanmaktadır. Bu durum Şekil 1 alt panelde verilen ışık eğrisinden de takip edilebilmektedir. Burada baskın lekeyi oluşturan lekenin yarattığı büyük genlikli değişimin üzerinde gezen daha küçük genlikli bir başka dalga yapısı yer almaktadır. Bu durum, bu baskın leke bölgelerinin yer aldığı enlem kuşaklarının farklı dönme hızlarına sahip olduğunu gösterir. 4 yıllık kesintisiz ışık eğrileri üzerine LS periyodogramları kullanılarak elde edilen sonuçlar da bu durumu doğrulamaktadır



Şekil 7 – *devamı.* KIC 9880777 yıldızının LS periyot analizi: Ana dönemler (üst panel), birinnci harmonikler (alt panel).



Şekil 7 – *devamı.* KIC 10256832 yıldızının LS periyot analizi: Ana dönemler (üst panel), birinnci harmonikler (alt panel).

(bkz. §3.2). Gelecekte yapılacak detaylı gözlemler, yıldızların manyetik aktivite ve diferansiyel dönme olgularının doğalarını anlamak adına önemli ipuçları sunacaktır.

Teşekkür

Bu çalışma 123F018 numaralı TÜBİTAK 1001 projesi tarafından desteklenmektedir.

Kaynaklar

Brun A. S., Browning M. K., 2017, Living Reviews in Solar Physics, 14, 4
Collier Cameron A., 1997, MNRAS, 287, 556
Ibañez Bustos R. V., Buccino A. P., Flores M., Martinez C. I., Maizel D., Messina S., Mauas P. J. D., 2019, MNRAS, 483, 1159
Kővári Z., Oláh K., 2014, Space Sci. Rev., 186, 457
Kasliwal V. P., Vogeley M. S., Richards G. T., 2015, MNRAS, 451, 4328
Lomb N. R., 1976, Ap&SS, 39, 447
Oláh K., ve diğ., 2009, A&A, 501, 703
Reinhold T., Arlt R., 2015, A&A, 576, A15
Scargle J. D., 1982, ApJ, 263, 835
Strassmeier K. G., 2009, A&ARv, 17, 251

Access:
M25-0371: Turkish J.A&A — Vol.6, Issue 3.

TJAA Vol. **6**, *Special Issue*, *p.*289–292 (2025). DOI: 10.55064/tjaa.1630190 *Research Article*

eROSITA ile Keşfedilen Kataklismik Değişen Yıldızlar

Samet Ok[1] ⋆
[1] *Ege Üniversitesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 35100 İzmir, Türkiye*

Accepted: April 14, 2025. Revised: April 14, 2025. Received: January 30, 2025.

Özet
Kataklismik değişen yıldızlar bileşenlerinden biri ana kol yıldızı ve diğeri de beyaz cüce olan aktif madde aktarımı gösteren yumuşak X-ışın kaynaklarıdırlar. ROSAT gibi X-ışın tarama programları sayesinde farklı zaman aralıklarında gerçekleştirilen gözlemlerle bu kaynakların keşfinde ve dolayısıyla sayılarında büyük artış olmuştur. Benzer şekilde 2019 yılında uzaya fırlatılan SRG/eROSITA uydusu ile 0.2–2.4 keV aralığında gerçekleştirilen yumuşak X-ışın gözlemlerinin daha sönük CV'lerin keşfine katkı sağladığı ve daha önceden tespit edilememiş CV'leri ortaya çıkardığı görülmüştür. *Gaia*, TESS, ZTF, CRTS, ATLAS gibi farklı tarama programlarının ve sonrasında gerçekleştirilen tayf gözlemleri ile sistemlerin alt türlerinin belirlenmesi mümkün olmuştur. Bu çalışma kapsamında, şu ana kadar eROSITA tarama programı ile tespit edilmiş yeni CV'lerin tür ve dağılımlarının sunulması amaçlanmıştır.

Abstract
Cataclysmic variable stars are soft X-ray sources that show active mass accretion from a main-sequence star into a white dwarf as a compact object. X-ray survey programs such as ROSAT have led to a significant increase in the discovery of these sources, and hence their number, through observations at different time intervals. Similarly, soft X-ray observations in the 0.2-2.4 keV range with the SRG/eROSITA satellite launched in 2019 have contributed to discovering fainter CVs and revealed previously undetected CVs. The subtypes of these systems were ascertainable by several sky surveys, including *Gaia*, TESS, ZTF, CRTS, ATLAS and subsequent spectral observations. Here we present the types and distributions of the new CVs detected by the eROSITA sky survey.

Anahtar Kelimeler: stars:binaries:close – stars: cataclysmic variables – X-rays:binaries

1 Giriş

Kataklismik değişen yıldızlar (CV'ler) bileşenlerinden biri anakol yıldızı (genellikle donör yıldız ya da yoldaş yıldız) diğeri de beyaz cüce (genellikle birincil yıldız) olan ve Roche lobu taşması yoluyla aktif madde aktarımı gösteren, etkileşen çift yıldızlardır (Warner 1995). Sistemler genel olarak manyetik ve manyetik olmayan olarak iki ana gruba ayrılmaktadır. Manyetik olmayan ya da manyetik alanı çok zayıf olan sistemlerde manyetik alan şiddeti yoldaş yıldızdan gelen maddeyi yönlendirememektedir ve madde beyaz cüce çevresinde bir disk oluşturmaktadır. Bu sistemlerde, madde diskte meydana gelen ısısal kararsızlıklara bağlı olarak beyaz cücenin ekvator düzlemi doğrultusunda beyaz cüce yüzeyine yığılır. Sınır katmanı olarak adlandırılan alanda, X-ışında, özellikle sert X-ışın bölgesinde yoğun bir ışıma sergiler (Balman & Revnivtsev 2012; Mukai 2017). Madde aktarım oranı olarak bakıldığında manyetik olmayan sistemler, manyetik olan kataklismik değişenlere göre en yüksek madde aktarımına sahiptirler ($\dot{M}{\approx}10^{-10}{-}10^{-9}$ $M_\odot$ yıl^{-1}). Özellikle sistemlere ait eş zamanlı gözlemlerden elde edilen F_x/F_{opt} oranı, türleri sınıflamak için aktif olarak kullanılmaktadır (Schwope ve diğ. 2024).

Manyetik alanı 1 MG'den (kuvvetli manyetik alan) büyük olan sistemler, manyetik türü kataklismik değişen yıldızlar olarak literatürde tanımlanır. Bu sistemlerde manyetik alan şiddeti yoldaş yıldızdan gelen sıcak plazmayı beyaz cücenin manyetik kutuplarına yönlendirecek kadar kuvvetlidir. Bu sınıf kendi içerisinde "Polar" ve "Intermediate Polar" (IP) olarak isimlendirilen 2 alt gruba ayrılmaktadır. Manyetik alan şiddeti $B{>}10$ MG olan sistemler polar olarak isimledirilirken manyetik alan kuvveti bundan küçük olanlara intermediate polar ismi verilmektedir. Bu sistemlerde manyetik alanın bozucu etkisinden dolayı bir disk yapısı gözlenmezken daha düşük manyetik alana sahip IP'lerin bazılarında disk benzeri bir yapı görülebilir (Kuulkers ve diğ. 2010). Sistemler arasındaki bir diğer önemli fark ise beyaz cüce spini ile yörünge dönemi arasındaki ilişkidir. Özellikle polarlarda manyetik alanın uyguladığı tork kuvvetinden dolayı sistemlerin büyük bir kısmı senktronize ($P_{spin}{=}P_{yörünge}$) bir davranış gösterir. Bu sistemlerde madde aktarım süreçlerini incelemek ve aktarım bölgesinin zamana bağlı ya da aktarım oranına bağlı değişimini incelemek için oldukça steril bir ortam sunarlar. IP'lerde ise $P_{spin}{\neq}P_{yörünge}$ durumu sözkonusudur ve ilgili yörünge dönemine modüle biçimde X-ışın ve optik dalgaboylarında beyaz cüce spini ile alakalı atım benzeri davranışlar gösterirler. IP'lerin dönem analizi uygulanan ışık eğrilerinde, spin ile alakalı ek frekanslar sergilemelerinden dolayı polarlardan ayrışırlar. Spin dönemleri yörünge döneminin %1-10 katı aralığında değişebilir (de Martino ve diğ. 2020). Aktarılan maddenin beyaz cüce atmosferinin üst kısımlarında şok üretmesi sonucu X-ışın üretimi gerçekleştmektedir (Lamb & Masters 1979).

Kataklismik değişen yıldızların tümü yıldız evriminin son basamağında yer almaktadır. Özellikle yörünge dönemleri büyük bir kısmının 70 dk ile 6 saat aralığında değişim göstermektedir. Bu sistemler özellikle gecelik gözlemler için ideal adaylardır, ancak sönük doğaları gereği tespit edilmeleri zor olabilir. Manyetik sistemler, özellikle madde aktarım miktarının arttığı yüksek durum olarak isimlendirilen evrede daha görünür hale

⋆ samet.ok@gmail.com

© 2025 Turkish Astronomical Society (TAD)

gelirler. Manyetik olmayan sistemler optik bölgede manyetik olanlara göre daha parlak olsa da varolan gözlem aletleri tarafından tespit edilmeleri zor olabilir. Belirli aralıklarla sergiledikleri patlamalar sayesinde tarama programlarınca tespit edilebilirler. Sönük yapıları gereği tespit edilmiş CV'lerin büyük bir kısmının uzaklık dağılımı d<2 kpc içerisindedir (Canbay ve diğ. 2023).

Yıldız evriminin son basamağında bulunan bu sistemler, genel olarak tarama programları ile keşfedilmiştir. Her CV doğal yumuşak X-ışını (0.2-2.5 keV) yayıcısıdır. Kromosferik aktif yıldızlardan sonra gökada içerisinde yumuşak X-ışın üretiminden başlıca onların sorumlu oldukları düşünülmektedir (Maoz & Grindlay 1995). Literatürdeki bilinen ilk popülasyon artışları ROSAT (Röentgensatellit) uydusunun sistematik X-ışın taraması sayesinde olmuştur (Verbunt ve diğ. 1997; Schwope ve diğ. 2002). CV'leri, özellikle çift yıldızlar içerisinde yer alan beyaz cüce bileşenli çift sistemlerini oluşturan ana grubun bir parçası olarak kabul etmek mümkündür. Uzun dönemli simbiyotik sistemler ve çok kısa dönemli AM CVn sistemlerinin arasında yer alan CV'ler bu grup içerisindeki en yüksek popülasyona sahip sistemlerdir (≈5000 adet, Ritter & Kolb 2003). Popülasyon içerisindeki manyetik CV'lerin oranı ise %10-12 aralığında değişmektedir. CV'ler içerisinde özellikle manyetik alanın varlığı ve nasıl oluştuğu ya da yüksek manyetik alana sahip CV'lerin evrimsel süreçte diğerlerinden nasıl ayrıştığı güncel sorunlardan biridir (Schreiber ve diğ. 2021). Madde aktarımı gösteren beyaz cücelerin sadece 1000'de 15'i kuvvetli manyetizmaya sahiptir (Liebert ve diğ. 2005)

Günümüzde CV'ler için yapılan en önemli sistematik çalışmalardan bir tanesi SRG uydusu üzerinde bulunan eROSITA (Predehl ve diğ. 2021) aygıtının kullanıldığı çalışmadır. Etkin enerji aralığı 0.2-10 keV aralığında bulunan teleskop, CV'lerin tespiti için en uygun enerji aralığına sahiptir. Tarama programı sayesinde 6 ay ara ile gerçekleştirdiği tüm gökyüzü taraması, X-ışın üreten kaynakların tespitini ve fotometrik değişkenlik bilgisini sunar. Özellikle dönem-dönem yüksek değişkenlik gösteren CV'leri tespit etmek için uygundur. X-ışın verisi tek başına sistemlerin doğasını anlamak için yeterli bilgi sunmamaktadır. Özellikle diğer dalgaboylarında gerçekleştirilecek fotometrik ve tayfsal çalışmaların yardımıyla sistemin hangi türe ait olduğu yüksek hassasiyet ile belirlenebilir.

Bu çalışmada eROSITA ile tespit edilip tanımlanan ve keşfedilmesinde eROSITA'nın öncülük ettiği CV'lerin genel keşif yönteminden bahsedilmiş ve bulunan sistemlerin türleri sunulmuştur. Verilen kaynaklar Alman paydaşlarının (360°>l>180° gökada boylam aralığı, batı gökada yarıküresi) verilerini içermekte olup ağırlıklı olarak Güney yarı kürede bulunan kaynakları ifade etmektedir. eROSITA'nın tespit ettiği fakat henüz türü ve doğası belirlenmemiş aday kaynaklar buraya dahil edilmemiştir. Güncel tarama programları olan *Gaia*, TESS, ZTF, CRTS, ATLAS gibi programlardan gelen verinin ışığında birçok yeni kaynağın optik ve diğer dalgaboylarındaki uzantıları tespit edilmiştir. Kısa ve uzun dönemli değişimlerine bakarak sınıflamaları yapılmıştır. Tayf gözlemleri ile desteklenen bu çalışmalar sistemin hangi türe ait olduğunu ortaya koymaktadır.

2 Gözlemler

2.1 eROSITA Gözlemleri

SRG (Sunyaev ve diğ. 2021) uydusu 2019 yılında Kazakistan'ın Baykonur Uzay Üssünden fırlatılan, Rus-Alman ortak yapımı olan bir X-ışın teleskobudur. Üzerinde bulunan eROSITA aygıtı 7 adet paralel X-ışın kamerası içermektedir ve 1 derecelik görüş açısına sahiptir.

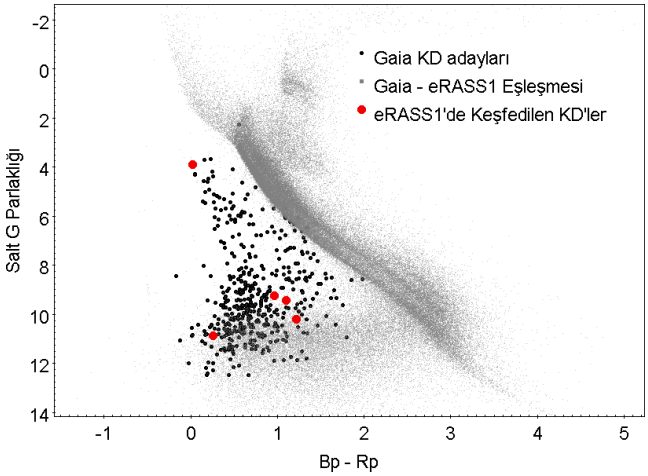
eRASS olarak adlandırılan tüm gökyüzü tarama programı 6 ay ara ile gerçekleşmektedir. Dünya'nın L2 noktasında kendi ekseni etrafındaki hareketi sonucu tarama sürecini gerçekleştiren eROSITA, dönüşleri (1 dönüş/tur = 4 saat) sırasında kaynak görüş alanını terkedinceye kadar X-ışın fotonlarını toplamaktadır. Son aşamada tarama boyunca elde edilen X-ışın sayımları birleştirilerek sistemin X-ışın tayfı ve fotometrik gözlem verisi oluşturulmaktadır.

İlk gökyüzü taramasına (eRASS1) ait veriler (DR1), 31 Ocak 2021 tarihinde açık hale gelmiştir. eROSITA'nın parlaklık limiti f_X≈10^{-14} erg cm^2 s^{-1} (0.2-2.4 keV) civarındadır. Özellikle CV'lerin aktif enerji salınımı yaptıkları aralık göz önüne alındığında (L_X≈10^{29}−10^{32} erg s^{-1}) eROSITA'nın 300 pc den 9000 pc'e kadar uzanan bir yarıçap içerisindeki alanı tarayıp yeni CV'ler tespit etmesi mümkündür. 2019'dan itibaren toplamda 8 gökyüzü taraması yapması planlanan eROSITA'nın her bir taramada gökyüzü kutup ve ekvator bölgelerinde toplamda 20ks veri toplaması beklenmektedir. Taramalar içerisinde kaynak başına yaklaşık ∼250 s gözlem süresine sahip olacağı öngörülmüştür. Tüm gökyüzü taramaları başarılı bir şekilde tamamlanırsa gökyüzündeki her bir kaynağın yaklaşık 2000 sn X-ışın gözleminin yapılabileceği belirlenmiştir (Schwope 2012). Bunun yanında gökyüzü tarama programına başlamadan önce gerçekleştirdiği kalibrasyon gözlemleri ve gökada düzleminde gerçekleştirdiği 50 günlük kısa tarama programı (eFEDS, Liu ve diğ. 2022), ilk olarak doğrudan keşfedilen kaynaklara katkı sunmuştur. Bu taramada alanında sadece bilinen CV'lerin haricinde 3 yeni CV keşfedilmiştir (Schwope ve diğ. 2024).

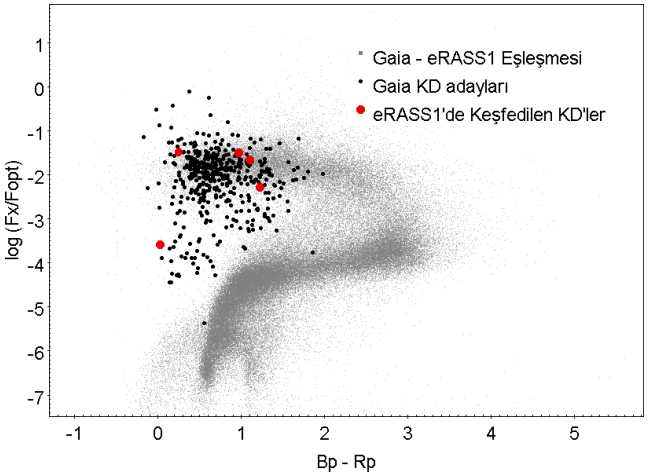
eROSITA'nın tamamlanmış 4 tarama programından ve X-ışın akısına dayanarak ilk elde ettiği sonuçlardan tespit edilen keşifleri Çizelge 1'de verilmektedir. İlgili sistemlerin X-ışın gözlem ve enerji seviyelerine dayanarak bir CV olabileceği nitelendirilmiş ve sonraki bölümlerde bahsedilen tarama programlarının yardımıyla ya da proje gözlemleri ile kaynağın sınıflaması yapılmıştır. Tür dağılımına bakıldığında genel popülasyon ile benzer (manyetik ve manyetik olmayan) bir dağılıma sahip olduğu söylenebilir. İlk gözlemler en parlak kaynakları içerdiğinden gözlemsel olarak bir seçilim etkisinden bahsetmek mümkündür fakat daha sönük cisimler için ilerleyen aşamada gerçekleştirilecek takip tarama gözlemleri ile veri sayısında büyük bir artış olması beklenmektedir. Başarılı bir şekilde tamamlanmış 8 gökyüzü taraması sonrasında eROSITA'nın yaklaşık 10000 yeni yumuşak X-ışın çifti (büyük oranda beyaz cüce bileşenli) tespit etmesi beklenmektedir (Merloni ve diğ. 2012).

2.2 *Gaia* Gözlemleri

Sistemlere ait en hassas ve güncel uzaklık bilgisi *Gaia* uzay teleskobu tarafından 3. veri setinin (DR3) yayınlanmasıyla olmuştur (Bailer-Jones ve diğ. 2021). 1.8 milyar kaynağa ait fotometrik ve tayfsal veriyi içeren bu veri setinin içerisinde 5 yıl süren uzun zamana yayılmış fotometrik gözlemlerin sunduğu değişkenlik bilgisi de sunulmaktadır. Bu veri seti ile, fotometrik değişim, renk, parlaklık ve uzaklığa göre filtrelenmiş 24 alt grup oluşturulmuştur (Rimoldini ve diğ. 2023). Bu kataloglardan biri CV'lerin verilerini içermektedir. CV'ler ve adayları olarak isimlendirebileceğimiz bu katalog içerisinde 7306 kaynak, CV olarak belirtilmektedir. Özellikle sistemlerin madde



Şekil 1. eRASS1 ve *Gaia* DR3 ile eşleşen verilere ait renk-parlaklık diyagramı. Gri noktalar tüm eşleşen X-ışın kaynaklarını, siyah noktalar ise *Gaia* DR3 CV kataloğuyla eRASS1 katoloğunun kesiştiği verileri göstermektedir. Kırmızı noktalar ise Çizelge 1'deki verilerle eşleşen CV'leri göstermektedir.



Şekil 2. eRASS1 ve *Gaia* DR3 ile eşleşen verilere ait f_X/f_{opt}-renk diyagramı. Gri noktalar tüm eşleşen X-ışın kaynaklarını, siyah noktalar ise *Gaia* DR3 CV kataloğuyla eRASS1 katoloğunun kesiştiği verileri göstermektedir. Kırmızı noktalar ise Çizelge 1'deki verilerle eşleşen CV'leri göstermektedir.

aktarım oranı, ışınım ve salt parlaklık gibi temel parametrelerin hesaplanmasında uzaklık en önemli parametrelerden biridir. CV'lerin uzay yoğunluğunun belirlenmesi ve bireysel olarak çalışılan sistemlerin temel parametrelerinin oluşturulmasında başat role sahiptir. Diğer X-ışın teleskopları ve eROSITA'nın verilerinin bir arada ele alındığı durumlarda uzak ve sönük yeni CV'lerin keşfedilmesi mümkün olmuştur (Ok ve diğ. 2024). *Gaia* gözlemlerinin şüphesiz en büyük faydalarından biri uzaklık ile birlikte renk ve parlaklık verisini bir arada sunmasıdır. Bu sayede sistemlerin renk-parlaklık diyagramları ve eRASS1'la elde edilmiş X-ışın akılarına bakılarak, aday sistemlerin hızlıca belirlenmesi sağlanabilir ve takip gözlemleri gerçekleştirilebilir. Şekil 1 ve 2'de sırasıyla eRASS1 ve *Gaia* DR3 verileriyle eşleşen sistemlere ait renk-parlaklık ve optik/X-ışın akı oranı-renk grafikleri verilmektedir. Grafiklerde ek olarak, *Gaia*'nın sunduğu CV kataloğuyla eROSITA'nın tespit ettiği kaynaklar da belirtilmiştir. Bu grafiklerdeki eksen aralıkları (siyah noktalı verilerin bulunduğu aralık) baz alınarak, özellikle takip gözlemlerinde aday kaynaklara ait örnek uzayını daraltmak mümkündür.

2.3 TESS Gözlemleri

TESS uydusu, zaman tabanlı astronomik gözlemler için çok hassas ışık eğrileri sağlamaktadır (Ricker ve diğ. 2014). Uydu 4 adet kameraya sahiptir ve $24\times96^\circ$'lik bir gökyüzü alanını sistematik olarak gözlemlemektedir. Bu süreç yaklaşık 27 günlük dönemleri kapsar ve bunlara sektör adı verilir. Her bir pikseli yaklaşık 21 yay saniye alanı gören TESS, her ne kadar açısal çözünürlüğü düşük olsa da oldukça sönük olan CV'lerin gözlemlerini gerçekleştirebilmiştir. Özellikle eROSITA ile keşfedilen CV'lerde, 18 ve hatta 19 kadire varan parlaklıklara sahip CV'lerin kısa dönemli ışık değişimlerini tespit etmekte ve X-ışın ile uyumlu (fotometrik dönem, aktarım geometrisi vb.) sonuçlar verebilmektedir (bkz. Ok ve diğ. 2023, 2024).

2.4 Tanısal Tayf Gözlemleri

CV'ler her ne kadar kısa dönemli aktif çift yıldızlar olsa da sadece optik fotometri ya da kısa dönemli X-ışın verisine bakarak kaynağın esas türü hakkında birşey söylemek mümkün değildir. Uzun dönemli ışık değişimleri dahil olmak üzere CV'ler çoğunlukla aktif gökada çekirdeklerinin sergilediği değişimlere benzer davranışlar sergileyebilirler. X-ışında 0.2-10 keV aralığına uzanan bir tümsek ya da plato benzeri bir X-ışın tayfı ya da uzun dönemli fotometrik gözlemlerde anlık parlaklık değişimleri aktif gökada çekirdek gözlemleri ile benzerdir. Ayrıca sistemin manyetik mi yoksa manyetik olmayan bir sistem mi olabileceğini söyleyebilecek en önemli yöntem, sistemin optik bölgede alınmış tayfıdır. Özellikle HeII (4686 Å) ve H_β (4861 Å) salma çizgilerinin varlığı ve bunların oranı sistemin manyetik olup olmadığının doğrudan bir belirtecidir (Szkody ve diğ. 2002; Breedt ve diğ. 2014). Bu kapsamda eROSITA ile keşfedilen kaynakların tayf gözlemlerinin büyük kısmı güney yarı kürede yer alan Sutherland Gözlemevi'nde gerçekleştirilmiştir. Gözlemevinde bulunan 11 metrelik SALT (Buckley ve diğ. 2006) teleskobu görsel parlaklığı 23 kadire erişen sönük kaynakların düşük çözünürlüklü tanısal tayf gözlemlerini gerçekleştirmek için uygundur.

2.5 Uzun Dönemli Fotometrik Değişim

CV'ler oldukça karakteristik bir uzun dönemli değişime sahiptir. Manyetik olmayan sistemlerde patlamalar sistemin türünü ve davranışını ortaya koyan kanıtlar sunsa da manyetik sistemlerde durum biraz daha farklıdır. Bileşenlerdeki sıcaklık ve boyut farkından dolayı tutulma gösteren sistemlerin uzun dönemli ışık eğrilerinde 5-6 kadire varan değişimler gözlenebilir. Fakat tipik bir CV için 1-1.5 kadire varan değişimler olağan kabul edilir. Bu değişim farklı madde aktarım miktarlarına bağlı olarak farklı parlaklık seviyelerinde seyredebilir. Bu alandaki en belirgin örneklerden biri 100 yılı aşkın gözlemi bulunan manyetik polar türü olan AM her sistemidir (Kalomeni 2012). Manyetik olmayan sistemlerde patlama mekanizmaları, standart kurama göre disk kararsızlığı (Hameury 2020) gibi süreçler aracılığıyla diskin beyaz cüceye boşalması sonucu oluşurken, manyetik sistemlerde bu ani değişimlerin anakol yıldızında meydana gelen aktivite kaynaklı olabileceği düşünülmektedir (Kafka & Honeycutt 2005). Sonuç olarak uzun dönemli

Çizelge 1. 2021-2024 yılları arasında doğrudan eROSITA ile keşfedilmiş CV'leri içeren veri seti. İlgili kaynaklara eROSITA'nın dolaylı olarak ya da aday olarak belirlediği sistemler dahil edilmemiştir. Kaynaklara ait konum ve fotometrik veriler *Gaia* DR3 verisinden elde edilmiştir. Kaynak: **(1)**: Grotova ve diğ. (2021), **(2)**: Schwope ve diğ. (2022a), **(3)**: Greiner ve diğ. (2023), **(4)**: Ok ve diğ. (2023), **(5)**: Maitra ve diğ. (2024).

RA	DEC	G (mag)	Bp-Rp	Tür	Kaynak
257.282	-37.511	20.8508	2.60273	Nova	(1)
95.917	-26.964	12.4362	0.02342	Nova Benzeri	(2)
292.388	-56.062	17.3312	1.09797	Polar	(2)
80.065	-65.741	15.8664	-0.201	AM CVn	(3)
119.576	-61.341	19.7271	0.94211	Polar	(4)
288.057	-44.179	17.0939	1.22099	AM CVn	(2)
92.162	-70.672	20.6859	0.27559	AM CVn	(5)
231.906	-20.885	19.0773	0.96868	Polar	(4)
130.765	-1.816	17.7948	1.25211	Nova Benzeri	(2)
131.671	2.306	18.0302	1.16529	Cüce vNova	(2)
133.962	-1.908	20.7786	0.48498	Cüce vNova	(2)

ışık değişimlerinin karakteristik davranışları CV adaylarını belirlemekte kullanılabilir.

3 Sonuç

eROSITA/DE ile ilk defa tespit edilip keşfi gerçekleştirilen CV'lere ait bilgiler Çizelge 1'de verilmiştir. Kaynakların derlenmesinde eROSITA'nın veri tabanından yararlanılmıştır. Özellikle *Gaia* DR3 ve eROSITA'dan elde edilen renk-parlaklık ve X-ışın akısı-renk grafikleri ilk teşhis için oldukça önemli veri sağlamaktadır. Bu veri setlerinde manyetik ve manyetik olmayan CV'lerin bir karışımını görmekteyiz. Sistemlerin tespit edilmesinde ilk olarak nereye odaklanılması gerektiği konusunda önemli bir veri sağlamaktadır. eROSITA tarama programlarından elde edilecek X-ışındaki değişime ve bu değişimin derecesine bakılarak, kaynakları gökada çekirdeklerinden veya normal X-ışın çiftlerinden ayırmak mümkün olabilir. Her ne kadar X-ışında ve diğer dalgaboylarında olabildiğince fazla fotometrik veriye sahip olsak da sistemin doğasına dair son sözü söylemek için kaynağın optik tayfına sahip olmalıyız. Şu ana kadar keşfedilmiş olan tüm CV'lerin sınıflamasında tayf gözlemlerinin önemi büyüktür. Bundan sonraki aşamada aday sistemler için gerçekleştirilecek sistematik tayfsal gözlemlerle (Sloan Digital Sky Survey gibi) CV popülasyonunda büyük bir artış yaşanması beklenmektedir. Bu yolla sistemlerin hem bireysel çalışmalarına hem de sentetik yıldız popülasyonu modellerinin (Howell ve diğ. 2001) geliştirilmesine büyük katkı sağlayacağı düşünülmektedir. Yıldız evriminin son basamağında olan bu sistemler birçok açık probleme sahiptir. Evrim basamaklarında eksik olan parçalar, yeni CV'lerin çalışılmasıyla doldurulabilir.

Teşekkür

Bu çalışma TÜBİTAK 2219 Yurtdışı Doktora Sonrası Araştırma Programı kapsamında desteklenmiştir. Yardımlarından ötürü TÜBİTAK'a teşekkür ederiz. Bu çalışmanın yapılması sırasında değerli tecrübelerini paylaşan Leibniz Astrofizik Enstitüsü (Potsdam/Almanya) X-ışın grubu lideri Sayın Dr. Axel Schwope'a ve X-ışın grubuna teşekkürlerimi sunarım.

Kaynaklar

Bailer-Jones C. A. L., Rybizki J., Fouesneau M., Demleitner M., Andrae R., 2021, VizieR Online Data Catalog, p. I/352, ADS
Balman Ş., Revnivtsev M., 2012, A&A, 546, A112
Breedt E., ve diğ., 2014, MNRAS, 443, 3174
Buckley D. A. H., Swart G. P., Meiring J. G., 2006, in Stepp L. M., ed., Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series Vol. 6267, Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series. p. 62670Z, doi:10.1117/12.673750
Canbay R., Bilir S., Özdönmez A., Ak T., 2023, Turkish Journal of Astronomy and Astrophysics, 4, 372
Greiner J., ve diğ., 2023, Nature, 615, 605
Grotova I., ve diğ., 2021, The Astronomer's Telegram, 14927, 1, ADS
Hameury J. M., 2020, Advances in Space Research, 66, 1004
Howell S. B., Nelson L. A., Rappaport S., 2001, ApJ, 550, 897
Kafka S., Honeycutt R. K., 2005, AJ, 130, 742
Kalomeni B., 2012, MNRAS, 422, 1601
Kuulkers E., Norton A., Schwope A., Warner B., 2010, in , Compact Stellar X-ray Sources. Cambridge University Press, p. 421
Lamb D. Q., Masters A. R., 1979, ApJ, 234, L117
Liebert J., Bergeron P., Holberg J. B., 2005, ApJS, 156, 47
Liu A., ve diğ., 2022, A&A, 661, A2
Maitra C., ve diğ., 2024, A&A, 683, A21
Maoz E., Grindlay J. E., 1995, ApJ, 444, 183
Merloni A., ve diğ., 2012, preprint, (arXiv:1209.3114)
Mukai K., 2017, PASP, 129, 062001
Ok S., Lamer G., Schwope A., Buckley D. A. H., Brink J., Kurpas J., Tubín D., Traulsen I., 2023, A&A, 672, A188
Ok S., Schwope A., Buckley D. A. H., Brink J., 2024, A&A, 686, A175
Predehl P., ve diğ., 2021, A&A, 647, A1
Ricker G. R., ve diğ., 2014, in Oschmann Jacobus M. J., Clampin M., Fazio G. G., MacEwen H. A., eds, Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series Vol. 9143, Space Telescopes and Instrumentation 2014: Optical, Infrared, and Millimeter Wave. p. 914320 (arXiv:1406.0151), doi:10.1117/12.2063489
Rimoldini L., ve diğ., 2023, A&A, 674, A14
Ritter H., Kolb U., 2003, A&A, 404, 301
Schreiber M. R., Belloni D., Gänsicke B. T., Parsons S. G., Zorotovic M., 2021, Nature Astronomy, 5, 648
Schwope A., 2012, Mem. Soc. Astron. Italiana, 83, 844
Schwope A. D., Brunner H., Buckley D., Greiner J., Heyden K. v. d., Neizvestny S., Potter S., Schwarz R., 2002, A&A, 396, 895
Schwope A., ve diğ., 2022a, A&A, 661, A42
Schwope A., Buckley D. A. H., Malyali A., Potter S., König O., Arcodia R., Gromadzki M., Rau A., 2022b, A&A, 661, A43
Schwope A., Marsh T. R., Standke A., Pelisoli I., Potter S., Buckley D., Munday J., Dhillon V., 2023, A&A, 674, L9
Schwope A., ve diğ., 2024, A&A, 686, A110
Sunyaev R., ve diğ., 2021, A&A, 656, A132
Szkody P., ve diğ., 2002, AJ, 123, 430
Verbunt F., Bunk W. H., Ritter H., Pfeffermann E., 1997, A&A, 327, 602, ADS
Warner B., 1995, Cataclysmic Variable Stars. Cambridge Astrophysics, Cambridge University Press
de Martino D., Bernardini F., Mukai K., Falanga M., Masetti N., 2020, Advances in Space Research, 66, 1209

Access:
M25-0365: Turkish J.A&A — Vol.6, Issue 3.

TJAA Vol. **6**, *Special Issue*, *p.*293–296 (2025). DOI: 10.55064/tjaa.1598164 *Research Article*

GP Cep Örten Çift Wolf-Rayet Sistemi

İbrahim Aköz[1,2] ⋆, Kadri Yakut[1]

[1] *Ege Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 35100 İzmir, Türkiye*

[2] *Türkiye Ulusal Gözlemevleri, Antalya Yerleşkesi, Antalya, Türkiye*

Accepted: April 14, 2025. Revised: April 14, 2025. Received: December 8, 2024.

Özet

Bu çalışmada, örten çift Wolf-Rayet GP Cep (WR153, HD 211853) sisteminin uzun dönemli (2015-2020) fotometrik gözlemsel çalışması yapılmıştır. Sisteminin uzun dönemli ışık değişimi incelenmiş, dikine hız eğrileri ile ışık eğrileri bir arada modellenmiştir. Wolf-Rayet çift sistemlerinin yapısı gereği ışık eğrileirnde ortaya çıkan saçılmalara karşın tutulmalar belirgin bir şekilde elde edilmiştir. Analizler sonucunda yörünge eğim açısı (i) 59.9°, kütle oranı (q) 0.212 ve sistemin yörünge dönemi (P) 6.6888 gün olarak elde edilmiştir.

Abstract

In this study, a long-term (2015-2020) photometric observational study of the eclipsing binary Wolf-Rayet system GP Cep (WR153, HD 211853) has been analysed. The long-term light variation of the system has been studied and the radial velocity and light curves have been modelled simultaneously. Despite the scatter in the light curves due to the nature of Wolf-Rayet binaries, eclipses were clearly obtained. As a result of the analyses, the orbital inclination angle (i) is 59.9°, the mass ratio (q) is 0.212 and the orbital period (P) is 6.6888 days.

Anahtar Kelimeler: Wolf-Rayet – Massive Binary Stars – Stellar Evolution – GP Cep – WR 153

1 Giriş

Büyük kütleli yıldızlar yüksek yüzey sıcaklıklarına sahip göreli olarak hızlı evrimleşen ve evrimin sonunda yüksek enerjik patlamalar gerçekleştirerek geriye nötron yıldızı veya karadelik gibi yapılar bırakan gök cisimleridir. Böylesi yıldızlar büyük oranlardaki yıldız rüzgarları ile önemli miktarda kütle kaybı ile evrimleşirler (Woosley & Bloom 2006; Langer 2012). Wolf-Rayet (WR) yıldızları büyük kütleli yıldızların evrimleri ile oluşan ve süpernova patlasından önceki evrede bulunan yıldızlardır. WR türü yıldızların yapısının iyi anlaşılması nötron ve karadelik bileşenli çift sistemlerin yapılarının daha iyi anlaşılmasına olanak tanımaktadır. Her iki bileşeni de büyük kütleli yıldız olan çift sistemler oluşum sırasında sahip oldukları fiziksel özelliklere göre farklı evrim yollarını takip ederler (Eldridge ve diğ. 2011; Sana ve diğ. 2012; Yaşarsoy & Yakut 2013, 2014; Eggleton & Yakut 2017; Aköz 2024).

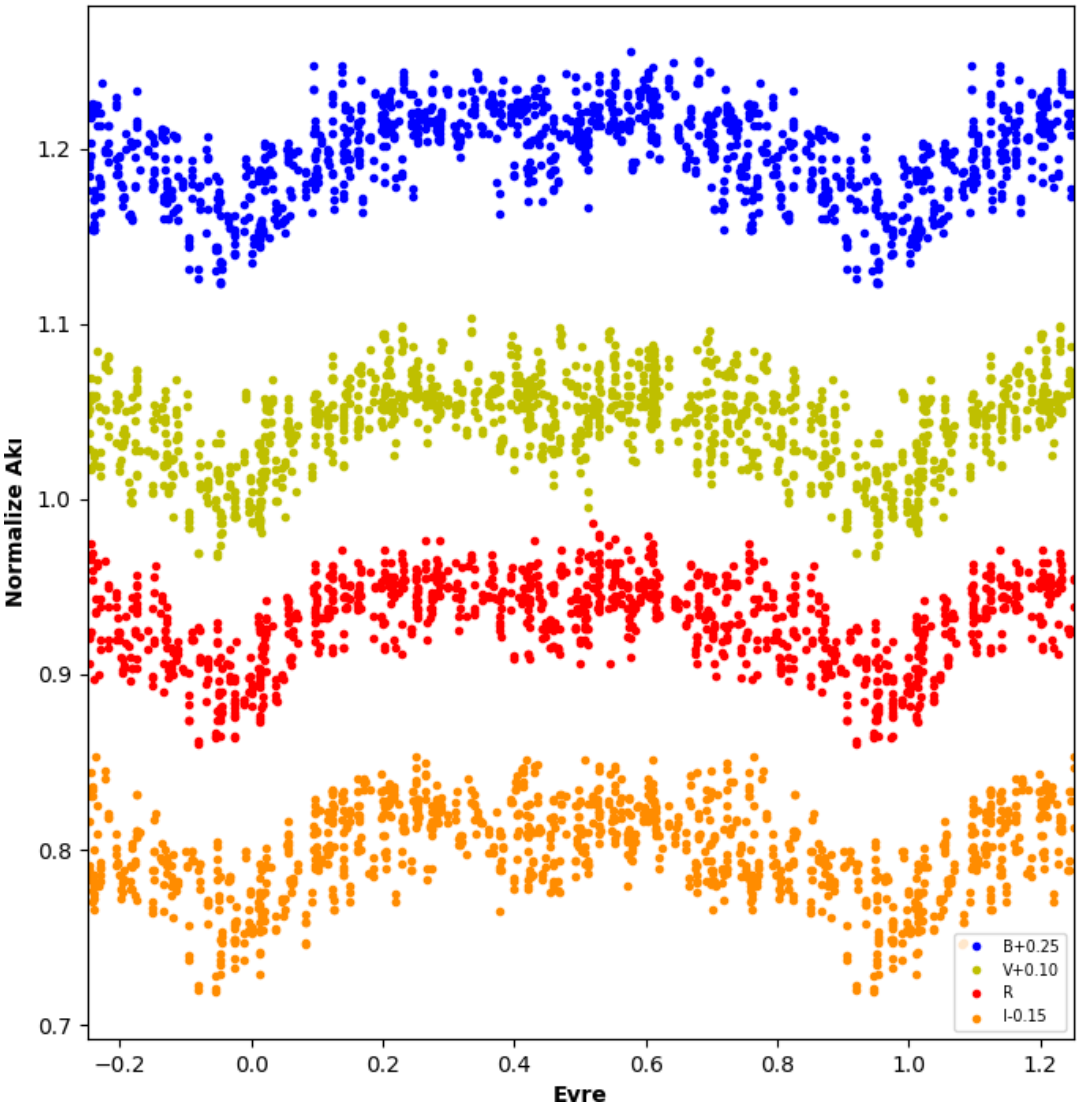
WR türü yıldızlar oldukça büyük kütlelere sahip oldukları için genellikle yoğun kütleli bulutsularda yer almaktadır (van der Hucht 2006). WR türü yıldızların oluşumunda metal bolluğu oldukça etkin rol oynamaktadır. Güneş'in metal bolluğuna ($Z_{\odot}$) sahip bir yıldızın WR aşamasına gelebilmesi için başlangıç kütlesinin en az 25 $M_{\odot}$ olması gerekmektedir (Crowther 2007). Metalce fakir bulutsularda WR türü bir yıldızın oluşması için daha büyük başlangıç kütlesine sahip olması gerekmektedir. WR yıldızları yıldız evriminin son aşamasında olduğu için genişlemiş atmosfer yapısına sahiptir ve güçlü yıldız rüzgarlarından dolayı bu yıldızların tayfında güçlü geniş salma çizgili yapılar görülmektedir (Beals 1940; Aköz 2024).

WR yıldızları şiddetli rüzgarları nedeniyle oldukça yüksek miktarda kütle kaybı gerçekleştiren sistemlerdir. Bu şekilde bulundukları ortamın metalce zanginleşmesini sağlarken, bulundukları bölgedeki bulutsuları tetikleyerek yeni yıldızların oluşumuna katkı sağlar. WR yıldızlarının kütle kaybının doğru hesaplanması evrim sonunda oluşturacağı karadelik yapılarının öncül kütle aralığının belirlenmesinde önemli roy oynar (Higgins ve diğ. 2021). WR yıldızlarının bir çift sistem üyesi olması onları evrimsel açıdan çok daha önemli kılar. Bu tür yıldızların özellikle yakın ve etkileşen çift sistem üyesi olması yüksek enerjik süreçlerin gözlenmesinde etkili olur. Çift WR sistemleri ve bazı örten çift WR yıldızları detaylı olarak Aköz (2024); Aköz & Yakut (2020, 2023) tarafından ele alınmıştır.

Bu çalışmada ele alınan WR 153 sistemi literatürde ilk olarak Hiltner (1945) tarafından tayfsal çalışması yapılmış ve sistemin yörünge dönemini 6.686 gün ve tayf türünü de WN+B olarak elde edilmiştir. Sistemi oluşturan bileşenlerin dikine hızlarının değişiminin genliği WR bileşeni için ($K_{\rm WR}$) 245 km s^{-1} ve B tayf türü bileşen için ($K_{\rm B}$) 95 km s^{-1} olarak elde edilmiştir. Sistemi oluşturan bileşenlerin kütleleri $M_{\rm WR}$=7.6 $M_{\odot}$ ve $M_{\rm O}$=16.9 $M_{\odot}$ olarak belirlenmiştir. Lamontagne ve diğ. (1996) tarafından WR 153 sisteminin fotometrik çalışması yapılmıştır. Sistemin yörünge eğim açısı 74±0.7°, sistemi oluşturan bileşenlerin kütleleri ise $M_{\rm WR}$=15 $M_{\odot}$ ve $M_{\rm O}$=27 $M_{\odot}$ olarak hesaplanmıştır. Son olarak Demers ve diğ. (2002) tarafından tayfsal olarak çalışılan sistemin yeni tayf türünün (WR+O)+(O+O) için WN6o/WCE + O3–6, B0: I + B1: V–III olduğu öne sürülmüştür. WR bileşenli çiftin yörünge dönemi 6.6887 gün olarak belirlenmiştir. WR bileşenli çift sistem için WR türü bileşeninin dikine hız değişiminin genliği ($K_{\rm WR}$) 255±2 km s^{-1} ve O türü bileşeninin dikine hız genliği ($K_{\rm O}$) 76±4 km s^{-1} olarak hesaplanmıştır.

⋆ akozz.ibrahim@gmail.com

© 2025 Turkish Astronomical Society (TAD)



Şekil 1. GP Cep örten WR çift sisteminin 2015-2020 yılları arasında T60 teleskobu ile $BVRI$ filtrelerinde elde edilen ışık değişimi.

2 Yeni Gözlemler

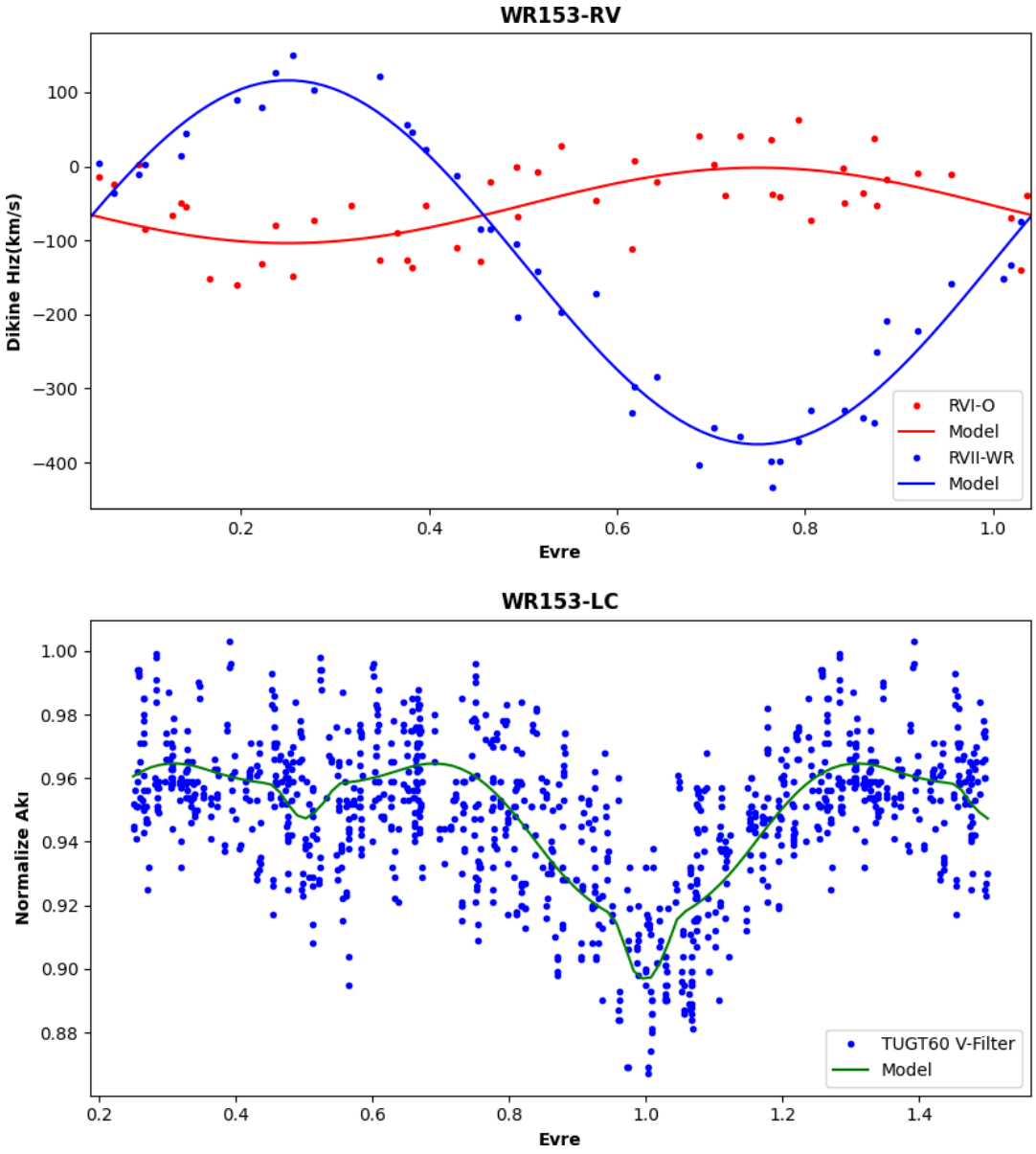
GP Cep sisteminin uzun dönemli ışık değişimini incelemek için Türkiye Ulusal Gözlemevleri'nin Antalya yerleşkesinde yer alan robotik T60 teleskobu kullanılmıştır. Sistemin 2015-2020 yılları arasında Bessell B, V, R ve I (Bessell 1990) bandlarında çok renk fotometrik gözlemleri yapılmıştır. Başlangıçta U bandıda gözlemi yapılan sistemin ışık değişimindeki saçılmanın çok fazla olması nedeniyle gözlemlere diğer dört bandda devam edilmiştir. Şekil 1'de GP Cep sisteminin T60 teleskobu ile elde edilmiş ışık değişimi gösterilmiştir. Sistemin ışık değişimi çift evreli (iki baş minimumu aynı grafikte görmek amacıyla) olarak sunulmuştur. Sistemi oluşturan baş bileşenin örtülmesi (baş minimum) oldukça belirgin olarak görülürken yoldaşın (yan minimum) örtülmesi saçılma içerisinde görülmektedir.

T60 teleskobu ile yapılan gözlemlerde belirli dönemlerde alınan Bias, Dark ve Flat görüntüleri kalibrasyon için kullanılmıştır. Fotometrik gözlem verilerinin indirge işlemleri yapılırken IRAF/PHOT (National Optical Astronomy Observatories 1999) paket programları kullanılmıştır. Bias, Dark ve Flat arındırılmasından sonra fark fotometrisi yöntemi ile elde edilen tüm CCD görüntülerden akı ölçümü yapılmıştır. Sistemin B, V, R ve I bandlarında elde edilen ışık eğrileri Şekil 1'de verilmiştir.

3 Işık Eğrisi Analizi

Genişlemiş atmosfer yapısına ve çok şiddetli yıldız rüzgarlarına sahip olan WR çift sistemlerinin ışık değişimleri oldukça saçılmalı olarak elde edilmektedir. Bu nedenle bu tür sistemlerin ışık eğrisi modellenmesi oldukça karmaşıktır. GP Cep sisteminin ışık değişiminin sentetik modellenmesinde Wilson-Devinney ve PHOEBE programları kullanılmıştır (Prša & Zwitter 2005; Wilson & Devinney 1971; Wilson 1979). Işık eğrilerinin sentetik modelleri yapılırken, kenar kararma katsayıları (Van Hamme 1993), albedolar (Ruciński 1969) ve çekim kararması (von Zeipel 1924) sabit parametreler olarak kabul edilmiştir.

Sentetik modelleri oluştururken fotometrik veri setlerine ek olarak literatürde daha önce Hiltner (1945), Bracher (1968) ve Massey (1981) tarafından yayınlanan dikine hız eğrileri de kullanılmıştır. Şekil 2'de dikine hız eğrisi ve ışık değişimi sunulan sistem çift çizgili tayfsal yapıya sahiptir. Sistemin ışık eğrisi



Şekil 2. GP Cep örten WR çift sisteminin dikine hız (üst panel) ve ışık eğrisinin (alt panel) modellenmesi.

ve dikine hız eğrisi sentetik modellemeleri eş zamanlı yapılarak çözüm elde edilmiştir. Elde edilen sentetik modeller Şekil 2'de sürekli çizgiler olarak gösterilmiştir.

4 Sonuçlar ve Tartışmalar

WR yıldızları büyük kütleli yıldızların evriminin son aşamasını temsil etmektedir. Sıkışık çift sistemlerin (nötron+nötron, karadelik+nötron, karadelik+karadelik) atası olma potansiyelleri nedeniyle çift WR sistemlerinden elde edilen bilgiler oldukça önemlidir. WR aşaması yıldız evriminde çok kısa bir süreyi kapsadığı için bu tür sistemlerin uzun dönemli fotometrik gözlemlerinin yapılarak ışık değişiminin incelenmesi önemlidir. GP Cep sistemi dörtlü bir çift sistem olduğu düşünülen (WR+O9+(O+O)) oldukça karmaşık yapıya sahiptir. Bu tür sistemlerin incelenmesi çoklu yıldız evriminin anlaşılmasına olanak tanır. GP Cep sistemin yeni fotometrik gözlemleri, daha önceki çalışmalarda elde edilmiş dikine hız verileriyle birleştirilerek ışık eğrisi ve dikine hız eğrisinin ortak çözümlemesinin elde edilmesini sağlamıştır.

GP Cep sisteminin daha önceki yapılan fotometrik gözlemlerinde en fazla iki renk ışık değişimi elde edilmiştir (Hjellming & Hiltner 1963; Stepien 1970), çok renk ışık eğrisi ilk defa Aköz (2024) çalışmasında elde edilmiştir. Çizelge 1'de Cep sisteminin ışık ve dikine hız ortak çözümü ile elde edilen değerler verilmiştir. Sistemin yörüngenin eğim açısı (i) 59.9°, yörünge dönemini (P) 6.688 gün, sistemin kütle oranı (q) 0.212, bileşenlerin kütleleri WR yıldızı için 3.6 $M_\odot$ ve O bileşeni için 16.6 $M_\odot$ olarak elde edilmiştir. GP Cep sistemin Şekil 2'de dikine hız ve ışık eğrisinin sentetik modellemesi sunulmuştur.

Çift yıldız etkileşimleri, büyük kütleli yıldızların evrimini ve onların oluşturduğu kompakt cisim popülasyonlarını derinden etkileyen temel bir faktördür. Bu evrimsel süreçte Wolf-Rayet çift yıldızları, özellikle çift kara delik sistemlerine giden

Çizelge 1. WR153 sisteminin yörünge ve fiziksel parametreleri.

Parametre	Birim	Değer	Hata
T_0		2443689.807	0.012
P	(gün)	6.6888	0.00001
i	(°)	59.9	0.1
q	$(M_{\rm WR}/M_{\rm O})$	0.212	0.05
$T_{\rm eff2}$	(K)	42000	
$T_{\rm eff1}$	(K)	19694	180
$R_{\rm WR}$	$(R_\odot)$	10.342	
$R_{\rm O}$	$(R_\odot)$	13.507	
$M_{\rm WR}$	$(M_\odot)$	3.5	
$M_{\rm O}$	$(M_\odot)$	16.6	

yolları anlamak için kritik bir ara basamaktır. WR çiftlerinin gözlemsel özelliklerini ve evrimsel yollarını detaylıca araştırmak; kütleli yıldız evrimi kuramlarını sınamak, kara delik çiftlerinin popülasyonunun kökenlerini ortaya çıkarmak ve çekimsel dalga gözlemlerini yorumlamak için çok önemlidir. Ayrıca, WR çift sistemlerinin fiziksel parametrelerini belirlemek, bu sistemlerin potansiyel olarak ataları olduğu düşünülen GP Cep gibi karmaşık çoklu yıldız sistemlerinin doğasını ve oluşumunu anlamlandırmada kilit rol oynar.

Teşekkür

Bu çalışma Türkiye Bilimsel ve Teknolojik Araştırma Kurumu (TÜBİTAK-117F188) tarafından desteklenmektedir. 15BT60-811 numaralı gözlem projesi ile T60 teleskobunun kullanımı süresince kısmi desteğinden dolayı Türkiye Ulusal Gözlemevleri'ne teşekkür ederiz.

Kaynaklar

Aköz İ., 2024, Ph.d. thesis, University of Ege, Bornova, İzmir
Aköz İ., Yakut K., 2020, Turkish Journal of Astronomy and Astrophysics, 2, 473, ADS
Aköz I., Yakut K., 2023, Turkish Journal of Astronomy and Astrophysics, 4, 363
Beals C. S., 1940, J. R. Astron. Soc. Canada, 34, 169, ADS
Bessell M. S., 1990, PASP, 102, 1181
Bracher K., 1968, PASP, 80, 165
Crowther P. A., 2007, ARA&A, 45, 177
Demers H., Moffat A. F. J., Marchenko S. V., Gayley K. G., Morel T., 2002, ApJ, 577, 409
Eggleton P. P., Yakut K., 2017, MNRAS, 468, 3533
Eldridge J. J., Langer N., Tout C. A., 2011, MNRAS, 414, 3501
Higgins E. R., Sander A. A. C., Vink J. S., Hirschi R., 2021, MNRAS, 505, 4874
Hiltner W. A., 1945, ApJ, 101, 356
Hjellming R. M., Hiltner W. A., 1963, ApJ, 137, 1080
Lamontagne R., Moffat A. F. J., Drissen L., et al. 1996, AJ, 112, 2227
Langer N., 2012, ARA&A, 50, 107
Massey P., 1981, ApJ, 244, 157
National Optical Astronomy Observatories 1999, IRAF: Image Reduction and Analysis Facility, Astrophysics Source Code Library, record ascl:9911.002 (ascl:9911.002)
Prša A., Zwitter T., 2005, ApJ, 628, 426
Ruciński S. M., 1969, Acta Astron., 19, 245, ADS
Sana H., ve diğ., 2012, Science, 337, 444
Stepien K., 1970, Acta Astron., 20, 117, ADS
Van Hamme W., 1993, AJ, 106, 2096
Wilson R. E., 1979, ApJ, 234, 1054
Wilson R. E., Devinney E. J., 1971, ApJ, 166, 605
Woosley S. E., Bloom J. S., 2006, ARA&A, 44, 507
Yaşarsoy B., Yakut K., 2013, AJ, 145, 9
Yaşarsoy B., Yakut K., 2014, New Astron., 31, 32
van der Hucht K. A., 2006, A&A, 458, 453
von Zeipel H., 1924, MNRAS, 84, 702

Access:
M25-0351: Turkish J.A&A — Vol.6, Issue 3.

TJAA Vol. **6**, *Special Issue*, *p.*297–300 (2025). DOI: 10.55064/tjaa.1597331 *Research Article*

Kısa-dönemli Örten Çift Sistem RT Andromedae'nın *UBVRI* çok-renk Gözlemleri

Tuğçe İçli[1,2,3] ⋆, Dolunay Koçak[1,2] Kadri Yakut[1,2]
[1] *Ege Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 35100 İzmir, Türkiye*
[2] *Ege Üniversitesi, Ege Gravitasyonel Astrofizik Araştırma Grubu (eGRAVITY), 35100 İzmir, Türkiye*
[3] *Max Planck Institute for Astrophysics, Karl-Schwarzschild-Str. 1, D-85748 Garching, Germany*

Accepted: April 14, 2025. Revised: April 14, 2025. Received: December 6, 2024.

Özet
Kısa dönemli RS CVn türü aktif çift sistemler, özellikle soğuk yıldız rüzgarlarıyla kütle kaybının önemli olduğu durumlarda, çift yıldız evriminin anlaşılmasında önemli bir rol oynar. RT And çift sistemi böylesi özelliklere sahip az sayıdaki sistemlerden biridir. Bu çalışmada 0.62 gün dönemli yakın çift sistem RT And'ın 2016-2020 yılları arasında TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi'nde bulunan 60 cm robotik teleskop ile U, B, V, R ve I bandlarında elde edilen yeni gözlemler kullanılarak analizler yapılmıştır. Analizler sonucunda sistemin gösterdiği $(U-B)$, $(B-V)$ ve $(V-R)$ renk değişimleri incelenmiştir. Ayrıca elde edilen yeni çok-renk fotometrik gözlemler ile dikine hızların ortak çözümünden sisteme ilişkin yörünge parametreleri elde edilmiştir.

Abstract
Short-period RS CVn-type active binary systems play a crucial role in understanding binary star evolution, particularly in cases where mass loss through cold stellar winds is significant. "RT And" binary system is one of the few systems with such properties. In this study, we analyze the 0.62-day period close binary system RT And using new observations obtained in the U, B, V, R, and I bands with the 60 cm robotic telescope at the TÜBİTAK National Observatory between 2016 and 2020. As a result of the analyses, the color changes of the system in $(U-B)$, $(B-V)$ and $(V-R)$ were investigated. In addition, the orbital parameters of the system were obtained from the simultaneous solution of the new multicolor photometric observations and the radial velocities.

Anahtar Kelimeler: binaries: close – binaries: eclipsing – stars: late-type – stars: activity – stars: fundamental parameters – stars: individual: RT And

1 Giriş

Yıldızların yapısı ve evrimi modern astrofiziğin araştırma konularından birini oluşturmaktadır. Güneş benzeri (geri tür) tek bir yıldızın evrimi ile bir çift sistem üyesi olan yıldızların evrimi farklı süreçlere bağlı olarak gelişir (Hurley ve diğ. 2002; Yakut & Eggleton 2005; Eggleton & Yakut 2017). Çift sistemin sahip olduğu bileşenler arasında gerçekleşen kütle transferi, yıldızdan kaçan plazmanın neden olduğu kütle kaybı, açısal momentum kaybı, ortak zarf evresi gibi süreçler başta sistemin yörünge evrimi olmak üzere bileşenlerin evrimini de ayrı ayrı etkiler (Iben & Livio 1993; Eggleton 2006; Yakut ve diğ. 2008). Çift yıldız evriminde anakol evrimine ayrık olarak başlayan yakın sistemler zamanla önemli fiziksel süreçler sonunda yarı-ayrık ve değen aşamaya geçebilir. Bu geçiş hem düşük kütleli hem de büyük kütleli V382 Cyg (Yaşarsoy & Yakut 2013), OO Aql (İçli ve diğ. 2013), KIC 2306740 (Koçak ve diğ. 2021), V568 Lyr (Yakut ve diğ. 2015), RT And (İçli ve diğ. 2025) gibi sistemler için yapılan korunumsuz evrim modelleri ile başarılı bir şekilde temsil edilmiştir.

Kütle, yarıçap, ışıtma ve kimyasal bolluk gibi temel yıldız parametreleri iyi bilinen yıldızlar özellikle çift sistem olması durumunda yıldız evrim teorisi için temel ve bağlayıcı test olanağı sağlar. Bu bilgilerin bilinen en doğru ölçülmüş sonuçları ayrık ve çift-çizgili örten çiftlerden gelir. Bu nedenle, parametrelerin belirlenmesi için çift sistemlerin tayfsal ve fotometrik gözlemlerine sahip olmak oldukça önemlidir. Genellikle bileşenlerin yörünge ayrıklığının küçük olduğu (1 günden daha küçük yörünge dönemine sahip) yakın-etkileşen çiftler aktif çift sistemlerin özel bir sınıfını oluşturan RS CVn çiftlerini (Hall 1976) kapsamaktadır. Kısa dönemli RS CVn türü sınıfında bulunan RT Andromedae (BD +52 3383a, α: $23^{h}11^{m}10^{s}$, δ: $+53^{\circ}01'33''$) yüksek yüzey aktivitesi ve flare sergileyen ayrık ve örten bir çift sistemdir. Işık değişimi 20. yüzyılın başlarından bu yana bilinen (Deichmüller 1901) çift sistem 0.629 gün yörünge dönemine sahip F8V ve G0-K1-3V tayf türünde iki anakol bileşenden oluşmaktadır (Payne-Gaposchkin 1946).

İlk ışık eğrisi Zinner (1915) ve Jordan (1929) tarafından yayınlanmış olan çift sistemin günden güne ve yıldan yıla değişkenlik gösteren fotoğrafik ve fotoelektrik ışık değişimleri farklı yazarlar tarafından (Zeilik ve diğ. 1989; Pribulla ve diğ. 2000; Erdem ve diğ. 2001, ve buradaki referanslar) doğrulanmıştır. Aktif çift sistemin ışık eğrilerinde görülen dalgalanmalar çevrimsel lekelerin varlığı ile açıklanmış (Pribulla ve diğ. 2000; Kjurkchieva ve diğ. 2001) ve sıcak bileşenin yüzeyindeki lekelerin genellikle 90° ve 250° aktif boylamlarında toplandığı sonucuna varılmıştır (Yakut 2001). Sistemin son dönem *BVRI* ışık eğrilerinin analizi sonucu aktif bölgelerin evrimi 6.69 yıllık bir aktivite çevrim uzunluğu ile tartışılmıştır

⋆ tugce.icli@mail.ege.edu.tr

© 2025 Turkish Astronomical Society (TAD)

(Zhang & Gu 2007). Gözlemsel olarak çok çalışılmış olan bu çift sistemin bazı fiziksel ve yörünge parametreleri Kjurkchieva ve diğ. (2001) tarafından; i=82±0.1 derece, K_1=130 km s^{-1}, K_2=175.8 km s^{-1}, T_1=6150 K, T_2=4920K, M_1=1.23 M$_\odot$, M_2=0.91 M$_\odot$, q=0.74 olarak elde edilmiştir. Parlak bir sistem olan RT And'ın uzaklığı HIPPARCOS (Popper 1998) ve yıldızlararası soğurmanın olmadığı koşulda (Pribulla ve diğ. 2000) sırası ile d=75±6 pc ve d=83±2 pc olarak hesaplanmıştır.

Çalışma kapsamında RT And çift yıldızının yeni elde edilen fotometrik gözlemleri ele alınmış ve bileşen yıldızların hassas parametrelerinin tayini amaçlanmıştır. §2'de çift sistemin yeni elde edilen optik gözlemleri hakkında bilgi verilmiştir. §3'te sistemin ışık ve dikine hız modellemesi ele alınmıştır. Sisteme ilişkin elde edilen hassas yörünge parametrelerinin sonuçları §4'te sunulmuş ve tartışılmıştır.

2 Yeni TUG T60 $UBVRI$ Gözlemleri

Yaklaşık bir asırlık ışık değişimi bilinen örten çift sistem RT And'ın bu çalışma kapsamında uzun dönemli çok-renk ($UBVR$) gözlemleri TÜBİTAK Ulusal Gözlemevinde (TUG) 2016-2020 yılları arasında 0.6 m çaplı robotik teleskop kullanılarak elde edilmiştir. Sistemin ışığı üçer aylık takip süreleri ile 2016D ve 2020C gözlem dönemleri arasında Bessell U, B, V, R ve I bandlarında 1, 5, 20 ve 60 s arasında değişen poz sürelerinde incelenmiş ve 3299 gözlem noktası elde edilmiştir.

Yeni elde edilen uzun dönemli fotometrik gözlemlerin indirgenmesi sırasında sistem için daha önce literatürde de kullanılan mukayese yıldızları dikkate alınmıştır. Değişen yıldız ve kullanılan mukayese yıldızlarına ilişkin koordinat, parlaklık ve tayf türü bilgisi Çizelge 1'de sunulmuştur. T60 ile yapılan gözlemlerin indirgeme işlemleri her bir gözlem dönemi (3'er aylık dönemler) dikkate alınarak uygun bias, dark ve flat görüntüleri kullanılarak fark fotometrisi (V-C) yöntemi ile ve zaman düzeltmesi yapılarak ele alınmıştır (Koçak ve diğ. 2021; Çokluk ve diğ. 2019; İçli ve diğ. 2013). Veri indirgemesi sırasında `IRAF/APPHOT` paketi ve `AstroImageJ` (Collins ve diğ. 2017) programı kullanılmıştır.

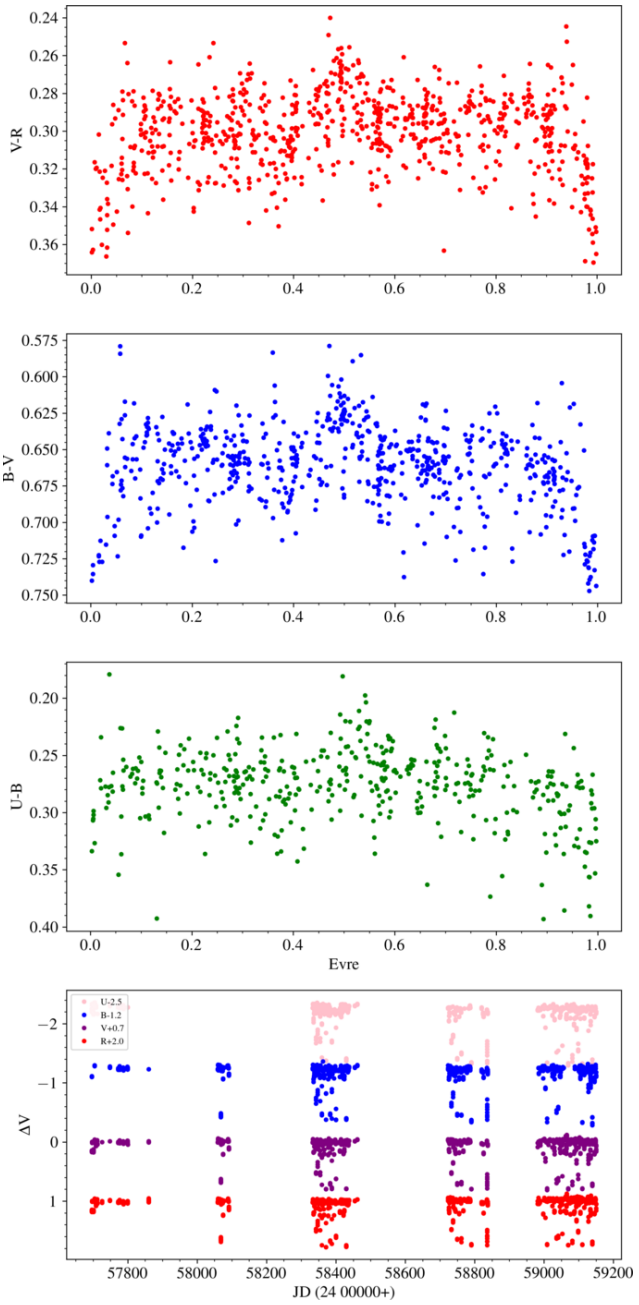
Aktif yakın çift sistem RT And'ın bu çalışmada elde edilen uzun dönemli T60 sonuçları $(U-B)$, $(B-V)$ ve $(V-R)$ renk ölçekleri Şekil 1'de gösterilmiştir. Yapılan gözlemler dikkate alındığında mukayese yıldızlarının önemli bir değişim sergilemedikleri görülmüştür. Sistemin T60 gözlemlerinde elde edilen çok-renk fotometrinin renk indeksleri $(U-B)$, $(B-V)$, $(V-R)$ incelendiğinde maksimum evrelerde (0.25-0.75) küçük dalgalanmalar görülmektedir, baş minimum (min I) evresinde parlaklıkta düşme görülürken yan minimum (min II) evresinde parlaklıkta artma görülmüştür. Bu da bize bileşen yıldızların yüzeyinde farklı aktivite süreçlerinin gerçekleştiği hakkında ipucu vermektedir. Elde edilen ilk sonuçlar İçli (2023)'te tartışılmıştır.

3 Işık ve Dikine Hız Eğrilerinin Analizi

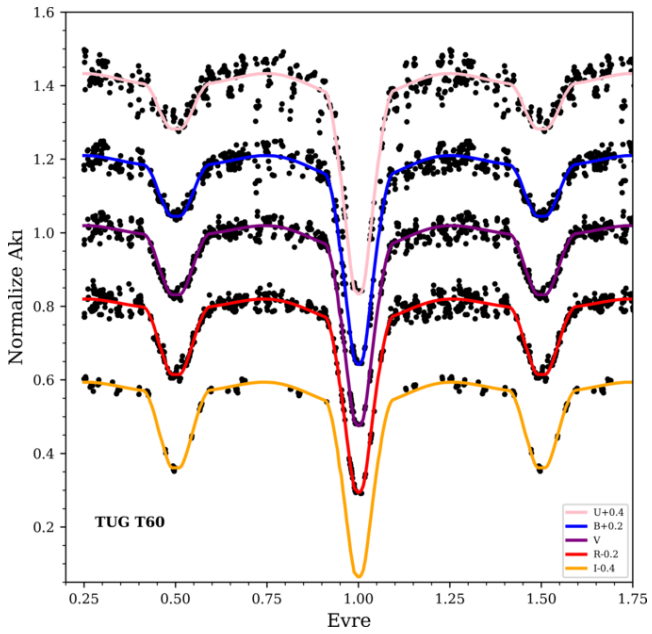
Bu çalışma kapsamında yeni elde edilen çok-renk TUG T60 ışık değişimleri analiz edilmek üzere normalize edilmiştir. Sistemin dikine hız eğrileri daha önce Wang & Lu (1993); Popper (1994); Gunn ve diğ. (1996) tarafından elde edilmiştir. Sentetik model sırasında hem dikine hız gözlemleri hem de yeni elde edilen çok-renk fotometrik veri setleri kullanılmıştır. Modelleme bu amaçla sıklıkla kullanılan `PHOEBE` (Prša & Zwitter 2005)

Çizelge 1. RT And çift sisteminin T60 gözlem verisinin indirgemesinde kullanılan mukayese yıldız bilgileri. Değerler Simbad veri tabanından alınmıştır.

TYC 3998-	α	δ	B	V	Tayf Türü
2167-1	23 11 10.09	+53 01 33.03	$9\overset{m}{.}58$	$9\overset{m}{.}04$	F8V +G0-K1-3V
2415-1	23 11 17.88	+52 59 59.23	$10\overset{m}{.}18$	$10\overset{m}{.}01$	A3
1794-1	23 11 22.86	+52 57 56.50	$10\overset{m}{.}19$	$9\overset{m}{.}75$	A3
2231-1	23 11 26.65	+53 01 53.31	$12\overset{m}{.}40$	$10\overset{m}{.}97$	
2343-1	23 11 14.02	+53 06 23.58	$11\overset{m}{.}34$	$11\overset{m}{.}41$	



Şekil 1. RT And'ın TUG-T60 teleskobuyla elde edilen uzun dönemli çok-renk ışık değişimi (en alt panel), $(U-B)$, $(B-V)$ ve $(V-R)$ renk ölçeği diyagramları (üst panel).



Şekil 2. RT And sisteminin TUG T60 ile yeni elde edilmiş *UBVRI* bandlarındaki gözlemler (siyah noktalar) ve en uygun sentetik modeller (düz çizgiler). Modeller sırası ile pembe (U), mavi (B), mor (V), kırmızı (R) ve sarı (I) renkleri ile gösterilmiştir.

programı ile yapılmıştır. Çözüm sırasında albedolar (A_1, A_2) (Ruciński 1969), çekim kararma katsayıları (g_1, g_2) (Lucy 1967), kenar kararmaları (van Hamme 1993) ve baş bileşenin sıcaklığı sabit değerler olarak alınmıştır. Bunlara karşın, yoldaş yıldızın sıcaklığı (T_2), yörünge dönemi (P), yörünge eğim açısı (i), potansiyeller ($\Omega_{1,2}$) ve kütle oranı (q) serbest parametre olarak alınmıştır.

RT And gibi aktif bileşenlere sahip çift yıldız sistemlerinde, leke ve parlama (flare) gibi manyetik aktivite kaynaklı homojen olmayan yapılar, ışık eğrilerinde asimetrilere neden olabilir. Bu durum, farklı gözlem dönemlerinde elde edilen ışık eğrisi çözümlerinde parametrelerde küçük farklılıkların ortaya çıkmasına yol açar. Hafta veya ay mertebesinde yapılan gözlemlerde bu tür asimetriler belirgin şekilde gözlenebilirken, yıl mertebesinde yapılan gözlemlerde ise bu değişimler, Şekil 2'de görüldüğü gibi bir band yapısı şeklinde kendini gösterir. Bu nedenle, ışık eğrileri modellenirken leke yaklaşımı kullanılmamış, bunun yerine ortalama ışık eğrisi çözümü tercih edilmiştir. Analiz sonucunda sistemin elde edilen parametreleri Çizelge 2'de verilmiştir. Çiftin yeni gözlemleri ile model arasındaki uyum Şekil 2'de gösterilmiştir.

4 Sonuçlar ve Tartışmalar

Yıldız iç yapı ve evrimini çalışmada çift yıldızlar önemli bir role sahiptir. Temel astrofiziksel problemler olan kütle ve açısal momentum kaybı gibi süreçlerin araştırılması, korunumlu ve korunumsuz evrim modellerinin testi ve yörünge değişimine neden olan fiziksel süreçlerin incelenmesi için fiziksel parametrelere ihtiyaç vardır ve bunun için de sistemin örten ve çift çizgili olması gereklidir.

Bu çalışma kapsamında seçilen anakol bileşenlerden oluşan yakın etkileşen çift sistem RT And'ın gözlemsel çalışması yapılmıştır. Bu bağlamda, çift yıldızın TUG T60 teleskobuyla

Çizelge 2. RT And çift sisteminin ışık eğrisi ve dikine hız eğrisi analizi sonucu elde edilen yörünge parametreleri. 1 ve 2 indisleri sırasıyla sıcak ve soğuk bileşeni temsil etmektedir.

Parametre	Birim	Değer (hata)
T_0	(JD-2400000)	58461.3387(10)
P	(gün)	0.628929(1)
i	(°)	86.6(3)
Ω_1		3.922(5)
Ω_2		4.455(6)
q	(m_2/m_1)	0.754(7)
T_1	(K)	6150(200)
T_2	(K)	4747(90)
l_2/l_{1+2}	(B)	%12.3
l_2/l_{1+2}	(V)	%14.5
l_2/l_{1+2}	(R)	%16.8
Sıcak bileşenin göreli yarıçapı	(R_1/a)	0.3266(9)
Soğuk bileşenin göreli yarıçapı	(R_2/a)	0.2297(6)

$UBVR$ bandlarında 2016-2020 yıllarında yeni uzun dönemli gözlemleri elde edilmiştir. Bu gözlem veri setleri hassas bir şekilde indirgenmiş ve sistemin çok-renk ışık değişimleri elde edilmiştir. Sistemin mevcut dikine hız verisi ile sentetik ışık eğrisi modeli bu çalışma kapsamında yeniden yapılmış ve eş zamanlı çözüm sonucu elde edilen hassas yörünge parametreleri Çizelge 2'de sunulmuştur. i=86.6 derece olduğu durumda; T_1=6150 K, T_2=4747 K ve q=0.754 olarak belirlenmiştir. Uzun dönemli gözlemlerin analizi sonucu elde edilen yeni parametreler daha önce Pribulla ve diğ. (2000); Ekmekçi ve diğ. (2002); Zhang & Gu (2007) gibi daha kısa dönemli zaman ölçeklerinde elde edilen yörünge parametreleri ile uyumlu sonuçlar vermiştir. Literatürdeki çalışmalarda, yörünge parametreleri genellikle kısa zaman aralıklarında elde edilen ışık eğrilerinin, yıldız yüzeyinde leke bulunduğu varsayımıyla çözümlenmesiyle elde edilmiştir. Ancak lekelerin tek ve belirgin bir çözümünün bulunmaması, bu çalışmada olduğu gibi ortalama ışık eğrilerine dayalı analizleri daha güvenilir ve avantajlı hale getirebilir.

Bir asrı aşkın fotometrik gözlem takibi ile RT And'ın yeni elde edilen TUG gözlemleri (İçli 2023) ve hassas uydu veri setlerinin analizi bize yörünge ve fiziksel parametrelerin daha hassas belirlenmesi olanağını sunmuştur. Bu aşamada buradan elde edilen hassas parametre sonuçları ile RS CVn türü hedef sistemin korunumsuz evrim yaklaşımlarının oluşturulması ile yıldız evrim modellerinin testinin sağlanması hedeflenmektedir (İçli ve diğ. 2025).

Teşekkür

Bu çalışma 117F188 ve 119F077 nolu TÜBİTAK projeleri tarafından desteklenmiştir. T.İ. BİDEB 2211-C ve 2214-A burslarından dolayı ve 18AT60-1298 ve 18AT60-1301 proje numaralı T60 teleskobunun kullanımındaki kısmi desteği için Türkiye Ulusal Gözlemevleri'ne, bilimsel ziyareti süresince desteklerinden dolayı Max-Planck Astrofizik Enstitüsü'ne ve S. de Mink'e teşekkür eder.

Kaynaklar

Collins K. A., Kielkopf J. F., Stassun K. G., Hessman F. V., 2017, AJ, 153, 77
Deichmüller F., 1901, Astronomische Nachrichten, 157, 31
Eggleton P., 2006, Evolutionary Processes in Binary and Multiple Stars. CUP
Eggleton P. P., Yakut K., 2017, MNRAS, 468, 3533

Ekmekçi F., Özeren F. F., Ak H., 2002, Astronomische Nachrichten, 323, 31
Erdem A., Demircan O., Güre M., 2001, A&A, 379, 878
Gunn A. G., Hall J. C., Lockwood G. W., Doyle J. G., 1996, A&A, 305, 146, ADS
Hall D. S., 1976, in Fitch W. S., ed., Astrophysics and Space Science Library Vol. 60, IAU Colloq. 29: Multiple Periodic Variable Stars. p. 287, doi:10.1007/978-94-010-1175-4_15
Hurley J. R., Tout C. A., Pols O. R., 2002, MNRAS, 329, 897
Iben Icko J., Livio M., 1993, PASP, 105, 1373
İçli T., 2023, Ph.d. thesis, University of Ege, Bornova, İzmir
İçli T., Koçak D., Boz G. Ç., Yakut K., 2013, AJ, 145, 127
İçli T., Koçak D., de Mink S., Yakut K., 2025, A century of observations and non-conservative evolutionary modelling of the RT Andromedae multiple system, in preparation, to be submitted to *MNRAS*
Kjurkchieva D. P., Marchev D. V., Ogloza W., 2001, Astronomy and Astrophysics, 378, 102
Koçak D., Yakut K., Southworth J., Eggleton P. P., İçli T., Tout C. A., Bloemen S., 2021, ApJ, 910, 111
Lucy L. B., 1967, Zeitschrift für Astrophysik, 65, 89, ADS
Payne-Gaposchkin C., 1946, ApJ, 103, 291
Popper D. M., 1994, AJ, 108, 1091
Popper D. M., 1998, The Publications of the Astronomical Society of the Pacific, 110, 919
Pribulla T., Chochol D., Milano L., Errico L., Vittone A. A., Barone F., Parimucha Š., 2000, Astronomy and Astrophysics, 362, 169, ADS
Prša A., Zwitter T., 2005, ApJ, 628, 426
Ruciński S. M., 1969, Acta Astronomica, 19, 245, ADS
Wang X. M., Lu W., 1993, in Leung K.-C., Nha I.-S., eds, Astronomical Society of the Pacific Conference Series Vol. 38, New Frontiers in Binary Star Research. p. 280
Yaşarsoy B., Yakut K., 2013, AJ, 145, 9
Yakut K., 2001, Yüksek lisans tezi, Ege Üniversitesi, Bornova, İzmir
Yakut K., Eggleton P. P., 2005, ApJ, 629, 1055
Yakut K., Kalomeni B., Tout C. A., 2008, preprint, (arXiv:0811.0455)
Yakut K., Eggleton P. P., Kalomeni B., Tout C. A., Eldridge J. J., 2015, MNRAS, 453, 2937
Zeilik M., Cox D. A., de Blasi C., Rhodes M., Budding E., 1989, ApJ, 345, 991
Zhang L.-Y., Gu S.-H., 2007, Astronomy and Astrophysics, 471, 219
Çokluk K. A., Koçak D., İçli T., Karaköse S., Üstündağ S., Yakut K., 2019, MNRAS, 488, 4520
van Hamme W., 1993, AJ, 106, 2096

Access:
M25-0342: Turkish J.A&A — Vol.6, Issue 3.

TJAA Vol. **6**, *Special Issue*, *p.*301–305 (2025). DOI: 10.55064/tjaa.1593983 *Research Article*

YY CrB Çift Yıldız Sisteminin Doppler Görüntüleme ile Yüzey Parlaklık Dağılım Anormalliğinin Belirlenmesi

Eda Burcu Yorulmaz[1,2] ⋆, İbrahim Özavcı[1,2], Engin Bahar[1,2], Hakan Volkan Şenavcı[1,2]

[1] *Ankara Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 06100 Ankara, Türkiye*
[2] *Ankara Üniversitesi Kreiken Rasathanesi, 06837 Ankara, Türkiye*

Accepted: April 15, 2025. Revised: April 15, 2025. Received: November 30, 2024.

Özet

Bu çalışmada, ışık eğrisinde O'Connell etkisi görülen YY CrB çift yıldız sisteminin, Ankara Üniversitesi Kreiken Rasathanesi'nde bulunan T80 Prof. Dr. Berahitdin Albayrak Teleskobu ve ona bağlı tayfçeker ile elde edilen orta çözünürlüklü (R∼15000) tayfları kullanılarak Doppler görüntüleme tekniği yardımıyla bileşenlerin yüzey parlaklık dağılımı haritalarının elde edilmesi amaçlanmaktadır. Bu kapsamda, sisteme ilişkin tayflar LSD (En Küçük Kareler Dekonvolüsyonu) tekniği kullanılarak zamana bağlı hız profillerine dönüştürülmüş ve Doppler görüntüleme tekniğini temel alan, sıcak/soğuk leke varlığını ortaya çıkarmaya yönelik 3-sıcaklık modeline dayanan `DoTS` kodu ile her iki bileşene ait yüzey parlaklık dağılımı haritaları elde edilmiştir. Sistemin ışık eğrilerinde görülen O'Connell etkisini açıklayabilmek için literatürde yapılan çalışmalar sistemdeki lekelerin sıcak ve/veya soğuk leke olup olmadığını ve leke özelliklerini açıklamakta yetersiz kalmıştır. Bu bağlamda, YY CrB sistemi bileşenlerinin yüzey parlaklık dağılım anormalliği Doppler görüntüleme tekniği ile ortaya çıkarılmıştır.

Abstract

In this study, the aim is to obtain the surface brightness distribution maps of the components of YY CrB binary star system, which exhibits the O'Connell effect in its light curve, using mid-resolution (R∼15000) spectra obtained with the T80 Prof. Dr. Berahitdin Albayrak Telescope and its spectrograph at Ankara University Kreiken Observatory. In this context, the spectra of the system were converted into time-dependent velocity profiles using the LSD (Least Squares Deconvolution) technique, and the surface brightness distribution maps of both components were obtained using the `DoTS` code, which is based on Doppler Imaging and relies on 3-temperature models to reveal the presence of hot/cold spots. In the literature, explanations for the O'Connell effect observed in the system's light curves have been insufficient to determine whether the spots are hot or cold, as well as to characterize their properties. In this regard, the surface brightness inhomogeneities of the components of YY CrB system have been revealed through Doppler imaging technique.

Anahtar Kelimeler: binaries: eclipsing – techniques: imaging spectroscopy – stars: imaging – starspots

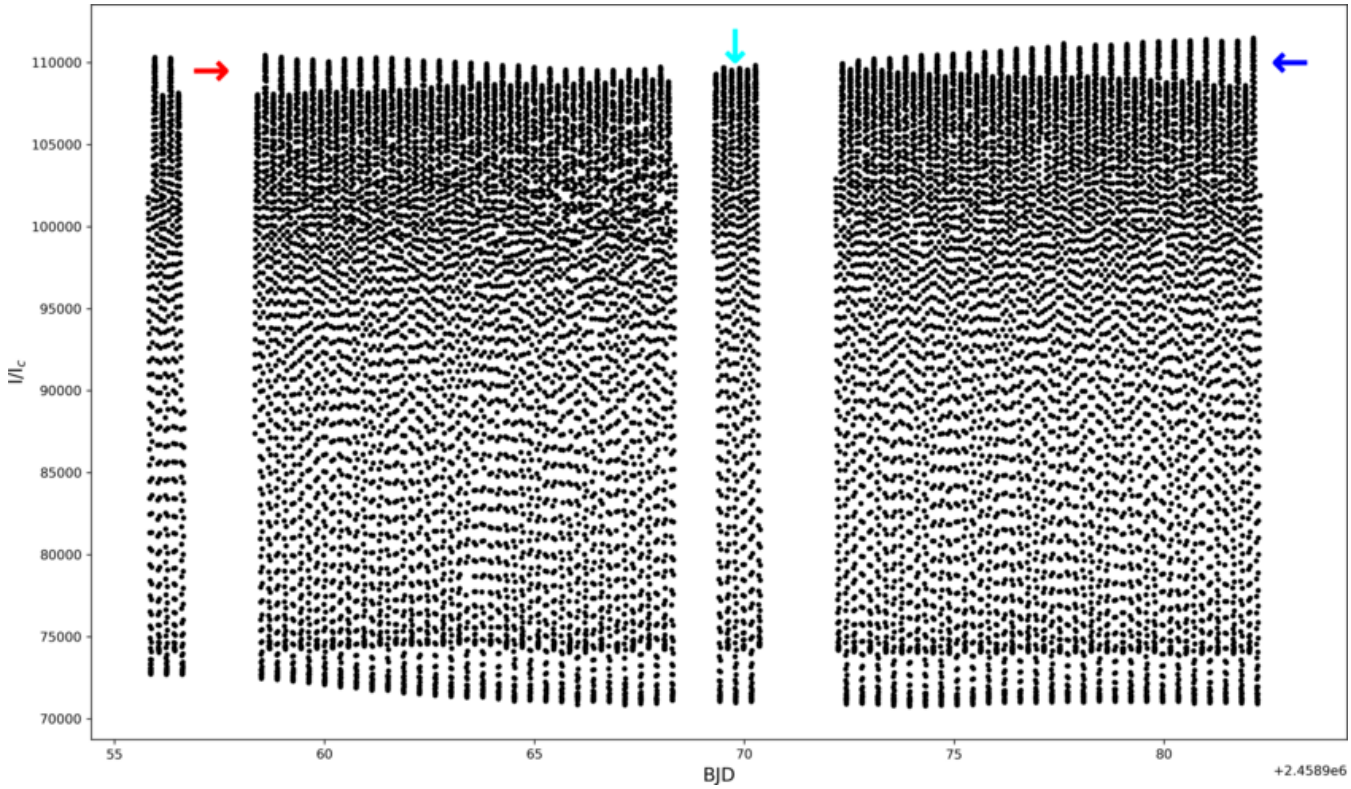
1 Giriş

Örten değişen çift yıldızların ışık eğrisi maksimum seviyeleri arasında fark olması, O'Connell etkisi (O'Connell 1951) adı verilen bir olgu ile isimlendirilmekte olup birçok sistemin ışık eğrisinde belirgin bir şekilde görülmektedir. Bu olgu neredeyse bir yüzyıldır bilinmektedir ve etkiye sebep olabilecek astrofiziksel sebepler hakkında ortaya çok sayıda teori atılmıştır. Fakat bu teoriler, O'Connell etkisi gösteren sistemlerin tamamı için kesin bir sebep olarak belirlenememiştir (Wilsey & Beaky 2009). Bu teoriler arasında, literatürde en çok kabul gören ve ışık eğrisi analizinde en sık kullanılanı Binnendijk (1960)'in yüzey parlaklık dağılımını bozan leke aktivitesidir. Leke modellemesi amacıyla gerçekleştirilen ışık eğrisi analizi esnasında, gözlemsel verilere uyumlanan sıcak ve/veya soğuk leke modelleri her ne kadar uyumlu olsa da leke modeli temelde kendi içerisinde de bazı belirsizlikler taşır (Maceroni & van't Veer 1993). Özellikle örten değişen çift yıldızların ışık eğrisi analizinde kullanılan Wilson & Devinney (1971) programı, her iki leke modelini de gözlem verilerine mükemmel bir şekilde uyumlayabilmektedir. Bu durum sadece ışık eğrisi analizi ile, sistemdeki lekenin hangi bileşende olduğunu ve lekenin karakteristiği hakkında yeterli bilgiye ulaşılamayacağını göstermektedir. Tayf bilimi bu bağlamda sisteme dair bilinmeyenleri açığa kavuşturabilecek bilgiyi taşımaktadır.

Belirgin bir O'Connell etkisine sahip YY CrB sisteminin ışık eğrisi keşfedildiği günden bu yana, maksimum seviyeleri arasındaki fark ve maksimum seviyenin görüldüğü evre (0.25 veya 0.75) zamanla değişmektedir (örn. Erdem ve diğ. 2001; Gazeas ve diğ. 2005; Essam ve diğ. 2010). Öyle ki bazı dönemlerde elde edilen ışık eğrilerinde O'Connell etkisi gözlenmemiştir (Sipahi ve diğ. 2000). Sistemin 24. sektör TESS ışık eğrileri incelenerek bu değişim net bir şekilde görülmüştür. Şekil 1'de 24. sektör TESS ışık eğrilerinin zamana bağlı değişimi gösterilmektedir. TESS'in aldığı ilk ışık eğrilerinde birinci maksimum seviyesi ikinci maksimum seviyesinden daha yüksek iken, zamanla maksimumlar arasındaki fark yavaş yavaş azalarak neredeyse aynı seviyeye gelmiştir. Sonrasında ise ikinci maksimum seviyesi birinci maksimum seviyesinden daha yüksek

⋆ ebyorulmaz@ankara.edu.tr

© 2025 Turkish Astronomical Society (TAD)



Şekil 1. YY CrB'nin TESS 24. sektör ışık eğrileri. Kırmızı ok ile gösterilen ışık eğrilerinde, turkuaz renkli ok ile gösterilen ışık eğrilerine kadar maksimum-I seviyesi maksimum-II seviyesinden yüksektir. Turkuaz renkli ok ile gösterilen ışık eğrilerinde maksimum-I seviyesi ile maksimum-II seviyesi neredeyse aynıdır. Turkuaz renkli ok ile lacivert renkli ok arasındaki ışık eğrilerinde ise maksimum-II seviyesi maksimum-I seviyesinden daha yüksektir.

olacak şekilde maksimum seviyeleri arasındaki fark artmaya başlamıştır.

Her iki bileşeni de F8V tayf türüne sahip YY CrB sistemi için literatür ve TESS ışık eğrilerindeki değişim göz önünde bulundurularak, konvektif katman ve diferansiyel dönmenin de varlığıyla; manyetik aktivite sonucu oluşan, göç eden ve sönümlenen bir soğuk leke varlığından söz edilebilir. Buna karşın literatürde, sıcak ve/veya soğuk leke modelleri sistemin ışık eğrisi analizi sırasında uygulanmıştır. Öncelikle Vaňko ve diğ. (2004) birinci bileşenin ekvator bölgesine soğuk leke yerleştirmiştir. Devamında Erdem ve diğ. (2001), birinci bileşenin kutup bölgesine soğuk bir leke yerleştirerek O'Connell etkisini modellemiştir. Essam ve diğ. (2010) karma leke modeli uygulayarak birinci bileşene soğuk, ikinci bileşene sıcak leke modeli uygulamıştır. Son olarak 2024 yılında Soomandar & Poro (2024) birinci bileşenin ekvator bölgesine fotosfere göre daha sıcak bir leke yerleştirerek ışık eğrisi analizini gerçekleştirmiştir.

Doppler görüntüleme tekniği (Vogt & Penrod 1983), sistemdeki lekenin hangi bileşende olduğunun belirlenebilmesi amacıyla kullanılabilecek tekniklerden birisidir. Bu bağlamda sistemin zamana bağlı tayf serilerinin elde edilmesiyle O'Connell etkisine sebep olan olgu açığa çıkarılabilir.

2 Gözlemler ve Analiz

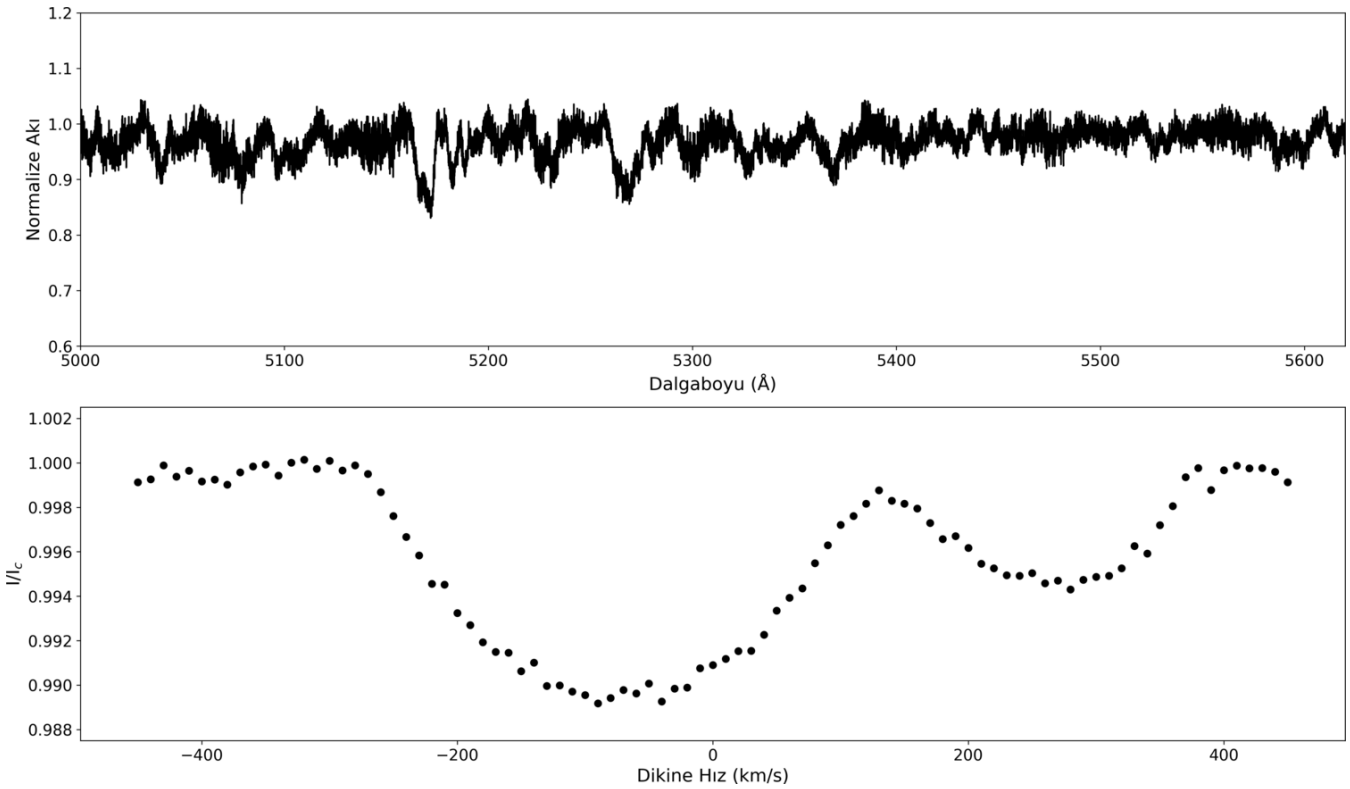
Ankara Üniversitesi Kreiken Rasathanesi'nde T80 Prof. Dr. Berahitdin Albayrak teleskobuna bağlı Whoppshel tayfçekeri ile orta çözünürlüklü (R∼15000) 4170–7861 Å aralığındaki 8 adet YY CrB tayfı, 12-25 Temmuz 2022 tarihleri arasında elde edildi. Ön indirgeme adımları ve tayfların normalizasyona hazırlanabilmesi amacıyla gerçekleştirilen tüm aşamalarda `IRAF` standart paketleri kullanılmıştır. Normalizasyona hazır hale gelen tayflar, `Python` tabanlı `NSpec` kodu kullanılarak normalize edilmiştir. Tayflara ait gözlem bilgileri Çizelge 1'de verilmiştir.

Çizelge 1. Gözlem bilgisi. Tüm poz süreleri 3600 s.

Tarih	HJD (2450000+)	Evre	S/N Tayf	S/N LSD
21/07/2022	9782.4601	0.124	37	2379
19/07/2022	9773.4726	0.257	37	2266
25/07/2022	9786.3153	0.361	41	2143
25/07/2022	9786.3571	0.472	61	2207
14/07/2022	9775.4634	0.543	41	2048
25/07/2022	9786.3989	0.583	56	3518
25/07/2022	9786.4411	0.695	64	2960
16/07/2022	9777.4448	0.805	65	2738

2.1 LSD (Least-Squares Deconvolution) Tekniği

LSD tekniği, tayf çizgi listesi kullanarak yıldız(lar)ın hız profillerini oluşturur. Tekniği ilk olarak Donati ve diğ. (1997), bazı aktif yıldızların spektropolarimetrik gözlemlerine Doppler görüntüleme tekniğini uygulamak üzere kullanmıştır. Bu teknik yıldız tayfının S/N değerini yükselterek, yüzey parlaklık dağılımının daha hassas bir şekilde elde edilebilmesini sağlar.



Şekil 2. YY CrB sisteminin 0.26 evresine ait tayfı (üstte) ve LSD profili (altta)

Tekniğin tayflara uygulanabilmesi için bileşenlere ait ortalama bir yüzey sıcaklık değeri, yüzey çekim ivmesi ve uygun dalgaboyu aralığındaki atomlara ait çizgi şiddetlerine ihtiyaç duyulur. Bu çizgi listelerinin elde edilmesi aşamasında, VALD3 (The Vienna Atomic Line Database) (Pakhomov ve diğ. 2017) veritabanı kullanıldı. Veri tabanından T=6000 K sıcaklığında, $\log g$=4.0 yüzey çekim ivmesine sahip gözlem verilerinin dalgaboyu aralığındaki çizgi şiddet listesi elde edildi. Gözlenen tayflardan, hız profillerini olumsuz etkileyecek Balmer çizgileri, kromosferik aktivite belirteçleri ve tellürik çizgiler çıkarıldı.

LSD hız profillerinin oluşturulabilmesi için `LSDpy` (Folsom 2022) kodu kullanılarak S/N değerleri yükseltildi. YY CrB sisteminin tayf gözlemlerine ve LSD hız profillerine ait S/N değerleri Çizelge 1'de son iki sütunda verilmiştir. Görüldüğü üzere LSD profillerine ait S/N değerleri, tayflara ait S/N değerlerine göre çok daha yüksektir. Şekil 2'de YY CrB sisteminin 0.26 evresine ait tayfı ve LSD profili karşılaştırmalı olarak gösterilmektedir.

2.2 Doppler Görüntüleme Tekniği

Doppler görüntüleme tekniği, yıldız(lar)ın sık ve homojen evre dağılımına sahip tayflarındaki çizgi profillerini kullanarak yüzey parlaklık dağılım haritasını çıkaran bir tekniktir. Teknik, yıldız(lar)ın dönme hızına bağlı olarak, yıldız diskinin uzaydaki hızını temel alır ve eğer yıldız yüzeyinde soğuk leke varsa tayfsal çizgi profilleri üzerinde "tümsek", sıcak leke varsa tayfsal çizgi profilleri üzerinde "çukur" yapı gözlenir.

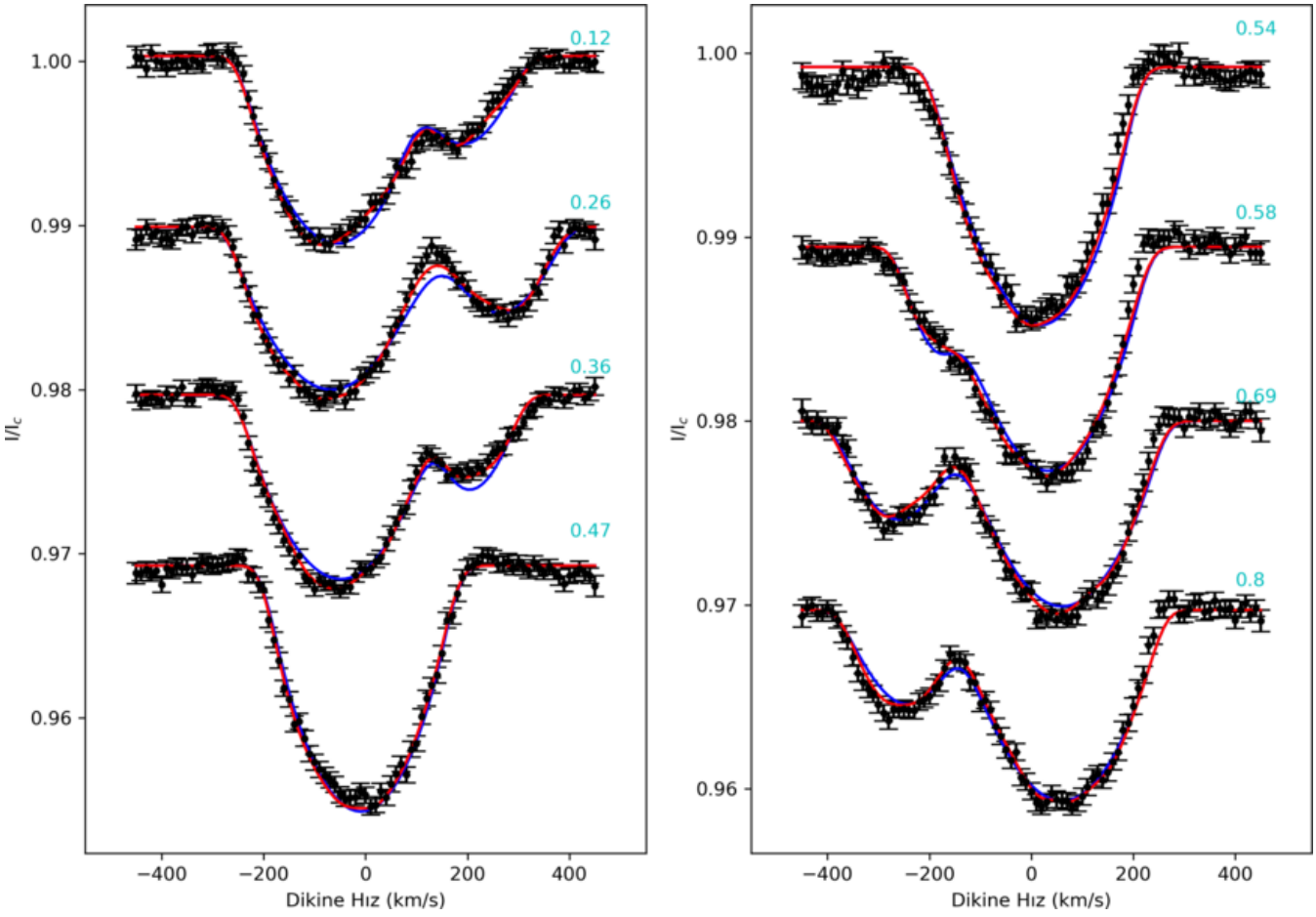
`DoTS` kodu (Collier Cameron 1997) incelenen yıldızların tayfsal ve fiziksel özelliklerine uygun sentetik profiller üreterek sonrasında Maksimum Entropi Metodu (MEM) (Skilling & Bryan 1984) adı verilen iterasyon tekniği ile gözlemsel profillere yakınsayarak uygun enlem ve boylam üzerine leke modellemesi yapar. Kodun 3-sıcaklık modeli ile hem sıcak hem de soğuk lekeler modellenebilmektedir. 3-sıcaklık modeli, fotosfer sıcaklığı, fotosferden daha sıcak ve daha soğuk olacak şekilde 3 ayrı sıcaklığı barındırır.

Sistemin gözlemsel LSD hız profilleri, `DoTS` kodu tarafından üretilen sistemin tayfsal ve fiziksel özelliklerine uygun sentetik profilleri ve MEM iterasyonu sonucu üretilen leke modeli Şekil 3'te gösterilmektedir. Ayrıca `DoTS` kodunun üretmiş olduğu bileşenlerin geometrisine uygun ve dört ana evredeki yüzey parlaklık dağılım haritaları Şekil 4'te gösterilmektedir.

3 Sonuçlar ve Tartışma

Doppler görüntüleme tekniği, yıldız(lar)ın yüzeyinden elde edilen dikine hız bilgisi ile yüzey parlaklık dağılım haritasının görsel olarak çıkarılmasına olanak sağlar.

YY CrB sisteminin, Doppler görüntüleme tekniği kullanılarak `DoTS` kodu yardımıyla elde edilen yüzey parlaklık dağılım haritalarında, 0.25 evresine denk gelen boyun bölgesi civarında, 0.75 evresine göre baskın bir soğuk leke göze çarpmaktadır. Yüzey parlaklık dağılım haritasında elde edilen soğuk leke görüntüsü, TESS ışık eğrilerindeki O'Connell etkisinin zamanla olan değişiminin, soğuk lekelerin göç etme özelliğiyle de tutarlıdır. Ayrıca, bileşenlerin yüzeyinde kontrast farkı çok yüksek olmayan oluşumlar da yüzey parlaklık dağılım haritalarından görülebilmektedir. Bu oluşumlar, 0.25 evresindeki soğuk leke kadar baskın olmamakla birlikte sistemin

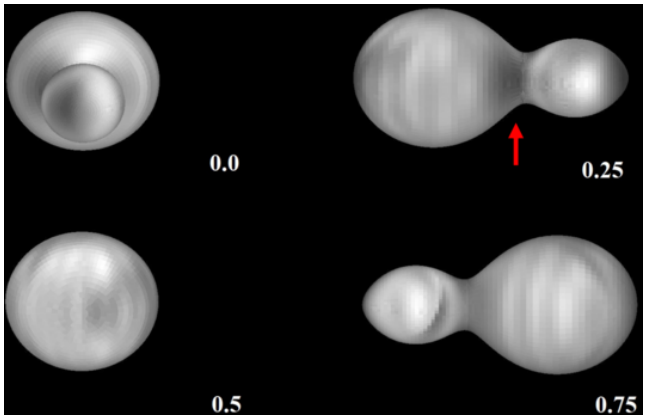


Şekil 3. Gözlemsel LSD profilleri (hata barları ile birlikte siyah noktalar), DoTS programı ile sistemin fiziksel özelliklerine uygun üretilen kuramsal LSD profilleri (lacivert sürekli eğri) ve DoTS programının maksimum entropi metodu kullanarak kuramsal eğrilere yakınsadığı sentetik eğriler (kırmızı sürekli eğri).

yüzeyinin tamamen homojen bir parlaklığa sahip olmadığının göstergesidir.

LSD profillerinin saçılmış olması, sistemin çok yüksek hızlarda dönme-dolanma hareketinden kaynaklıdır. YY CrB sisteminin Ankara Üniversitesi Kreiken Rasathanesi'nde elde edilen tayflarında 3600 saniyelik poz süreleri yaklaşık %11 oranında evre birleşmesine sebep olmuştur. Bu oran sistemdeki lekelerin konumlarını belirli seviyelerde etkilese de YY CrB örneğinde, sistemdeki lekenin sıcak/soğuk olup olmadığı ve hangi evrede olduğu belirlenebilmektedir. Tekniğin temel amacı yıldız(lar)ın yüzey parlaklık haritasını yüksek hassasiyette çıkarmak olup; teknik, bu türden yörünge hızı yüksek olan ve O'Connell etkisi gösteren sistemlerin orta çözünürlükteki tayfları ile bileşenlerin yüzey parlaklık anormalliğini ortaya koyabilmektedir. Sistemdeki lekenin konumunun ve yüzey parlaklık dağılımının yüksek hassasiyette belirlenebilmesi için gözlemlerin daha yüksek çözünürlükte yapılması ve daha kısa poz sürelerinde alınması gerekmektedir. Ek olarak sistemdeki lekenin TESS ışık eğrilerinde görülen göç hareketi sebebiyle, tayfsal ve fotometrik gözlemlerin eş zamanlı yapılması çok daha faydalı olacaktır.

Doppler görüntüleme tekniği yıldızların yüzeyini görüntülemeye yarayan modern tekniklerden birisidir. Bu bağlamda O'Connell etkisinin en çok kabul gören sebepleri



Şekil 4. Bileşenlerin dört ana evredeki yüzey parlaklık dağılım haritaları. 0.25 evresi boyun bölgesindeki soğuk leke kırmızı ok ile gösterilmektedir.

arasında yer alan leke varlığının denetlenebilmesi açısından olanak sağlamaktadır. Teknik, sonuç olarak 0.25 evresinde baskın bir soğuk leke olduğunu gösterse de bu, o bölgede ışınımı engelleyen başka bir olgu kaynaklı olabilir. Bu

türden sistemlerde gözlenen O'Connell etkisinin, sistemin hangi evresinde olduğunu ve baskın lekenin fotosfere göre sıcak/soğuk olduğunu açıklamak için Doppler görüntüleme tekniğinin kullanılabileceği düşünülmektedir.

Kaynaklar

Binnendijk L., 1960, AJ, 65, 358
Collier Cameron A., 1997, MNRAS, 287, 556
Donati J.-F., Semel M., Carter B. D., Rees D., Cameron A. C., 1997, Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, 291, 658
Erdem A., Budding E., Demircan O., Cicek C., Ozdemir S., Bulut I., Soydugan E., Soydugan F., 2001, Information Bulletin on Variable Stars, 5152, 1, ADS
Essam A., Saad S. M., Nouh M. I., Dumitrescu A., El-Khateeb M. M., Haroon A., 2010, New Astron., 15, 227
Folsom C. P., 2022, LSDpy, https://github.com/folsomcp/LSDpy
Gazeas K. D., ve diğ., 2005, Acta Astron., 55, 123, ADS
Maceroni C., van't Veer F., 1993, A&A, 277, 515, ADS
O'Connell D. J. K., 1951, Publications of the Riverview College Observatory, 2, 85, ADS
Pakhomov Y., Piskunov N., Ryabchikova T., 2017, in Balega Y. Y., Kudryavtsev D. O., Romanyuk I. I., Yakunin I. A., eds, Astronomical Society of the Pacific Conference Series Vol. 510, Stars: From Collapse to Collapse. p. 518 (arXiv:1710.10854), doi:10.48550/arXiv.1710.10854
Sipahi E., Keskin V., Yasarsoy B., 2000, Information Bulletin on Variable Stars, 4859, 1, ADS
Skilling J., Bryan R., 1984, Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, Vol. 211, NO. 1, P. 111, 1984, 211, 111
Soomandar S., Poro A., 2024, New Astron., 105, 102112
Vaňko M., Parimucha Š., Pribulla T., Chochol D., 2004, Baltic Astronomy, 13, 151, ADS
Vogt S. S., Penrod G. D., 1983, Publications of the Astronomical Society of the Pacific, 95, 565
Wilsey N. J., Beaky M. M., 2009, Society for Astronomical Sciences Annual Symposium, 28, 107, ADS
Wilson R. E., Devinney E. J., 1971, Astrophysical Journal, vol. 166, p. 605, 166, 605

Access:
M25-0336: Turkish J.A&A — Vol.6, Issue 3.

TJAA Vol. **6**, *Special Issue*, *p.*306–316 (2025). DOI: 10.55064/tjaa.1592219 *Conference Paper*

Eksen Dönmesi Gösteren Çift Yıldızlara İstatistiki Yaklaşım

Soheil Sharifiankorkchi[1] ⋆, Ömer Lütfi Değirmenci[1]
[1] *Ege Üniversitesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 35100, İzmir, Türkiye*

Accepted: April 16, 2025. Revised: April 16, 2025. Received: November 27, 2024.

Özet
Eksen dönmesi hareketini, bir çift sistemin göreli yörüngesine ilişkin büyük ekseninin ya da göreli yörüngenin enberi doğrultusunun, odaktan geçen ve yörünge düzlemine dik eksen etrafında dönmesi şeklinde ifade edebiliriz. Eksen dönmesi klasik ve rölativistik nedenlerden kaynaklanmaktadır. Rölativistik katkı sistemin toplam kütlesi ile doğru orantılı iken göreli yörüngenin yarı-büyük eksen uzunluğu ile ters orantılıdır. Yörünge dış merkezliği büyüdükçe rölativistik katkı da artmaktadır. Eksen dönmesine olan klasik katkı ise daha ziyade bileşenlerin homojen olmayan yoğunluk dağılımlarından kaynaklanmaktadır. Diğer taraftan bileşenlerin dönme hızları, sistemin kütle oranı ve yörünge dış merkezliği de belirleyici parametreler olarak karşımıza çıkmaktadır. Bu çalışmada eksen dönmesi gösteren çift sistemlerin $d\omega/dt$ ile verilen eksen dönme hızlarının sistemlere ilişkin diğer parametreler ile olası ilişkileri araştırılmıştır. Çalışma kapsamında eksen dönmesi gösteren yıldızların eksen dönme parametreleri ve bileşenlerine ve sisteme ilişkin parametreler literatürden derlenmiş ve parametreler arasında olası istatistiki ilişkiler araştırılmıştır.

Abstract
We can express the apsidal motion as the rotation of the major axis of the relative orbit of a binary system or the perigee direction of the relative orbit, around the axis passing through the focus and perpendicular to the orbital plane. Apsidal motion is due to classical and relativistic reasons. The relativistic contribution is directly proportional to the total mass of the system and inversely proportional to the semi- major axis length of the relative orbit. As the orbital eccentricity increases, the relativistic contribution also increases. The classical contribution to apsidal motion is rather due to the non-homogeneous density distributions of the components. On the other hand, the rotational velocities of the components, the mass ratio of the system and the orbital eccentricity also appear as determining parameters. In this study, the possible relationships between the apsidal motion rate, $d\omega/dt$, and other parameters related to the systems were investigated. Within the scope of the study, the apsidal motion parameters of systems showing apsidal motion, and parameters related to the component stars and binary systems were compiled from the literature and possible statistical relationships between them were investigated.

Anahtar Kelimeler: binaries: eclipsing – stars: fundamental parameters – stars: statistics

1 Giriş

Çift sistemler yıldız astrofiziğinin hem önemli bir bilgi kaynağı hem de olağanüstü laboratuarlarıdır. Yıldızların fiziksel parametrelerine en duyarlı biçimde çift yıldızlar vasıtasıyla ulaşılabilmektedir. Diğer yandan eliptik yörüngeli örten çift sistemler yıldızların fiziksel ve yörüngesel öğelerini sunmaları dışında yıldızların yapısını anlamamızda temel olan bazı gözlemsel olayları da sergilerler. Bu bakımdan kuramsal astrofizik açıdan da çok önemlidirler. Yıldızların içyapı ve evrim modellerinin ve ayrıca genel rölativite kuramının test edilmesine olanak sağlarlar. Bu nedenlerden dolayı eksen dönmesi gösteren çift sistemlerin derlenmesi, kataloglarının yapılması ve genel özelliklerinin ortaya konulması astrofizik açısından son derece önem arz eder. Eksen dönmesi gösteren yıldızlara ilişkin literatürde çok sayıda yayın ve birkaç katalog bulunmaktadır. Eksen dönmesi olayının kuramsal alt yapısı için esas olarak Sterne (1939), Schwarzschild (1958), Kopal (1959) ve Kopal (1978)'e bakılabilir. Söz konusu sistemlere ilişkin en son kataloglar: Bulut & Demircan (2007) ve Kim ve diğ. (2018) tarafından yayımlanan kataloglardır. Bulut & Demircan (2007)'ın kataloğunda 124 örten çift sistem bulunmaktadır. Bugüne kadar yapılan en geniş kataloğu sunan Kim ve diğ. (2018)'nın kataloğunda toplam 653 eliptik yörüngeli çift sistem yer alırken bunlardan galaksimize ait olan 172 sistemin eksen dönme parametreleri sunulmuştur.

2 Eksen Dönmesi

Eliptik yörüngeli çift yıldızlarda ortaya çıkan gözlemsel olayların en önemlisi eksen dönmesidir. Eksen dönmesi göreli yörüngenin büyük ekseninin ya da diğer bir ifadeyle göreli yörüngenin odağını, enberi noktasına birleştiren doğrultunun (enberi doğrultusu), yörüngenin odak noktasından geçen ve yörünge düzlemine dik olan eksen etrafında dönmesidir. Enberi doğrultusunun konumu ω açısıyla belirlenir ve enberi boylamı adını alır. Enberi boylamı ω, yörüngenin çıkış düğümü doğrultusundan itibaren, enberi doğrultusuna kadar, pozitif yönde ve 0° ile 360° arasında ölçülür. Dolayısıyla eksen dönmesi olayını nicel olarak ortaya koyan parametre ω açısının zamanla değişimini gösteren $\dot{\omega} = d\omega/dt$ parametresidir ve eksen dönme hızı adını alır. Eksen dönmesi gösteren bir örten çift sistemin ışık eğrisinde baş ve yan minimum süreleri, minimumların iniş ve çıkış kollarının eğimleri ve yan minimumun, baş minimuma göre

⋆ Soheil_sh@outlook.com

© 2025 Turkish Astronomical Society (TAD)

konumu sürekli ve dönemli olarak değişir. Bu döneme eksen dönme dönemi denir ve U ile gösterilir.

Eliptik yörüngeli bir çift sistemin yörünge dönemi P, dönem başına eksen dönme miktarı $\Delta\omega$ ve eksen dönme dönemi U arasında

$$\frac{\Delta\omega}{360} = \frac{P}{U} \tag{1}$$

ilişkisi vardır. Buna göre eksen dönme hızı

$$\dot{\omega} = \frac{d\omega}{dt} = \frac{\Delta\omega}{\Delta t} = \frac{\Delta\omega}{P} \tag{2}$$

olur. Buna göre $\dot{\omega}$ parametresinin birimi derece/çevrim şeklindedir. Burada çevrim kelimesi, süre olarak, söz konusu sistemin yörünge dönemine karşılık gelmektedir. Eksen dönmesi gösteren bir örten çift sistemin minimum zamanları gözlenerek yan minimumun, baş minimuma göre dönemli yer değiştirmesi tespit edilmek suretiyle eksen dönme hızı ve dolayısıyla da eksen dönme dönemi belirlenebilir. Bu yöntem literatürde genellikle $O-C$ diyagramı gösterimi olarak bilinir. Bir örten çift sistemin T_0 başlangıç minimum zamanına göre E-inci (E=$\pm1, \pm2, \pm3, \cdots$) sıradaki minimum zamanı

$$C = T_0 + PE \tag{3}$$

bağıntısıyla tahmin edilebilir. Eğer kullanılan T_0 ve P parametreleri doğru ve sistemde de eksen dönmesi yoksa bu yolla belirlenen $O-C$ farkları, bir $E-(O-C)$ diyagramında, gerek parlaklık ölçümlerinde, gerek zaman ölçümlerinde ve gerekse gözlem koşullarındaki değişimler nedeniyle kabul edilebilir bir saçılma ile birlikte $O-C$=0 civarında bir dağılım gösterecektir. O halde eğer bir örten çift sistem eksen dönmesi gösteriyorsa bu durumda onun minimum zamanlarının

$$O = T_0 + P_S E + \tau_a \tag{4}$$

ifadesi ile tahmin edilen zamanlarda gözlenmesi gerekir. Burada P_S sistemin yıldızı dolanma dönemi ve

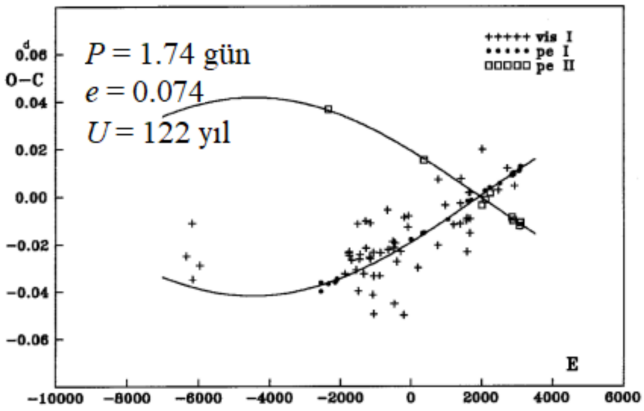
$$O - C = \tau_a \tag{5}$$

ifadesi de eksen dönme terimidir. τ_a terimi, esas itibariyle, yörünge parametreleri olan dolanma dönemi P, dış merkezlik e, yörünge eğim açısı i ve enberi boylamı ω'nın bir fonksiyonudur ve tam ifadesi Gimenez & Bastero (1995)'de verilmiştir. Eksen dönmesi gösteren bir çift sistemin $O-C$ diyagramının en bariz özelliği baş ve yan minimumlara ilişkin verilerin, aralarında 180° faz farkı olan çevrimsel yapılar olarak dağılım göstermeleridir. Örnek olarak eksen dönmesi gösteren bir çift sistem olan IQ Per'in, Değirmenci (1997)'den alınan $O-C$ diyagramı Şekil 1'de verilmiştir. Çoğu durumda eksen dönme dönemi yüzlerce hatta binlerce yıl mertebesinde olup eldeki minimum zamanları eksen dönme döneminin ancak küçük bir kısmını kapsar. Bu nedenle çoğu durumda dönem analizine ilişkin elde edilen sonuçlar ancak bir ilk yaklaşım duyarlığına sahiptir. Sonuç olarak böylesi çift sistemlerin ışık ölçümü ve minimum zamanlarına ilişkin gözlemler önemini korumaktadır.

2.1 Eksen dönmesine neden olan fiziksel süreçler

Eliptik yörüngeli çift sistemlerde, özellikle minimum zamanlarının tespiti yoluyla belirleyebildiğimiz eksen dönmesi olayına neden olan pek çok fiziksel süreç vardır. Eksen dönmesine yol açan mekanizmalar klasik ve rölativistik olmak üzere iki gruba ayrılır.

Rölativistik katkı genel relativite kuramının öngördüğü bir



Şekil 1. IQ Persei örten çift sisteminin $O-C$ diyagramı. Şekil Değirmenci (1997)'den alınmıştır.

sonuç olup Levi-Civita (1937) tarafından

$$\dot{\omega}_{\rm rel} = 5.4510^{-4}\frac{1}{1-e^2}\left(\frac{M_1+M_2}{P}\right)^{2/3} \tag{6}$$

bağıntısıyla verilmiştir.

Klasik olarak bileşenlerin küresel simetriden sapmaları (yakın çift sistemlerde beklenen normal durum) ve homojen olmayan yoğunluk dağılımlarına sahip olmaları, bileşenlerin dönmesi, sistemde üçüncü bir cismin varlığı ya da yıldızlararası gaz ve toz nedeniyle yörünge hareketinin frenlenmesi gibi süreçler de eksen dönmesine neden olur. Bu çalışmada klasik nedenlerin en baskını olan homojen olmayan yoğunluk dağılımı ve bileşenlerin dönme hızları dikkate alınmış, etkileri küçük olan diğer mekanizmalar dikkate alınmamıştır.

Eksen dönme hızının klasik kısmının, bileşenlere ve sisteme ilişkin parametreler ile ilişkisi Kopal (1978) tarafından

$$\frac{\dot{\omega}_{\rm cl}}{360} = c_{21}k_{21} + c_{22}k_{22} \tag{7}$$

bağıntısıyla verilir. Burada $k_{2i}(i$=$1,2)$ bileşenlerin içyapı sabitleri ve c_{2i} ise ilgili bileşenin fiziksel niceliklerine bağlı terimlerdir. c_{2i} terimleri Kopal (1978) tarafından

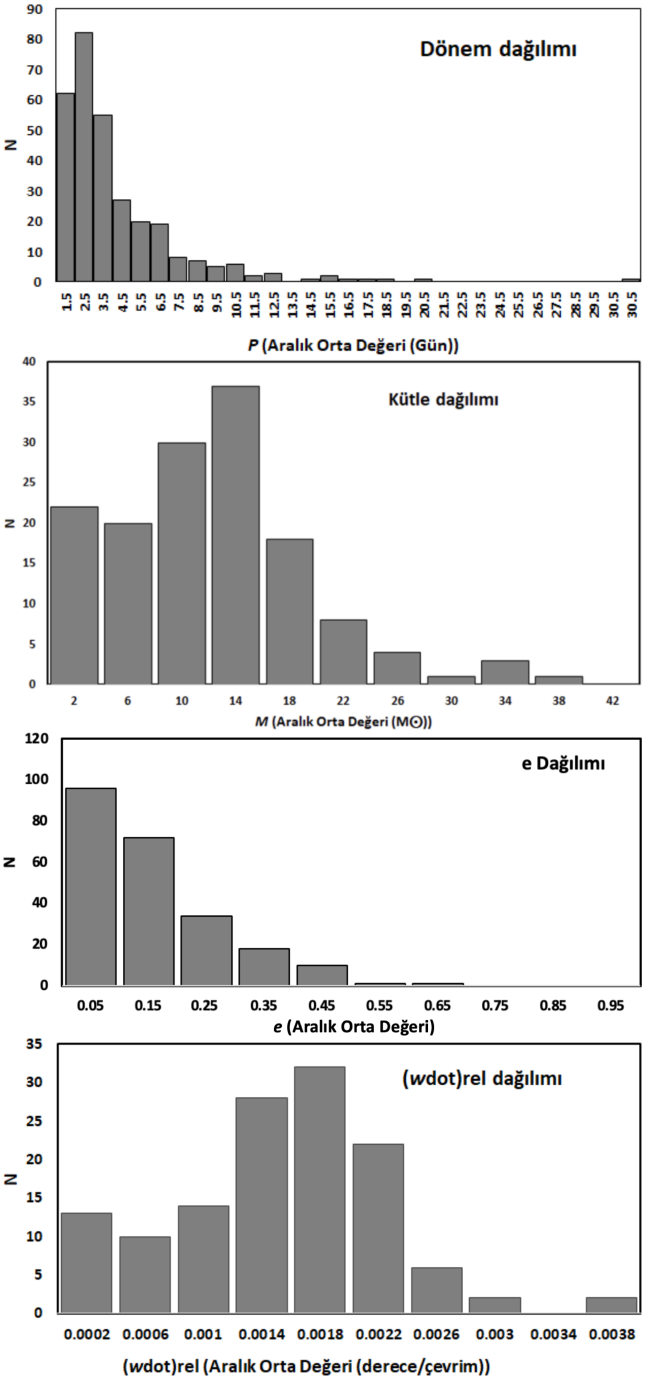
$$c_{2i} = \left[\left(\frac{\omega_i}{\omega_k}\right)\left(1+\frac{m_{3-i}}{m_i}\right)f(e) + 15\frac{m_{3-i}}{m_i}g(e)\right]\left(\frac{R_i}{a}\right)^5 \tag{8}$$

bağıntısıyla verilir. Burada ω_i, m_i ve R_i terimleri bileşenlerin, sırasıyla dönme açısal hızlarını, kütle ve yarıçaplarını, $\omega_k = P/2\pi$ yörüngenin Keplerian açısal hızını, a göreli yörüngenin yarı-büyük eksen uzunluğunu gösterirken dış merkezliğin birer fonksiyonu olan $f(e)$ ve $g(e)$ terimleri ise

$$f(e) = \frac{1}{(1-e^2)^2} \tag{9}$$

$$g(e) = (1-e^2)^{-5}(1+1.5\,e^2+0.125\,e^4) \tag{10}$$

bağıntılarıyla verilir (bkz. Kopal 1978). Denklem 8'de yer alan bileşenlerin dönme açısal hızları genellikle literatürde mevcut olmadığından bu çalışma kapsamında dönme açısal hızları için onların enberi noktasındaki dolanma açısal hızları kullanıldı. Hunt (1981), çift sistem bileşenlerinin enberi noktasındaki dönme açısal hızlarının, güçlü çekimsel etkileşim nedeniyle, yörüngenin enberi noktasındaki dolanma açısal hızıyla kilitli (pseudo-synchronization) olduğunu kabul eder. Diğer taraftan



Şekil 2. Katalog yıldızlarının (en üst) yörünge dönemi dağılımı, (üsten ikinci) toplam kütle dağılımı, (alttan ikinci) yörünge dışmerkezliklerinin dağılımı, (en alt) eksen dönme hızlarının rölativistik kısımlarının dağılımı.

Swings (1936)'ya göre bir çift sistemin enberi noktasındaki dolanma açısal hızı, Keplerian açısal hızı ile

$$\omega_p^2 = \frac{1+e}{(1-e)^3}\omega_K^2 \qquad (11)$$

şeklinde ilişkilidir. Sonuç olarak dönme açısal hızları bilinmeyen bileşenler için $\omega_i{=}\omega_p$ kullanılması iyi bir yaklaşım sağlar.

İçyapı sabiti yıldız evrim modellerinin çok önemli bir parametresi olmakla birlikte bir çift sistemin bileşenlerinin her birine ilişkin içyapı sabitlerini (k_{21} ve k_{22}) gözlemsel olarak ayrı ayrı elde etme şansımız ne yazık ki bulunmamaktadır. Bu nedenle yapılabileceklerin en iyisi olarak sistemi temsil eden bir ortalama içyapı sabiti (k_2) tanımlanır ve kullanılır. k_{21} ve k_{22} içyapı sabitlerinin ağırlıklı ortalaması olan k_2 sabiti

$$k_2 = \frac{c_{21}k_{21} + c_{22}k_{22}}{c_{21} + c_{22}} \qquad (12)$$

ifadesiyle verilir. Burada ağırlık olarak kullanılan c_{2i} nicelikleri Denklem 8 ifadesiyle verilmiştir.

3 Materyal ve Yöntem

Çalışma kapsamında eksen dönmesi gösteren çift sistemlere istatistiki açıdan yaklaşılarak onların çeşitli parametrelerinin dağılımları elde edilmiş ve bazı parametreleri arasında ilişkiler araştırılmıştır.

Eksen dönmesi gösteren çift sistemlere ilişkin veriler literatürden derlenerek toplam 303 sistemden oluşan bir örneklem oluşturulmuş ve Çizelge 1'de sunulmuştur. Sistemlerin yörünge ve fiziksel parametreleri dışında her bir bileşene ilişkin fiziksel parametreler de (mevcut olanlar) derlenmiştir. Doğal olarak bazı sistemlerin parametrelerinde eksiklikler bulunmaktadır.

3.1 Yörünge dönemi dağılımı

Katalog yıldızlarının yörünge dönemi dağılımı Şekil 2'de (en üst panel) gösterilmiştir. yörünge dönemi 1 günden daha küçük sistem yoktur, 10 günden daha uzun dönemli sistem sayısı ise yok denecek kadar azdır. Dönem dağılımı 2.5 gün civarında bir maksimuma sahip olup, sistemlerin büyük bir kısmı 1–7 gün aralığında toplanmıştır.

3.2 Kütle dağılımı

Örneklemde yer alan sistemlerin 144'ünün toplam kütleleri elde mevcuttur. Söz konusu 144 sistemin toplam kütle dağılım diyagramı Şekil 2'te (üstten ikinci panel) verilmiştir. Diyagram incelendiğinde sistemlerin çoğunluğunun $2{<}M{<}18\,\mathrm{M}_\odot$ aralığında toplandığı görülmektedir. Birkaç istisna dışında, toplam kütlesi $30\,\mathrm{M}_\odot$ ten daha büyük sistem yok denecek kadar azdır.

3.3 Dışmerkezlik dağılımı

Şekil 2'de (alttan ikinci panel) verilen dağılım grafiğinden de görüleceği üzere örnek sistemlerimizin önemli bir kısmının yörünge dışmerkezliği 0.30'dan küçüktür. Dışmerkezliği 0.50 ve üzeri olan sistem yok denecek kadar azdır. Diğer bir deyişle sistemlerin yörünge dışmerkezlikleri sıfır civarında toplanma eğilimi göstermektedir.

3.4 $\dot{\omega}_{\mathrm{rel}}$ dağılımı

Örnek sistemlerimizin 129'unda eksen dönmesi açısal hızının rölativistik kısmı elde edilebilmiş ve dağılımı Şekil 2'te (en alt panel) gösterilmiştir. Sistemlerin önemli bir kısmı $0.0012{<}\dot{\omega}_{\mathrm{rel}}{<}0.0024$ ($^\circ$ çevrim^{-1}) aralığında yer almakta ve dağılım $\dot{\omega}_{\mathrm{rel}}{=}0.0018^\circ$ çevrim^{-1} civarında maksimum yapmaktadır. $\dot{\omega}_{\mathrm{rel}}{>}0.0030^\circ$ çevrim^{-1} bölgesinde hemen hemen hiçbir sistem bulunmamaktadır.

Çizelge 1. Eksen dönmesi gösteren çift sistemlerin yörünge ve fiziksel parametreleri. ω: derece biriminde, $\dot{\omega}$: $^\circ$ çevrim^{-1} biriminde verilmiştir. Kaynaklar: **(1)**Süıgit ve diğ. (2023), **(2)**Bulut (2022), **(3)**Zasche ve diğ. (2023), **(4)**Fekel ve diğ. (2022), **(5)**Volkov & Kravtsova (2022), **(6)**Baroch ve diğ. (2022), **(7)**Latkovič ve diğ. (2022), **(8)**Wolf ve diğ. (2005), **(9)**Wolf ve diğ. (2022), **(10)**Hong ve diğ. (2016).

Sistem	P_s (gün)	d(P_s)	T_0	d(T_0)	ω	d(ω)	$\dot{\omega}$ ($\times 10^6$)	d($\dot{\omega}$) ($\times 10^6$)	$\dot{\omega}_{\rm rel}$ ($\times 10^6$)	d($\dot{\omega}_{\rm rel}$) ($\times 10^6$)	Kaynak
GV Nor	2.971864	0.00000272	58636.9876	0.0101	168	2	0.01307	0.00274	0.00082	0.00003	1
V881 Sco	2.491569	0.0000017	52129.6555	0.008	348	8	0.01394	0.00316	0.00076	0.00002	1
V610 Car	4.844901	0.0003346	52501.6153	0.1759	184.1	6.3	0.0253	0.0041			2
V944 Cep	6.560006	0.0000226	52502.0277	0.0176	43.8	0.7	0.0347	0.0015			2
V2815 Ori	2.131016	0.0000071	52501.2946	0.0082	132.5	0.4	0.0289	0.001			2
V1260 Tau	5.430801	0.0001355	52500.6779	0.0884	0.9	2.2	0.0294	0.0079			2
TYC 5378-1590-1	3.732349	0.0000468	53946.517	0.005	18	7	0.000368	0.000112	0.000615	0.000056	3
TYC 8378-252-1	2.877687	0.0000101	51981.779	0.016	143	8	0.002852	0.000851	0.0005	0.000044	3
V1022 Cas	12.15616	0.0000025	56029.612	0.0013	34469	0.045	0.00032		0.00025		4
V490 Sct	12.043959	0.00000009	55073.39094	0.00002	50.71	0.09	0.00028	0.00002	0.000412	0.0000066	5
V889 Aql	11.120757	0.000004	59416.752	0.006	126.1	0.2	0.00046	0.00002	0.000336	0.000002	6
V402 Lac	3.782043	0.000005	58761.579	0.008	57.9	0.4	0.009	0.0003	0.000822	0.000007	6
EK Cep	4.427794	0.000004	42624.752	0.009	50	3	0.00073948	0.0000024			7
HS Her	1.637434	0.0000002	57909.487	0.001	355.7	0.8	0.01961	0.3			7
V539 Ara	3.169085	0.00000007	45056.74674	0.00009	119.9	1.1	0.02025	0.00022	0.00129		9
V335 Ser	3.449874	0.0000012	50304.42685	0.00011	47.2	1.6	0.00315	0.00012	0.00061		9
GG Lup	1.8496	0.0000015	46136.7448	0.00001	86.12	0.15	0.018	0.0005	0.00131		8
V526 Sgr	1.919412	0.00000008	47739.6517	0.0002	254.9	0.1	0.01219	0.00003	0.00093		8
AO Vel	1.584621	0.0000007	45043.67	0.0003	97.1	0.1	0.0287	0.0003	0.00161		8
V1103 Cas	6.177627	0.00000034	54472.43925	0.0002	284,423	0.001	0.007154	0.00005	0.0008795	0.000034	10
SMC-ECL-0273	1.602491	0.000006	55001.539	0.001	116	4	0.06857477	0.00245693			10
SMC-ECL-0286	3.396074	0.000007	55003.4038	0.001	88	2	0.03691284	0.00148767			10
SMC-ECL-0391	3.399923	0.000013	55001.2617	0.0014	36	6	0.0220611	0.00297871			10
SMC-ECL-0481	4.241589	0.000006	55003.9739	0.0006	153	4	0.01614184	0.00092903			10
SMC-ECL-0665	2.533936	0.000006	55002.4193	0.0006	124	2	0.01727447	0.00166501			10
SMC-ECL-0678	2.856128	0.000005	55002.6053	0.0013	149	1	0.02361535	0.00125114			10
SMC-ECL-0834	2.781443	0.000012	55001.9925	0.0011	34	1	0.04576721	0.00296992			10
SMC-ECL-0938	4.937516	0.000005	55000.4685	0.0009	110	2	0.008922	0.00054073			10
SMC-ECL-1041	1.928686	0.00001	55001.7817	0.0013	63	3	0.05291015	0.00374912			10
SMC-ECL-1042	2.465385	0.000038	55000.505	0.0011	48	2	0.05703629	0.01113726			10
SMC-ECL-1133	2.383556	0.000007	55000.491	0.0006	240	5	0.02101314	0.00195775			10
SMC-ECL-1167	4.086291	0.000008	55000.2873	0.0008	30	2	0.01599835	0.00134252			10
SMC-ECL-1189	2.483882	0.000001	55001.0072	0.0007	70	4	0.00360426	0.00034002			10
SMC-ECL-1196	2.594678	0.000002	55002.1673	0.0007	105	6	0.03210936	0.00049727			10
SMC-ECL-1214	1.946716	0.000004	55001.497	0.0008	73	9	0.02771505	0.00138575			10
SMC-ECL-1278	2.316402	0.000015	55001.9586	0.0006	139	5	0.08491889	0.00456621			10
SMC-ECL-1370	1.699614	0.000009	54999.9894	0.0016	182	5	0.05830572	0.00358303			10
SMC-ECL-1545	3.610734	0.000006	55002.122	0.0011	124	3	0.0295581	0.00108742			10
SMC-ECL-1607	2.516993	0.000007	55001.9791	0.0006	104	6	0.04065779	0.00192952			10
SMC-ECL-1634	2.172873	0.000005	55001.1124	0.0008	136	2	0.03581299	0.0017847			10
SMC-ECL-1670	1.907813	0.000005	55001.8999	0.0015	331	4	0.02423615	0.00167146			10
SMC-ECL-1699	3.337852	0.000006	55001.6965	0.0012	105	4	0.00913854	0.00118801			10
SMC-ECL-1709	2.200136	0.000035	55000.4724	0.0017	5	9	0.02897373	0.01132445			10
SMC-ECL-1903	3.942682	0.000009	55002.2416	0.0015	243	3	0.01694733	0.00161917			10
SMC-ECL-1947	2.401342	0.00002	55002.2972	0.0008	87	3	0.0604198	0.00604855			10
SMC-ECL-1961	1.865556	0.000001	55001.7023	0.0008	266	4	0.01511854	0.00045969			10
SMC-ECL-2256	3.688373	0.000004	55003.6971	0.0005	55	1	0.01141098	0.00080786			10
SMC-ECL-2290	6.833784	0.000009	55003.5586	0.0008	61	3	0.00860655	0.00093549			10
SMC-ECL-2361	2.312142	0.000017	55000.123	0.0004	109	2	0.07457093	0.00519085			10
SMC-ECL-2384	2.355919	0.000008	55001.4553	0.0019	309	3	0.01838294	0.00225755			10
SMC-ECL-2454	1.717993	0.000003	55000.8224	0.001	131	8	0.01792075	0.00126997			10
SMC-ECL-2605	6.354359	0.000009	55003.1976	0.0005	76	3	0.03705622	0.00086986			10
SMC-ECL-2744	2.243211	0.000009	55000.2718	0.0008	87	4	0.03789353	0.00276371			10
SMC-ECL-2753	1.644985	0.000001	55000.2752	0.0007	289	6	0.01369132	0.00045037			10
SMC-ECL-2762	1.761061	0.000009	55000.985	0.0008	344	7	0.0440205	0.00361614			10
SMC-ECL-2865	2.219812	0.000059	55002.0761	0.001	183	8	0.0454598	0.01896184			10
SMC-ECL-3006	5.353413	0.000006	55002.1597	0.0006	28	3	0.01612253	0.00087941			10
SMC-ECL-3035	2.34289	0.000006	55001.5582	0.001	128	3	0.03855104	0.00173191			10
SMC-ECL-3071	2.562812	0.000014	55001.0986	0.0014	58	6	0.01522602	0.00392929			10
SMC-ECL-3118	2.585575	0.000014	55000.1845	0.0009	125	6	0.05351662	0.00375183			10

Çizelge 1 – *devamı.* Kaynaklar: **(10)**Hong ve diğ. (2016), **(11)**Kolář ve diğ. (2023), **(12)**Pavlovski ve diğ. (2011), **(13)**Wolf ve diğ. (2006), **(14)**Wolf ve diğ. (2011), **(71)**Bozkurt (2000), **(72)**Kozyreva ve diğ. (1999), **(86)**Kim ve diğ. (2018).

Sistem	P_s (gün)	d(P_s)	T_0	d(T_0)	ω	d(ω)	$\dot{\omega}$ ($\times 10^6$)	d($\dot{\omega}$) ($\times 10^6$)	$\dot{\omega}_{\rm rel}$ ($\times 10^6$)	d($\dot{\omega}_{\rm rel}$) ($\times 10^6$)	Kaynak
SMC-ECL-3200	2.479641	0.000001	55001.4855	0.001	105	4	0.01378144	0.00013578			10
SMC-ECL-3219	2.314064	0.000007	55002.2578	0.0007	84	6	0.03788666	0.0022808			10
SMC-ECL-3310	2.701522	0.000008	54999.9618	0.0009	161	9	0.02477782	0.00214495			10
SMC-ECL-3346	2.508743	0.000002	55002.2633	0.0011	74	2	0.01229473	0.00061817			10
SMC-ECL-3403	1.686144	0.000006	55001.149	0.0012	147	6	0.0379469	0.00253903			10
SMC-ECL-3626	2.076496	0.000004	55001.8271	0.0015	64	4	0.03604376	0.00130758			10
SMC-ECL-3731	2.012744	0.000005	55001.3253	0.0011	65	3	0.04391942	0.00170828			10
SMC-ECL-3772	3.11121	0.000011	55000.274	0.0011	98	3	0.02640589	0.00221469			10
SMC-ECL-3780	3.593279	0.000006	55000.255	0.0008	65	3	0.01082165	0.00108216			10
SMC-ECL-3833	1.774831	0.000003	55000.1179	0.0016	232	7	0.04353863	0.0012634			10
SMC-ECL-4169	2.613741	0.000008	55000.7171	0.0008	283	6	0.04730138	0.00228993			10
SMC-ECL-4187	3.207519	0.000003	55000.7198	0.0012	44	7	0.01686088	0.00079035			10
SMC-ECL-4195	1.863677	0.000029	55001.7417	0.0016	50	6	0.06837309	0.01112338			10
SMC-ECL-4204	1.889967	0.000009	55000.3093	0.0008	341	4	0.02939086	0.00331165			10
SMC-ECL-4216	1.833665	0.000008	55000.173	0.0023	302	4	0.03760206	0.00301218			10
SMC-ECL-4272	5.477015	0.000007	55002.5806	0.0019	88	5	0.01754444	0.00059981			10
SMC-ECL-4309	3.252136	0.000002	55000.1406	0.0007	135	3	0.01665022	0.00026712			10
SMC-ECL-4313	3.723047	0.000004	54999.8308	0.0016	153	7	0.0220172	0.00071352			10
SMC-ECL-4340	1.54401	0.000017	55000.6575	0.0014	194	6	0.05102314	0.00777817			10
SMC-ECL-4398	1.907976	0.000013	55001.5904	0.0013	162	5	0.04403624	0.00491033			10
SMC-ECL-4408	2.154013	0.000008	55001.1786	0.0014	149	5	0.02040489	0.00241792			10
SMC-ECL-4566	4.80186	0.00002	55001.0145	0.0015	114	2	0.03444455	0.00289229			10
SMC-ECL-4613	1.927898	0.000006	55001.1529	0.0014	107	4	0.03642025	0.00205854			10
SMC-ECL-4681	2.322652	0.000003	55000.1504	0.0015	137	3	0.03338514	0.00101745			10
SMC-ECL-4718	5.179781	0.000008	55000.5586	0.0012	119	2	0.00567259	0.00085089			10
SMC-ECL-4789	3.148961	0.000004	55001.1444	0.0011	51	4	0.02396745	0.00094835			10
SMC-ECL-4848	2.687018	0.000011	55001.9887	0.0017	111	9	0.01905373	0.0028691			10
SMC-ECL-4863	4.674637	0.000046	55003.9129	0.0023	36	7	0.03993119	0.00716714			10
SMC-ECL-4909	2.275898	0.00001	55000.0397	0.0016	102	3	0.02249416	0.00286629			10
SMC-ECL-4927	3.070733	0.000188	55002.5816	0.0021	233	8	0.13998003	0.04354934			10
SMC-ECL-4946	1.916088	0.00001	55000.7321	0.0017	92	3	0.02392159	0.00361971			10
SMC-ECL-5063	4.253295	0.000061	55003.1271	0.0018	353	4	0.04844273	0.01013105			10
SMC-ECL-5093	2.926367	0.000009	55000.9218	0.0008	47	4	0.03461165	0.00216323			10
SMC-ECL-5103	1.537221	0.000033	55000.1428	0.0021	197	5	0.04448577	0.01527751			10
SMC-ECL-5235	2.87121	0.000009	55001.4081	0.0017	256	3	0.03977638	0.00220106			10
SMC-ECL-5247	2.321428	0.000004	55000.262	0.0015	121	2	0.02529578	0.00101692			10
SMC-ECL-5382	2.261634	0.000022	55001.01	0.0013	11	9	0.02656375	0.00693506			10
SMC-ECL-5428	2.311875	0.000015	55000.0331	0.0022	162	5	0.02519168	0.00455729			10
SMC-ECL-5441	3.595292	0.000007	55000.9189	0.0014	106	2	0.0160447	0.00127964			10
SMC-ECL-5483	3.103263	0.000014	55002.783	0.0009	29	6	0.02353467	0.00331355			10
SMC-ECL-5555	2.12944	0.000011	55000.5708	0.0025	266	5	0.01824818	0.00343975			10
SMC-ECL-5660	3.5129	0.000021	55002.9457	0.0016	27	4	0.02192857	0.00471272			10
SMC-ECL-5747	2.675035	0.000007	55001.2833	0.0014	155	6	0.02534051	0.00175772			10
SMC-ECL-5806	2.339658	0.000009	55001.29	0.0013	101	5	0.03068299	0.00275442			10
SMC-ECL-5953	1.845591	0.000067	55000.8019	0.0019	199	6	0.06199973	0.02597218			10
SMC-ECL-5978	2.65044	0.000033	55001.9822	0.0046	57	4	0.05921312	0.0093609			10
SMC-ECL-6029	1.088609	0.000061	55000.9412	0.0028	289	12	0.10109683	0.03946114			10
SMC-ECL-6059	1.712048	0.000021	55000.2328	0.0024	177	8	0.02151485	0.0089528			10
SMC-ECL-6128	3.452971	0.000014	55000.6241	0.0024	307	4	0.01200622	0.00217436			10
GX Lac	6.355242	0.00000001	56495.46066	0.00004							11
TT Lyr	5.243733	0.0000008	54357.4341	0.0007							11
OGLE LMC-ECL-7641	6.32964	0.00002	56963.6352		93.8	0.7	0.0212	0.001			11
OGLE-ECL-17660	6.22893	0.00002	57004.92594		123	5	0.009	0.002			11
OGLE-ECL-17411	5.33485	0.00002	49340.5146		223.5	0.6	0.0244	0.0003			11
AS Cam	3.430967	0.0000023	40204.4043	0.0003	241.5	1.9	0.00124933	9.39E-01	0.00090459	1.88E-02	12;71;72; 86
CW Cep	2.72914	0.00000011	41669.5722	0.0005	201.6	0.5	0.0582	0.0005	0.00225	0.05595	13
V478 Cyg	2.880901	0.00000008	44777.4852	0.0007	48.3	0.5	0.1047	0.001	0.00277	0.10193	13;86
AG Per	2.02873	0.00000012	42728.3306	0.0007	292.4	0.8	0.0262	0.0004	0.00161	0.02459	13;86
IQ Per	1.743562	0.00000008	44290.3644	0.0004	62.8	0.4	0.0138	0.0003	0.00114	0.01266	13
V785 Cas	2.702515	0.0000007	52218.3305	0.0007	159.6	0.4	0.0332	0.0006			14
V821 Cas	1.769739	0.00000008	47964.1801	0.0006	116.6	0.7	0.0124	0.0009	0.00091		14

Çizelge 1 – *devamı.* Kaynaklar: **(14)**Wolf ve diğ. (2011), **(15)**Sowell ve diğ. (2012), **(16)**Gallenne ve diğ. (2019), **(17)**Lacy ve diğ. (2005), **(18)**Torres ve diğ. (2014), **(19)**Milone ve diğ. (2010), **(20)**Anderson ve diğ. (1987), **(21)**Torres ve diğ. (2017), **(22)**Torres ve diğ. (2009), **(23)**Lacy ve diğ. (2004), **(24)**Tomkin & Fekel (2006), **(25)**Sandberg Lacy & Fekel (2014), **(26)**Anderson & Vaz (1984), **(27)**Torres ve diğ. (2015), **(28)**Torres ve diğ. (2000), **(29)**Sandberg Lacy ve diğ. (2006), **(30)**Claret & Willems (2002), **(37)**Anderson ve diğ. (1983), **(38)**Gimenez ve diğ. (1986), **(41)**Wolf (2000), **(45)**Claret & Gimenez (1993), **(51)**Clausen (1996), **(52)**Wolf & Zejda (2005), **(55)**Bozkurt & Değirmenci (2007), **(57)**Albrecht ve diğ. (2009), **(58)**Popper (1982), **(59)**Marcussen & Albrecht (2022), **(60)**Anderson & Winn (2022), **(62)**Claret & Gimenez (2010), **(66)**Rosu ve diğ. (2022), **(68)**Gimenez & Garcia-Pelayo (1983), **(69)**Rauw ve diğ. (2016), **(70)**Kozyreva ve diğ. (2005), **(71)**Bozkurt (2000), **(75)**Wolf ve diğ. (2001), **(76)**Değirmenci ve diğ. (2003), **(79)**Wolf & Diethelm (1999), **(80)**Bozkurt & Değirmenci (2002), **(81)**Alencar ve diğ. (1997), **(84)**Bozkurt (2006), **(85)**Zasche ve diğ. (2014), **(86)**Kim ve diğ. (2018).

Sistem	P_s (gün)	d(P_s)	T_0	d(T_0)	ω	d(ω)	$\dot{\omega}$ ($\times 10^6$)	d($\dot{\omega}$) ($\times 10^6$)	$\dot{\omega}_{\rm rel}$ ($\times 10^6$)	d($\dot{\omega}_{\rm rel}$) ($\times 10^6$)	Kaynak
V796 Cyg	1.480869	0.00000015	52434.1014	0.0007	2	0.4	0.044	0.001			14
V398 Lac	5.406056	0.0000008	53577.4281	0.0008	222.4	0.8	0.0122	0.001	0.00069		14
V871 Per	3.023882	0.0000005	51421.5607	0.0005	144.8	0.4	0.0418	0.0008			14
KX Cnc	31.219787	0.0000014	56910.0768		63.76		0.000131	0.00001	0.00012127	0.00000016	15
AL Dor	14.90537	0.00002	58368.7277		107.45		0.000163	0.000006	0.00015838	0.00000003	16
RW Lac	10.36921	0.00068	18657.4008	0.0023	235	51	0.00114	0.00024			17;86
V530 Ori	6.110778	0.0000002									18
HP Dra	10.7615	0.0002									19
TZ Men	8.568991	0.000054	42403.7495	0.0003	294.9	0.2	0.0099	0.0016			86;20
V541 Cyg	15.337899	0.0000007	50817.976		262.72		0.000352	0.000004	0.0003124	0.0000012	21;86
LV Her	18.435954	0.000002									22
V459 Cas	8.458254	0.00000019	54815.5698		240.32		0.00065	0.0001	0.0003297	0.0000023	23;86
RR Lyn	9.94508	0.00006									24
V501 Her	8.597687	0.000001	55648.5943		250.1		0.00041	0.0002	0.00024	0.0000003	25
KW Hya	7.750469	0.000006	53430.9533		225.29		0.00045	0.00007	0.0003211	0.0000019	16;26
V501 Mon	7.021208	0.000001	58477.9808		232.79		0.00046	0.00011	0.0003219	0.0000003	27
GG Ori	6.631494	0.0000017	51952.4777		122.89		0.00061	0.00003	0.0004541	0.0000016	28
EY Cep	7.971488	0.000006	58836.4248		110.14		0.000507	0.000012	0.000354	0.0000014	29;86
DI Her	10.550167	0.000022	42234.892	0.094	344	11	0.00077	0.00061	0.00068		57;58;59;60;62;86
QX Car	4.477973	0.00000093	40701.2258	0.01	117.1	0.04	0.013561	0.000055	0.00147		30;37;38;86
uc0u950 Phe	1.66977	0.0116	41643.7084	0.0055	43.5	0.9	0.02246	0.00018	0.00134		52;51;45;37;86
HD 152219	4.24046	0.00005	53200.28	0.003	164.1	2.6	0.01390848	0.00348292			66
GL Car	2.422233	0.0000018	25475.5655	0.0011	137.1	0.7	0.09441	0.0003			68;86
HD 152218	5.60447	0.00014	53130.009	0.041	105	2.9	0.03	0.009			69
HP Aur	1.442										70
TV Cet	9.10329	0.0000002	52873.5255	0.0002	113	5.5	0.00036	0.00017	0.00024		75;84;55
V477 Cyg	2.346978	0.0000001	50988.2321	0.0004	166	0.3	0.00544	0.00004	0.00074		76;55
RU Mon	3.585		38409.5755	0.0003	71.08	0.06	0.010131	0.000026			71;79;86
U Oph	1.677346	0.00000003	44416.3871	0.0005	158.3	6.8	0.07991	0.0016	0.00173		71;80;55
V906 Sco	2.786										81
YY Sgr	2.628474	0.00000035	19467.0395	0.0008	119.8	0.4	0.00871	0.000034			71;41;86
DR Vul	2.251268	0.0000021	46274.71	0.01	72.6	1.5	0.06143	0.00033	0.00275		71;79;55
MACHO 213.15620.12	6.052322	0.000048	53803.39	0.021	67.6	5	0.207	0.03			85
MACHO 212.15624.89	3.299923	0.000048	52745.417	0.032	244.4	10.3	0.0301	0.0037			85
MACHO 212.15680.18	1.918337	0.000011	53470.954	0.015	89.3	4.7	0.0474	0.0193			85
MACHO 208.15744.1836	1.162112	0.0000018	53090.7643	0.0035	94.5	7.8	0.0601	0.0069			85
MACHO 212.15848.1258	1.753212	0.0000099	53501.194	0.014	130	4.2	0.0677	0.0093			85
MACHO 208.15861.734	2.100755	0.000011	53470.497	0.013	115.9	3.9	0.0427	0.012			85
MACHO 208.16083.86	3.291316	0.00002	53470.314	0.015	91.9	2.6	0.0258	0.0042			85
MACHO 208.16084.117	1.491721	0.000008	53089.914	0.01	291.9	8.8	0.0351	0.0121			85
OGLE II SC6 61418	2.336038	0.000033	54179.695	0.025	99.8	5.6	0.0484	0.0132			85
MACHO 208.16141.60	2.169236	0.000023	53471.664	0.024	81.5	6.5	0.0475	0.0092			85
MACHO 208.16147.22	2.296738	0.0000072	53277.1246	0.0072	265	3.4	0.0357	0.0057			85
MACHO 207.16428.1423	4.330333	0.00008	53280.315	0.041	238.1	9.9	0.03	0.0063			85
MACHO 207.16490.6	5.241539	0.000117	53278.036	0.052	40.2	4.6	0.0554	0.0133			85
OGLE II SC8 160725	3.104291	0.000017	53277.2672	0.0075	92.9	4	0.0476	0.0165			85
MACHO 206.16886.52	2.772183	0.000053	54022.771	0.052	143.3	5	0.0239	0.0084			85
MACHO 206.17061.14	5.068362	0.000103	52746.459	0.045	7	8.7	0.1915	0.0321			85
MACHO 206.17170.8	3.040295	0.000031	53656.966	0.026	318.1	6	0.0301	0.0083			85
MACHO 206.17173.10	2.886936	0.000009	53478.7191	0.0072	129.6	3.4	0.0747	0.0214			85
PP Aps	4.279823	0.000041	48503.2737	0.03	98.5	0.8	0.0218	0.0024			86

Çizelge 1 – *devamı*. Kaynaklar: **(85)**Zasche ve diğ. (2014), **(86)**Kim ve diğ. (2018).

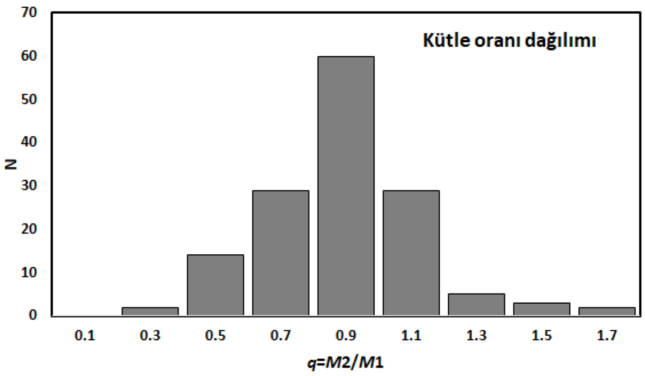
Sistem	P_s (gün)	d(P_s)	T_0	d(T_0)	ω	d(ω)	$\dot{\omega}$ ($\times 10^6$)	d($\dot{\omega}$) ($\times 10^6$)	$\dot{\omega}_{\rm rel}$ ($\times 10^6$)	d($\dot{\omega}_{\rm rel}$) ($\times 10^6$)	Kaynak
BW Aqr	6.719696	0.00000023	39680.4601	0.01	100.6	0.01	0.001098	0.000008			86
LL Aqr	20.178294	0.0000096	48760.907	0.14	155.46	0.08	0.000199	0.0048			86
V871 Aql	2.952667	0.0000031	38637.1658	0.08	168.4	1.9	0.01287	0.00027			86
V1665 Aql	3.881746	0.0000049	52810.7272	0.05	124.4	0.1	0.01662	0.00031			86
AG Ari	1.963128	0.0000012	54033.3259	0.01	110.3	0.1	0.01173	0.00014			86
WW Cam	2.274363	0.0000086	39403.5546	0.02	119.9	0.6	0.00634	0.00096			86
V534 Cam	3.014237	0.000014	51497.1695	0.02	18.9	1.8	0.037	0.012			86
SW CMa	10.091973	0.0000032	26705.2803	0.04	167.5	0.1	0.006747	0.000087			86
TZ CMa	3.822868	0.000045	55140.7559	0.35	289	56	0.00133	0.00042			86
AR CMa	2.332225	0.000034	51869.9099	0.02	110.7	0.2	0.0186	0.0038			86
CV CMa	3.628286	0.0000028	28044.5594	0.11	174.2	1.4	0.01122	0.00021			86
KL CMa	1.762214	0.00000031	48170.3045	0.1	59.1	0.1	0.023767	0.000045			86
LT CMa	1.759523	0.00000099	48388.5412	0.02	78.9	0.4	0.03212	0.00014			86
V388 CMa	2.982741	0.000036	53067.7537	0.32	72	12	0.0088	0.0019			86
AV CMi	2.277752	0.000064	52500.6147	0.04	193.3	2.2	0.00929	0.00073			86
EM Car	3.414275	0.000015	45038.8131	0.01	24.3	1.5	0.0511	0.0011			86
V466 Car	3.455834	0.0000018	48036.7444	0.03	194.8	0.4	0.02062	0.00013			86
V529 Car	4.744573	0.0000061	48157.3801	0.12	31.2	0.5	0.01893	0.00033			86
AR Cas	6.066312	0.0000015	40063.9101	0.03	35.1	0.3	0.005271	0.000067			86
IT Cas	3.896649	0.000001	28762.5245	0.03	328.9	0.4	0.00171	0.000067			86
MU Cas	9.652939	0.000067	51877.1784	0.11	345.4	0.7	0.00603	0.000018			86
PV Cas	1.75047	0.00000066	40227.387	0.01	177.4	0.5	0.019509	0.000096			86
V381 Cas	1.745943	0.0000015	44546.2827	0.02	269.7	1.3	0.08707	0.000022			86
V775 Cas	5.390159	0.000021	48766.4536	0.1	353.9	1.2	0.0051	0.001			86
V799 Cas	7.702933	0.00000091	48500.3927	0.03	230.89	0.02	0.006016	0.000023			86
V1018 Cas	4.127759	0.000046	51601.488	0.11	125	13	0.0058	0.0029			86
V1137 Cas	4.158989	0.000089	54763.3492	0.01	57.8	3.8	0.0393	0.0055			86
V1141 Cas	6.909275	0.0000041	51542.5194	0.02	129.3	0.07	0.15536	0.00015			86
KT Cen	4.130438	0.0000018	41696.0724	0.06	214	0.4	0.01059	0.00011			86
V636 Cen	4.283947	0.00000037	34540.3604	0.03	278.91	0.08	0.000961	0.00002			86
V1087 Cen	5.049645	0.0000018	50563.5959	0.3	275.24	0.02	0.040667	0.000068			86
V397 Cep	2.086824	0.0000012	48501.2685	0.02	20.5	0.8	0.01019	0.00015			86
V698 Cep	6.618513	0.000068	50421.1608	0.58	204.9	9.6	0.0084	0.0027			86
V734 Cep	3.76596	0.000012	51482.7078	0.33	72	17	0.0033	0.0012			86
V898 Cep	2.874764	0.000042	51366.3811	0.03	166.3	0.3	0.00971	0.00039			86
V919 Cep	1.851982	0.000028	51295.7813	0.03	181	1.2	0.02576	0.00039			86
V957 Cep	1.988734	0.000048	51504.7302	0.02	315.4	0.7	0.01225	0.00062			86
V961 Cep	7.03847	0.000017	51442.655	0.02	180.9	6.4	0.0107	0.0024			86
alf CrB	17.35991	0.0000049	23165.4584	0.0021	309.84	0.08	0.000837	0.000056			86
VV Crv	3.144516	0.0000025	56045.7141	0.0001	256.1	0.7	0.01869	0.00019			86
Y Cyg	2.996331	1.30E-08	46308.3107	0.0001	132.5	0.2	0.061714	0.000011			86
MY Cyg	4.005188	0.0000034	41559.5996	0.0001	110.7	0.5	0.00213	0.00021			86
V380 Cyg	12.425608	0.000031	41256.0394	0.0047	134	2.1	0.00968	0.00066			86
V453 Cyg	3.889819	0.0000016	39340.1154	0.0001	301.2	0.3	0.04336	0.0001			86
V490 Cyg	1.140237	0.0000011	51491.5924	0.0001	344.3	0.8	0.06036	0.00025			86
V1136 Cyg	3.462758	0.0000017	35453.484	0.0019	32.7	0.12	0.00579	0.00014			86
V1143 Cyg	7.640741	0.00000028	48410.0562	0.0001	48.76	0	0.000781	0.000012			86
V1147 Cyg	15.251321	0.0000011	34120.2429	0.0004	51.34	0.02	0.00015	0.00017			86
V1326 Cyg	16.68178	0.00079	28391.269	0.043	122	96	0.003	0.012			86
V2094 Cyg	8.480341	0.000072	54969.469	0.011	319	45	0.0021	0.0011			86
V2544 Cyg	2.093766	0.0000013	55004.4892	0.0001	342.9	0.2	0.04631	0.00016			86
V2647 Cyg	5.855308	0.000011	53670.7767	0.0003	176.6	0.2	0.01631	0.00049			86
BY Del	10.0342	0.00013	25830.3751	0.0031	101.7	0.72	0.0261	0.0034			86
BF Dra	11.210992	0.00000067	47276.3401	0.0002	93.27	0.01	0.000473	0.000017			86
V410 Gem	3.470335	0.000034	51548.8122	0.0019	68.8	0.39	0.0139	0.0025			86
AI Hya	8.28967	0.00000092	41726.088	0.0003	245.91	0.03	0.001805	0.000026			86
OZ Hya	2.048766	0.0000011	51983.9427	0.0002	232.8	0.3	0.00673	0.00013			86
CH Ind	5.95258	0.00014	52854.935	0.0014	301	81	0.00138	0.00083			86
CO Lac	1.542207	0.00000029	27534.0756	0.0002	165.9	0.8	0.035149	0.000048			86
CY Lac	8.360538	0.0000034	54098.8707	0.0002	31.83	0.03	0.00533	0.0001			86
ES Lac	4.4594	0.0000014	34240.5644	0.0004	306.4	0.3	0.013922	0.000079			86
MZ Lac	3.15879	0.0000012	38264.5464	0.0025	57.7	0.8	0.00485	0.00012			86

Çizelge 1 – *devamı.* Kaynaklar: **(86)**Kim ve diğ. (2018).

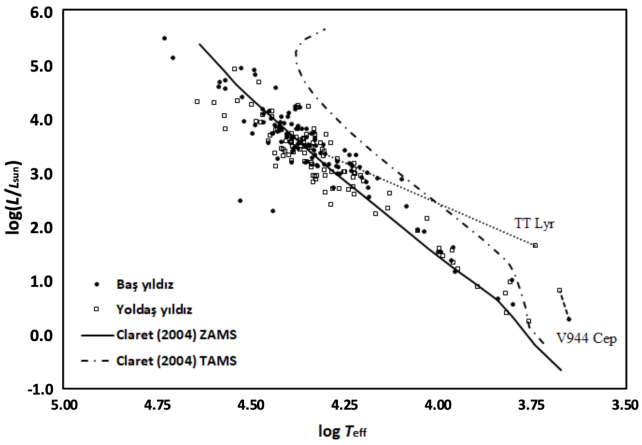
Sistem	P_s (gün)	d(P_s)	T_0	d(T_0)	ω	d(ω)	$\dot{\omega}$ ($\times 10^6$)	d($\dot{\omega}$) ($\times 10^6$)	$\dot{\omega}_{\rm rel}$ ($\times 10^6$)	d($\dot{\omega}_{\rm rel}$) ($\times 10^6$)	Kaynak
OT Lac	5.149863	0.0000019	56927.8591	0.0003	180.6	0.3	0.049962	0.000095			86
V339 Lac	3.408522	0.000014	34006.0536	0.0012	247.6	0.67	0.0493	0.0011			86
V364 Lac	7.351537	0.00000036	44257.3666	0.0001	83.6	0.1	0.001947	0.000011			86
V401 Lac	1.950092	0.0000014	48501.8792	0.0002	38.5	0.6	0.01586	0.00019			86
V498 Mon	2.47277	0.0000035	33221.747	0.0006	156.9	0.29	0.03815	0.00036			86
V578 Mon	2.408486	0.00000041	54469.0793	0.0001	127.8	0.1	0.073988	0.000044			86
V684 Mon	1.851421	0.0000016	54153.5377	0.0001	171.9	0.6	0.01918	0.00021			86
V730 Mon	1.572319	0.0000007	48502.7455	0.0002	241.6	0.3	0.02569	0.00011			86
GM Nor	1.884577	0.0000024	41696.9087	0.0004	164	2.2	0.02673	0.00033			86
GN Nor	5.703454	0.0000061	25720.3299	0.0012	135.7	0.3	0.0116	0.0028			86
V451 Oph	2.196597	0.0000041	44834.3611	0.0001	246.5	0.9	0.01292	0.00047			86
V2626 Oph	10.87431	0.0000076	52787.4983	0.0002	244.43	0.03	0.00951	0.0002			86
EW Ori	6.936845	0.0000012	27543.4613	0.0004	307.5	0.2	0.000451	0.000044			86
FT Ori	3.150393	0.00000034	41349.0192	0.0005	21.5	0.2	0.005841	0.000031			86
V642 Ori	9.185527	0.000092	27126.003	0.013	103	21	0.00258	0.00073			86
uc0u55349 u57087 Ori	5.732432	0.0000081	43872.5941	0.0003	105.3	0.3	0.01669	0.00036			86
BK Peg	5.489908	0.000018	41587.7276	0.0003	92.3	0.21	0.01403	0.00085			86
IM Per	2.254227	0.0000072	33541.3792	0.0006	317.6	0.76	0.01424	0.00082			86
SY Phe	5.270884	0.000056	54163.2641	0.0001	208.6	0.22	0.0911	0.0027			86
KX Pup	2.146798	0.0000011	41686.8054	0.0014	302.5	0.8	0.00974	0.00013			86
LN Pup	3.951129	0.0000032	27803.3012	0.0025	60.9	0.15	0.02234	0.0002			86
NO Pup	1.25688	0.00000022	41361.8145	0.0001	3.4	0.4	0.032859	0.000046			86
V358 Pup	6.79391	0.00097	52503.6027	0.0003	114	55	0.0048	0.0021			86
V366 Pup	2.483981	0.00000074	47860.4656	0.0006	61.9	0.2	0.011058	0.000088			86
V399 Pup	3.910126	0.00000084	47889.8276	0.0002	56.94	0.07	0.039804	0.000055			86
V596 Pup	4.596175	0.0000016	44620.6173	0	108.65	0.02	0.001845	0.000086			86
TZ Pyx	2.318552	0.000012	52226.7765	0.0001	297.6	0.11	0.0998	0.0013			86
V523 Sgr	2.323813	0.00000049	15971.5678	0.0006	274.3	0.9	0.011071	0.000055			86
V1647 Sgr	3.2828	0.0000004	41829.2399	0.0007	211.3	0.3	0.004394	0.000035			86
V2283 Sgr	3.471422	0.00000069	38948.4924	0.0008	2.5	0.2	0.006411	0.000057			86
V385 Sco	4.690243	0.000025	53268.2494	0.0002	147.8	0.7	0.0049	0.0013			86
V629 Sco	3.249119	0.0000083	53626.9294	0.0001	320.7	0.3	0.1261	0.0067			86
V760 Sco	1.730934	0.0000012	43250.8363	0.0001	311.2	0.6	0.04586	0.00017			86
V883 Sco	4.341177	0.0000057	53685.1893	0.0001	338.8	0.3	0.02692	0.00034			86
V1270 Sco	4.24316	0.00012	52441.5905	0.0047	102	21	0.00713	0.00069			86
CR Sct	4.192346	0.0000019	28719.4993	0.0016	70.6	0.8	0.000605	0.000078			86
V413 Ser	2.259757	0.0000009	49038.8373	0.0002	81.9	0.3	0.04078	0.0001			86
V1154 Tau	1.767903	0.0000018	53064.1259	0.0001	208.4	0.6	0.03472	0.00026			86
MN Tra	2.37982	0.000005	48006.305	0.003	203.3	0.21	0.01268	0.00054			86
ET Vel	3.080883	0.000002	29778.2106	0.0015	260.8	0.12	0.02058	0.00016			86
GT Vel	4.670076	0.0000069	41689.3159	0.0006	18.4	0.21	0.00748	0.00038			86
PT Vel	1.802024	0.0000045	48293.47	0.03	260.9	0.7	0.00901	0.00064			86
BP Vul	1.940346	0.0000013	46003.2323	0.0001	145.4	0.8	0.00656	0.00017			86
EQ Vul	9.297147	0.000006	35343.8116	0.0033	198.9	0.8	0.00688	0.00018			86
FQ Vul	6.262691	0.0000046	34238.4546	0.0018	268.43	0.09	0.00777	0.00022			86
V495 Vul	1.635132	0.0000023	54651.5002	0.0001	2	3	0.01918	0.00026			86
2MASS J04370204+4205520	1.454719	0.0000056	52500.9459	0.0002	301.7	0.12	0.2299	0.0099			86
2MASS J07251501-1135496	4.509982	0.000073	53368.881	0.016	222	42	0.0053	0.0025			86
2MASS J11292643-6201579	3.224771	0.000016	52500.6313	0.0003	127.8	0.2	0.0692	0.0012			86
2MASS J16111795+3307131	8.2837	0.0012	52503.5747	0.0047	297	32	0.0325	0.0058			86
2MASS J19033272+3941003	2.189105	0.0000021	52500.3152	0.0002	328.2	0.2	0.01858	0.00025			86
2MASS J20020438+4734147	5.5989	0.0025	52501.9431	0.0032	274.3	0.7	0.168	0.013			86
AL Ari	3.747462	0.000053	51112.83	0.15	72.2	0.3	0.00059	0.0001			86
CG Aur	1.804859	0.0000059	27148.868	0.0023	169	10	0.01038	0.00085			86
BW Boo	3.332818	0.0000096	40362.725	0.013	190	29	0.00129	0.00026			86
V493 Car	3.229516	0.000047	47945.828	0.009	16.1	0.6	0.01579	0.00021			86
OX Cas	2.489349	0.000014	46733.7639	0.0083	203.9	0.9	0.0658	0.00026			86
V346 Cen	6.321988	0.0000034	21966.933	0.0044	273.24	0.09	0.020354	0.000004			86
V974 Cyg	3.204413	0.0000059	35019.3607	0.0004	202	6	0.00306	0.00048			86
V994A Her	2.083265	0.0000067	48501.1424	0.0003	308.6	2.9	0.01775	0.00082			86
V994B Her	1.42004	0.0000015	55375.4586	0.0001	309.1	0.9	0.0112	0.00027			86
V345 Lac	7.491915	0.000016	31343.539	0.025	245	32	0.00089	0.00013			86

Çizelge 1 – *devamı.* Kaynaklar: **(86)**Kim ve diğ. (2018).

Sistem	P_s (gün)	d(P_s)	T_0	d(T_0)	ω	d(ω)	$\dot{\omega}$ ($\times 10^6$)	d($\dot{\omega}$) ($\times 10^6$)	$\dot{\omega}_{\rm rel}$ ($\times 10^6$)	d($\dot{\omega}_{\rm rel}$) ($\times 10^6$)	Kaynak
AO Mon	1.884763	0.0000032	40588.3305	0.0004	260.4	3	0.05172	0.00044			86
V521 Mon	2.970671	0.00000075	33008.4033	0.001	270.2	0.5	0.014911	0.000063			86
V456 Oph	1.016001	0.00000086	53923.935	0.0001	359.9	0.8	0.04324	0.00022			86
V577 Oph	6.079092	0.0000051	47406.372	0.029	51.67	0.04	0.001172	0.00007			86
V2783 Ori	4.216169	0.000054	52946.8915	0.0065	49	13	0.0111	0.0015			86
PV Pup	1.660727	0.0000043	43119.7156	0.0005	147.4	2.6	0.00678	0.00066			86
2MASS J04233735+2546360	3.21749	0.00011	53735.288'a0	0.016	45	17	0.0226	0.0052			86



Şekil 2 – *devamı.* Katalog yıldızlarının kütle oranlarının dağılımı.



Şekil 3. Katalogda yer alan çift sistemlerin bileşenlerinin HR diyagramındaki konumları. Sürekli (ZAMS) ve kesikli (TAMS) çizgileri Claret (2004)'den alınmıştır. Baş yıldızlar içi dolu çemberler ile, yoldaş bileşenler ise kareler ile gösterilmiştir.

3.5 Kütle oranı dağılımı

Sistemlerin 144'ünün kütle oranları elde mevcuttur. Söz konusu 144 sistemin kütle oranı dağılımı Şekil 2 devamında gösterilmiştir. Şekilden görüleceği üzere kütle oranları q=0.9 civarında maksimuma sahip, tek tepeli ve düzgün bir dağılım göstermektedir. Genel olarak sistemlerin önemli bir kısmının $0.4<q<1.2$ aralığında toplandığı görülmektedir. Burada kütle oranı $q=m_2/m_1$ olarak tanımlanmıştır. Sistemlerin hemen hemen %75'inde sıcak bileşen daha büyük kütleli iken geriye kalan yaklaşık %25'inde ise soğuk bileşen daha büyük kütlelidir. Sonuç itibariyle mevcut 144 sistemin kütle oranları q=1 civarında yığılma eğilimindedir.

4 Bulgular

Sıcaklık ve yarıçap değerleri bilinen 109 sistemin baş ve yoldaş bileşenlerinin HR diyagramındaki konumları elde edilerek Şekil 3'de gösterilmiştir. Kuramsal ZAMS ve TAMS çizgileri Claret (2004)'den alınmıştır. Görüleceği üzere sistemlerin hemen hepsi ZAMS civarında yer alan genç yıldızlardır. TT Lyr'in yoldaş bileşeni ile V944 Cep sistemin her iki bileşeninin de alt devler bölgesine evrimleşmiş oldukları görülüyor. Yarı ayrık bir sistem olan TT Lyr için normal gibi görünen durum, V944 Cep durumunda şüpheli görünmektedir. Şayet verilerinde bir hata yoksa V944 Cep sistemi her ikisi de anakola doğru büzülmekte olan bileşenlere sahip bir anakol öncesi sistem olmalıdır.

Katalog yıldızlarından 129'unda eksen dönmesinin rölativistik kısmı hesaplanabilmiştir. Eksen dönmesinin gözlenen açısal hızının fonksiyonu olarak rölativistik kısmın oransal katkısı ($\dot{\omega}_{\rm rel}/\dot{\omega}$) Şekil 4 üst panelde verilmiştir. Eldeki verilere göre, oransal rölativistik katkı için

$$\frac{\dot{\omega}_{\rm rel}}{\dot{\omega}} = 0.0065\,\dot{\omega}^{-0.612} \qquad (13)$$

şeklinde bir ilişki söz konusudur. Buna göre eksen dönme dönemi uzadıkça, rölativistik kısmın oranı büyümekte dolayısıyla klasik kısmın oransal katkısı küçülmektedir. V541 Cyg, KX Cnc ve AL Dor sistemlerinde eksen dönmesi neredeyse tamamıyla rölativistik nedenle iken V490 Sct ve TYC 5378-1590-1 sistemlerinde $\dot{\omega}_{\rm rel}/\dot{\omega}$ oranı 1'den büyüktür. Bu nedenle söz konusu bu iki sistemin izleyen yıllarda yeniden değerlendirilmesi gerektiği düşünülmektedir.

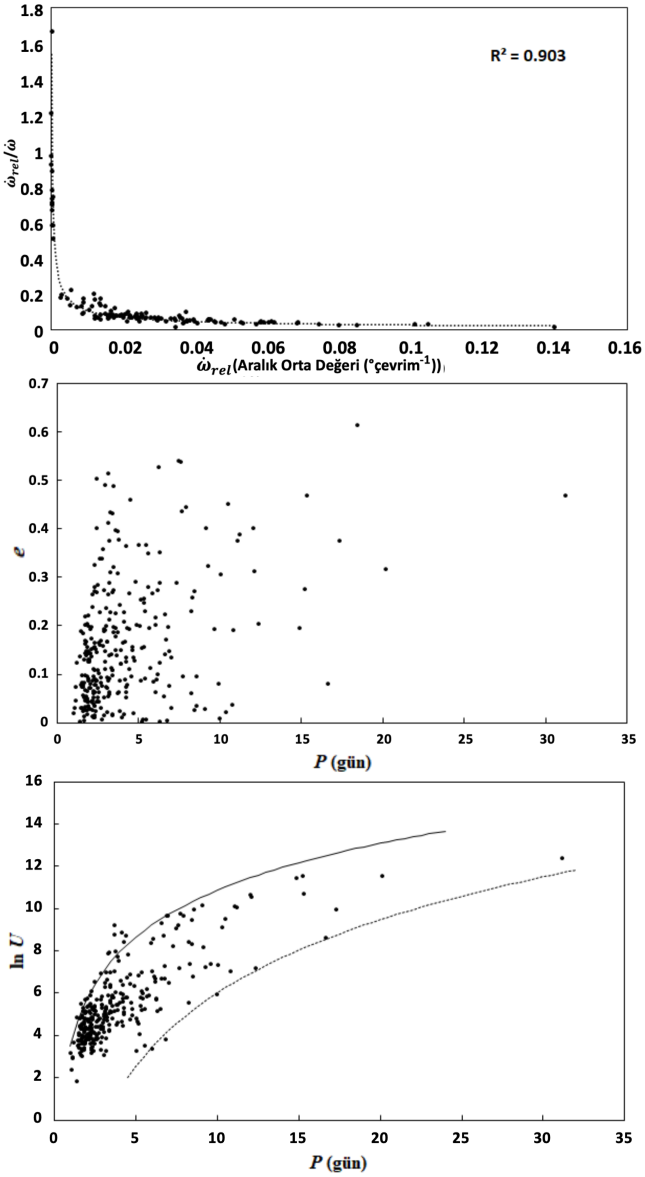
Katalog yıldızlarının dolanma dönemlerinin fonksiyonu olarak yörünge dışmerkezlikleri ve eksen dönme dönemleri, sırasıyla Şekil 4 orta ve alt panellerde verilmiştir. Orta panelden de görüleceği üzere sistemler genel olarak küçük e ve P bölgesinde yığılma göstermektedirler. e ile P arasında belirgin bir ilişki olmamakla birlikte $P>15$ gün olan sistemler arasında, dışmerkezliği 0.1'den küçük olan sistem bulunmamaktadır. Alt panelden de görüleceği üzere eksen dönmesi gösteren sistemler $P-\ln U$ düzleminde belli sınırlar içerisinde yer almaktalar. Bu bölge alt panelde el ile çizilerek gösterilmiştir.

5 Sonuç ve Tartışma

Bu çalışmada eksen dönmesi gösteren ve 303 sistemden oluşan bir katalog oluşturulmuştur. Benzer bir katalog daha önce Bulut & Demircan (2007) ve Kim ve diğ. (2018) tarafından sunulmuştur. Kim ve diğ. (2018) tarafından oluşturulan katalog 623 adet eliptik yörüngeli çift sistem içermekle beraber bunlardan ancak 172'sinin eksen dönme parametreleri verilmiştir. Bu çalışma kapsamında oluşturulan katalogda ise

295 sistemin eksen dönme parametreleri sunulmuştur. Sunulan grafiklerin hemen hepsinde gözlemsel seçim etkisi gözden kaçmamaktadır. Örneğin yörünge dönemi 15 günden uzun olan sistemler arasında yalnızca e>0.1 sistemlerinin görünüyor olması (bkz. Şekil 4, orta panel) böylesi bir seçim etkisinin sonucu olabilir.

Diğer taraftan eksen dönme dönemi çok uzun olan sistemlerde, eksen dönmesine rölativistik katkının oransal olarak son derece yüksek olmasını esasen bu sistemlerde klasik katkının küçük olması ile açıklayabiliriz. Denklem 7 ve 8'den anlaşılacağı üzere eksen dönmesine olan klasik katkı bileşenlerin göreli yarıçaplarının, R_i/a, beşinci kuvveti ile orantılıdır. Bu nedenle, klasik katkının oransal olarak küçük olması için ya yörünge çok geniş olmalı ya da bileşenlerin yarıçapları çok küçük olmalıdır. Sonuç itibariyle, bu sistemlerde klasik katkının oransal olarak çok küçük çıkmasının sebebini; ya yörüngelerinin son derece geniş olmasıyla ya da bileşenlerinin yeterince evrimleşmemiş olmasıyla açıklayabiliriz. Zamanla bileşenlerin evrimleşmesiyle r/a oranı büyüyecek ve bileşenler küresel simetriden ayrılarak eksen dönmesine olan katkıyı arttıracaklardır. Bu da eksen dönme döneminin evrim ile küçüleceği anlamına gelir. Şekil 4 (üst panel), bir bakıma eksen dönmesinin yukarıda değinilen evrimsel sürecini de yansıtmaktadır. Bu tarz diyagram ve grafiklerin bir avantajı da genel eğilimden sapan sistemleri ortaya çıkarmasıdır. Örneğin Şekil 3'de V944 Cep sisteminin her iki bileşeni de alt devler bölgesine evrimleşmiş görünüyor. Bu açıdan bu sisteme ilişkin dönem ve ışık eğrisi analizlerinin gözden geçirilmesi gerektiğini düşünüyoruz.



Şekil 4. (Üst panel) Katalog yıldızlarında eksen dönmesinin gözlenen hızının fonksiyonu olarak rölativistik katkı oranının değişimi; (Orta panel) Katalog yıldızlarının dolanma dönemlerinin fonksiyonu olarak yörünge dışmerkezlikleri; (Alt panel) Katalog yıldızlarının dolanma dönemlerinin fonksiyonu olarak logaritmik ölçekte eksen dönme dönemleri. Sürekli ve kesikli çizgiler verilerin zarfı olarak el ile çizilmiştir.

Kaynaklar

Kim C.-H., Kreiner J. M., Zakrzewski B., ve diğ., 2018, The Astrophysical Journal Supplement Series, 235, 27 pp.
Kolář J., Zejda M., Auer R., 2023, New Astronomy, 100, 101968
Wolf M., 2000, A&A, 356, 134
Wolf M., Zejda M., 2005, Astronomy & Astrophysics, 437, 545
Wolf M., Diethelm R., 1999, A&A, 345, 553
Wolf M., Diethelm R., Zejda M., 2005, Ap&SS, 296, 109
Hong K., Lee J. W., Kim S.-L., ve diğ., 2016, MNRAS, 460, 650
Wolf M., Zasche P., Kučáková H., Lehký M., Svoboda P., Šmelcer L., Zejda M., 2011, A&A, 549, A108
Lacy C. H. S., Torres G., Claret A., Vaz L. P. R., 2005, AJ, 130, 2838
Lacy C. H. S., Claret A., Sabby J. A., 2004, MNRAS, 352, 1270
Rosu S., Rauw G., Farnir M., Dupret M.-A., Noels A., 2022, A&A, 660, A120
Rauw G., Rosu S., Noels A., Mahy L., Schmitt J. H. M., Godart M., Dupret M. A., Gosset E., 2016, A&A, 594, A33
Wolf M., Diethelm R., Hornoch K., 2001, A&A, 374, 243
Wolf M., Zejda M., Mašek M., Kučáková H., Souza de Joode M., Uhlář R., Zasche P., 2022, New Astronomy, 92, 101708
Süıgit D., Zasche P., Hadrava P., Erdem A., Engelbrecht C. A., Marang F., Mašek M., Stevens D. J., 2023, MNRAS, 519, 4699–4715
Wolf M., ve diğ., 2006, A&A, 456, 1077–1083
Kopal Z., 1959, Close Binary Systems. London: Chapman and Hall
Kopal Z., 1978, Dynamics of Close Binary Systems. Dordrecht: Astrophysics and Space Science Library, Springer
Bulut A., 2022, Research in Astronomy and Astrophysics, 22, 115006 (9pp)
Bulut ., Demircan O., 2007, MNRAS, 378, 179
Fekel F. C., Henry G. W., Sowell J. R., ve diğ., 2022, The Astronomical Journal, 164, 224
Popper D. M., 1982, ApJ, 933, 227
Sterne T. E., 1939, MNRAS, 99, 662
Swings P., 1936, Z. Astrophys, 12, 40
Claret A., 2004, A&A, 424, 919
Tomkin J., Fekel F. C., 2006, AJ, 131, 2652
Claret A., Willems B., 2002, Astronomy & Astrophysics, 388, 518
Claret A., Gimenez A., 1993, Astronomy & Astrophysics, 277, 487
Claret A., Gimenez A., 2010, A&A, 519, A57
Volkov I. M., Kravtsova A. S., 2022, The Astronomical Journal, 164, 194 (7pp)
Zasche P., Sürgit D., Erdem A., Engelbrecht C. A., Marang F., 2023, A&A, 670, A39
Baroch D., ve diğ., 2022, A&A, 665, A13
Sowell J. R., Henry G. W., Fekel F. C., 2012, AJ, 143, 5
Torres G., Sandberg Lacy C. H., Pavlovski K., et al. 2014, ApJ, 797, 31
Milone E. F., Kurpińska-Winiarska M., Oblak E., 2010, AJ, 140, 129

Torres G., McGruder C. D., Siverd R. J., et al. 2017, ApJ, 836, 177
Torres G., Sandberg Lacy C. H., Claret A., 2009, AJ, 138, 1622
Torres G., Sandberg Lacy C. H., Pavlovski K., Fekel F. C., Muterspaugh M. W., 2015, AJ, 150, 154
Torres G., Lacy C. H. S., Claret A., Sabby J. A., 2000, AJ, 120, 3226
Zasche P., Wolf M., Vraštil J., Liška J., Škarka M., Zejda M., 2014, A&A, 572, A71
Clausen J. V., 1996, A&A, 308, 151
Bozkurt Z., 2006, Phd thesis, Ege University Science Faculty
Bozkurt Z., 2000, Msc thesis, Ege University Science Faculty
Gimenez A., Garcia-Pelayo J. M., 1983, Astrophysics and Space Science, 92, 203
Gimenez A., Bastero M., 1995, Ap&SS, 226, 99
Bozkurt Z., Değirmenci . L., 2007, Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, 379, 370
Bozkurt Z., Değirmenci . L., 2002, in Aslan Z., ed., Proceedings XIII. National Astronomy Meeting. p. 224
Gimenez A., Clausen J. V., Jensen K. S., 1986, A&A, 159, 157
Alencar S. H. P., Vaz L. P. R., Helt B. E., 1997, A&A, 326, 709
Latkovič O., Gazeas K., Markov H., Čeki A., S. P., 2022, MNRAS, 514, 5813
Anderson J., Vaz L. P. R., 1984, A&A, 130, 102
Anderson K. R., Winn J. N., 2022, ApJ, 928, 96
Sandberg Lacy C. H., Fekel F. C., 2014, AJ, 148, 71
Sandberg Lacy C. H., Torres G., Claret A., Menke J. L., 2006, AJ, 131, 2664
Kozyreva V. S., Zakharov A. I., Khalilullin K. F., 1999, IBVS, 4690
Gallenne A., Pietrzynski G., Graczyk D., ve diğ., 2019, A&A, 632, A31
Anderson J., Clausen J. V., Nordstroem B., 1987, A&A, 175, 60
Anderson J., Clausen J. V., Nordstroem B., Reipurth B., 1983, A&A, 121, 271
Albrecht S., Reffert S., Snellen I. A. G., Winn J. N., 2009, Nature, 461, 373
Kozyreva V. S., Kusakin A. V., Khalilullin K. F., 2005, Astron. Lett., 31, 117
Değirmenci . L., 1997, Astrophysics and Space Science, 253, 237
Marcussen M. L., Albrecht S. H., 2022, ApJ, 933, 227
Değirmenci . L., Gülmen ., Sezer C., İbanoğlu C., Çakırlı O., 2003, A&A, 409, 959
Pavlovski K., Southworth J., Kolbas V., 2011, The Astrophysical Journal Letters, 734, L29
Schwarzschild M., 1958, Structure and Evolution of the Stars. New York:Dover

Access:
M25-0310: Turkish J.A&A — Vol.6, Issue 3.

TJAA Vol. **6**, *Special Issue*, *p.*317–321 (2025). DOI: 10.55064/tjaa.1598343 *Conference Paper*

NGC 4321'deki X-ışın Çiftleri

Serkan Öner[1,2] ⋆, Yasemin Aladağ[1,2], Aysun Akyüz[1,2]

[1] *Uzay Bilimleri ve Güneş Enerjisi Araştırma ve Uygulama Merkezi (UZAYMER), Çukurova Üniversitesi, 01330 Adana, Türkiye*

[2] *Fen-Edebiyat Fakültesi, Fizik Bölümü, Çukurova Üniversitesi, 01330 Adana, Türkiye*

Accepted: February 12, 2025. Revised: February 12, 2025. Received: December 8, 2024.

Özet

Bu çalışmada, NGC 4321 (M100) galaksisinde belirlenen X-ışın çifti (XRB) adaylarının olası optik ve kızılötesi karşılıkları araştırıldı. X-ışın kaynaklarının belirlenmesi için Chandra arşiv verileri, optik ve kızılötesi karşılıklar için HST/WFC3/UVIS ve JWST/NIRCam verileri kullanıldı. HST ve JWST görüntülerinde teleskopların görüş alanına düşen X-ışın çiftlerinin olası optik ve kızılötesi karşılıkları araştırıldı. Kaynakların X-ışın ışıtmalarının $L_X{>}10^{37}$ erg s^{-1} olduğu belirlendi. 2006-2020 yılları arasında yapılan altı Chandra gözleminde tespit edilen 101 X-ışın nokta-benzeri kaynak aday XRB olarak belirlendi. Bu kaynaklardan 42'si için HST görüntülerinde, 17'si için JWST görüntülerinde potansiyel karşılıklar tespit edildi. Optik karşılığa sahip 38 kaynak yüksek kütleli X-ışın çifti olarak tanımlandı. En uzun poz süreli Chandra gözleminde belirlenen XRB'ler için X-ışın ışıtma fonksiyonları oluşturuldu. Farklı tarihli gözlemlerden X-ışın çiftlerinin akı değişimleri incelendi ve maksimum 100 kat değişim hesaplandı.

Abstract

In this study, the potential optical and infrared counterparts of X-ray binary (XRB) candidates identified in the galaxy NGC 4321 (M100) were examined. Chandra archival data were used to identify X-ray sources, while HST/WFC3/UVIS and JWST/NIRCam data were utilized to identify their optical and infrared counterparts. Possible optical and infrared counterparts of X-ray binaries falling within the field of view of the HST and JWST images were searched. The X-ray luminosities of the sources were determined to be $L_X{>}10^{37}$ erg s^{-1}. A total of 101 point-like X-ray sources detected in six Chandra observations conducted between 2006 and 2020 were identified as candidate XRBs. Among these, potential counterparts were identified for 42 sources in HST images and for 17 sources in JWST images. 38 sources with optical counterparts were classified as high-mass X-ray binaries. X-ray luminosity functions were created for the XRBs and HMXBs identified in the Chandra observation with the longest exposure time. Flux variations of the X-ray binaries were examined across observations conducted at different times, revealing up to a 100-fold variation in flux.

Anahtar Kelimeler: X-rays: binaries – Galaxies: spiral – Galaxies: individual: NGC 4321

1 Giriş

X-ışın çiftleri (XRB), bir donör yıldız ve ondan kütle aktaran sıkı bir cisim (bir kara delik veya nötron yıldızı) içeren yıldız sistemleridir. XRB'ler, donör yıldızlarının kütlesine (M_d) göre genel olarak Büyük Kütleli X-ışın Çifti (HMXB; $M_d{\geq}8\,M_\odot$) ve Küçük Kütleli X-ışın Çifti (LMXB; $M_d{\leq}3\,M_\odot$) olarak iki sınıfa ayrılmaktadır Hunt ve diğ. (2021). NGC 4321, SABbc morfolojik yapısında 14.3 Mpc uzaklıkta, yıldız oluşum oranı, SFR=2.04 $M_\odot$ yr^{-1} ile hızlı yıldız oluşumlu bir sarmal galaksidir (Lehmer ve diğ. 2019).

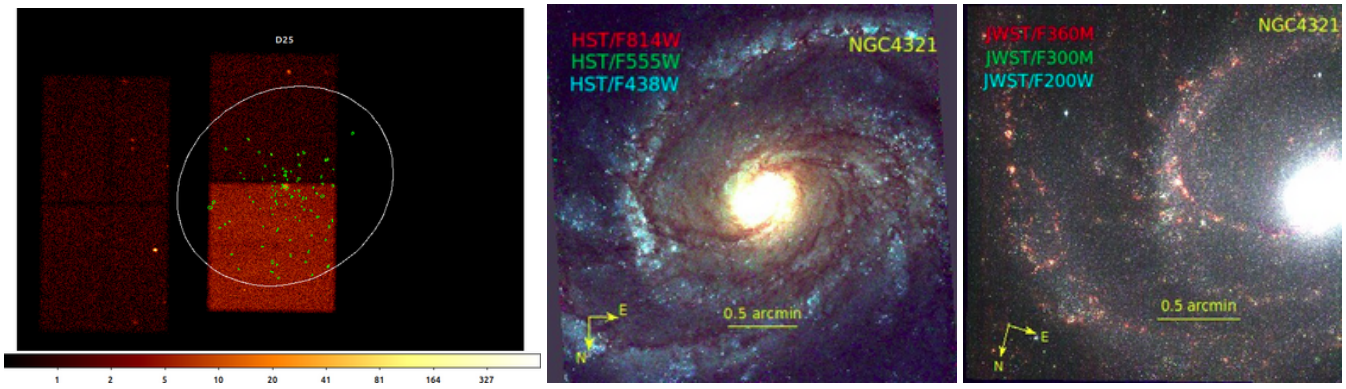
Kaaret & Alonso-Herrero (2008) yaptıkları çalışmada, aralarında NGC 4321'in de bulunduğu bir dizi galakside X-ışın nokta kaynak popülasyonlarını incelediler. 2006 yılındaki Chandra gözlemini (ObsID:6727) kullanarak NGC 4321'de D_{25} alanı içerisinde tespit ettikleri 50 X-ışın nokta kaynağının 0.3-8 keV bandında akı ve ışıtmalarını (L_X) hesapladılar ve 27 X-ışın kaynağının için $L_X{>}10^{38}$ erg s^{-1} olduğunu belirlediler. Bir başka çalışmada, "Spitzer Kızılötesi Yakın Galaksi Araştırmasından" alınan 62 galaksi içeren bir örneklem için Chandra arşiv verileri kullanılarak bu galaksilerin çekirdek aktiviteleri araştırıldı ve aralarında NGC 4321'in de olduğu 37 galaksinin merkezi X-ışın kaynağının Aktif Galaktik Çekirdek (AGN) olduğu önerildi (Grier ve diğ. 2011). Bunun yanı sıra Patnaude ve diğ. (2011) NGC 4321'deki Tip IIL SN 1979C süpernovayı incelemek üzere aralarında Chandra'nın da bulunduğu çeşitli X-ışın gözlemevlerinin arşiv verilerininin bir analizini sundular. 1995 ve 2007 yılları arasındaki gözlemlerde, süpernovanın X-ışın akısının dikkate değer şekilde sabit olduğunu belirlediler.

Lehmer ve diğ. (2019), uzaklıkları 3.4-29 Mpc arasında değişen 38 yakın galaksideki (NGC 4321 dahil) XRB popülasyonlarını araştırdılar. 2478 kaynağı spesifik yıldız oluşum oranı (sSFR=SFR/M_*) değerlerine göre 21 alt örneğe ayırdılar. X-ışın ışıtma fonksiyonlarını modellemek için, HMXB'ler için yıldız oluşum oranıyla, LMXB'ler için yıldız kütlesiyle (M_*) ve kozmik X-ışını ardalanı için de gökyüzü alanıyla ile ölçeklenen HMXB, LMXB ve ardalan kaynaklarını içeren küresel bir XLF (X-ışın ışıtma fonksiyonu) modelini kullandılar. HMXB XLF'sinin daha önce bildirilenden daha karmaşık bir yapıya sahip olduğunu, öte yandan LMXB XLF'sinin muhtemelen sSFR ile değiştiğini, bu durumun yıldız yaşına bağlı olabileceğini önerdiler.

Virgo kümesindeki 75 geç tip galaksideki "Aşırı Parlak X-ışın Kaynağı" popülasyonlarının kapsamlı bir analizin yapıldığı bir araştırma ise Soria ve diğ. (2022) tarafından yapıldı. Chandra ACIS gözlemlerinin kullanıldığı çalışmada NGC 4321'de 6 Chandra gözleminin en az birinde X-ışın ışıtması

⋆ serkanoner0123@gmail.com

© 2025 Turkish Astronomical Society (TAD)



Şekil 1. NGC 4321 galaksisinin (sol panel) Chandra görüntüsü ve D_{25} alanı içerisine düşen kaynaklar; (orta panel) HST üç renk (RGB) görüntüsü; (sağ panel) JWST üç renk (RGB) görüntüsü.

L_X>10^{39} erg s^{-1} olan 13 kaynağın 0.5-8 keV bandındaki akıları ile 0.3-10 keV bandındaki ışıtma değerlerini belirlediler.

Bu çalışmada, NGC 4321'de Chandra ACIS gözlem verilerinden tespit edilen XRB adaylarının, mevcut HST ve JWST gözlemlerinde potansiyel karşılıkları araştırıldı. XRB'lerden optik karşılık belirlenenler HMXB olarak sınıflandırıldı. Soria ve diğ. (2022) çalışmasında belirtilen 13 kaynaktan 11'inin X-ışın akı değişkenliği incelendi. Ayrıca en uzun poz süreli Chandra gözlemindeki (ObsID: 14230) 85 aday XRB için kümülatif XLF elde edildi.

2 Gözlemler ve Veri Analizi

NGC 4321'deki XRB'lerin tespiti için detayları Çizelge 1'de verilen 6 Chandra ACIS gözlem verileri incelendi. Kaynak belirlenmesi ve veri analizi için `CIAO` (Chandra Interactive Analysis of Observations) 4.15 yazılımı kullanıldı. 6 Chandra gözleminde `wavdetect` komutuyla D_{25} elipsi içinde toplam 104 nokta-benzeri kaynak tespit edildi. Galaksi merkezindeki kaynak ve bilinen bir süpernova (SN 1979C) listeden çıkarıldı. Optik ve kızılötesi karşılıklarından bir XRB olmadığı anlaşılan bir kaynağın da çıkarılmasıyla 101 kaynak aday XRB olarak belirlendi. Bu kaynakların 0.3-10 keV bandındaki akıları, `srcflux` komutuyla, foton indeksi 1.7 olan bir güç-yasası modeli uygulanarak hesaplandı. Galaksinin 14.3 Mpc uzaklık değeri kullanılarak belirlenen akılardan L_X değerleri hesapalandı.

Belirlenen XRB'lerin bu çalışmada kullanılan HST ve JWST arşiv gözlemlerinde potansiyel optik ve kızılötesi karşılıkları araştırıldı. HST ve JWST gözlem bilgileri Çizelge 1'de verilmektedir. HST ve JWST analizleri için `IRAF v2.17` yazılımının `DAOPHOT` paketi kullanıldı. NGC 4321'in Chandra, HST ve JWST gözlemlerine ait görüntüleri Şekil 1'de gösterildi. DAOPHOT analizlerinde HST ve JWST için açıklık (aperture) yarıçapı 3 piksel seçildi. DAOPHOT analizlerinden elde edilen VegaMag değerleri kullanılarak aşağıda verilen bağıntıdan akıları hesaplandı.

$$f = f_{\rm vega}\, 10^{-0.4\, V_{\rm mag}} \qquad (1)$$

JWST verilerinin zeropoint değerleri ise

$$ZP_{\rm Vega} = -2.5 \cdot \log_{10}\left(\frac{\rm PHOTMJSR \cdot PIXAR_SR}{\rm flux_{Vega}[MJy]}\right) \qquad (2)$$

bağıntısından hesaplandı. HST için zeropoint değerleri Bellini ve diğ. (2017)'den JWST ve HST için $f_{\rm vega}$ değerleri SVO'dan alındı.

Çizelge 1. Chandra (ACIS-S), HST (WFC3/UVIS) ve JWST (NIRCam) gözlem bilgileri.

Teleskop	ObsID	Tarih	Poz Süresi (ks)	
Chandra	6727	2006-02-18	40	
	9121	2008-04-20	15	
	12696	2011-02-24	15	
	14230	2012-02-16	80	
	23140	2020-02-15	10	
	23141	2020-03-13	10	
Teleskop	**Prop.ID**	**Tarih**	**Poz Süresi (s)**	**Filtre**
HST	15654	2020-03-15	836	F814W
	15654	2020-03-15	1050	F438W
	15654	2020-03-15	1110	F336W
	15654	2020-03-15	2190	F275W
	15654	2020-03-15	670	F555W
JWST	2107	2024-01-10	429.5	F360M
	2107	2024-01-10	1202.5	F200W
	2107	2024-01-10	386.5	F300M
	2107	2024-01-10	386.5	F335M

3 Bulgular

Galaksi NGC 4321'in 6 Chandra gözlemin CIAO analizleriyle tespit edilen ve D_{25} alanı içine düşen toplam 94 kaynak tespit edildi. Bu kaynaklardan 42'si HST'nin görüş alanı içine düşmektedir ve astrometrik düzeltme sonucu 39'u için %90 (1.6σ) güvenirlikte 0.35 yaysaniyesi hata yarıçapına sahip çember içinde optik karşılıklar tespit edildi. Kaynaklardan biri (X-24) bir ardalan galaksi görüntüsünde olduğundan XRB listesinden çıkarıldı. (Şekil 2). Kalan 38 kaynak HMXB olarak sınıflandırıldı. HST alanına düşen 42 kaynaktan, 17'si için HST ve JWST görüntülerinde ortak karşılıklar bulundu. Bu kaynaklardan XRB olarak tanımlanan 16'sının Chandra, HST ve JWST'deki pozisyonları ile optik ve kızılötesi aday sayıları Çizelge 2'de verildi. HST ve JWST analizleri sonucunda XRB'lerin hemen hepsinin birden çok optik ve kızılöte karşılığa sahip olduğu belirlendi. Çizelgenin son sütunda bu iki bantta hata alanında aynı konumda belirlenen ortak kaynakların sayısı

Çizelge 2. XRB'lerin Chandra, HST ve JWST'deki derece cinsinden pozisyonları ile optik ve kızılötesi ortak aday sayıları.

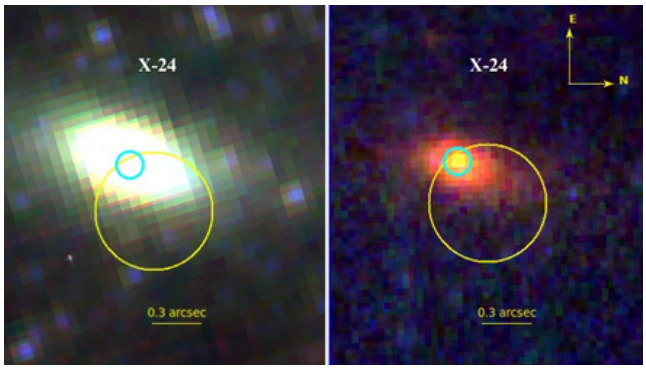
	Chandra		JWST		HST		
Kaynak	RA	DEC	RA	DEC	RA	Dec	Ortak
X-31	185.712712	15.830124	185.712650	15.830231	185.712663	15.830236	5
X-32	185.712803	15.816545	185.712741	15.816652	185.712754	15.816658	2
X-34	185.714935	15.827239	185.714874	15.827346	185.714886	15.827352	3
X-36	185.717629	15.816652	185.717567	15.816759	185.717580	15.816765	1
X-37	185.719419	15.809976	185.719358	15.810084	185.719370	15.810089	1
X-38	185.720995	15.810423	185.720933	15.810530	185.720946	15.810535	2
X-39	185.721703	15.837556	185.721641	15.837663	185.721654	15.837669	1
X-40	185.721845	15.808947	185.721784	15.809054	185.721796	15.809060	3
X-44	185.725542	15.820053	185.725480	15.820160	185.725493	15.820166	3
X-45	185.726059	15.829002	185.725997	15.829109	185.726010	15.829114	1
X-46	185.727029	15.837540	185.726968	15.837648	185.726980	15.837653	3
X-47	185.727105	15.817943	185.727043	15.818050	185.727056	15.818056	2
X-49	185.727831	15.834867	185.727769	15.834974	185.727782	15.834980	2
X-51	185.728206	15.821198	185.728168	15.821299	185.728181	15.821308	3
X-52	185.728701	15.833215	185.728639	15.833323	185.728652	15.833328	1
X-53	185.728766	15.838174	185.728704	15.838281	185.728716	15.838287	1

Çizelge 3. HST'de ve JWST'de potansiyel optik karşılıkları belirlenen XRB'lerin, tespit edildikleri Chandra gözlemleri

Kaynak	6727	9121	12696	14230	23140	23141
X-31	+			+		
X-32	+	+	+	+	+	
X-34	+	+		+	+	+
X-36	+	+	+	+		
X-37	+			+		
X-38				+		
X-39	+	+		+		
X-40	+			+		
X-44	+	+	+	+	+	+
X-45	+	+	+	+	+	+
X-46				+		
X-47	+	+		+		
X-49				+	+	+
X-51	+	+	+	+	+	+
X-52	+			+		
X-53	+	+		+		

verilmektedir. HST ve JWST'de ortak olan karşılık sayıları 1-5 arasında değişmektedir. Çizelge 3'te HST ve JWST'de ortak karşılıkları belirlenen aday XRB'lerin altı Chandra gözleminden hangilerinde tespit edildiği gösterilmektedir. Bu kaynaklardan örnek olarak 3'ü (X-32, X-38 ve X-46) için optik ve kızılötesi karşılıklar Şekil 3'te gösterilmektedir. Soria ve diğ. (2022) tarafından verilen 13 kaynaktan (merkezdeki kaynak ve SN 1979C hariç) 11'i için akı değerleri ile her bir kaynak için akı değişkenlik faktörleri (V_f=$F_{\rm max}/F_{\rm min}$) Çizelge 4'te gösterildi. 2006 ve 2020 yılları arasındaki akı değişimleri; V_f'si en büyük olan 3 kaynak X-68, X-43 ve X-66 için Şekil 4 üst panelde, V_f'si en küçük olan 3 kaynak X-45, X-56 ve X-51 için Şekil 4 alt panelde gösterildi.

En uzun poz süreli Chandra gözleminde belirlenen 85 XRB adayı için oluşturulan kümülatif X-ışın ışıtma fonksiyonuna (XLF) bir kırık güç yasası modeli uygulandı. Şekil 5'te XLF ve bu fonksiyona uygulanan kırık güç yasası modeli verilmektedir.



Şekil 2. X-24'ün JWST (sol panel) ve HST (sağ panel) görüntülerinden belirlenen karşılığının morfolojisi ve renk bilgisi bir ardalan galaksiye işaret eder.

Beklendiği gibi yüksek parlaklıklarda XRB sayısında belirgin bir düşüş görülür. XLF, L_k=$(4.14\pm0.24)\times10^{38}$ erg s^{-1} noktasında bir kırılma göstermektedir, Kırılmadan önceki ve sonraki eğimler sırasıyla α_1=0.59±0.02, α_2=1.68±0.07 olarak belirlendi.

Optik ve kızılötesi karşılıklar belirlenirken hata yarıçapı %90 güvenirlikte (1.6σ) 0.35″ alınmıştır. Akı değerleri de Çizelge 5'te gösterildiği gibidir. `DAOPHOT` analizlerinde HST ve JWST için açıklık yarıçapı 3 piksel seçildi.

Şekil 2'de verilen X-24'ün HST ve JWST görüntülerinden belirlenen karşılığının morfolojisi ve renk bilgisinden yararlanılarak bir ardalan galaksi olduğu değerlendirildi. Üç kaynağın (X-38(1), X-46(1) ve X-46(2)) HST ve JWST'nin tüm filtrelerinde belirlenmiş olması önemlidir. Bu kaynakların tayfsal enerji dağılımları incelenecektir.

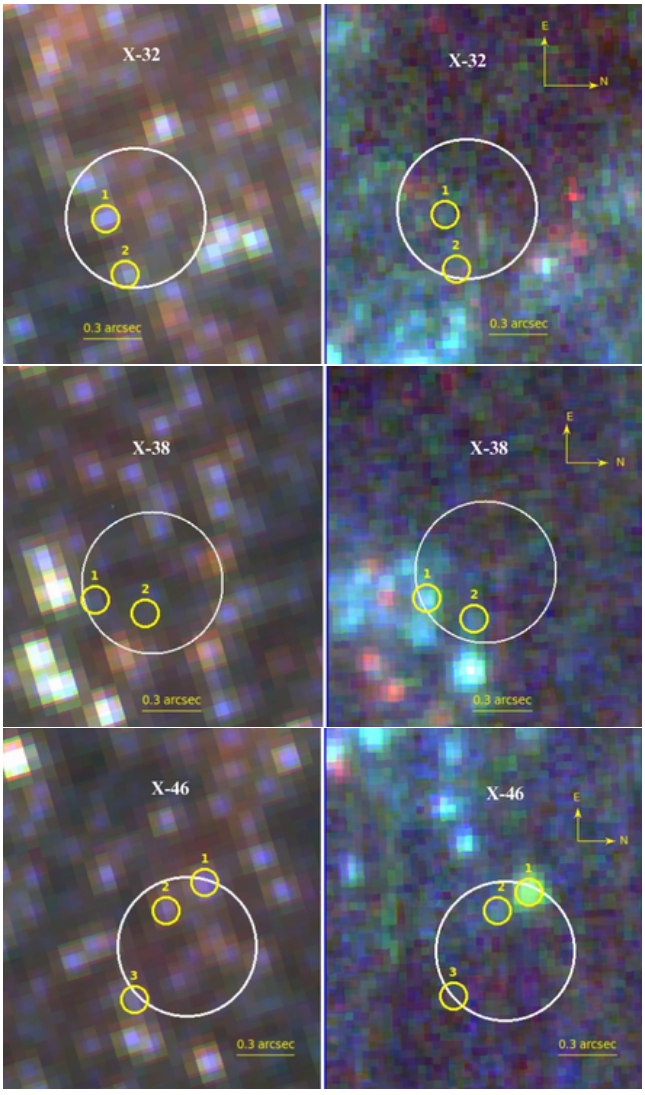
4 Ön Sonuçlar

Devam eden tez çalışmasının bir parçası olan bu çalışmada, tespit edilen 101 XRB adayı için HST ve JWST'nin görüş alanına düşen kaynakların potansiyel optik ve yakın kızılötesi karşılıkları araştırıldı.

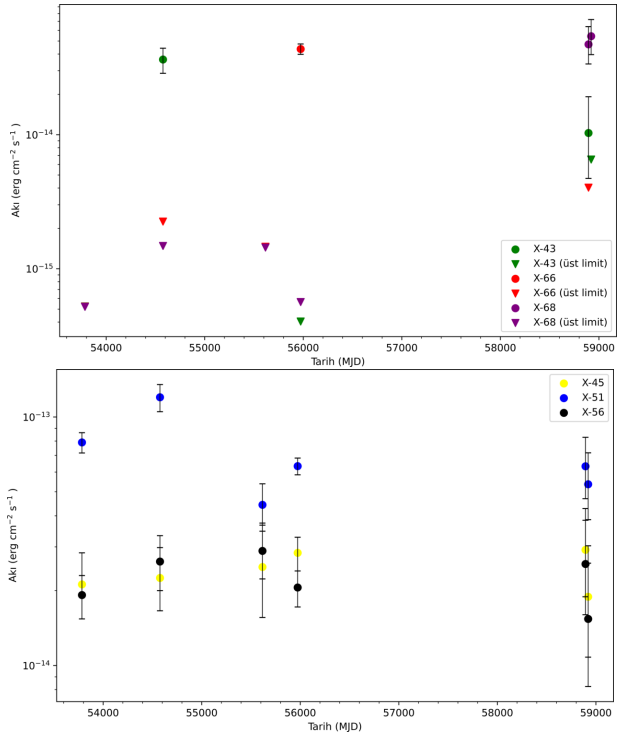
a. Belirlenen 38 XRB adayı için HST'de, 16'sı için

Çizelge 4. Soria ve diğ. (2022) çalışmasında verilen 11 kaynak için hesaplanan 0.3-10 keV bandındaki akı değerleri ($\times 10^{-14}$ erg s^{-1} cm^{-2}) ve her bir kaynağın değişkenlik faktörleri.

ObsID	X-14	X-15	X-33	X-43	X-44	X-45	X-51	X-56	X-66	X-68	X-79
6727	$1.56^{+0.33}_{-0.32}$	$0.60^{+0.23}_{-0.19}$	<0.15	<0.05	$4.55^{+0.54}_{-0.53}$	$2.12^{+0.72}_{-0.58}$	$7.9^{+0.74}_{-0.74}$	$1.92^{+0.38}_{-0.38}$	<0.05	<0.05	<0.11
9121	$1.06^{+0.50}_{-0.39}$	$6.12^{+1.07}_{-1.07}$	<0.23	$<3.64^{+0.78}_{-0.77}$	$13.9^{+1.60}_{-1.50}$	$2.25^{+0.73}_{-0.59}$	$12^{+1.5}_{-1.5}$	$2.62^{+0.71}_{-0.62}$	$<0.05^{+0.18}_{-0.05}$	<0.15	<0.18
12696	$3.14^{+0.84}_{-0.71}$	$0.80^{+0.72}_{-0.45}$	$<0.59^{+0.49}_{-0.32}$	<0.15	$4.27^{+0.87}_{-0.86}$	$2.49^{+1.25}_{-0.93}$	$4.43^{+0.95}_{-0.96}$	$2.89^{+0.78}_{-0.66}$	<0.15	<0.14	<0.21
14230	$1.39^{+0.23}_{-0.23}$	$0.76^{+0.17}_{-0.17}$	$5.37^{+0.51}_{-0.51}$	<0.04	$3.45^{+0.34}_{-0.34}$	$2.84^{+0.44}_{-0.44}$	$6.34^{+0.49}_{-0.49}$	$2.06^{+0.34}_{-0.34}$	$4.36^{+0.39}_{-0.38}$	<0.06	$3.71^{+0.42}_{-0.42}$
23140	$3.08^{+1.43}_{-1.11}$	<0.65	-	$<1.03^{+0.89}_{-0.56}$	$7.59^{+2.06}_{-1.75}$	$2.92^{+1.36}_{-1.03}$	$6.33^{+1.95}_{-1.64}$	$2.56^{+1.28}_{-0.96}$	<0.40	$4.72^{+1.68}_{-1.35}$	-
23141	$1.93^{+1.16}_{-0.83}$	<0.41	-	<0.65	$16.20^{+2.80}_{-2.80}$	$1.89^{+1.14}_{-0.81}$	$5.36^{+1.81}_{-1.5}$	$1.54^{+1.04}_{-0.72}$	-	$5.43^{+1.80}_{-1.47}$	<0.43
V_f	2.96	15.04	36.53	90.10	4.70	1.54	2.71	1.88	87.20	104.42	33.42



Şekil 3. X-32 (üst panel), X-38 (orta panel) ve X-46 (alt panel) için JWST (sol) ve HST (sağ) karşılıkları.



Şekil 4. (Üst panel) X-43, X-66 ve X-68'in; (Alt panel) X-45, X-51 ve X-56'nın ışık eğrileri.

JWST'de potansiyel karşılıklar belirlendi. HST'de optik karşılık bulunan 38 XRB, HMXB adayı olarak sınıflandırıldı. HST'nin görüş alanına girmeyen kaynaklar sınıflandırılamadığından, HMXB sayısının belirlenenden daha yüksek olmasının muhtemeldir.

b. Belirlenen XRB'lerin X-ışını akıları $F_{\rm X}>10^{-15}$ erg s^{-1} cm^{-2} olarak hesaplandı.

c. HST ve JWST'de hata alanına düşen aday karşılıkların parlaklık değerleri sırasıyla $>24^{\rm m}$ ve $>21^{\rm m}$ olarak belirlendi.

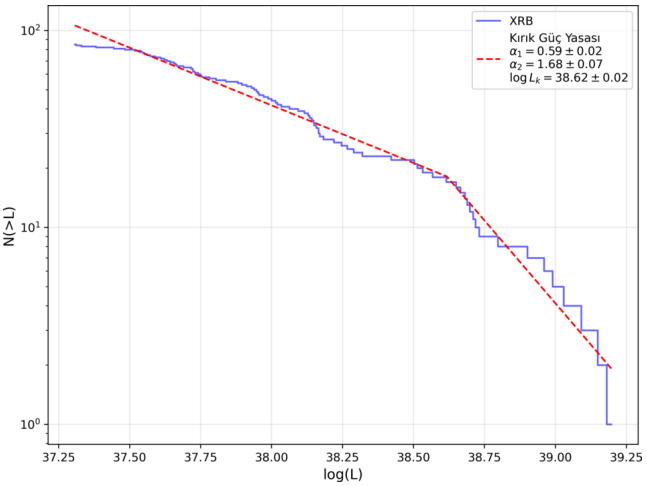
d. En uzun poz süreli Chandra gözleminde belirlenen XRB adaylarının kümülatif XLF'si oluşturuldu.

e. Soria ve diğ. (2022)'de belirtilen ve en az bir gözlemde yüksek ışıtmaya ($L_{\rm X}>10^{39}$ erg s^{-1}) sahip 11 kaynak için akı değişkenliği incelendi. Üç kaynak için ≈90-100 kat akı değişimi belirlendi.

Çizelge 5. X-32, X-38 ve X-46'nın parlaklık (mag) ve akı ($\times 10^{-14}$ erg s^{-1} cm^{-2}) değerleri (JWST: NIRCam, HST: WFC3/UVIS).

		X-32 (1)		X-32 (2)		X-38 (1)		X-38 (2)	
Teleskop	Filtre	V	F	V	F	V	F	V	F
JWST	F200W	21.558±0.019	2.721±0.094	22.089±0.068	1.668±0.208	22.663±0.132	0.983±0.239	-	-
	F300M	-	-	22.259±0.295	0.463±0.254	22.003±0.171	0.586±0.185	22.972±0.291	0.240±0.130
	F335M	-	-	21.352±0.214	0.767±0.305	21.822±0.149	0.498±0.137	-	-
	F360M	-	-	-	-	21.946±0.177	0.358±0.118	-	-
HST	F275W	-	-	25.513±0.147	2.363±0.641	24.361±0.204	1.853±0.699	24.097±0.147	2.363±0.641
	F336W	26.133±0.477	0.383±0.348	25.690±0.411	0.576±0.447	24.112±0.118	2.466±0.538	25.167±0.383	0.933±0.672
	F438W	-	-	26.691±0.147	0.512±0.284	25.572±0.281	1.434±0.750		
	F555W	26.522±0.283	0.513±0.271	26.282±0.174	0.640±0.206	25.397±0.228	1.447±0.612	-	-
	F814W	-	-	25.294±0.240	0.683±0.305	24.434±0.041	1.509±0.114		

		X-46 (1)		X-46 (2)		X-46 (3)	
Teleskop	Filtre	V	F	V	F	V	F
JWST	F200W	21.414±0.012	3.107±0.067	22.110±0.048	1.636±0.144	22.059±0.045	1.715±0.141
	F300M	22.394±0.091	0.408±0.068	22.732±0.173	0.299±0.096	22.034±0.111	0.569±0.116
	F335M	21.416±0.034	0.724±0.046	21.815±0.161	0.501±0.149	22.259±0.246	0.333±0.152
	F360M	21.846±0.091	0.393±0.066	22.412±0.315	0.233±0.138	22.003±0.164	0.340±0.103
HST	F275W	26.696±0.971	0.216±0.439	24.050±0.139	2.468±0.632	-	-
	F336W	25.145±0.463	0.952±0.837	24.857±0.127	1.242±0.292	-	-
	F438W	25.968±0.222	0.996±0.410	26.719±0.475	0.499±0.450	-	-
	F555W	24.331±0.004	3.861±0.029	25.740±0.156	1.055±0.304	27.027±0.377	0.322±0.228
	F814W	23.857±0.034	2.567±0.161	25.102±0.133	0.816±0.200	25.478±0.180	0.577±0.192



Şekil 5. XRB'lerin Kümülatif XLF grafiği ve uygulanan kırık güç yasası modeli

Teşekkür

Bu çalışma, Türkiye Bilimsel ve Teknolojik Araştırma Kurumu (TÜBİTAK) tarafından 124F004 numaralı proje ile desteklenmiştir.

Kaynaklar

Bellini A., Anderson J., Bedin L. R., King I. R., van der Marel R. P., Piotto G., Cool A., 2017, ApJ, 842, 6

Grier C. J., Mathur S., Ghosh H., Ferrarese L., 2011, ApJ, 731, 60

Hunt Q., Gallo E., Chandar R., Johns Mulia P., Mok A., Prestwich A., Liu S., 2021, ApJ, 912, 31

Kaaret P., Alonso-Herrero A., 2008, ApJ, 682, 1020

Lehmer B. D., ve diğ., 2019, ApJS, 243, 3

Patnaude D. J., Loeb A., Jones C., 2011, New Astron., 16, 187

Soria R., ve diğ., 2022, MNRAS, 512, 3284

Access:

M25-0360: Turkish J.A&A — Vol.6, Issue 3.

TJAA Vol. **6**, *Special Issue*, *p.*322–329 (2025). DOI: 10.55064/tjaa.1632014 *Review Article*

Yıldız Astrofiziği Temel Bağıntıları, Kütle Işınım Gücü ve Diğerleri

Zeki Eker[1] ⋆
[1] *Akdeniz University, Faculty of Sciences, Department of Space Sciences and Technologies, 07058 Antalya, Türkiye*

Accepted: April 14, 2025. Revised: April 14, 2025. Received: February 3, 2025.

Özet
Kütle-mutlak görsel parlaklık bağıntısı, kütle-ışınım (MLR) gücü bağıntısından önce keşfedilmiştir. Eddington, onu temel yasa düzeyine çıkarmak istemiştir. Böylece empirik anakol kütle-ışınım gücü bağıntısı bir temel bağıntı (yasa) mıdır yoksa ortalama değer veren bir istatistik bağıntı mıdır tartışması başlamıştır. MLR gelişim çizgisinde ortaya çıkan kırılmaya kadar farklı türden, kütleden (M) ışınım gücü (L) veya L'den M hesaplayan çok sayıda bağıntı tekrar tekrar yenilenmiştir. Duyarlılığın ve veri sayısının az olduğu kırılma öncesinde, MLR ve MRR (kütle-yarıçap) bağıntıları görünen, tayfsal veya tutulmalı her çeşitten çift yıldız gözlemlerinden (1) ortalama kütle, ortalama yarıçap veya ortalama ışınım gücü arasındaki ilişkiyi ortaya koymak veya (2) tek yıldızların M ve R'sini elde etmek amacıyla kalibre edilirdi. Kırılma ve kırılmadan sonra en duyarlı veri sağlayan ayrık örten çift çizgili tayfsal çift yıldız çözümlerinin sayısı ve kalitesi arttı. Böylece yakın, yarı-ayrık ve değen çift yıldızlardan elde edilen veriler kullanılmaz oldu. Fakat, dağılımlarında görülen kimyasal kompozisyon ve yaş etkileri yüzünden MLR ve MRR diyagramları MLR ve MRR fonksiyonlarını belirlemekte yetersiz bulundu. Klasik MLR ve MRR bağıntılarından farklı olarak sadece M veya R hesaplamak amacını güden yeni bir trend ortaya çıktı. Böylece birinci amaç baskılanırken, tek yıldızların M ve R'sini hesaplamak amacı güden yeni trend günün popular konusu öte gezegen araştırmalarında aktif bir uygulama alanı buldu. MLR ve MRR gelişiminde ortaya çıkan yanlış isimlendirmelere dikkat çekilmiş, hala model yapmakta, samanyolu ve samanyolu ötesi araştırmalarda hatta kozmolojide aktif kullanma alanı olan ortalama değerleri ($\langle M\rangle$, $\langle L\rangle$, $\langle R\rangle$) önceleyen klasik MLR, MRR ve MTR (kütle-etkin sıcaklık) bağıntılarının ihmal edilmemesi gerektiği tartışılmıştır.

Abstract
The empirical mass-absolute visual brightness relation discovered first. It was later upgrated to be the famous mass-luminosity relation by Eddington. Thus, a long-standing debate was initiated over whether the empirical MLR is a fundamental relation or not. Many different forms of MLR, which were useful in computing masses (M) of single stars from their luminosities (L) or vice versa were calibrated and published until a noticeable break occurred on its line of development. Before the break, when reliable data were limited, MLR and MRR (mass-radius relation) were calibrated by the components of all kinds of visual, spectroscopic, and eclipsing for two purposes: (1) to obtain mean mass, mean luminosity, and mean radius, (2) to estimate M and R of single stars. By the time of the break, the quality and the quantity of the reliable solutions of detached double-lined eclipsing binaries giving accurate M and R within a few percent levels are increased. Parameters from close, semi-detached, and contact binaries were excluded for refinement, however, MLR and MRR diagrams were found insufficient to derive MLR and MRR functions because the dispersions are not only due to random observational errors but also due to chemical composition and age differences. Then, a new trend was adopted by replacing classical MLR and MRR with empirical M and R predicting relations. Thus, the purpose one was suppressed also because the new trend found a fruitful application in determining M and R of exoplanet hosting single stars. Corrections on misnames and devising new classical MLR, MRR, and MTR, giving mean values ($\langle M\rangle$, $\langle L\rangle$, $\langle R\rangle$) are encouraged since they are still useful and beneficial to galactic, extragalactic search, even cosmological models.

Anahtar Kelimeler: Stars: fundamental parameters; Stars: luminosity and mass functions; Galaxies: luminosity function and mass functions; Cosmology: miscellaneous; Astrophysics - Solar and Stellar Astrophysics

1 Giriş

Büyük ölçekte yıldızlar ve galaksiler evrenin iki tipik temel yapı taşıdır ki gözlenmiş yıldız parametrelerinin duyarlılığı ve bu parametreler arası bağıntılar sadece yıldız iç yapısı ve evrimi teorilerinin geliştirilmesi için değil; başta temel astrofizik, sonrasında Galaksi ve Galaksi-ötesi çalışmalar ve nihayette kozmoloji için de kritik öneme sahiptir. Gözlemler kadar hesaplarda kullanılan bağıntıların duyarlılığı ve amacına göre kullanılmaları da önemlidir. Astrofizikte kullanılan ilişkiler özünde (1) temel bağıntılar ve (2) istatistik bağıntılar olmak üzere iki ayrılır.

Temel bağıntılar Stefan-Boltzmann ($L{=}4\pi R^2\sigma T_{\rm eff}^4$) yasası gibi bir yıldızın ışınım gücü (L), yarıçapı (R) ve etkin sıcaklığı ($T_{\rm eff}$) arasındaki en temel bağıntıdır ki termal ışınım yayan tüm yıldızlara uygulanabilir veya Planck [$B_\nu(T)$] yasası gibi bağıntılardır ki salınan ışık şiddetinin veya akının sıcaklık (T) ve frekans (ν) ile nasıl değiştiğini gösterir. Temel bağıntılar gözlenen cisimlerden bağımsızdır.

İstatistik bağıntılar ise kinetik sıcaklığın tarifinde kullanılan

⋆ eker@akdeniz.edu.tr

© 2025 Turkish Astronomical Society (TAD)

bağıntı gibi

$$\frac{1}{2}m\langle v^2\rangle = \frac{3}{2}kT \qquad (1)$$

bağıntılardır ki geçerli olmaları gerekli istatistik şartların sağlanmasına bağlıdır veya klasik anakol kütle-ışınım gücü bağıntısı ($L \propto M^{\alpha}$) gibi sadece anakol yıldızları için geçerli, anakol dışındaki yıldızlar için geçerli değildir. Sıcaklık makro alemde santigrat, kelvin veya fahrenhayt olarak ölçtüğümüz, mikro alemden haber veren bir büyüklüktür. Yukarıdaki bağıntıya göre sıcaklık; katı, sıvı veya gaz, hangi formda olursa olsun bir cismin bağımsız hareket edebilen mikro parçacıklarının ortalama kinetik enerjisidir. Bağıntıda görünen m, artık bir parçacığın kütlesi değil, o cismin, örneğin bir top veya balon içindeki gazın veya havanın içindeki parçacık (molekül) kütlelerinin toplamının parçacık sayısına bölümüyle elde edilen bir sayıdır ki ortalama parçacık kütlesi demektir. $\langle v^2\rangle$ söz konusu parçacıkların hızlarının karelerinin ortalaması demektir, $v_{\rm rms}$ olarak da yazılabilir. Bir balonu füzeye koysak ve füzenin hızını arttırsak topun içindeki havanın sıcaklığı değişir mi? Hayır. Çünkü, yukarıdaki bağıntıya göre ortalama hız ($v_{\rm rms}$), her yöne doğru bağımsız hızların karelerinin ortalamasıdır. Bağımsız olmayan, zorlanmış tek yönlü hızdan bağımsızdır. Bu durumda yukarıdaki istatistik bağıntı bize der ki mikro alemdeki parçacıkların tek tek kinetik enerjileri sıcaklık demek değildir. Yani, sıcaklığı 30 °C olan havadan bir parçacığı (molekülü) tutabilsek ve sıcaklığını ölçmeye kalksak bir sıcaklık değeri ölçemeyiz. Dolayısıyla yukarıdaki bağıntı tek bir parçacık için yazılamaz, yazılırsa anlamsızdır. İstatistik olarak parçacık sayısının yeterli olmadığı durumlarda da yukarıdaki bağıntı geçerli sayılmaz. Bu da parçacılar dünyasında, mikro alemde sıcaklık diye bir kavram yoktur anlamına gelir.

Empirik, yani deney veya gözlem sonucu elde edilmiş, klasik kütle-ışınım gücü gibi ilişkiler, genelde istatistik bağıntılardır, geçerli olmaları öncelikle istatistik şartların sağlanmasına bağlıdır. İstatistik şartların sağlanmaması halinde amaç dışı kullanımlarda beklenmeyen, nahoş veya hayal kırıklığına sebep sonuçlar da ortaya çıkabilir.

Bu çağrılı konuşmanın amacı, astrofizikte istatistik ve temel bağıntı ayrımının ne kadar önemli olduğunu vurgulayan, klasik kütle-Işınım gücü (MLR), kütle-yarıçap (MRR) ve kütle etkin sıcaklık (MTR) bağıntılarının aslında temel bağıntı olmadıkları, istatistik bağıntı sınıfına dahil olduklarını MLR'nin kısa tarihçesi ile ortaya koyan bir çalışmadır. MLR gelişim çizgisinde çoklarının gözünden kaçmış, ama bilim tarihi açısından incelenmeğe değer bir kırılma vardır. Andersen (1991)'in etkisiyle ortaya çıkan kırılmadan sonra MLR ve MRR anlayışı değişmiş, zaman zaman görülen isimlendirme hataları artmış, kavram kargaşası hissedilir hale gelmiştir. MLR gelişim çizgisinde ortaya çıkan kırılmanın, MRR ve MTR gelişimini de etkilemesi genel değerlendirme makalesinde (Eker ve diğ. 2024) detaylarıyla anlatılmıştır. Bu bildirinin bir amacı da önemine binaen, bu yayının temel astrofizik eğitimi öğretimi ve araştırmaları için önemini vurgulamaktır.

2 Kütle-Işınım Gücü Bağıntısının Tarihçesi

Empirik kütle-ışınım gücü (MLR) bağıntısının, eski ve yeni kaynaklarda, Hertzsprung (1923) ile Russell ve diğ. (1923) tarafından ayrı ayrı ve bağımsız olarak keşfedildiği yazılıdır. Bu kaynaklara Eker ve diğ. (2024) de dahildir. Ne var ki sürekli tekrarlanan bu bilginin tam olarak doğru olmadığı bu çalışmanın sunum hazırlık aşamasında fark edilmiştir. Empirik olarak keşfedilen aslında kütle-ışınım gücü bağıntısı değil kütle-mutlak parlaklık bağıntısıdır. Bunu da Russell ve diğ. (1923) "*It is evident that statistically considered, the mass of a binary system is a function of its absolute magnitude*" demesiyle ifade etmiş, Hertzsprung (1923) ise görsel mutlak parlaklık ile yıldızın kütlesi arasındaki ilişkiyi iki farklı bağıntı vererek, formül olarak ortaya koymuştur. Bu açık ifadeleri defalarca görenlerin hâlâ yazılarında empirik olarak keşfedilenin MLR olduğunu söylemesinin başlıca nedeni yanlışa yönlendiren ifadelerin literatürde defalarca rastlanmasıdır. Bir çeşit şartlanma veya anlık ön yargının etkisiyle, yayınlanmış olgu ve olayları doğru kabul etmenin tarihte olduğu gibi günümüzde de etkin olduğunu görüyoruz. Şartlanan kendisi de olsa önyargısını yenebilmiş, gerçeği ifade edebilen araştırmacıların var olması bilimsellik adına doğru bilginin açığa çıkması bakımından önemlidir.

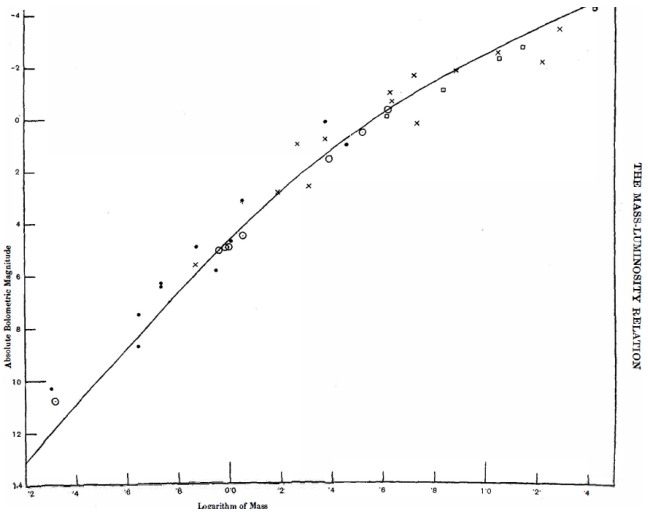
Keşfedilen empirik kütle-mutlak parlaklık bağıntısının Eddington (1926) tarafından kütle-ışınım gücü adı altında temel bağıntı veya fiziksel yasa düzeyine çıkartılması aslında gözden kaçan bir gerçekliktir. Eddington'un bu katkısının kıymetini anlayabilmek için o günlerdeki bilimsel bilgi birikiminin özetlenmesi faydalı olacaktır.

Kütle-mutlak parlaklık ilişkisinin keşfedildiği yıllarda yıldız parlaklıkları üç farklı türden kadir eşeli ile ifade ediliyordu: görsel kadir ($m_{\rm v}$), fotoğrafik kadir ($m_{\rm p}$) ve bolometrik kadir ($m_{\rm b}$). En kıdemli parlaklık ölçüsü şüphesiz Hipparchus (190-120 BC) zamanından beri kullanılan insan gözüne uyarlı görsel parlaklıklardır. Farklı türden bir kadir eşeli daha olduğu fotoğraf plaklarının astronomik gözlemlerde kullanılması sonucunda 19. yüzyılın son yarısında ortaya çıkmış (Miles 2007) ve fotoğrafik kadir adı ile 20. yüzyılın ortalarına kadar kullanılmıştır. UBV üç-renk fotometrik sistem Johnson & Morgan (1953) tarafından ilan edildikten sonra, fotoğrafik ve görsel kadirler B ve V olarak devam ederken kadir türleri arasına morötesi parlaklıklarının da eklenmesiyle kadir türlerinin sayısı kısa süreliğine de olsa dört olmuştur. Bu da kısa bir zaman sonra farklı dalgaboyu aralıkları için farklı türden farklı filitreler kullanan farklı fotometrik sistemlerin önerilmesinin yolunu açmıştır. Bolometrik kadirlerin ortaya çıkması ise galvanometrenin Oersted (1820), radyometrenin Crookes (1874), bolometrenin Langley (1880) ve karacisim radyasyonunun da Planck (1900) tarafından keşfedilmesi ve bu aletlerin yıldız ışığı ölçümlerinde kullanılmasından sonradır.

Bolometrik kadir, diğer iki kadirden farklı olarak yıldızın ışınım gücünü, tüm dalgaboylarında veya frekanslarda eksiksiz temsil eden bir parlaklık ölçüsü olduğundan Eddington (1926) tarafından evrensel kütle ışınım gücü bağıntısının ifade edilmesinde kullanılmıştır. Henüz yıldızlararası soğurmanın tam olarak bilinmediği (Trumpler 1930), nötronların Chadwick (1933) tarafından keşfedilmediği, bu yüzden karbon-azot-oksijen (CNO) ve proton-proton (p-p) çevrimi nükleer tepkimelerinin yazılamadığı o yıllarda Anton'un özkütle ölçümlerini görür görmez dört hidrojen atomunun bir helyum atomundan binde yedi fazla olduğuna dayalı, yıldızların içinde Hidrojen füzyonunun olması gerektiğini 1920 yılında söyleyen Eddington'dur (Bahcall 2000). Eddington (1926) yıldızların ideal gaz küreleri olduklarını farz etmiş ve bir yıldızın ışınım gücünün (L) yıldızın kütlesi (M) ile orantılı olmasını

$$L \propto M^{7/5}(1-\beta)^{3/2}\mu^{4/5}T_{\rm eff}^{4/5} \qquad (2)$$

şeklinde kurgulamıştır. Formülde $(1-\beta)$ radyasyon basıncının toplam basınca oranını, μ gazın kimyasal karışımını, $T_{\rm eff}$ ise



Şekil 1. Denklem 3 ve 4 ile hesaplanmış teorik MLR eğrisinin gözlemler ile doğrulanması. Güneş ve duyarlı görsel çift yıldız gözlemleri ($\odot$), göresel çift yıldızlar ($\bullet$), örten çift yıldızlar (x) ve sefeid değişenleri ($\square$) (Eddington 1926, sayfa 153).

yıldızın etkin sıcaklığını temsil etmektedir. Her iki tarafın logaritmik diferansiyeli alıp -2.5 ile çarparak bolometrik kadir farklarını (Δm)

$$\Delta m = -\frac{7}{2}\Delta \log M - \frac{15}{4}\Delta \log(1-\beta) - 2\Delta \log T_{\rm eff} \qquad (3)$$

olarak vermiş ve bolometrik kadir farklarını da ışınım gücüne

$$\Delta m = -\frac{5}{2}\Delta \log L \qquad (4)$$

olarak bağlamıştır. Böylece, μ=2.11 ve $T_{\rm e}$=5200 K için Güneş biriminde ifade edilen M ve L'leri kullanan ilk teorik kütle-ışınım gücü bağıntısını bir grafik üstüne aktarmış, elde ettiği teorik eğriyi de 29 görsel, 13 tutulma gösteren çift yıldızlardan ve beş Sefeid yıldızdan elde ettiği kütle ve bolometrik parlaklıklar ile teyit etmiştir (Şekil 1). Füzyon enerjisinin yıldızlarda keşfi yolunda Einstein (1905)'ın E=mc^2 formülünden sonra en önemli adımı atan Eddington, keşfedilen kütle-görsel mutlak parlaklık bağıntısını görünce bir kez daha heyecanlandı. Evrenin bir başka önemli sırrını daha keşfettiğini düşündü. Henüz nötronun keşfedilmemiş olması nedeniyle p-p zinciri ve CNO çevrimleri hakkında birincide kalem oynatamayan Eddington, ikincide yıldızları sıcak gaz küreleri olduğunu farz ederek bir teorik kütle-ışınım gücü bağıntısını kurgulamakla kalmadı gözlemler ile uyuştuğunu da gösterdi (Şekil 1). Böylece Eddington (1926), yüzyılı aşkın süre devam edecek bir tartışmanın da fitilini ateşlemiş oldu.

2.1 Empirik MLR bir Temel Bağıntı mıdır?

Empirik olarak keşfedilse de MLR bir temel bağıntıdır (Eddington 1926) iddiasına itiraz hemen geldi, önerinin destek bulması ise zaman aldı. Öneriyi yeniden test etmek için, McLaughlin (1927) örten değişen yıldız sayısını arttırdı ve 41 örten değişen yıldızdan elde ettiği kütle ve ışınım güçlerini kullandı. Verilerin teorik eğriyi tam olarak temsil etmemesi ve saçılmanın büyük olması nedeniyle Eddington'un teorik bağıntısının doğrulanmadığını ilan etti. Ancak, 12 yıl sonra Gabovits (1938), veri sayısı az da olsa (18 nokta), görsel çift yıldız yörüngesi çözümlerinden elde ettiği bileşen kütleleri ile görünen parlaklık, uzaklık ve bolometrik düzeltmelere dayalı ışınım güçlerinin (L) özellikle anakol yıldızlarının bağıntıya mükemmel uyması yüzünden "*We conclude that, as revealed by our selected first class data, the stars (chiefly of the main sequence) probably follow a strict, mass luminosity law*" diyerek kütle-ışınım gücü ilişkisinin değil bir temel bağıntı, bir fiziksel yasa bile olabileceğini söylüyordu. Buna mukabil, aynı yıl içinde bir başka araştırma ile görsel çift yıldızları, bazı seçilmiş tayfsal çift yıldızları ve Trumpler'in açık küme yıldızlarından büyük kütlesi olanları da içine alan daha geniş bir veri tablosunu kullanan Kuiper (1938) "*Bu ortalama bağıntıya herhangi bir fiziksel önem atfedilmesi şüphelidir*" diyerek MLR'nin bir temel bağıntı olmasına itiraz ediyordu.

20. yüzyılın son on yılının başlangıcında ortaya çıkan kırılma noktasına kadar MLR hakkında benzer tartışmalar bir yanda devam ederken MLR bağıntısı yeni ve daha duyarlı veriler ile defalarca yenilendi, gözden geçirildi. Petrie (1950a,b) 93 tayfsal çift yıldız ile çalıştı; Strand & Hall (1954) 23 görsel çift yıldızı kullanırken, Eggen (1956) 34'ünü inceledi; 40'ı görsel, 35'i tutulmalı olmak üzere, McCluskey & Kondo (1972) 75 sistemin verisini değerlendirirken Cester ve diğ. (1983), 45'i görsel, 40'ı tayfsal çift olan 85 çift yıldız verisini hesaplarına katıyordu. Demircan & Kahraman (1991) ayrık, yarı ayrık ve değen olmak üzere 70 tutulmalı yıldızdan elde edilmiş 140 anakol yıldızın verisini; Karetnikov (1991) ise 303 tutulmalı çift yıldız verisi kullanıyordu. MLR gelişiminin bu ilk döneminde gözlem tekniklerinin ilkel, gözlem imkanlarının sınırlı olması nedeniyle MLR bağıntısının istatistik güvenilirliğinin artırılması adına ayrık, yarı-ayrık, değen olmasına aldırış edilmeden görsel, tayfsal veya tutulmalı her çeşitten çift yıldız verisinin değerlendirildiği göze çarpmaktadır. Ayrıca, MLR'nin tek bir formda değil farklı formlarda önerilmesi, hepsine de kütle ışınım gücü bağıntısı denmesi dönemin bir başka özelliğidir.

Güç yasası formu ($L \propto M^{\alpha}$) Eggen (1956) tarafından L=$\mu^{3.1}$ şeklinde kullanılırken bu bağıntıdaki μ parametresi, Kepler'in harmonik yasası μ=$a^3/(p^2\pi^3)$ çerçevesinde, bir çift yıldız sistemindeki iki yıldızın toplam kütlesidir. McCluskey & Kondo (1972), β bir sabit sayı olmak üzere, MLR bağıntısını $M \propto L^{\beta}$ şeklinde kullanmayı tercih etmiştir. Demircan & Kahraman (1991) gibi birçok yazar $\log M - \log L$ diyagramı üstündeki verilerle kalibre edilmiş farklı derecelerdeki polinomların kullanılmasını uygun görmüşlerdir. Kütle-ışınım gücü bağıntısı adını almayı hak etmese de alt indisi olmayan M kütle, alt indisli M mutlak parlaklık, ξ fotometrik bantlardan biri ve M_ξ o bantta yıldızın mutlak parlaklığı olmak üzere, doğrusal ($\log M$=aM_ξ+b) ve ikinci derece ($\log M$=aM_ξ^2+bM_ξ+c) formlarında ifade edilmiş MLR bağıntıları da vardır (Henry & McCarthy 1993). Burada, a, b ve c kalibrasyonlar ile belirlenen katsayılardır. Bağıntıların yanlış isimlendirilmeleri gelenek halini almış gibidir. Eddington (1926)'un da kütle-bolometrik mutlak parlaklık bağıntısını kütle ışınım gücü olarak takdim ettiğini hatırlayalım. O dönemlerde, tek yıldızların kütlelerinin elde edilmesi için başka metotların olmadığını düşünürsek; amaç net ve ihtiyaç güçlü olduğundan, isimlendirme hataları gözden kaçmış veya önemsenmemiş görünüyor.

Empirik olarak sadece anakol yıldızları için elde edilen, bu ilk dönem MLR fonksiyonlarının temel bağıntı olma şansı yoktur. İstatistik bağıntı sınıfında oldukları gayet açıktır çünkü Stefan-Boltzmann ve Planck yasaları gibi tüm yıldızlara uygulanmaları söz konusu değildir. Kalibrasyonda kullanılan

yıldız sayısı, cinsi ve gözlem duyarlılığına bağlı kullanım aralığı istatistik olarak belirlenip temel astronomi ve astrofizik uygulamalarında kullanmak için sunulurdu.

Yıldızları sadece sıcak gaz küreleri farz eden Denklem 2, nükleer reaksiyonları dikkate almadığı için günümüz astrofiziğinde tarihsel değeri hariç önemini kaybetmiş olsa da Eddington (1926)'un kütle-ışınım gücü iddiasının temel astrofiziğe katkısının büyüklüğü bugün bile yadsınamaz. Önce her çeşitten çift yıldız, sonrasında ayrık örten tayfsal çift yıldız (DDEB) gözlemleri sonucunda elde edilen bu bağıntı kırılma noktasına kadar (1991 yılı) etkin şekilde kullanılan, tekil yıldızların kütlelerinden haber veren yegâne (1950 ve öncesinde) veya en önemli bilgi kaynağı idi. Tek yıldızın paralaksı varsa Pogson formülü ($V-M_V=5\times\log d-5$) ile M_V hesaplanır, $M_{Bol}=M_V+BC_V$'den de M_{Bol} bulunur, MLR sayesinde yıldızın hem kütlesi hem de ışınım gücü elde edilirdi. Trigonometrik paralaks ölçümü yoksa kütlesi veya ışınım gücü tahmin ediliyorsa (görsel çift yıldızların uzaklığı bilinirse, yörünge parametreleri ve Kepler'in üçüncü yasasından her bir bileşenin kütlesi bilinir) MLR'den M_{Bol}, $M_{Bol}=M_V+BC_V$'den M_V, yıldızlararası soğurma yoksa veya ihmal edilirse, Pogson formülünde V ve M_V'den yıldızın uzaklığı bulunarak ölçülen yıldız paralakslarının sağlaması dahi MLR sayesinde yapılabiliyordu.

Güç yasası formundaki ($L\propto M^\alpha$) klasik MLR, tayf türü veya etkin sıcaklığı belli anakol yıldızlarının ortalama kütle $\langle M\rangle$ ve ortalama ışınım gücü $\langle L\rangle$ arasındaki bir bağıntıdır ki bağıntıyı tek tek yıldızlara uygulamak beklenmedik sonuçlar doğurabilir çünkü bağıntının kalibrasyonunda hedeflenen amacın dışına çıkılmış olur. Kırılma noktasından önce, özellikle 20. yüzyılın ilk yarısına kadar klasik MLR'nin tek tek yıldızlara uygulanması (M'den L veya L'den M hesaplanması) yadırganmadı çünkü bu ilk dönemlerde gözlem teknikleri ilkel, gözlem duyarlılıkları günümüzle kıyaslandığındakine göre çok kötüydü. Kırılma öncesi dönemde "*MLR bağıntısı bir temel bağıntı mıdır?*" sorusuna net cevap verilememesinin bir sebebi de anakol yıldızlarının ortalama M ve L'leri arasındaki ilişkiyi ortaya koyan bu istatistik bağıntının, temel yasalarda olduğu gibi, tek tek yıldızlara uygulanıyor olmasıdır. Tek tek yıldızlara uygulanabilirlik temel yasaların en belirgin özelliğidir.

Stefan-Boltzmann yasası ($L=4\pi R^2\sigma T_{eff}^4$) yıldızların ışınım güçleri ile yarıçapları ($L\propto R^2$) ve/veya ışınım güçleri ile etkin sıcaklıkları ($L\propto T_{eff}^4$) arasındaki bağıntıları açıkça ifade etmesine rağmen empirik kütle-yarıçap bağıntısı (MRR) 20. yüzyılın ortalarından sonra (McCrea 1950; Plaut 1953; Huang & Struve 1956; Lacy 1977, 1979; Kopal 1978; Patterson 1984; Gimenez & Zamorano 1985; Harmanec 1988; Demircan & Kahraman 1991), empirik kütle-etkin sıcaklık (MTR) bağıntısı ise 20. yüzyılın son çeyreği ve sonrasında (Stothers 1974; Habets & Heintze 1981; Karetnikov 1991) tartışılır olmuştur. MRR ve MTR'nin gelişim çizgisi MLR'nin gelişim çizgisinden bağımsız değildir (Eker ve diğ. 2024).

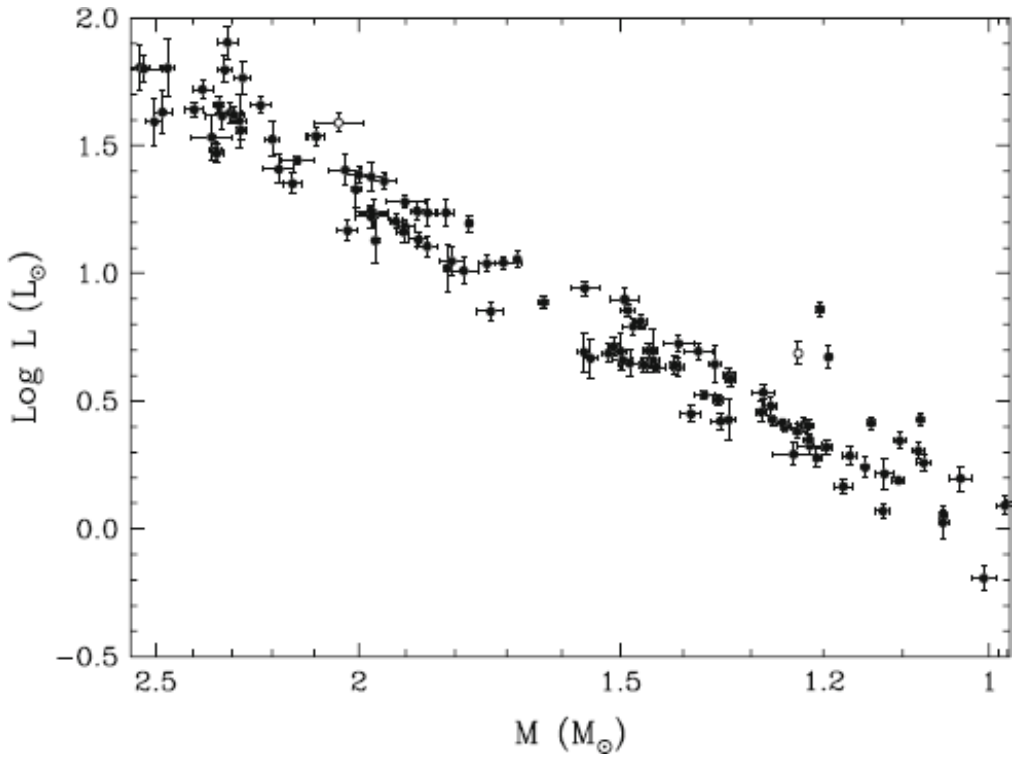
2.2 Kırılma Noktası ve Sonrası

Klasik MLR kavramına ve onun temel yasa gibi kullanılmasına en etkin eleştirinin, zamanın en duyarlı verilerini (M ve R hatası %2 ve daha iyi) seçtiği 45 ayrık örten çift çizgili tayfsal çift yıldızın (DDEB) radyal hız ve ışık eğrisi çözümlerine dayandıran Andersen (1991) tarafında yapıldığını görüyoruz. Her çeşitten çift yıldız verisinin kullanıldığı daha önceki dönemin aksine, Andersen'in sadece DDEB yıldızlarını tercih etmesi, bileşenlerin yeterince ayrık olup tek yıldız gibi evrimleşmeleri ve en duyarlı yıldız parametrelerinin DDEB yıldızlarından elde ediliyor olmasındandır. Kaynakta saflaşma, yani belli tür çift yıldızlar için MLR bağıntısının yalnız o tür için incelenmesi, klasik MLR gelişim hattında göze çarpan kırılma noktasının en belirgin özelliğidir. Klasik MLR anlayışına en etkin eleştiri yanında, MLR kalibrasyonları için amaçta netleşme (tek bir yıldızın kütlesini veya yarıçapını elde etmek gibi) de kırılma noktasının bir başka belirgin özelliğidir.

$\log M-\log L$ diyagramı üstündeki verilere M ve L dağılımını temsil eden fonksiyonu (veya eğriyi) belirlemeyi Andersen (1991) "*İlk bakışta $\log M-\log L$ diyagramı sıkı, yani iyi tanımlı, ama ortalama bir bağıntı gösterir. Dikkat edilir ve tek tek yıldızların gözlem hataları düşünülürse görünen $M-L$ dağılımının gerçek özgün bir bağıntıyı temsil etmekten uzak olduğu görülecektir*" diyerek reddetmiştir. Gerçekten, diyagram üstündeki M ve L dağılımını temsil edecek gerçek bir bağıntı yoksa mevcut veriye bir fonksiyon (MLR) fit etmenin bir anlamı olmaz.

Andersen (1991)'in genel değerlendirme makalesi 18 yıl sonra, kendinin de yazarlar içinde yer aldığı, ikinci bir genel değerlendirme makalesi ile ama yeni veriler eklenerek (44 olan DDEB sayısı 94'e çıkmıştır) ve duyarlılık sınırı %2'den %3'e düşürülerek tekrarlanmıştır. Ana fikir ve içerik bakımından Andersen (1991) ve Torres ve diğ. (2010) aynıdır. Andersen'in o meşhur itirazı Torres ve diğ. (2010) makalesinde "*Birçok modellemede kullanılan o meşhur bağıntı burada ilk bakışta çok iyi tanımlıymış gibi görünüyor. Saçılmanın sebebi gözlem hataları değil astrofizik orijin yani yıldızların kimyasal kompozisyon ve yaş farkları nedeniyledir*" olarak ifade edilmiştir. Bu yüzden kırılma söz konusu olduğunda bu iki makaleyi farklı değerlendirmek anlamsızdır. Kırılmayı Andersen (1991) o meşhur itirazı ile başlatmış olsa bile Torres ve diğ. (2010) perçinlemiştir.

Söz konusu iddianın temeli, Şekil 2'de göründüğünün aksine, sol üst köşeden sağ alt köşeye doğru yeterince dar bir bant gibi uzanan dağılımı temsil eden özgün bir fonksiyon yoktur. Şekildeki, $M-L$ dağılımının çok küçük (1-2.5 $M_\odot$ arası) bir parçasıdır; gözlem hatalarının bant genişliğine oranını göstermek için bu kısa aralıkta böyle bir gösterim düşünülmüştür. Aslında kütle ışınım gücü bağıntısının aralığı 0.01 $M_\odot$'den kabaca 30 $M_\odot$'e kadar geniştir. Bu geniş aralıkta yeterince dar bir bant şeklindeki $\log M-\log L$ dağılımının varlığından hem Andersen (1991) hem de Torres ve diğ. (2010) farkındadır ancak itirazları bu dağılıma fit ederek bulunan güç yasası formundaki ($L\propto M^\alpha$) klasik MLR bağıntısının Stefan-Boltzmann veya Planck yasası gibi bir temel bağıntı kabul edilmesinedir. Bu yazarlara göre böyle bir bağıntı yoktur ve olamaz çünkü bağıntının bant şeklinde saçılma göstermesi M ve L'nin gözlem kaynaklı hatalarından kaynaklanmaz, daha çok yıldızların farklı yaşlarda ve farklı kimyasal karışımlar halinde olmasındandır. Stefan-Boltzmann veya Planck yasası söz konusu olsaydı saçılma sadece ve sadece gözlem kaynaklı belirsizliklerinden kaynaklanırdı. Hatalar küçüldükçe bant genişliği (hata genişliği) daralır, nihayetinde sıfır hata için L veya Planck eğrisi (frekans ve sıcaklık dağılımı) belirgin olarak ortaya çıkardı. Oysa burada, klasik MLR bağıntısında hatalar belirli bir limitin ötesinde kalırsa anakol L dağılımının genişliğini arttırırken, hatalar küçülürse belli sınırın altındaki M ve L hataları ne kadar küçülürse küçülsün bant genişliği beklendiği gibi azalmamaktadır. Andersen (1991) ve Torres ve diğ. (2010)'e göre $\log M-\log L$ diyagramında görülen bant şeklindeki dağılımı temsil eden parametreler klasik MLR



Şekil 2. Çift çizgili tayfsal ayrık örten çift yıldızların (DDEB) $\log M - \log L$ diyagramı. Gözlem hataları bant şeklinde dağılımın genişliği yanında çok küçük kalmaktadır (Torres ve diğ. 2010).

bağıntısında yoktur, ama gözlemsel $\log M - \log L$ diyagramı üstünde diğer iki parametrenin (kimyasal kompozisyon ve yaş) etkisi açıkça hissedilmektedir. Çözüm klasik MLR yerine geçebilecek bir başka bağıntı bulmaktır. Andersen (1991) klasik MLR yerine geçmesi gereken bağıntıyı hissetmiş ama önerememiştir. Ancak 18 sene sonra, Torres ve diğ. (2010) ile birlikte klasik MLR yerine geçebilecek bağıntıyı

$$\log M = a_1 + a_2 X + a_3 X^2 + a_4 X^3 + a_5 (\log g)^2 + a_6 (\log g)^3 + a_7 [\mathrm{Fe/H}] \quad (5)$$

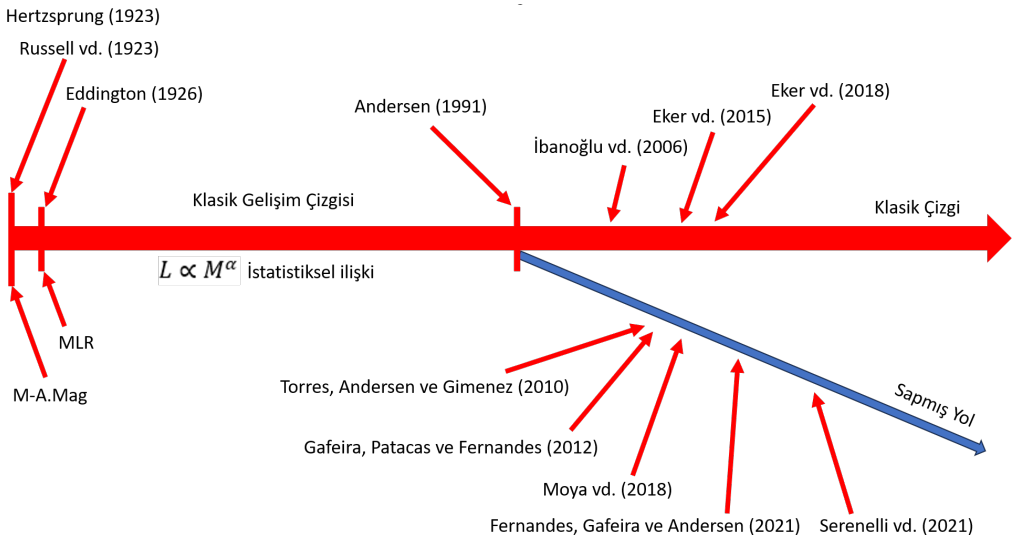
$$\log R = b_1 + b_2 X + b_3 X^2 + b_4 X^3 + b_5 (\log g)^2 + b_6 (\log g)^3 + b_7 [\mathrm{Fe/H}] \quad (6)$$

şeklinde yazmayı başarmış görünmektedir. Burada $X \equiv \log T_{\rm eff} - 4.1$ Stefan-Boltzmann yasasına göre yıldızın ışınım gücünü temsil eden parametredir. Yıldızın etkin sıcaklığı ($T_{\rm eff}$), yüzey çekim ivmesi ($\log g$) ve göreli demir bolluğu ([Fe/H]) bilindiğinde, kalibre edilmiş a_1=1.5689±0.058, a_2=1.3787±0.029, a_3=0.4243±0.029, a_4=1.139±0.240, a_5=−0.1425±0.011, a_6=0.01969±0.0019 ve a_7=0.1010±0.058 parametreleri ile bu iki bağıntı sayesinde anakolda olan ve kütlesi 0.6 $M_\odot$ veya daha büyük olan bir yıldızın kütlesini %6.4 ve yarıçapını %3.2 hata payı içinde hesaplamak mümkündür.

Açıkça görülmektedir ki klasik MLR yerine önerilen bu iki bağıntıyı Şekil 2 üstünde veya herhangi bir $\log M - \log L$ diyagramında temsili bir eğri ile göstermek mümkün değildir. Bu yüzden Andersen (1991) ve Torres ve diğ. (2010)'nin yolunu takip eden diğer araştırmacılar $\log M - \log L$ diyagramlarını sadece işaretlenmiş veriler ile (Malkov 2003, 2007) veya hiç bir $\log M - \log L$ diyagramı vermeden sadece M ve R hesaplayan denklemleri ve birebir doğrusu üstünde gözlemsel ve hesaplanan verileri sergilemişlerdir (Gafeira ve diğ. 2012; Fernandes ve diğ. 2021). MLR gelişim hattı (Şekil 3) kırılma noktasından sonra yön değiştirmiştir. Bu durumda, yeni bir MLR kavramı gelişmiş gibi görünse de aslında MLR kavramı daraltılmıştır. Bundan böyle, MLR denince Denklem 5'deki gibi tek yıldızlar için kütle hesaplayan, MRR denince de yarıçap öngören bağıntılar akla gelir olmuş ve $L \propto M^\alpha$ anlamındaki klasik MLR'nin var olmaması gerektiği varsa bile işe yaramadığı zihinlere yerleşmiştir.

Yıldız kütlesi hesaplama yöntemlerini eksiksiz bir bir inceleyen Serenelli ve diğ. (2021) makalesinde, bu durum açıkça görülmektedir. Serenelli ve diğ. (2021) hangi yöntemin daha doğru, daha duyarlı sonuç verdiğini anlatabilmek için, literatürde mevcut en çok kullanılan (Torres ve diğ. 2010; Gafeira ve diğ. 2012; Malkov 2007; Eker ve diğ. 2018) MLR bağıntılarını, Moya ve diğ. (2018)'deki karşılıkları ile kıyaslayan bir tablo vermiştir. Ayrıca, her bir yöntemin duyarlılığını bir şekil (Serenelli ve diğ. 2021, Şekil 16) ile göstermiştir. Bu tablo ve şekil incelendiğinde açıkça anlaşılmaktadır ki güç yasası formundaki ($L \propto M^\alpha$) klasik MLR bağıntısı dahi "*MLR kütle hesaplamak içindir*" anlayışı içinde değerlendirilmiştir (bkz. Eker ve diğ. 2024). Oysa kıyaslama ancak ve ancak benzer şeyler arasında mümkündür. Bu yüzden amacı sadece anakol yıldızlarının ortalama kütlesi ve ortalama ışınım güçleri arasındaki ilişkiyi belirtmek olan bir empirik bağıntının (klasik MLR), amacı başka olan (tek bir yıldızın kütlesini hesaplamak) bağıntıyla karşılaştırılması doğru değildir.

Anakol yıldızlarının $\langle M \rangle$ ve $\langle L \rangle$'si arasındaki ilişkiyi $L \propto M^\alpha$ formunda veren empirik MLR'yi, Planck veya Stefan-Boltzmann yasası gibi bir temel bağıntı farz edip anakolda olsa bile, bir yıldızın L'sinden M'sini veya M'sinden



Şekil 3. Kütle-ışınım gücü bağıntısının gelişim hattı.

L'sini hesaplamaya kalkmak doğru değildir. $\log M - \log L$ diyagramında apaçık görünen bant şeklideki değişimi temsil edebilecek özgün bir bağıntı yok demek de doğru değildir. En küçük kareler yöntemi böylesi dağılımları temsil edebilecek özgün fonksiyonları belirlemek için değil midir? Klasik MLR'yi yok farz etmek ve yıldızın gözlenmiş parametrelerinden kütlesini (veya yarıçapını) veren, klasik MLR yerine geçebilecek başka bir bağıntı, başka bir formül aramak da hatadır. Bulunduğunda, empirik olarak belirlenmiş böylesi bir istatistik bağıntıya MLR adını vermek de hatadır.

Yeni MLR anlayışı, yani tek yıldızların kütle ve/veya yarıçaplarını elde etmek için kullanılan empirik bağıntılar, zamanın popüler konusu ötegezegen araştırmalarında aktif bir uygulama alanı bulmuştur. Buna karşılık, ortalama $\langle M \rangle$, $\langle R \rangle$ veya $\langle L \rangle$'ye ihtiyaç duyan birkaç modelleme dışında, klasik MLR'nin ise pek de işe yaramadığı düşüncesi 21. yüzyıl astrofizikçileri arasında yerleşmiştir. MLR denince M, MRR denince R hesaplamada kullanılan empirik bağıntıları dikte eden, farklı formlardaki MLR bağıntılarını doğru isimlendirme ihtiyacı duymayan bir anlayışın neticesinin böyle olması da doğaldır.

Tüm bu hatalar, hata değil tam aksine olması gereken gerçeklik diye temel astrofiziğin en önde gelen uzmanlarına (Andersen 1991; Torres ve diğ. 2010) tanınmış genel değerlendirme yayınlayan dergilerinde özel istek ile yazdırılması ve yayınlatılması elbette sıradan araştırmacılarda şartlanma ve önyargıya sebep olmuştur. Ancak 23 yıl sonra gerçekler, kendi şartlanmasını kırabilmiş, fikri hür, vicdanı hür, irfanı hür, önyargısını yenebilmiş astrofizikçilerimiz sayesinde dünya'ya ilan edilmiştir (Eker ve diğ. 2024, başlık: "*Fundamentals of Stars: A Critical Look at Mass-Luminosity Relations and Beyond*"). Yayının önemi anlaşılmış ve şahsımdan bu çağrılı konuşma istenmiştir. Bu kararı için, 23. Ulusal Astronomi Kongresi Bilim Kuruluna teşekkür ederim.

2.3 Kırılma Sonrası Klasik MLR ve Aralarında Bağımlı MLR, MRR, MTR

Kırılma sonrasında (Şekil 3) güç yasası formundaki ($L \propto M^{\alpha}$) klasik MLR anlayışının çok daha az sayıda araştırmacı tarafından sürdürüldüğünü görüyoruz (Ibanoğlu ve diğ. 2006; Eker ve diğ. 2015, 2018). Andersen (1991)'in itirazına rağmen klasik MLR ve $\log M - \log L$ diyagramları Ibanoğlu ve diğ. (2006) tarafından ayrık ve yarı-ayrık Algol türü tutulma gösteren yıldızların ışınım güçlerinin karşılaştırılmasında kullanılmıştır. Zaten böylesi bir karşılaştırma için tek yıldızların M veya R'sini veren bağıntıların anlamı yoktur. Buna karşılık, Eker ve diğ. (2015, 2018), güncel verilerle klasik formda kalibre ettikleri MLR'leri kabul ettirip yayınlatabilmek için ellerindeki çok sayıda MLR ve MRR verisini kullanarak (ör., kabaca yarısı M, yarısı R hesaplamak için Moya ve diğ. 2018, 38 bağıntıyı empirik vermektedir) klasik formun pek işe yaramayacağı düşüncesine kapılan hakemleri ikna etmek zorunda kalmıştır.

$\log M - \log L$ diyagramı üstünde verilere bakınca $L \propto M^{\alpha}$ bağıntısı sürekliymiş gibi görünse de H-R diyagramının sıcak ve soğuk tarafı veya küçük ve büyük kütle tarafları iki farklı sabit alfa (α) ile gösterilmesi Gabovits (1938) kadar eskidir. Ancak, bu durum genelde H-R diyagramı üstünde incelenen kütle aralığının kaça bölünüp incelenmesi tercihine göredir. Aslında kırılma noktaları $\log M - \log L$ diyagramında pek de belirgin değildir. Eker ve diğ. (2015) birim kütle başına düşen ışınım gücünün logaritmasını ($\log L/M$), kütlenin fonksiyonu olarak çizmesiyle birlikte belli kütle aralıklarında (0.38-1.05 $M_{\odot}$, 1.05-2.4 $M_{\odot}$, 2.4-7 $M_{\odot}$ ve 7-32 $M_{\odot}$) α güç değerinin sabit olduğunu daha belirgin bir şekilde görmüştür. α değerleri yıldızın enerji üretim mekanizmasını temsil ettiğine göre bu durum aslında nükleer astrofizikçilere sağlanan kıymetli bir veri gibi görünmektedir. İşte bu kırılmaların varlığı, hakem(ler)i ikna etmiş, $\log M - \log L$ diyagramındaki gözlemsel verileri en iyi temsil eden dört parçalı empirik doğrusal MLR'nin yayınlanması uygun bulunmuştur.

Sadece üç yıllık yeni veri içeren, bir bakıma aynı veri setini kullanan Eker ve diğ. (2018), M ve R'deki duyarlılığı %3'den %15'e düşürerek $\log M - \log L$ diyagramı üstündeki veri sayısını artırmış ve biri belirgin iki kırılma daha olduğunu göstererek, toplam beş kırılmalı, altı farklı α değeri ile altı parçalı, klasik MLR'nin gerekçesine uyan, aralarında bağımlı MLR, MRR ve MTR fonksiyonlarını önermiştir. Yeni kavramda fonksiyonlar arasında bağımlılık şöyle açıklanmaktadır: Anakol yıldızları için ortalama kütle ($\langle M \rangle$), ortalama ışının gücü ($\langle L \rangle$) ile orantılı ve her bir yıldızın ışınım gücü (L) Stefan-

Boltzmann yasasına göre o yıldızın yarıçapının karesi (R^2) ve etkin sıcaklığının dördüncü kuvveti ile ($T_{\rm eff}^4$) orantılı olduğuna göre dört bağımsız değişken $\langle M \rangle$, $\langle L \rangle$, $\langle R \rangle$ ve $\langle T_{\rm eff} \rangle$ istatistik olarak aralarında bağımlı olmalıdır. Aralarında bağımlı bu dört parametreyi üç ayrı fonksiyon ile (MLR, MRR ve MTR) ifade etmek mümkündür. Böylece, sıcaklığı veya tayf türü belli tipik bir anakol yıldızının ortalama kütlesi, ortalama yarıçapı ve ortalama ışınım gücü nedir sorusunun cevabı ortaya çıkacaktır. Eker ve diğ. (2018) böyle bir bilgiye olan ihtiyacın astronomların el kitabında (Cox 2000, "*Allen's Astrophysical Quantities*", s.388) kayıtlara geçtiğini söyleyerek "*bir başka klasik MLR ye ihtiyaç yoktur*" diye düşünen hakemleri ikna edebilmiştir.

DDEB'lerde metal bolluğu ölçümü olan sistem sayısının sınırlı olduğu bilinmektedir. Buna karşılık, transit gözlemleri ile tutulmalı çift yıldıza benzeyen, radyal hız ölçümleri ile tayfsal çift gibi olan ötegezegen barındıran yıldız gözlemlerinde sinyal-gürültü ve duyarlılığı yüksek tayflar olması sebebiyle göreli metal bolluğu bilgisi genellikle vardır. Eker ve diğ. (2018)'nin önerdiği DDEB'lerden elde edilen aralarında bağımlı MLR, MRR ve MTR sonuçlarının hem tek yıldızlar söz konusu olduğunda test edilmesine hem de metal bolluğu bakımından da incelenmesine imkân sağlar diye düşünülmüş ve TÜBİTAK'a "*Gezegenli Yıldızların Parametreleri ile Temel Astrofizikte Bazı İstatistik Bağıntılar ve bu Bağıntılardaki Metal Bolluğu Etkisinin Araştırılması*" başlıklı bir araştırma projesi verilmiştir. Andersen (1991) ve Torres ve diğ. (2010)'den sonra çıkan yeni MLR anlayışı yüzünden projenin değerlendirilmesinde jüri üyelerini ikna etmek için üç yıl kaybedilmiştir. Jüri üyelerinin içine düştükleri başlıca hatalar şöyle sıralanabilir:

a. Çok sayıda yayınlanmış MLR ve MRR var. Zaten MLR ve MRR ile belirlenmiş M ve L'leri kullanıp tekrar yeni bir MLR, MRR ve MTR elde etmek kısır döngü olmaz mı?
Bu klasik MLR ile yeni trend MLR farkını bilmemekten kaynaklı bir problemdir. Aynı zamanda farklı form veya amaç güden MLR'lerin hep aynı isimle dillendirilmesinin sebep olduğu bir başka problemdir.
b. Jürinin "*Metal bolluğu etkisinin araştırılması*" ibaresinden anladığı, Torres ve diğ. (2010), Gafeira ve diğ. (2012) ve Fernandes ve diğ. (2021)'in yaptığı gibi MLR bağıntısına demir ([Fe/H]) veya metal bolluğu ([M/H]) içeren bir başka terimin daha eklenmesidir. Oysa projede amaçlanan, klasik MLR'in kalibrasyonla belirlenen katsayılarının metalce bol ve fakir yıldızlar için nasıl değişeceğinin araştırılmasıdır.
c. Barınak yıldızları, H-R diyagramı üstünde Güneş benzeri ve daha geç tayf türdeki yıldızlar olarak tanımlanır. Ancak, H-R diyagramında tüm tayf türleri olmadığından eksiktir; böylesi bağıntılar kalibre edilemez. MLR dendiğinde jüri üyelerinin de aklına "M ve R hesaplayan emprik bağıntı" geldiğinden ve klasik MLR akıllarında olmadığından böylesi bir eleştiriyi yapmaktadırlar.

Öncelikle, jüri üyelerine klasik ve yeni trend MLR farkını her yeni başvuru evrağında tekrar tekrar anlatılması zorunlu olmuştur. Sonrasında, "*klasik MLR ne işe yarar*" sorusunun cevabı olarak da aralarında bağımlı MLR, MRR ve MTR'lerin literatürde sadece temel astrofizik ve yıldız astrofiziği dışında değil astrofizik, kozmoloji, hatta genel rölativite gibi çok değişik bilim dallarında da kullanıldığını ve sadece ötegezegen araştırmalarında kullanılan, M ve R hesaplayan Moya ve diğ. (2018)'nin emprik bağıntıları ile karşılaştırınca dört beş misli fazla atıf alarak aralarında bağımlı MLR, MRR ve MTR'nin daha çok tercih edildiğini söylediğimizde "*Daha önce yapılmış bir projenin başarılı olması bu projenin başarılı olmasını gerektirmez!*" cevabını aldık. Üç yılın sonunda, 122R052 nolu TÜBİTAK 1001 projemiz tamamlanmak üzereyken jürinin tamamını tam ikna edemeden kazara sonuçlandığını düşünüyoruz. Jüri üyelerini ikna için geliştirdiğimiz argümanlar ile Eker ve diğ. (2024) derleme makalemiz şekillenmiştir. Bizleri buna zorlayan jüri üyelerine teşekkür ederiz.

3 Sonuçlar

- Klasik MLR, MRR ve MTR anakol yıldızlarının ortalama $\langle M \rangle$, $\langle L \rangle$. $\langle R \rangle$ ve $\langle T_{\rm eff} \rangle$ arasındaki ilişkileri ortaya koyan DDEB elde edilmiş istatistik bağıntılardır. Anakol dışındaki ışınım sınıflarında benzer bağıntıların olup olmaması ve bu bağıntılardaki metal bolluğu etkisinin araştırılması 122R052 nolu TÜBİTAK 1001 projemizin hedefleri arasındadır.
- Tek bir yıldızın M ve R'sini hesaplamakta kullanılan empirik bağıntılar da istatistik bağıntılardır. $M-L/M-R$ (kütle ışınım gücü bağıntısı/kütle yarıçap bağıntısı) diye isimlendirilmeleri doğru değildir.
- Faklı amaçlar için düzenlenmiş farklı amaçlara hizmet eden bağıntılara aynı adı vermek elbette doğru değildir. Okuyucuların yanlış yönlendirilmesine, anlam kargaşasına sebep olurlar.
- İstatistik bağıntılar, önceden belirlenmiş belli bir aralıkta ve belli tür yıldızlar için belli şartlara tabi bağıntılardır. Yasa ve kanun gibi tüm yıldızlara uygulanamazlar.
- Bir bağıntının istatistik bağıntı olması onun değerini eksiltmez.
- Anlam kargaşasına sebep olmamak adına bağıntılar içerik ve/veya amaçları doğrultusunda özgün bir isimle isimlendirilmelidir.
- Problemli bir isim literatürde var ise bu durum (aynı ismin aynı bağıntı için kullanılması) hatanın devamı için bir bahane sayılmamalıdır.
- Aksi takdirde isim kargaşası problemi çözülmez.

Teşekkür

Bu çalışma, TÜBİTAK 1001 kodlu 122R053 numaralı projesiyle desteklenmiştir. Çalışmanın yazım aşamasına destek olan Remziye Canbay'a içten teşekkürlerimi sunarım.

Kaynaklar

Andersen J., 1991, A&ARv, 3, 91
Bahcall J. N., 2000, J. R. Astron. Soc. Canada, 94, 219
Cester B., Ferluga S., Boehm C., 1983, Ap&SS, 96, 125
Chadwick J., 1933, Proceedings of the Royal Society of London Series A, 142, 1
Cox A. N., 2000, Allen's astrophysical quantities. New York: AIP Press
Crookes W., 1874, Proceedings of the Physical Society of London, 1, 35
Demircan O., Kahraman G., 1991, Ap&SS, 181, 313
Eddington A. S., 1926, The Internal Constitution of the Stars. Cambridge University Press
Eggen O. J., 1956, AJ, 61, 361
Einstein A., 1905, Annalen der Physik, 322, 891
Eker Z., ve diğ., 2015, AJ, 149, 131
Eker Z., ve diğ., 2018, MNRAS, 479, 5491
Eker Z., Soydugan F., Bilir S., 2024, Physics and Astronomy Reports, 2, 41
Fernandes J., Gafeira R., Andersen J., 2021, A&A, 647, A90

Gabovits J., 1938, Publications of the Tartu Astrofizica Observatory, 30, A3, ADS
Gafeira R., Patacas C., Fernandes J., 2012, Ap&SS, 341, 405
Gimenez A., Zamorano J., 1985, Ap&SS, 114, 259
Habets G. M. H. J., Heintze J. R. W., 1981, A&AS, 46, 193, ADS
Harmanec P., 1988, Bulletin of the Astronomical Institutes of Czechoslovakia, 39, 329, ADS
Henry T. J., McCarthy Donald W. J., 1993, AJ, 106, 773
Hertzsprung E., 1923, Bull. Astron. Inst. Netherlands, 2, 15, ADS
Huang S. S., Struve O., 1956, AJ, 61, 300
Ibanoğlu C., Soydugan F., Soydugan E., Dervişoğlu A., 2006, MNRAS, 373, 435
Johnson H. L., Morgan W. W., 1953, ApJ, 117, 313
Karetnikov V. G., 1991, Azh, 68, 880, ADS
Kopal Z., 1978, Dynamics of close binary systems. Dordrecht: Reidel, doi:10.1007/978-94-009-9780-6
Kuiper G. P., 1938, ApJ, 88, 472
Lacy C. H., 1977, ApJS, 34, 479
Lacy C. H., 1979, ApJ, 228, 817
Langley S. P., 1880, The Observatory, 3, 501, ADS
Malkov O. Y., 2003, A&A, 402, 1055
Malkov O. Y., 2007, MNRAS, 382, 1073
McCluskey George E. J., Kondo Y., 1972, Ap&SS, 17, 134
McCrea W. H., 1950, Physics of the sun and stars.. Hutchinson's University Library
McLaughlin D. B., 1927, AJ, 38, 21
Miles R., 2007, Journal of the British Astronomical Association, 117, 172, ADS
Moya A., Zuccarino F., Chaplin W. J., Davies G. R., 2018, ApJS, 237, 21
Oersted H. C., 1820, Experiences sur l'effect du conflict electrique sur l'aiguille aimantee ; Experiences relatives a l'aimantation du fer et de l'acier par l'action du courant voltaique.
Patterson J., 1984, ApJS, 54, 443
Petrie R. M., 1950a, Publications of the Dominion Astrophysical Observatory Victoria, 8, 341, ADS
Petrie R. M., 1950b, AJ, 55, 180
Planck M., 1900, Annalen der Physik, 306, 69
Plaut L., 1953, Publications of the Kapteyn Astronomical Laboratory Groningen, 55, 1, ADS
Russell H. N., Adams W. S., Joy A. H., 1923, PASP, 35, 189
Serenelli A., ve diğ., 2021, A&ARv, 29, 4
Stothers R., 1974, ApJ, 194, 651
Strand K. A., Hall R. G., 1954, ApJ, 120, 322
Torres G., Andersen J., Giménez A., 2010, A&ARv, 18, 67
Trumpler R. J., 1930, Lick Observatory Bulletin, 420, 154

Access:
M25-0374: Turkish J.A&A — Vol.6, Issue 3.

TJAA Vol. **6**, *Special Issue*, *p.*330–337 (2025). DOI: 10.55064/tjaa.1593177 *Research Article*

Ötegezegenlerin Bazı Temel Parametre Dağılımları Üzerine bir İnceleme

Celal Gökhan Tunçer[1] ⋆, Zeynep Bozkurt[1]
[1] *Ege Üniversitesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 35100 Bornova İzmir*

Accepted: April 22, 2025. Revised: April 22, 2025. Received: November 29, 2024.

Özet
Ötegezegenler, Güneş dışındaki yıldızların yörüngesinde dolanan gezegenlerdir ve günümüzde Astrofizik alanında en çok ilgi gören çalışma alanlarından birisidir. 1992 yılında Güneş sistemi dışındaki ilk ötegezegenin keşfinden bu yana her geçen gün keşfedilen ötegezegen sayısı artmış ve günümüzde 7000'in üzerinde doğrulanmış ötegezegen sayısına ulaşılmıştır. Yüksek lisans tez çalışmasında elde edilen sonuçların sunulduğu bu çalışmada ötegezegenlere ilişkin katalog verilerinden yararlanılarak kütle, yarıçap, yarı büyük eksen uzunluğu, dönem gibi temel bazı parametreler arasındaki ilişkiler irdelenmiştir. Bu tür incelemeler ötegezegenli sistemlerin oluşumu, evrimi, gezegen türü ve yapısı gibi özellikler hakkında önemli sonuçlara ulaşılmasını sağlamaktadır. Kütle-yarı büyük eksen uzunluğu diyagramı incelenerek ötegezegen popülasyonları ve evrim yolları anlaşılmaya çalışılmıştır. Ötegezegenlerin kütle-yarıçap dağılımları incelenerek farklı kütle aralıklarında bu iki nicelik arasındaki ilişkiyi veren fonksiyonlar elde edilmeye çalışılmıştır. Kütle-dönem diyagramı üzerinden literatürde dikkat çekilen Neptün çölü irdelenerek bu bölgenin sınırları belirlenmeye çalışılmıştır. Son olarak da ev sahibi yıldızların metal bolluğu ile ötegezegen türleri arasındaki ilişki araştırılmıştır.

Abstract
Exoplanets are planets that orbit stars other than the Sun and are one of the most interesting areas of study in the field of Astrophysics today. Since the discovery of the first exoplanet outside the solar system in 1992, the number of discovered exoplanets has steadily increased, reaching over 7000 confirmed exoplanets today. In this study, where the results obtained in the master's thesis are presented, the relationships between some basic parameters such as mass, radius, semi-major axis length and period are examined by using the data of the exoplanets given in the catalog. Such studies provide important conclusions about the formation, evolution, planet type and structure of exoplanetary systems. By analyzing the mass-semi-major axis diagram, exoplanet populations and evolutionary paths were tried to be understood. The functions that give the relationship between these two quantities in different mass ranges have been tried to be obtained by examining the mass-radius distributions of exoplanets, The Neptune desert, which has been highlighted in the literature, was examined through the mass-period diagram and the boundaries of this region were tried to be determined. Finally, the relationship between the metallicity of the host stars and the exoplanet types was investigated.

Anahtar Kelimeler: exoplanets – catalog – basic parameters relations

1 Giriş

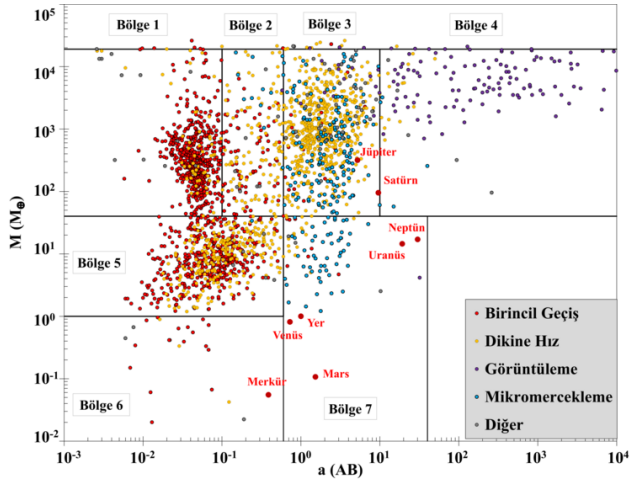
Ötegezegenler, Güneş dışındaki yıldızların yörüngesinde dolanan gezegenlerdir ve günümüzde astrofizik alanında en çok ilgi gören çalışma alanlarından birisidir. Ötegezegenlere ilişkin çalışma alanı henüz yeni sayılabilecek bir alan olup 1990'lı yılların başında Güneş sistemi dışındaki ilk ötegezegenin keşfi ile ortaya çıkmıştır. 1992 yılında yapılan bu keşifte PSR B1257+12 isimli atarcanın etrafında birkaç ötegezegenin tespiti yapılmıştır (Wolszczan & Frail 1992). 1995 yılında ise 51 Pegasi b isimli bir dev ötegezegenin gözlemiyle ilk defa bir anakol yıldızı etrafında dolanan ötegezegen keşfi yapılmıştır (Mayor & Queloz 1995). Ötegezegen çalışmalarında bir dönüm noktası da 2001 yılında Hubble Uzay Teleskobu ile ilk kez bir ötegezegenin (HD 209458 b) atmosferinin gözlenerek incelenmesi olmuştur. Kepler Uzay Teleskobu 2009 yılında gezegen sistemlerinin yapısını ve çeşitliliğini araştırmak amacıyla fırlatılmıştır. Kepler verilerinin gelmesine kadar ötegezegenlere ilişkin gözlemler genel olarak yer konuşlu teleskoplar kullanılarak yürütülmüştür.

İlk ötegezegenin keşfinden bu yana ötegezegenler üzerine yapılan çalışmalar hızlanarak devam etmiş ve günümüzde keşfi doğrulanmış ötegezegen sayısı 7000'i geçmiştir. Bu sayı ötegezegenlerle ilgili istatistiksel bazı incelemeler yapılması için yeterlidir. Ötegezegenlerin kütle, yarı-büyük eksen uzunluğu, yarıçap, sıcaklık, dönem gibi parametrelerinin dağılımları ile ilgili çalışmalar (örn. Hasegawa & Pudritz 2012; Hasegawa & Pudritz 2013; Mazeh ve diğ. 2016; Zeng ve diğ. 2019) onların oluşumu, türü, içeriği, evrimi gibi konularda önemli bilgiler sunmaktadır. Her geçen gün devam eden ve gerçekleşen yeni keşifler, bu tür parametre dağılımlarına ilişkin çalışmaların yeni veri ile güncellenmesi ve yeni bilgilerin ortaya çıkmasına katkı sunmaktadır.

Tunçer (2024)'ün yüksek lisans tez çalışması kapsamında "The Extrasolar Planets Encyclopedia" (exoplanet.eu) sayfasındaki katalog verilerinden yararlanılarak ötegezegenlerin kütle, yarıçap, sıcaklık gibi bazı temel parametreleri ile yörünge parametrelerinin (dönem, yarı-büyük eksen uzunluğu gibi) dağılımları incelenmiştir. Ayrıca, ev sahibi yıldızlara ilişkin

⋆ gokhan_alphan@hotmail.com

© 2025 Turkish Astronomical Society (TAD)



Şekil 1. Güncel veri ile oluşturulan kütle-yarı büyük eksen uzunluğu diyagramı. Tespit yöntemine göre sınıflandırılmış bu güncel diyagramda kullanılan renkler: "Görüntüleme" (mor), "Mikromercekleme" (mavi), "Birincil Geçiş" (kırmızı), "Dikine Hız" (sarı), "Diğer Yöntemler" (gri). Güneş Gistemi cisimleri disimleri ile birlikte kırmızı renkte belirtilmiştir.

bazı parametrelerin (sıcaklık, tayf türü, metal bolluğu gibi) de dağılımları incelenmiştir. Bu yüksek lisans çalışmamızın bir parçası olan ve burada sunduğumuz çalışmada ise ötegezegenlerin bazı temel parametreleri arasındaki ilişkiler incelenmiştir. İncelemelerimiz için kullandığımız veri ilgili katalogda (exoplanet.eu) sunulduğu haliyle kullanılmış ve parametrelerin (kütle, yarıçap, dönem vb.) belirlenme yönteminden bağımsız bir çalışma yapılmaya çalışılmıştır. Farklı yöntemlerle belirlenen parametreler farklı belrisizlikler içerebilmektedir. Bu nedenle kullanılacak veri seçilirken belli bazı kriterler konularak da inceleme yapılabilmektedir. Ancak biz çalışmamızda daha fazla veri ile çalışabilmek için analiz öncesi belli kriterler koyarak veri ayıklamak yerine, analiz sırasında genel eğilimden sapan noktaları eleme yöntemini tercih ettik.

§2'de ötegezegenlerin oluşum ve evrim süreçlerini araştırmak için önemli bir araç olan kütle- yarı büyük eksen uzunluğu diyagramı incelemesi, §3'de ötegezegenlerin kütle-yarıçap ilişkisi üzerine yapılan inceleme, §4'de, literatürde Neptün Çölü olarak adlandırılan bölgenin sınırları üzerine yapılan inceleme ve §5'de ev sahibi yıldızların metal bolluğu üzerine yapılan incelemeler verilmektedir. §6'de ise yapılan tüm bu incelemelerin sonuçları özetlenmektedir.

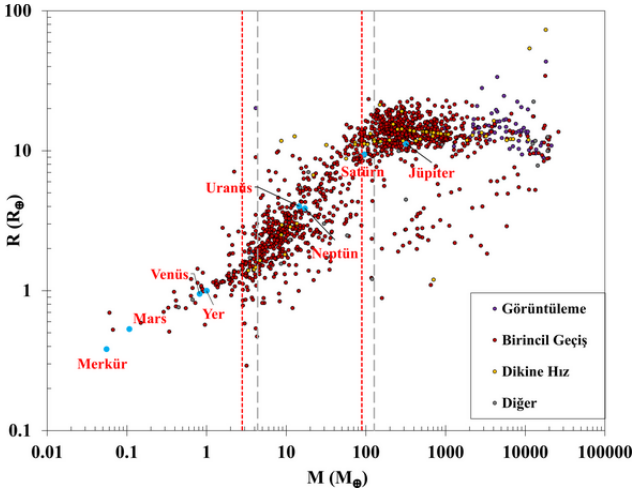
2 "Kütle-Yarı Büyük Eksen Uzunluğu" Diyagramı

Ötegezegen ve gezegen sistemlerinin kökenini araştırmak için elimizdeki en önemli araçlardan birisi kütle-yarı büyük eksen uzunluğu diyagramıdır. Son 30 yılda çeşitli tarama gözlemleriyle çok sayıda ötegezegenin keşfedilmesi, bu diyagramda farklı gezegen popülasyonlarının varlığını ortaya çıkarmıştır (bkz. Chiang & Laughlin 2013; Hasegawa & Pudritz 2013). Hasegawa & Pudritz (2013)'ın yapmış olduğu çalışmada verilen kütle-yarı büyük eksen uzunluğu diyagramında (söz konusu çalışmada Şekil 1) çalışmanın yapıldığı dönemde mevcut olan ötegezegenler dikdörtgen biçimindeki beş ayrı bölgede incelenmiştir. Ev sahibi yıldızların etrafında Merkür benzeri yörüngelerde dolanan Jüpiter benzeri kütlelere sahip sıcak Jüpiter popülasyonu Zone 1 olarak adlandırılan bölge içinde gösterilirken, 0.1 AB ile yaklaşık 1 AB arasındaki Zone 2 bölgesinde sayıca azalmış gaz devleri bulunmaktadır. 1-10 AB'lik yarı büyük eksen uzunluğuna sahip bir yörüngede dolanan büyük kütleli Jüpiter türü gezegenler Zone 3, r>10 AB gibi büyük yörünge yarıçaplarındaki genç Jüpiter türü gezegenler Zone 4 ve yaklaşık 1-10 $M_\oplus$ kütleli Süper Yer'ler ile ev sahibi yıldızlarına çok yakın olan sıcak Neptünler Zone 5 olarak adlandırılan bölgelerde bulunmaktadır. Bu diyagramdaki gezegenlerin konumunun büyük ölçüde gezegenlerin gezegen öncesi disklerdeki oluşum ve göç süreçleriyle ilgili olduğu ifade edilmektedir (Hasegawa & Pudritz 2013).

Çalışmamız kapsamında Hasegawa & Pudritz (2013) tarafından yapılan bu incelemeyi güncel veri ile yapmak için exoplanet.eu'da sunulan katalog verisini kullanarak kütle-yarı büyük eksen uzunluğu diyagramı yeniden oluşturulmuştur. Diyagram oluşturulurken kütle ve yarı büyük eksen uzunluğu verisi mevcut olan toplam 2518 ötegezegen kullanılmıştır. Şekil 1'de görülen bu diyagramdaki Bölge 1-5, Hasegawa & Pudritz (2013)'deki Zone 1-5'e karşılık gelmektedir ve sınırlar aşağı yukarı aynıdır. Ancak, dikey eksen üst sınırı Hasegawa & Pudritz (2013)'de 10^4 $M_\oplus$ iken bizim oluşturduğumuz diyagramda exoplanet.eu'de sunulan katalog için göz önüne alınan maksimum gezegen kütlesi kriteri (60 $M_{\text{jüp}}$~19000 $M_\oplus$; katalog kütle üst sınırı açıklaması için bkz. exoplanet.eu) üst sınır olarak kullanılmıştır. Hasegawa & Pudritz (2013)'de verilen diyagram ile Şekil 1 karşılaştırıldığında ötegezegen sayısı bakımından önemli bir fark olduğu görülmektedir. Güncel veri ile oluşturulan bu diyagramda Hasegawa & Pudritz (2013) tarafından Zone 1-5 şeklinde tanımlanan bölgelerin dışında kalan ötegezegenlerin de olduğu dikkat çekmektedir. Aradaki farkı ortaya koyabilmek için biz de bu bölgerin dışında kalan ötegezegenleri içine alacak şekilde yeni iki bölge tanımladık. Bu bölgeler şekilde Bölge 6 ve Bölge 7 olarak isimlendirilmişlerdir. Bölge 6, ev sahibi yıldızından uzaklığı yaklaşı 0.60 AB'ye kadar ulaşan ve kütlesi 1 $M_\oplus$'den daha küçük olan ötegezegenleri içermektedir. Bu bölgedeki ötegezegenler yıldızına Merkür'den bile daha yakın mesafelerde bulunan, çoğunluğu Yer kütlesine yakın küçük kayaç gezegenlerdir ve tüm ötegezegenlerin yaklaşık %0.87'sini oluşturmaktadır. Bölge 7 ise ev sahibi yıldızlarına uzaklıkları 0.60 AB ve 40 AB aralığında olan kütlesi 40 $M_\oplus$'den daha küçük ötegezegenleri içine almaktadır. Bu bölgede genel olarak yıldızına uzak Neptün ve Uranüs benzeri buz devleri ile Süper Yer türünden gezegenlerin çoğunlukta olduğu dikkat çekmektedir. Güneş Sistemi gezegenlerinin konumlarına bakıldığında Bölge 7'nin alt kısımlarında Venüs, Yer ve Mars'ın yeraldığı görülmektedir. Kayaç yapılı küçük gezegenlerin bu bölgeyi işgal ettiği söylenebilir. Bölge 7, tüm ötegezegenlerin yaklaşık %3.21'lik kısmını oluşturmaktadır.

3 Kütle-Yarıçap İlişkisi

Kütle-yarıçap ilişkisi gezegen karakterizasyonu (türü, yapısı gibi) için kullanılan araçlardan birisidir (Müller ve diğ. 2024). Ancak bu iki parametrenin aynı yöntemle belirlenmesi her zaman mümkün olmamaktadır ve ne yazık ki çoğu durumda ikisinden yalnızca biri mevcut olabilmektedir. Ötegezegenlere istatistiksel anlamda daha genel bir bakış sağlamak için kütle-yarıçap (M-R) ilişkisini ve bu ilişkinin farklı gezegen türleri için nasıl değiştiğini belirlemek önemlidir. Ölçülen bir yarıçapı bir gezegenin kütlesiyle ilişkilendirmek, geçiş yapan bir ötegezegenin beklenen dikine hız yarı genliğinin tahmin



Şekil 2. Güncel veri ile oluşturulan kütle-yarıçap diyagramı. Dikey eksen Yer yarıçapı biriminde yarıçap, yatay eksen ise Yer kütlesi biriminde kütleyi göstermektedir. Diyagramdaki ötegezegenler keşif yöntemine göre gruplandırılmıştır: "Birincil Geçiş" (kırmızı), "Dikine Hız" (sarı), "Görüntüleme" (mor), "Diğer Yöntemler" (gri). Gri kesikli çizgiler Müller ve diğ. (2024)'ın önerdiği geçiş noktalarını, kırmızı kesikli çizgiler değerlendirmeler sonucu belirlediğimiz geçiş noktalarını göstermektedir. Güneş Sistemi gezegenleri mavi renkli sembollerle gösterilmiştir.

edilmesine ve dikine hız takiplerine de yardımcı olabilmektedir (Müller ve diğ. 2024).

M-R ilişkisi gezegenlerin kimyasal bileşimine ve dolayısıyla gezegensel koşullarda farklı türden maddelerin davranışına bağlıdır (bkz. Seager ve diğ. 2007; Chabrier ve diğ. 2009; Grasset ve diğ. 2009; Mordasini ve diğ. 2012; Spiegel ve diğ. 2014; Jontof-Hutter 2019). Kuramsal M-R ilişkileri, verilen bir kimyasal karışım için yoğunluk, basınç ve sıcaklığın ilişkilendirildiği hal denklemlerine dayanan iç yapı modellerinden çıkarılabilir. Kolaylık olması için genellikle küçük yer benzeri gezegenlerin sabit bir yoğunluğa sahip olduğu varsayılır ve bu nedenle yarıçap ve kütle arasındaki ilişki $R \propto M^{1/3}$ yasasına uyar (Spiegel ve diğ. 2014).

Günümüzde istatistiksel olarak bir gözlemsel M-R ilişkisi elde edebilmek için hem kütle hem de yarıçap ölçümü yapılmış yeterli sayıda gezegen vardır. Gözlemsel M-R ilişkisini araştıran bir çok çalışma vardır (örn. Weiss ve diğ. 2013; Hatzes & Rauer 2015; Chen & Kipping 2017; Bashi ve diğ. 2017; Otegi ve diğ. 2020; Edmondson ve diğ. 2023; Mousavi-Sadr ve diğ. 2023; Müller ve diğ. 2024) ve bu çalışmalarda gözlem verisi genellikle kesikli kuvvet yasası ile temsil edilmiştir. Gözlemsel M-R ilişkisinde kırılma noktaları özellikle önemlidir çünkü bu noktalar farklı türden gezegenler arasındaki geçişi göstermektedir.

Gözlemsel olarak M-R ilişkisini elde etmeye yönelik literatürdeki son çalışma olan Müller ve diğ. (2024)'de sadece güvenilir kütle ve yarıçap değerlerini içeren PlanetS katalog verisi kullanılarak M-R ilişkisi ve geçiş noktaları yeniden analiz edilmiştir. Müller ve diğ. (2024) birden fazla kırılma noktasına sahip dağılımlar için kullanılan bir doğrusal fit modelini kullanarak ~4.4 $M_\oplus$'e kadar olan küçük gezegenler için $R \propto M^{0.27}$, ~4.4-127 $M_\oplus$ arasındaki kütlelere sahip olan ve orta-kütleli gezegenler olarak nitelendirilen gezegenler için $R \propto M^{0.67}$ ve son olarak 127 $M_\oplus$'den daha büyük kütleli gaz devi gezegenler için $R \propto M^{0.06}$ ilişkilerini elde etmişlerdir.

Çalışmamız kapsamında biz de exoplanet.eu'da sunulan katalog verisini kullanarak M-R ilişkisini ve farklı türden gezegenler arasındaki geçiş noktalarını yeniden belirlemeye çalıştık. Şekil 2'de söz konusu katalog verisi ile oluşturulan M-R diyagramı görülmektedir. Daha önceki incelemelerimizde olduğu gibi kütle-yarıçap diyagramında da tespit yöntemlerine göre gezegenler gruplandırılmıştır ve güneş sistemi gezegenleri de diyagrama yerleştirilmiştir. Şekilde Müller ve diğ. (2024) tarafından elde edilen geçiş noktaları (4.37 $M_\oplus$ ve 127 $M_\oplus$) dikey kesikli gri renkli çizgilerle gösterilmiştir. Şekil 2'deki diyagram incelendiğinde gerçekten de ötegezegenlerin M-R ilişkisinin küçük gezegenlerden büyüklere doğru değiştiği ve Müller ve diğ. 2024'deki gibi diyagramın üç ayrı bölgeye ayrılarak analiz yapılmasının doğru bir yaklaşım olduğu görülmektedir. Ancak, Müller ve diğ. (2024)'in küçük gezegenler ve dev gaz gezegenler için verdiği geçiş noktalarının (4.37 $M_\oplus$ ve 127 $M_\oplus$) daha önde olması gerektiği değerlendirilmiştir. Yaptığımız incelemeler sonucunda önceki dağılımın kırılarak değiştiği bu geçiş noktaları 2.8 $M_\oplus$ ve 89 $M_\oplus$ olarak elde edilmiş ve Şekil 2'de bu noktalar kırmızı dikey kesikli çizgilerle gösterilmiştir. Kütle-yarıçap ilişkilerini belirlemek için yapılan analizimizde bu noktalar dikkate alınarak dağılımı en iyi temsil eden fonksiyon belirlenmeye çalışılmıştır.

Diyagramda dikkat çeken bir başka durum ise orta kütleli gezegenler ve dev gaz gezegenler kolunun altında kalan ve daha saçılmalı görünen bir başka kolun varlığıdır. Bu kol özellikle dev gaz gezegenler bölgesinde üst koldan ayrılmakta ve daha belirgin görünmektedir. Orta kütleli gezegenler bölgesinde daha çok saçılma gibi durmakta ancak dev gaz gezegen bölgesi ile birlikte bakıldığında üst koldan ayrılma eğilimi daha iyi görülmektedir. Ayrıca gaz devi bölgesinin uç kısmındaki çok büyük yarıçaplı gezegenlerin ayrışması da dikkat çekicidir. Analizimizde bu saçılmalı gruplar gözardı edilerek sadece verinin düzgün bir şekilde dağıldığı bölgeler kullanılmıştır.

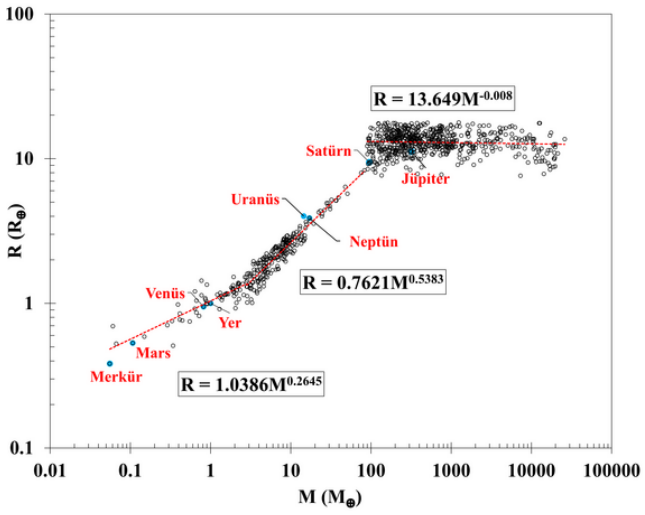
Ötegezegenler için M-R ilişkisini elde etmek için Şekil 2'deki dağılım üç bölgeye ayrılmıştır: 2.8 $M_\oplus$'den küçük, 2.8 $M_\oplus$-89 $M_\oplus$ arasında ve 89 $M_\oplus$'den büyük gezegenler için ayrı ayrı inceleme yapılmıştır. Yukarıda ifade edildiği gibi dağılımın genel gidişinden sapan, saçılmanın çok büyük olduğu noktalar ayıklanmıştır. Ayıklama adım adım düzeltme yöntemi kullanılarak yapılmıştır. Her bir aralık için bir başlangıç temsili elde etmek için M-R grafiğinde ilgili bölgedeki noktaları en iyi temsil eden fonksiyon elde edilmeye çalışılmıştır. Çeşitli denemeler sonucunda en iyi temsil için üstel fonksiyon ile modelleme yapılmasının gerektiği değerlendirilmiştir. Elde edilen ilk fonksiyon kullanılarak her bir kütle değeri için teorik yarıçaplar hesaplanmıştır. Sonraki adımda teorik yarıçap ile gözlemsel yarıçap farkları ile bu farkların standart sapması (σ) hesaplanmıştır. 2σ'dan daha büyük saçılmaya sahip olan noktalar atılarak yeni bir dağılım elde edilmiştir. Bu şekilde iterasyon devam ettirilerek en iyi temsil elde edilmeye çalışılmıştır. Genel olarak elde edilen sonuç tatmin edici olduğu için üçüncü ya da dördüncü adımda iterasyon sonlandırılmıştır. Yapılan analiz sonucunda,

$$R = (1.04 \pm 0.02) M^{(0.27 \pm 0.02)} \qquad M < 2.8 \quad (1)$$

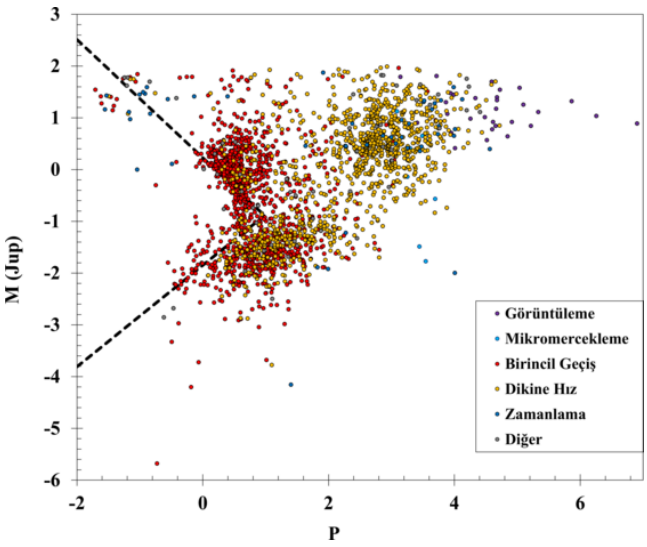
$$R = (0.76 \pm 0.02) M^{(0.54 \pm 0.01)} \qquad 2.8 < M < 89 \quad (2)$$

$$R = (13.65 \pm 0.44) M^{-0.008 \pm 0.005} \qquad M > 89 \quad (3)$$

ilişkileri elde edilmiştir. Analizler `Microsoft Excel` programı kullanılarak basit nokta temsili ile yapılmıştır. Bu şekilde en basit yaklaşımla gezegenler için kütle-yarıçap ilişkileri elde edilmeye çalışılmıştır. İlişkilerde katsayılara ilişkin hatalar da



Şekil 3. Analiz sonucu elde edilen kütle-yarıçap ilişkileri ve gözlemsel veri ile uyumları. Her bölge için iterasyon sonucu elde edilen M-R ilişkisi dikdörtgen kutucuklar içinde verilmiştir.



Şekil 4. Kütle ve dönemi bilinen ötegezegenler için güncel veri ile oluşturulan kütle-dönem grafiği. Yatay eksen logaritmik olarak gün biriminde dönemi, dikey eksen Jüpiter kütlesi biriminde kütleyi göstermektedir. Mazeh ve diğ. (2016)'ın yaptığı çalışmada belirledikleri alt ve üst sınırlar ise siyah kesikli çizgi ile gösterilmiştir.

verilmektedir. Bu hataların hesabı için nokta temsili ile elde edilen kuvvet fonksiyonları doğrusallaştırılmış ve Microsoft Excel programı ile doğrusal regresyon analizi yapılmıştır. Yöntemin basitliğine rağmen elde edilen sonuçlar Müller ve diğ. (2024)'in sonuçları ile genel olarak tutarlıdır. İlişkilerdeki küçük farlılıklar, kullanılan verinin farklı olması, dağılımın kırılma noktalarının farklı belirlenmesi ve analizin farklı bir yöntemle yapılmış olmasından kaynaklanmaktadır. Artacak veri sayısı ile yapılacak yeni analizler daha tutarlı ve hassas M-R ilişkilerinin elde edilmesini sağlayacaktır. Analizlerimiz sonucu elde edilen ilişkiler ve gözlemsel verinin uyumu Şekil 3'de verilmiştir. Şekilde ayrıca her üç bölge için elde edilen M-R ilişkileri de verilmiştir.

4 Kütle-Dönem İlişkisi ve Neptün Çölü İncelemesi

Kısa dönemli, Neptün boyutundaki gezegenlerin kütle ve dönemleri arasındaki ilişkiye ilişkin ilk çalışmalardan birisi, henüz bu bölgede bilinen az sayıda ötegezegen varken Mazeh ve diğ. (2005) tarafından yapılmıştır. Daha fazla ötegezegen keşfedildikçe, dönemi 2-4 günden kısa olan yörüngelerde dolanan Neptün kütleli gezegenlerin dikkate değer bir eksiklik gösterdiğini öne süren başka çalışmalar da yapılmıştır (örn. Szabó & Kiss 2011; Benítez-Llambay ve diğ. 2011; Beaugé & Nesvorný 2013; Helled ve diğ. 2016). Mazeh ve diğ. (2016) daha uzun yörünge dönemlerine sahip birçok Neptün kütleli ve Neptün yarıçaplı ötegezegenin gözlenmesi nedeniyle bu durumun gözlemsel önyargılarla açıklanamayacağını, ayrıca yörünge dönemi kısaldıkça hem dikine hız hem de geçiş gözlemleri yolu ile ötegezegen tespitinin kolaylaşacağını vurgulamışlardır. Szabó & Kiss (2011) dönem-kütle ve dönem-yarıçap düzlemlerindeki bu bölgeyi kısa dönemli "Neptün çölü" olarak adlandırmışlardır.

Bu çölün varlığı, gezegenler ve kısa yörünge dönemlerine sahip yıldız yoldaşları için farklı oluşum mekanizmalarını öne süren (Armitage & Bonnell 2002) ve kahverengi cüce çölü olarak adlandırılan bölgenin varlığına benzemetilmektedir (Grether & Lineweaver 2006). Benzer şekilde, Neptün çölünün çöle karşılık gelen değerlerden daha büyük kütlelere ve daha büyük yarıçaplara sahip sıcak Jüpiterler ve çölünkinden daha düşük kütlelere sahip kısa dönemli süper Yer'ler için farklı oluşum mekanizmalarını gösteriyor olabileceği ileri sürülmüştür (Mazeh ve diğ. 2016). Mazeh ve diğ. (2016) Ağustos 2015'te ötegezegen kataloğunda mevcut olan ötegezegenlerin tespit edilen kütleleri ile yörünge dönemlerini incelemiştir (çalışmada Şekil 1). Şekilde Neptün çölü iki kesikli çizgi ile gösterilmiştir. Bu iki çizginin her birinin eğimi ve konumu, çöl ve çevresi arasındaki en iyi kontrastı oluşturacak şekilde belirlenmiştir. İki çizgi ∼10 gün değerinde kesişiyor görünse de yazarlar ∼5-10 gün aralığında resmin net olmadığını ve çölün bu döneme kadar uzanıp uzanmadığının açık olmadığını değerlendirmişlerdir. Çalışmada, Neptün çölünün üst sınırını veren doğrunun matematiksel ifadesi ve alt sınırı aşağıdaki gibi verilmiştir:

$$M = \log_{10}(M_p/M_{\text{jüp}}) \quad (4)$$

$$P = \log_{10}(P_{\text{orb}}/\text{gün}) \quad (5)$$

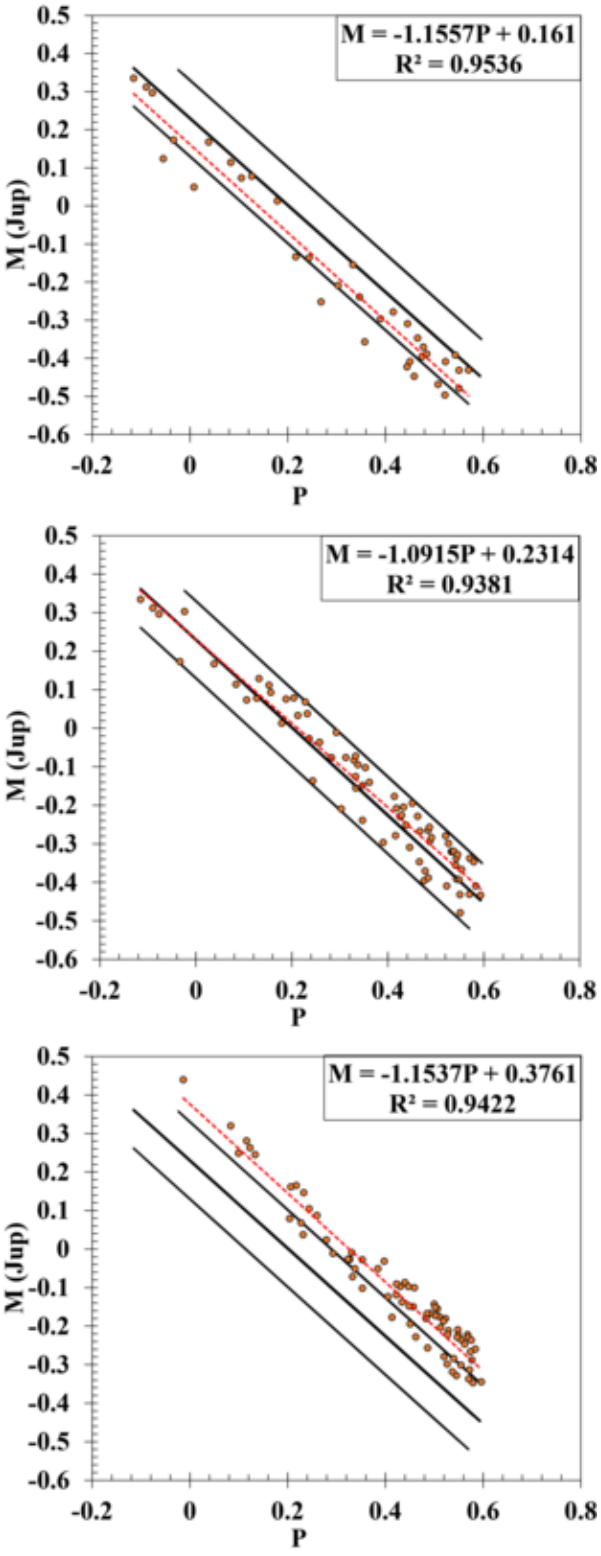
$$M = -(1.14 \pm 0.14)P + (0.23 \pm 0.045) \quad (6)$$

$$M = 0.98P - 1.85 \quad \text{(alt sınır)} \quad (7)$$

Çalışmamız kapsamında biz de exoplanet.eu'de kütle ve yörünge dönemi mevcut olan ötegezegen verisini kullanarak Neptün çölü incelemesi yapmak üzere kütle-dönem grafiğini oluşturduk. Şekil 4'de söz konusu grafik verilmektedir. Mazeh ve diğ. (2016) tarafından elde edilen çöl sınırları da grafik üzerine yerleştirilmiş ve bu sınırları veren fonksiyonlar yapacağımız analizde başlangıç fonksiyonları olarak kullanılmıştır.

4.1 Neptün Çölü Üst Sınır İncelemesi

Mazeh ve diğ. (2016)'ın yaptığı çalışmadan yola çıkarak ve onların belirlemiş olduğu sınırları temel alarak güncel veri ile bu sınırları yeniden belirmeye çalıştık. Onların üst sınır olarak verdiği $M{=}{-}1.14P{+}0.23$ fonksiyonu ile tanımlanan doğruya paralel olacak şekilde bu doğrunun 0.10 birim daha



Şekil 5. P = 0.60 için yapılan analize ilişkin görüntüler. Sürekli siyah doğrular Mazeh ve diğ. (2016) tarafından elde edilen üst sınıra ilişkin doğru ile bu doğruya ± 0.10'lik uzaklıkta oluşturulan paralel doğruları göstermektedir. Doğru denklemlerindeki sabitler yukarıdan aşağıya doğru sırasıyla 0.13, 0.23 (Mazeh ve diğ. 2016) ve 0.33'tür. Her grafikte ilgili bölgede en iyi temsili gösteren doğru kesikli kırmızı çizgi ile gösterilmiştir ve bu temsile ilişkin denklem de dikdörtgen içinde verilmiştir.

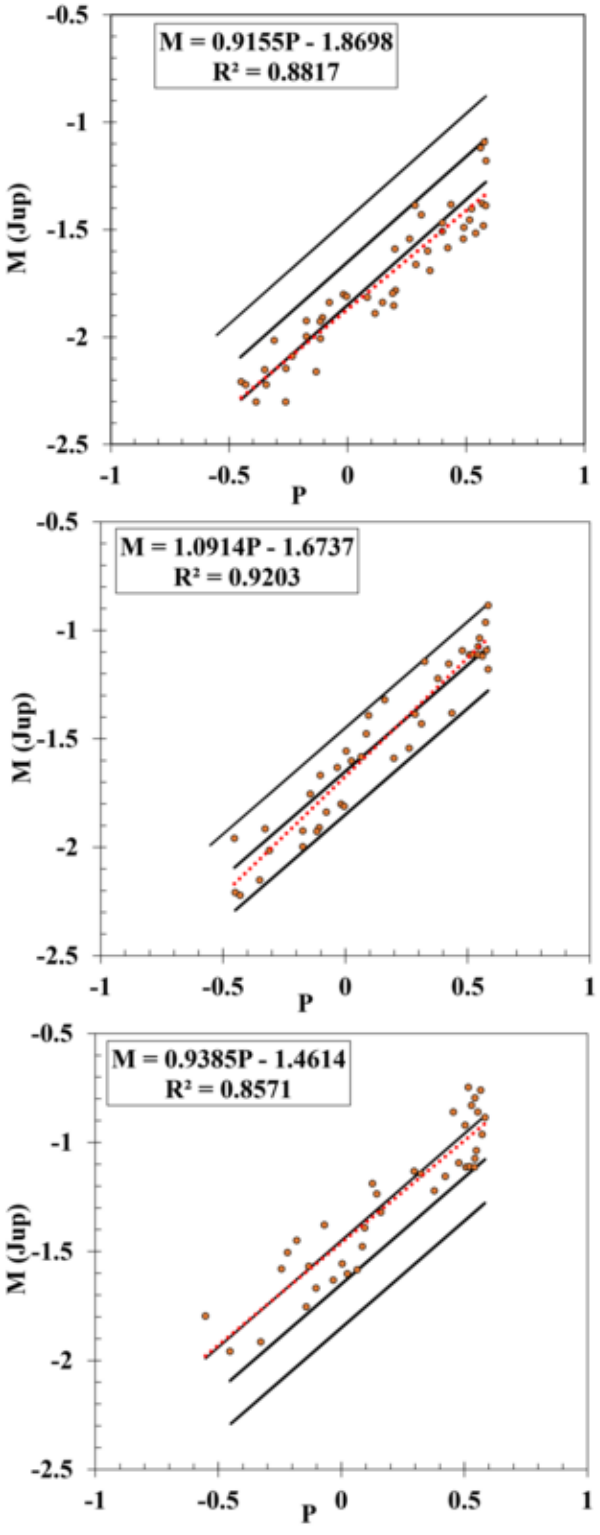
üstünden ve altından geçen iki paralel doğru oluşturduk. Bunun için fonksiyonun sabiti olan 0.23 değerine 0.10 ekleme ve çıkarma yaparak yeni eklenen paralel doğrular için fonksiyon sabitlerini 0.33 ve 0.13 olarak belirledik. Böylece elde edilen yeni doğrulara ilişkin matematiksel ifadeler $M{=}{-}1.14P{+}0.33$ ve $M{=}{-}1.14P{+}0.13$ olmuştur. Üst sınırı belirlemek için sınır civarındaki veriyi içine alacak şekilde dikdörtgen bir bölge oluşturulmaya çalışılmıştır. Bunun için dikey eksen boyunca -0.5 ve +0.5 noktaları dikdörtgenin dik kenarını sınırlandırmak için kullanılmıştır. Yatay kenar için ise başlangıç noktası -0.1 alınmış son nokta için ise gezegen yoğunluğu nedeni ile farklı dört alternatif belirlenmiştir. Bu noktalar P=0.5, 0.55, 0.60 ve 0.65 olacak şekilde seçilmiş ve üst sınır çalışması için dört ayrı dikdörtgen bölge içinde çalışılmıştır. Bunun yapılmasının nedeni, belirlenen dikdörtgen içine girecek olan ötegezegen sayısının analizimizi etkileyecek olması ve noktaları en iyi temsil edecek fonksiyonu bulmaya çalışmamızdır. Oluşturulan bu dikdörtgenlerin dışında kalan veri analizden dışlanmıştır. Böylece eşit aralıklı üç paralel doğru etrafında dağılan noktalar ile üst sınır belirlenmeye çalışılmıştır. Her bir doğrunun etrafında $\pm$0.05'lik (toplam 0.10) alanda kalan noktaları temsil eden en iyi doğru denklemi aranmıştır. Bunun için doğrulara ilişkin denklemler kullanılarak her bir P değeri için kuramsal kütle değerleri hesaplattırılmış, gözlemsel kütleler ile hesaplattırılan bu kütlelerin farkının %10'dan küçük olmasına dikkat edilmiş, büyük olan noktalar çıkarılarak kalan noktaları temsil eden en iyi doğru denklemi elde edilmeye çalışılmıştır. Bu işlemler P'nin belirlenen dört farklı sınır değeri için tekrarlanmıştır. Dört farklı P için toplamda 12 tane doğru denklemi elde edilerek incelenmiştir. Farklar göz önünde bulundurularak, gözlem noktalarını en iyi temsil eden doğru yatay eksen sınırı P=0.60 olan dikdörtgen bölge için yapılan analizlerden elde edilmiştir. Neptün çölü üst sınırı olarak kabul ettiğimiz bu doğruya ilişkin denklem doğrusal regresyon analizi ile elde edilen katsayı hataları ile birlikte aşağıda verilmektedir:

$$M = (-1.16 \pm 0.04)P + (0.16 \pm 0.02) \quad (8)$$

Şekil 5'te üst sınır için yaptığımız analizlere örnek olarak M-P grafiğinde dikey eksen üzerinde -0.5 ve +0.5 ile yatay eksen üzerinde -0.1 ve 0.6 noktaları ile sınırlanan dikdörten bölge için yapılan analizlere ilişkin grafikler verilmektedir. En iyi temsil bu diktörtgen alan için yapılan analizlerde elde edilmiş ve temsile ilişkin matematiksel ifade şekilde de gösterilmiştir.

4.2 Neptün Çölü Alt Sınır İncelemesi

Yukarıda yapılan incelemenin bir benzeri Neptün çölü alt sınırı için de yapılmıştır. Mazeh ve diğ. (2016) tarafından verilen alt sınır fonksiyonu, $M{=}0.98P{-}1.85$ yine başlangıç fonksiyonu olarak kullanılmıştır. M-P grafiğinin Neptün çölü alt sınırının belirleneceği bölgelerde veri sayısı üst sınırın belirlendiği bölgeye göre oldukça azdır. Ayrıca, veri seyrek ve saçılmalı bir şekilde dağılmıştır. Bu nedenle, Mazeh ve diğ. (2016) tarafından verilen fonksiyona paralel doğruları oluştururken doğruların aralıkları daha büyük seçilmiştir. Söz konusu bölgedeki veriyi kapsayacak şekilde yine üç paralel doğru oluşturulmuş ve doğrular arasındaki mesafe 0.20 olarak belirlenmiştir. Böylece, Mazeh ve diğ. (2016)'in verdiği doğru denkleminde -1.85 olan doğru sabiti diğer iki paralel doğru için -1.65 ve -1.45 olmuştur. Üst sınırda yaptığımız gibi, sınır civarındaki veriyi içine alacak şekilde bir dikdörtgen bölge oluşturulmuştur. Bu dikdörtgenin dikey eksen üzerindeki parçası -0.5 ve -2.5 noktaları ile



Şekil 6. Neptün çölü alt sınırı incelemesinde P = 0.60 için yapılan analizlere ilişkin çizilen şekiller. Sürekli siyah doğrular Mazeh ve diğ. (2016) tarafından elde edilen alt sınıra ilişkin doğru ile bu doğruya 0.20 ve 0.40 uzaklıkta oluşturulan paralel doğruları göstermektedir. Doğru denklemlerindeki sabitler yukarıdan aşağıya doğru sırasıyla -1.85 (Mazeh ve diğ. 2016), -1.65 ve -1.45'tir. Her grafikte ilgili bölgede en iyi temsili gösteren doğru kesikli kırmızı çizgi ile gösterilmiştir ve bu temsile ilişkin denklemler de dikdörtgen içinde verilmiştir.

sınırlandırılırken yatay eksen üzerindeki parçası için başlangıç noktası -0.5 olarak belirlenmiştir. Yine üst sınır belirlenirken yaptığımız gibi, yatay eksen boyunca olan dikdörtgen kenarının diğer sınırı için birden fazla nokta belirlenmiştir. Ancak bu defa veri seyrekliği nedeniyle iki nokta ile (0.55 ve 0.60) inceleme yapmak yeterli olmuştur. Üst sınır incelemesinde olduğu gibi bu paralel doğruların etrafında belli bir alanda dağılan noktalar kullanılarak en iyi temsili sağlayan fonksiyon elde edilmeye çalışılmıştır. Daha önce ifade edildiği gibi inceleme yapılan bölgede veri sayısı azdır ve seyrek bir dağılım söz konusudur. Bu nedenle doğruların etrafındaki alan $\pm$0.10 (toplam 0.20) olarak belirlenmiştir. En iyi temsili sağlayan fonksiyonu bulmak için Mazeh ve diğ. (2016)'ın verdiği fonksiyon ve ona paralel oluşturulan diğer iki doğrunun denklemleri kullanılarak her bir dönem (P) değeri için kuramsal kütleler hesaplattırılmıştır ve bu kuramsal kütle değerlerinin gözlenen değerlerden farkı alınmıştır. Her bir doğru için farkı $\pm$0.20'den büyük olan noktalar çıkarılarak geride kalan noktaları en iyi temsil eden doğru denklemi elde edilmeye çalışılmıştır. İki farklı P (0.55 ve 0.60) için toplamda 6 tane doğru denklemi elde edilerek incelenmiştir ve sonuç olarak en iyi temsilin P=0.60 için yapılan analizlerle elde edildiği değerlendirilmiştir. Neptün Çölü alt sınırı olarak kabul ettiğimiz bu doğruya ilişkin denklem yine katsayı hataları ile birlikte aşağıda verilmektedir:

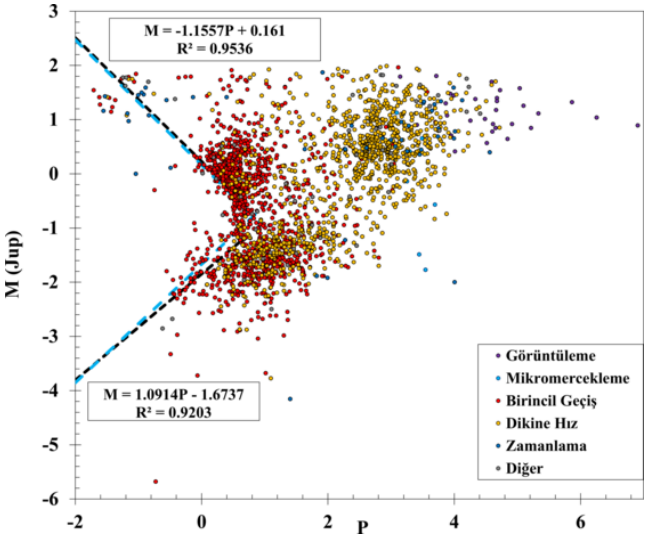
$$M = (1.09 \pm 0.05)P - (1.67 \pm 0.02) \quad (9)$$

Şekil 6'da alt sınır için yaptığımız analizlere örnek olarak, M-P grafiğinde dikey eksen üzerinde -0.5 ve -2.5 ile yatay eksen üzerinde -0.5 ve 0.6 noktaları ile sınırlandırılan dikdörten bölge için yapılan analizlere ilişkin grafikler verilmektedir. En iyi temsil bu diktörtgen alan için yapılan analizlerde elde edilmiş ve temsile ilişkin matematiksel ifade şekilde de gösterilmiştir.

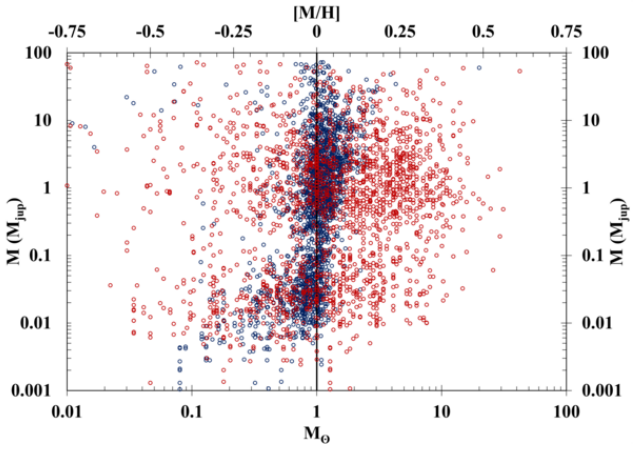
Şekil 7'de ise analizlerimiz sonucunda elde ettiğimiz alt ve üst sınır fonksiyonlarının Şekil 4'e eklenmesi ile elde edilen grafik verilmektedir. Grafik üzerinde Mazeh ve diğ. (2016) tarafından verilen sınırlar da görülmektedir. Yaptığımız analizle Neptün çölü alt ve üst sınırları biraz daha içeriye taşınmış görünmektedir. Bu sınırlarla belirlenen üçgen içinde sayısı az olsa da bazı ötegezegenlerin olduğu görülmektedir. Keşif yöntem ve teknikleri geliştikçe ve gözlemler devam ettikçe önerilen bu sınırların da değişmesi kaçınılmazdır.

5 Ev Sahibi Yıldıza İlişkin Metal Bolluğu Dağılımı

Ötegezegenler farklı türden ev sahibi yıldızlar etrafında gözlenmektedirler. Bir anakol yıldızı etrafında keşfedilen ilk ötegezegen olan 51 Pegasi b, metal bolluğu Güneş'ten daha fazla olan bir yıldızın etrafında dolanmaktadır (Mayor & Queloz 1995). Buna karşılık ilk keşfedilen olası kayaç yapılı gezegenlerden biri olan Gliese 581e, Güneş'in üçte birinden daha az kütleye sahip metal fakiri bir M cücesi etrafında dolanmaktadır (Mayor ve diğ. 2009). Bu iki örnek bugüne kadar bilinen yedi binin üzerinde ötegezegen örneğinden sadece ikisini temsil etse de ötegezegen taramaları sonucunda ortaya çıkan ötegezegenler ile ev sahibi yıldızları arasındaki genel eğilimleri iyi bir şekilde göstermektedirler. Dev gaz gezegenler sıklıkla daha büyük kütleli ve metalce daha zengin yıldızlar etrafında görülmektedir (Santos ve diğ. 2004; Johnson ve diğ. 2010; Ghezzi ve diğ. 2021). Alt-Neptünler ise geniş bir metal içeriğine sahip yıldızlar etrafında görülse de (Sousa ve diğ. 2008; Buchhave ve diğ. 2012) düşük kütleli yıldızlar etrafında daha



Şekil 7. Bu çalışma kapsamında yapılan Neptün çölü incelemesi ile elde edilen alt ve üst sınırların Şekil 4'e eklenmesi ile elde edilen grafik. Siyah kesikli çizgiler Mazeh ve diğ. (2016) tarafından elde edilen sınırları gösterirken, mavi kesikli çizgiler bu çalışma kapsamında elde edilen sınırları göstermektedir.



Şekil 8. Ev sahibi yıldız ve ötegezegen kütleleri (mavi semboller) ve ev sahibi yıldız metal bolluğu ile ötegezegen kütleleri (kırmızı semboller) arasındaki ilişki aynı grafik üzerinde görülmektedir. Siyah dikey çizgi Güneş'in metal bolluğunu göstermektedir. Ötegezegen kütleleri Jüpiter kütlesi, yıldız kütleleri ise Güneş kütlesi birimindedir.

çok görülmektedirler (Howard ve diğ. 2012; Mulders ve diğ. 2015; Sabotta ve diğ. 2021; Zink ve diğ. 2023).

Dev gezegen-metalce zenginlik ilişkisi başlangıçta gezegenli sistemlerdeki ev sahibi yıldızın atmosferi tarafından kirletilme olarak yorumlanmış olsa da (Gonzalez 1997) günümüzde genel olarak kabul edilen görüşe göre yıldız metal bolluğu gezegenlerin oluştuğu gezegen öncesi disklerin katı parçacık içeriğinin bir göstergesidir. Yüksek metal içeriğine sahip yıldızlar etrafında dev gezegenlerin daha sık görülmesinin nedeni dev gezegen çekirdeklerinin daha fazla katı madde içeren disklerde oluşma olasılığının yüksek olmasıdır (Ida & Lin 2004; Emsenhuber ve diğ. 2021). Benzer şekilde, M cüceleri etrafında dev gezegenlerin daha az sıklıkta görülmesi bu yıldızların daha düşük kütleli disklere sahip olmalarıyla açıklanabilir (Laughlin ve diğ. 2004; Burn ve diğ. 2021).

Çalışmamız kapsamında ev sahibi yıldızların metalliliği üzerine bir inceleme yapmak için exoplanet.eu'deki ötegezegenlerden ev sahibi yıldızlarının metal bolluğu mevcut olanlar belirlenmiştir. Veri, ev sahibi yıldız kütleleri, metal bollukları ve ötegezegen kütleleri aynı diyagram üzerinde gösterilebilecek şekilde düzenlenmiştir. Amaç ötegezegen ve ev sahibi yıldız arasındaki ilişkiyi açık bir şekilde görebilmektir. Şekil 8'de bu üç parametre ile oluşturulan diyagram görülmektedir. Şekilde mavi renkli semboller Güneş kütlesi biriminde yıldız kütleleri ile Jüpiter kütlesi biriminde ötegezegen kütleleri arasındaki ilişkiyi, kırmızı renkli semboller ise Jüpiter kütlesi biriminde ötegezegen kütleleri ile ev sahibi yıldızların metal bolluğu arasındaki ilişkiyi göstermektedir. Şekilde ilk dikkati çeken şey ev sahibi yıldızların (mavi renkli semboller) ağırlıklı olarak $1\,M_{\odot}$ etrafında yoğunlaşmasıdır. Ev sahibi yıldız kütleleri ile ötegezegen kütleleri belirgin bir şekilde iki bölgeye ayrışmaktadır. İlk bölge kütlesi yaklaşık olarak 0.1 Jüpiter kütlesinden ($\sim 32\,M_{\oplus}$) küçük olan ve 0.1-$1\,M_{\odot}$ arası kütlelerdeki ev sahibi yıldızlara sahip Yer, süper Yer ve Neptün türü ötegezegenleri içeren bölgedir. Bu bölgede $1\,M_{\odot}$ kütlesinden daha büyük kütlelere sahip ev sahibi yıldız sayısı oldukça azdır. İkinci bölge ise 0.1 Jüpiter kütlesinden daha büyük ötegezegenlerin yer aldığı bölgedir. Bu bölgede ev sahibi yıldız kütleleri çoğunlukla $1\,M_{\odot}$ kütlesinden daha büyük kütleliyken bu kütleden daha düşük kütleye sahip ev sahibi yıldız sayısı çok daha az görünmektedir. Bu bölge Jüpiter benzeri dev gaz gezegenleri içeren bölgedir ve görece daha büyük kütleli ev sahibi yıldızlar etrafında bulunmaktadırlar. Şekilde kırmızı semboller üzerinden bir değerlendirme yapmak istersek ev sahibi yıldızların metal bolluğu eğilimi ile ilgili sonuçlar çıkarılabilir. Ötegezegen kütleleri ile ev sahibi yıldızların metal bolluğu arasındaki ilişkiyi gösteren bu semboller dev gaz gezegenlerin çoğunlukla metalce zengin ev sahibi yıldızlara sahip olduğunu ortaya koymaktadır. Güneş metal bolluğu olan sıfır değeri dikey çizgi ile gösterilmiştir ve bu çizginin sağında kalan dev gezegen sayısı solunda kalan gezegenlerden çok daha fazladır. Küçük kütleli ötegezegenlerin bulunduğu bölgede ise belirgin bir metal bolluğu eğilimi dikkati çekmemektedir. Bu bölgede sıfır çizgisinin sağında ve solunda bulunan ötegezegen sayısı homojen bir dağılım göstermektedir.

6 Sonuçlar ve Tartışma

Bu çalışma kapsamında günümüzün ilgi çekici araştırma alanlarından birisi olan ötegezegenler üzerine bir inceleme yapılmıştır. Ötegezegenlerin kütle-yarı büyük eksen uzunluğu, kütle-yarıçap, kütle-dönem ve ev sahibi yıldızlara ilişkin metallilik dağılımları istatistiksel olarak irdelenmiştir. Kaynak katalog olarak exoplanet.eu kullanılmıştır. Bu katalogda günümüzde 7000 üzerinde doğrulanmış ötegezegen bulunmaktadır. Ötegezegen ve gezegenli sistemlerin kökenini anlamak için kritik bir araç olarak kullanılan kütle ve yarı büyük eksen uzunluğu arasında oluşturulan diyagram detaylı olarak incelenmiştir. Bu diyagramda, Hasegawa & Pudritz (2013) tarafından 5 bölge tanımlanmıştır. Her bir bölge ötegezegenlerin türünü ve evrim yollarını temsil etmektedir. Güncel veri ile oluşturduğumuz diyagramda 2 yeni bölge tanımlanarak Şekil 1'de gösterilmiştir.

Kütle-yarıçap ilişkisinin incelendiği diyagramda ötegezegenlerin üç bölgeye ayrıldığı görülmüştür. Bu üç bölge ayrı ayrı ele alınarak her biri için M-R ilişkisi elde

edilmeye çalışılmıştır. M-R arasındaki ilişkinin değiştiği kırılma noktaları 2.8$M_\oplus$ ile 89$M_\oplus$ olarak belirlenmiştir. Her bir bölge için noktaları en iyi temsil eden fonksiyon aranmış en iyi temsilden büyük sapmalar gösteren noktalar ayıklanarak iterasyon sürdürülmüştür. Yapılan iterasyon sonucunda gezegen kütleleri için elde edilen ilişkiler aşağıda verilmiştir:

$$R = 1.04M^{0.27} \quad \text{küçük kütleli} \quad (10)$$

$$R = 0.76M^{0.54} \quad \text{orta kütleli} \quad (11)$$

$$R = 13.65M^{-0.008} \quad \text{büyük kütleli} \quad (12)$$

Bu ilişkiler Müller ve diğ. (2024) tarafından yapılan benzer bir inceleme sonucu elde edilenlerle genel olarak tutarlıdır.

Çalışmamız kapsamında incelediğimiz bir başka konu yörünge dönemi 2-4 günden kısa, Neptün kütleli ötegezegenlerin az olduğu ve Szabó & Kiss (2011) tarafından Neptün çölü olarak adlandırılan bölgedir. Mazeh ve diğ. (2016) yaptıkları çalışmada dönem-kütle düzleminde bu bölgenin sınırlarını elde etmeye çalışmışlardır. Biz de çalışmamızda onların elde ettiği alt ve üst sınır fonksiyonlarını temel alarak güncel veri ile bu sınırları yeniden elde etmeye çalıştık. Detayları §4.1 ve §4.2'de anlatılan doğru temsili yöntemi ile üst sınır için $M{=}{-}1.16P{+}0.16$ ve alt sınır için $M{=}1.09P{-}1.67$ fonksiyonları elde edilmiştir. Bu sınırlar Mazeh ve diğ. (2016) tarafından verilen sınırlara göre daha içeride kalmaktadır. Güncel ötegezegen sayısının artmış olması ve Neptün çölü bölgesinde yeni keşfedilen ötegezegenlerin bulunması ile sınırların değişmesi beklenen bir sonuçtur.

Son olarak ötegezegenler ve ev sahibi yıldızların metal bolluğu arasındaki ilişki incelenmiştir. Ev sahibi yıldız ve ötegezegen kütleleri ile ev sahibi yıldız metal bolluğu arasındaki ilişki aynı grafik üzerinde gösterilerek Güneş metal bolluğu ile karşılaştırma yapılmıştır. Bu şekilde büyük kütleli yıldızlar etrafında daha büyük kütleli dev gezegenlerin daha çok bulunduğu, küçük kütleli gezegenlerin ise küçük kütleli ev sahibi yıldızlar etrafında bulunma eğiliminde olduğu görülmüştür. Büyük kütleli ve metalce zengin ev sahibi yıldızlar daha çok büyük dev gaz gezegenleri barındırmaktadır. 1 M_{jup}'ten daha büyük kütleye sahip ötegezegenlerin belirgin bir şekilde Güneş'ten daha büyük metal bolluğuna sahip yıldızlar etrafında olduğu görülmüştür. Daha küçük ötegezegenlerde ise ev sahibi yıldızın metal bolluluğu ile belirgin bir ilişki saptanamamaktadır. Yani bu tür ötegezegenlerde metal bolluğu düşük ve yüksek olan ev sahibi yıldız sayısında belirgin bir fark yoktur.

Ötegezegen çalışma alanı astrofiziğin en sıcak alanlarından birisidir ve geliştirilen aygıtlarla keşfedilen ötegezegen sayısı her geçen gün artmaktadır. Ayrıca yine geliştirilen yöntem ve modellerle ötegezegen ve ev sahibi yıldızlarına ilişkin parametreler daha hassas bir şekilde elde edilebilmektedir. Bu nedenle çalışmamızda yapmış olduğumuz incelemelerin sonuçları ötegezegen ve ev sahibi yıldızlara ilişkin veri güncellendikçe değişecektir. Daha çok ve daha hassas veri ile yapılacak parametre dağılım incelemeleri ötegezegenlerin oluşumu, evrimi, yapısı ve türü gibi konularda daha doğru bilgilere ulalışmasını sağlayacaktır.

Teşekkür

Bu çalışma Ege Üniversitesi Fen Bilimleri Enstitüsü Astronomi ve Uzay Bilimleri Anabilim Dalında yapılan yüksek lisans tezinin (Tunçer 2024) bir parçasını içermektedir. Bu yüksek lisans tezinin yürütülmesi için olanak sağlayan Ege Üniversitesi Fen Bilimleri Enstitüsü ile Astronomi ve Uzay Bilimleri Anabilim Dalı yönetimine teşekkürlerimizi sunarız. Çalışma kapsamında exoplanet.eu'de sunulan ötegezegen katalog verisi kullanılmıştır.

Kaynaklar

Armitage P. J., Bonnell I. A., 2002, MNRAS, 330, L11
Bashi D., Helled R., Zucker S., Mordasini C., 2017, A&A, 604, A83
Beaugé C., Nesvorný D., 2013, ApJ, 763, 12
Benítez-Llambay P., Masset F., Beaugé C., 2011, A&A, 528, A2
Buchhave L. A., ve diğ., 2012, Nature, 486, 375
Burn R., Schlecker M., Mordasini C., Emsenhuber A., Alibert Y., Henning T., Klahr H., Benz W., 2021, A&A, 656, A72
Chabrier G., Baraffe I., Leconte J., Gallardo J., Barman T., 2009, in 15th Cambridge Workshop on Cool Stars, Stellar Systems, and the Sun. pp 102–111
Chen J., Kipping D., 2017, ApJ, 834, 17
Chiang E., Laughlin G., 2013, MNRAS, 431, 3444
Edmondson K., Norris J., Kerins E., 2023, preprint
Emsenhuber A., Mordasini C., Burn R., Alibert Y., Benz W., Asphaug E., 2021, A&A, 656, A70
Ghezzi L., Martinez C. F., Wilson R. F., Cunha K., Smith V. V., Majewski S. R., 2021, ApJ, 920, 19
Gonzalez G., 1997, MNRAS, 285, 403
Grasset O., Schneider J., Sotin C., 2009, ApJ, 693, 722
Grether D., Lineweaver C. H., 2006, ApJ, 640, 1051
Hasegawa Y., Pudritz R. E., 2012, ApJ, 760, 117
Hasegawa Y., Pudritz R. E., 2013, ApJ, 778, 78
Hatzes A. P., Rauer H., 2015, ApJ, 810, L25
Helled R., Lozovsky M., Zucker S., 2016, MNRAS, 455, L96
Howard A. W., ve diğ., 2012, ApJS, 201, 15
Ida S., Lin D. N. C., 2004, ApJ, 616, 567
Johnson J. A., Aller K. M., Howard A. W., Crepp J. R., 2010, PASP, 122, 905
Jontof-Hutter D., 2019, Annual Review of Earth and Planetary Sciences, 47, 141
Laughlin G., Bodenheimer P., Adams F. C., 2004, ApJ, 612, L73
Mayor M., Queloz D., 1995, Nature, 378, 355
Mayor M., ve diğ., 2009, A&A, 507, 487
Mazeh T., Zucker S., Pont F., 2005, MNRAS, 356, 955
Mazeh T., Holczer T., Faigler S., 2016, A&A, 589, A75
Mordasini C., Alibert Y., Georgy C., Dittkrist K. M., Klahr H., Henning T., 2012, A&A, 547, A112
Mousavi-Sadr M., Jassur D. M., Gozaliasl G., 2023, MNRAS, 525, 3469
Mulders G. D., Pascucci I., Apai D., 2015, ApJ, 798, 112
Müller S., Baron J., Helled R., Bouchy F., Parc L., 2024, A&A, 686, A296
Otegi J. F., Bouchy F., Helled R., 2020, A&A, 634, A43
Sabotta S., ve diğ., 2021, A&A, 653, A114
Santos N. C., ve diğ., 2004, A&A, 426, L19
Seager S., Kuchner M., Hier-Majumder C. A., Militzer B., 2007, ApJ, 669, 1279
Sousa S. G., ve diğ., 2008, A&A, 487, 373
Spiegel D. S., Fortney J. J., Sotin C., 2014, Proceedings of the National Academy of Science, 111, 12622
Szabó G. M., Kiss L. L., 2011, ApJ, 727, L44
Tunçer G., 2024, Master's thesis, Ege Üniversitesi, Fen Bilimleri Enstitüsü
Weiss L. M., ve diğ., 2013, ApJ, 768, 14
Wolszczan A., Frail D. A., 1992, Nature, 355, 145
Zeng L., ve diğ., 2019, Proceedings of the National Academy of Science, 116, 9723
Zink J. K., ve diğ., 2023, AJ, 165, 262

Access:
M25-0319: Turkish J.A&A — Vol.6, Issue 3.

TJAA Vol. **6**, *Special Issue*, *p.*338–343 (2025). DOI: 10.55064/tjaa.1598320 *Research Article*

Bayesyen Dikine Hız Çözücü: BRaVe

Emre Barbaros[1,2] ⋆, Seyit Hökelek[1,2], Hasan Ak[1,2,3], Nurten Filiz Ak[1,2,3]

[1] *Erciyes Üniversitesi, Fen Bilimleri Enstitüsü, Astronomi ve Uzay Bilimleri Ana bilim Dalı, 38039, Kayseri, Türkiye*

[2] *Erciyes Üniversitesi, Fen Fakültesi Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 38039, Kayseri, Türkiye*

[3] *Erciyes Üniversitesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Gözlem ve Araştırma Merkezi, Kayseri, Türkiye*

Accepted: April 14, 2025. Revised: April 14, 2025. Received: December 8, 2024.

Özet

Çift yıldızların zamana bağlı dikine hız eğrilerinin analizi, bileşenlerin fiziksel parametrelerinin doğrudan belirlenmesine olanak sağlar. En doğru yörünge modellemesi elde etmek amacıyla geliştirdiğimiz BRaVe programı, yörünge parametrelerini ve hatalarını yüksek duyarlılıkla elde etmektedir. BRaVe, kendi içerisinde Bayes istatistiğine dayanan bir optimizasyon rutini içerir. Bu rutin sayesinde ele alınan çift yıldız sisteminin temel yörünge parametreleri en hassas şekilde elde edilebilmesi hedeflenmektedir. BRaVe kodu için referans yıldız olarak Capella A yıldızı seçilmiştir. Polarbase veri arşivinden alınan yüksek çözünürlüklü tayflardan Çapraz Korelasyon Fonksiyonu yöntemi ile dikine hızlar hesaplanmış ve yörünge parametreleri BRaVe aracılığı ile çözülmüştür. Bu çalışmada elde edilen sonuçlar, literatür ile kıyaslanarak paylaşılmıştır.

Abstract

The analysis of the time-dependent radial velocity curves of double stars allows direct determination of the physical parameters of the components. The program BRaVe, which we developed to obtain the most accurate orbital modeling, obtains orbital parameters and errors with high precision. BRaVe includes an optimization routine based on Bayesian statistics. This routine aims to obtain the basic orbital parameters of the considered double star system in the most precise way. Capella A was chosen as the reference star for the BRaVe code. Radial velocities were calculated from high-resolution spectra from the Polarbase data archive using the Cross Corelation Function method and the orbital parameters were solved using BRaVe. The results obtained in this study are presented and compared with the literature.

Anahtar Kelimeler: Binary Stars – Radial Velocity – MCMC

1 Giriş

Çift yıldız sistemleri, ortak bir kütle merkezi etrafında yörünge hareketi gerçekleştiren, kütleçekimsel kuvvetler ile birbirine bağlı ve en az iki yıldızdan oluşan sistemlerdir. İlk kez William Herschel tarafından tanımlanan çift yıldız sistemlerinde, sistemi oluşturan bileşen yıldızlar, kütleleri ile orantılı bir hıza sahiptir (Kamilla ve diğ. 2011). Sistemin bileşenleri ortak kütle merkezi etrafında bir dolanma hareketi yaparken, bileşenlerin birbirlerine olan uzaklığına göre hızlarında yörünge evresine bağlı bir değişkenlik görülür. Hızların dikine bileşeni, tayfsal gözlemlerden doğrudan ölçülebilir. Dikine hızların zamana bağlı değişimlerini gösteren dikine hız eğrileri, sistemin yörüngesinin modellenmesine ve yörünge parametrelerinin hesaplanmasına olanak sağlar.

Yıldızların en temel parametresi olarak tanımlanan kütle değeri, bir yıldızın tüm yaşamının nasıl seyredeceği konusunda bilgiler sunar. Ancak, tek yıldızlar için kütle değerini gözlemlerden elde etmek mümkün değildir. Tek yıldızların kütleleri, çift yıldızlardan elde edilen kütle-ışınım gücü, kütle-yarıçap gibi temel ilişkilerden bulunabilir (Eddington 1926; Kuiper 1938; Torres ve diğ. 2010; Andersen 1991; Eker ve diğ. 2018). Bu ilişkilerin doğru bir yaklaşım verebilmesi, çift yıldız bileşenlerinin temel yıldız parametrelerinin doğru ve hassas belirlenebilmesine bağlıdır. Çift yıldızların kütle değerleri, Dikine hız ve ışık eğrisi analizlerinden elde edilir. Bu eğriler modellenerek, sistemin yörüngesi ve bu yörüngeyi oluşturan temel yıldız paramatreleri bulunabilir. Yörünge modellemesinde kullanılan klasik yaklaşımlar, çok parametreli ve eş zamanlı minimizasyon için sönümlü en küçük kareler olarak da bilinen Levenberg-Marquardt (LM) algoritması (Levenberg 1944; Marquardt 1963; Tribbey 2010) veya Nelder Mead simpleks algoritması (Nelder & Mead 1965; Press ve diğ. 1992) yöntemlerini kullanır. Ancak, yörünge modellenmesinde kullanılan klasik yöntemler, yerel minimumlara takılarak doğru olmayan sonuçlara veya gözlemlerin hataları nedeniyle hassas olmayan bulgulara yol açabilmektedir. Bu nedenle, Bayes yaklaşım mantığını kullanarak yapılacak dikine hız ve ışık eğrisi çözümleri, hem yerel minimumlardan kaçınabilmeyi sağlarken hem de hassas doğrulukta belirlenen parametrelerin hata terimlerinin hesaplanabilemeisni sağlamaktadır.

Çift yıldızların yörünge çözümlerinde en yaygın kullanılan yöntem, Wilson ve Devinney tarafından geliştirlen algoritmadır (WD, Wilson & Devinney 1971). Bu algoritma, hem ışık eğrisini hem de varsa dikine hız eğrisini birlikte ele alarak bileşenlerin parametrelerini elde eder. WD algoritmasının kullanımını kolaylaştıran PHOBE yazılımı (Prša & Zwitter 2005), esas olarak ışık eğrisi çözümüne odaklanmış ancak varsa dikine hız eğrisi çözümlerinde de bir seçenek sunmuştur. PHOBE'nin yeni sürümleri (örn. Conroy ve diğ. 2020), Bayes yaklaşımlarını dikkate alacak gelişmeler içermektedir. Benzer bir algoritma olan Nightfall (Wichmann 2011), ışık eğrisi ve dikine hız eğrisi simülasyonunda yerel optimizasyon için "simpleks algoritması" ve global optimizasyon için "benzetilmiş tavlama" (simulated annealing) kullanır.

Çift yıldızların ışık eğrileri olmaksızın yalnızca dikine hız

⋆ ebarbaros054@gmail.com

© 2025 Turkish Astronomical Society (TAD)

eğrilerinin çözümü, yörünge eğim açısı (i) belirlenemediğinden kütle değeri yerine kütle fonksiyonu olan $f(M)$ sonucunu üretir. Bu nedenle var olan programlar hem ışık eğrisi hem de dikine hız eğrisini birlikte çözmek için üretilmiştir. Ancak, bu önemli bir kısıtlamaya yol açmaktadır. Tutulma göstermeyen tayfsal çift sistemlerin dikine hız eğrisi kullanılarak elde edilecek yörünge çözümleri için Bayes yaklaşımlar kullanan programların doğrudan bir seçeneği yoktur. Bu çalışmada, dikine hız eğrisi çözümünde güçlü bir yöntem olarak Bayes yaklaşımı kullanan `BRaVe` (Bayessian RAdial VElocity solver) programının çalışma rutini anlatılmıştır. `BRaVe` `MCMC` (Marcov Chain Monte Carlo) optimizasyonunu (Metropolis & Ulam 1949; Metropolis ve diğ. 1953; Sharma 2017) adapte etmiştir. Programın sonuçlarını test edebilmek için Capella (α Aur) çift sistemine ait yüksek çözünürlüklü tayflar kullanılmıştır. Elde edilen sonuçlar, literatürde yer alan sonuçlarla karşılaştırılmıştır.

Bu çalışmada öncelikle dikine hız hesaplama ve çözümleme yöntemlerinden bahsedilmiştir. Sonrasında geliştirilen Bayes istatistiğini benimseyen `MCMC` optimizasyon rutinine değinilmiş ve `BRaVe` kodu incelenmiştir. Son olarak elde edilen sonuçlara bakılmıştır.

2 Yöntem

Bu bölümde, dikine hız eğrilerinden yörünge modellemesi için kullanılan klasik yöntem ve Bayes yaklaşımı ile `MCMC` yöntemi anlatılmıştır. `BRaVe` programının çalışma rutini verilmiştir.

2.1 Dikine Hız Çözümü

Dikine hız, bir çift yıldız sisteminde sistemi oluşturan bileşen yıldızların kütle merkezi etrafında gerçekleştirdikleri yörünge hareketi sebebiyle evreye bağlı olarak bileşenlerin değişen hızlarıdır (Simon & Sturm 1994). Bu hız gözlemciye bir uzaklaşma-yakınlaşma ilişkisi olarak yansır. Bileşenlerin hızları birbirlerine göre terstir ve bir bileşen yakınlaşırken diğer bileşen uzaklaşmaktadır. Yıldızların tayflarına bakıldığında bu etki tayf çizgilerinin dalga boyunda bir kaymaya neden olur. Bu kayma Doppler etkisidir. Ayrıca dikine hız hesaplamanın en muhtemel yolu da bileşenin tayfına bakmaktır. Çapraz Korelasyon Fonksiyonu (CCF) gibi yöntemler ile bir çift yıldız sisteminin kompozit tayfından doğrudan sistemi oluşturan bileşenlerin dikine hızlarını elde etmek mümkündür.

Dikine hız eğrisi, bize bir yıldız sistemi hakkında oldukça fazla bilgi sunar. Bunlardan en önemlisi, bileşenlerin dikine hız genliklerinin oranı, sistemi oluşturan bileşen yıldızların doğrudan kütle oranını vermesidir. Kütle yıldızlar için en temel parametredir. Ayrıca sistemin yörünge parametreleri de dikine hız eğrisi çözümleri ile elde edilebilir. Teorik Kepler yörünge denklemi bir çift yıldız sisteminin yörüngesinin simüle edilmesine olanak sağlar. Öncelikle,

$$M = E - e\sin(E) \tag{1}$$

denklemi ele alınır. Burada M, ortalama ayrıklık yani açısal hızdır. E, dış ayrıklıktır ve asıl çözülmesi gereken parametredir. e ise yörünge dışmerkezliğidir. E'nin hesaplanması ile birlikte artık gerçek ayrıklık ν hesaplanabilir:

$$\nu = 2\arctan\left(\sqrt{\frac{1+e}{1-e}}\right)\tan\left(\frac{E}{2}\right). \tag{2}$$

Gerçek ayrıklık parametresi ile birlikte artık sistemin bileşenlerinin evreye bağlı dikine hızları belirlenebilir:

$$\nu_n = K_n[\cos(\nu + w) + e\cos(w)]. \tag{3}$$

Burada ν_n bir bileşenin herhangi bir andaki dikine hızıdır. K_n bileşenin dikine hız genliği, w ise enberi noktasının argümanıdır.

Bu noktada artık gözlemler ile teorik dikine hız eğrisinin uyuşabilmesi için doğru yörünge parametrelerine ihtiyaç duyulur. Bu parametreler sistemin yörünge dönemi P, enberi zamanı T_0, yörünge dışmerkezliği e, enberi noktasının argümanı w, bileşen yıldızların hızı $K_{1,2}$ ve sistemin kütle merkezinin hızı γ'dır. Bu parametreleri doğrulamak için bir optimizasyon rutini gerekmektedir. `BRaVe` içerisinde bunun için bir `MCMC` optimizasyon rutini geliştirilmiştir.

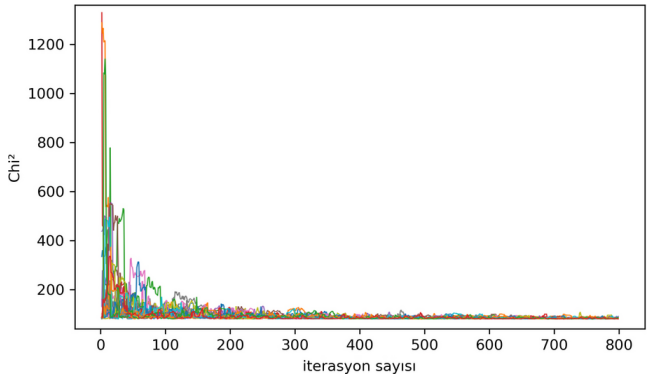
Dikine hızların belirlenmesinde farklı bir yöntem olarak tayfsal ayırma yönteminden bahsedilebilir. Tayfsal ayırma, tayfsal çift yıldız sistemlerini oluşturan bileşen yıldızlarının tayflarını ayrı ayrı elde etmek için kullanılan matematiksel bir yöntemdir. Rutin içerisinde bir yörünge simülasyonu gerçekleştirilir. Bu simülasyon için de sistemin temel yörünge parametrelerine ihtiyaç vardır. Simülasyon sonucunda bileşen yıldızların her bir gözlemdeki dikine hızları hesaplanır. Bu hızlar kullanılarak kompozit tayftaki Doppler kayması sebebi ile kayan çizgilere bir dikine hız düzeltmesi uygulanır. `FDMC` (Barbaros & Dervişoğlu 2023), tayfsal ayırma yöntemlerinde kullanılan yörünge parametrelerinin en hassas şekilde belirlenebilmesi için yazılmış bir rutin olarak örnek gösterilebilir.

2.2 Markov Chain Monte Carlo (MCMC)

`MCMC`, Bayes istatistiğine dayanan ve doğru koşullarda bir optimizasyon rutinine dönüştürülebilen matematiksel bir süreçtir. Optimizasyon rutinleri en temelinde bir fonksiyonu tanımlayan parametreleri en iyileme yöntemleridir. Bayes istatistiğine dayanan `MCMC` optimizasyonu ise sonsal dağılımları tahmin edebilir ve bunu bir mantık çerçevesinde rastlantısal olarak gerçekleştirmektedir. Metropolis ve diğ. (1953), Bayes istatistiği temelli Monte Carlo yönteminin ilk kullanıldığı çalışmadır. Ayrıca bir çok optimizasyon rutinine kıyasla `MCMC`, bir hata analizine de imkan sağlar. Bu analiz, elde edilen sonucun tutarlığı açısından `MCMC` rutinini diğer rutinlerden ayırır.

`MCMC` iki yöntemi birleştirir. "Markov Chain" ve "Monte Carlo" (Metropolis & Ulam 1949). Markov Chain Rus matematikçi Andrey Markov'un geliştirdiği bir rutindir (Sharma 2017). Markov Chain bir zincir yapısıdır. Zincirin her bir parçası bir iterasyon adımıdır. Yöntemde, mevcut adım gelecekteki durumları etkilemez ve gelecekteki her bir adım da birbirinden bağımsızdır. Lakin mevcut adım, sürecin geleceğini hakkında da gerekli her bilgiyi de içerir. Yani ileri adımlar hakkında bir fikir sunar. Monte Carlo yöntemi ise verilen bir koşulda ve sınırda oluşturulan uzay içerisinde rastgele sayılar atanarak bir sonucu tahmin etme uygulamasıdır. `MCMC` rutini üzerine bir çok çalışma gerçekleştiren Metropolis, rutinin kimi eksiklerini fark eder ve Metropolis Hasting (MH) algoritmasını kullanıma sunar (Sharma 2017).

Metropolis algoritması, `MCMC` rutinlerine eklenen bir kabul kriteridir. Algoritmanın geliştirilme nedeni, Markov Chain yönteminde oluşturulan zincire Monte Carlo yöntemi ile atanan rastgele bir sayının eklenmesi ve eklenmemesinin bir kritere tabii olmasını sağlamaktır. Burada bu kabul, bir mantık çerçevesinde rastgele gerçekleşir. Kabul kriteri aslında bir kıyasa dayalıdır. Kıyas, zincire eklenen en son adım ile hesaplanan zincir adayının sonuçlarının bir oranıdır. Kabul ise bu oranın 0 ile 1



Şekil 1. 800 iterasyonluk bir BRaVe optimizasyonunun zincir dağılımı. Şekilde her bir renk farklı bir optimizasyon sürecini temsil eder.

arasında rastgele atılan bir sayıdan büyük olmasına bağlıdır. Eğer o an ki adımın χ^2 sonucu bir önceki kabul edilen zincir adımından daha iyi ise, hesaplanan oran her zaman 1'den büyük olacak ve sonuç zincire her zaman eklenecektir. Lakin o anki adımın χ^2 sonucu önceki adımdan daha kötü ise sonucun zincire eklenmesi rastgele atanan bir sayının değerine bağlıdır. Bu kabul kriteri sayesinde rutin yerel bir minimuma takılı kalamaz. MH kriteri optimizasyon süreci boyunca yerel minimumlardan kaçınılmasını sağlar. Böylelikle tüm uzayda muhtemel tüm durumlar taranır. Yeri geldiğinde kötü sonuçların da zincire eklenmesi ile tüm parametre uzayında sonuç aranması hedeflenir.

Bu çalışmada geliştirilen MCMC rutini düzenlenmiş teorik Kepler denklemini benimseyen bir dikine hız çözme koduna entegre edilmiş ve geliştirilen bu kod BRaVe olarak adlandırılmıştır.

2.3 BRaVe

BRaVe, teorik Kepler yörüngesini benimseyerek bir çift yıldız sisteminin gözlenmiş dikine hızlarını kullanıp yörünge parametrelerini çözen ve MCMC optimizasyon rutini ile parametre optimizasyonu gerçekleştirmeyi amaçlayan bir koddur. BRaVe, bir çift yıldız sisteminin yörünge parametreleri hakkında herhangi ön bir bilgiye ihtiyaç duymadan sistemin yörünge parametrelerini belirleyebilir. Bir çift yıldız sisteminde belirlenmesi mühim yörünge parametresi yörünge dönemi P'dir. Bunun en temel nedeni sistemin diğer tüm yörünge parametrelerinin sistemin yörünge dönemine bağımlı olmasıdır. Bu sebeple başlangıçta yörünge dönemi hakkında bir bilgiye sahip olmak süreci ve tutarlı bir sonuç elde etmeyi kolaylaştıracaktır. Bu sebeple BRaVe başlangıçta gözlenmiş dikine hızlar ile Lomb Scargle (Vio ve diğ. 2013) yöntemini kullanarak bir tahmini yörünge dönemi belirler. Bu belirlenen yörünge dönemi ile gözlemler evrelendirilir. Burada belirlenen yörünge dönemi yalnızca parametre uzayını daraltmak için atanır. BRaVe algoritması yörünge dönemi P'yi içerisinde tekrardan itere etmektedir. Bu sebeple Lomb Scargle yönteminin belirlediği yörünge döneminin hatalı olması sadece süreci uzatacak bir durumdur. BRaVe kodu içerisinde bu dikine hız ölçümlerine bir fit uyarlanır. Bu fit Levenberg-Marquardt algoritmasına (Moré 1978) dayanır. LM algoritması bir eğriye fit uyarlamak için çok etkili bir yöntemdir. Bu fitin parametleri Bayesian yaklaşıma dayanan MCMC optimizasyonu ile en hassas şekilde belirlenmektedir. Ayrıca diğer optimizasyon rutinlerine kıyasla MCMC optimizasyonu bir hata analizine de imkan sağlamaktadır. BRaVe, Python programlama dili aracılığı ile yazılmıştır. Her işletim sisteminde çalışabilmektedir. Her çift yıldız sistemi ve türü için dikine hız çözümü gerçekleştirebilir. Ayrıca gerekli analizleri de içerisinde bulundurmaktadır.

Çizelge 1. Capella A tayfsal çift yıldız sisteminin (Torres ve diğ. 2015) çalışmasında elde edilen yörünge parametreleri.

Parametre	Birim	Değer
P	(gün)	104.02128±0.00016
$T_{\rm peri}$	(HJD +2400000)	48147.6±2.6
e		0.00089±0.00011
ω	(derece)	342.6±9
K_1	(km/s)	25.9611±0.0044
K_2	(km/s)	26.860±0.017

Şekil 1'de BRaVe kodu ile 24 çekirdekli bir bilgisayarda oluşturulan 24 optimizasyon zincirinin 800 iterasyonluk bir optimizasyon rutindeki zincirlerin dağılımları görülmektedir. Görselde her bir zincir rastgele bir veri seti ile başlar. İterasyon sayısı arttıkça zincirler ortak bir sonuca doğru evrilir. Bu durum optimizasyon rutininin doğru bir şekilde çalıştığını kanıtlar niteliktedir.

3 BRaVe Programının Capella A Yıldızıyla Test Edilmesi

BRaVe kodu ilk olarak Capella A çift yıldız sistemi ile sınanmıştır. Capella A sisteminin seçilmesindeki en temel sebep sisteminin bir tayfsal çift yıldız sistemi olmasıdır. Böylelikle elde edilen sonuçlar tayfsal ayırma yöntemleri ile de kıyaslanabilecektir.

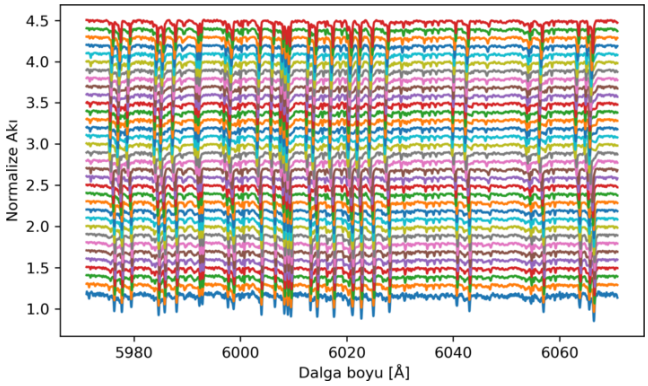
Capella ya da diger adıyla α Aur, bir tayfsal yıldız sistemidir ve parlaklığı sebebi ile çok uzun zamandan beri bilinen yıldızlardandır. Sistem Capella Aa, Capella Ab ve Capella H, Capella L yıldızlarından oluşan dörtlü bir sistemdir. Capella Aa ve Capella Ab kendi aralarında tayfsal bir çift yıldız sistemi iken, Capella H ve Capella L diğer sisteme oldukça uzak bir çift yıldız sistemidir.

Çalışmada da kullanılan Capella A sistemi iki dev yıldızdan oluşur. Sistemin baş bileşeni Capella Aa 2.56±0.007 $M_\odot$ bir kütleye ve 11.98±0.57 $R_\odot$ bir yarıçapa sahipken, yoldaş bileşen Capella Ab ise 2.48±0.007 $M_\odot$ bir kütleye ve 8.83±0.33 $R_\odot$ bir yarıçapa sahiptir (Torres ve diğ. 2015). Ayrıca Capella A sistemini oluşturan yıldızların sıcaklıkları çok iyi bilinmektedir; Capella Aa 4970 K, Capella Ab 5730 K olarak belirlenmiştir. Sistem, evrimleşmiş yıldızlara kıyasla benzersizdir. Bunun en büyük sebebi sistemin kimyasal yapısı hakkında bir çok bilgi biliniyor olmasıdır (Torres ve diğ. 2015). Capella A sistemi için gerçekleştirilen güncel çalışmalardan Torres ve diğ. (2015) çalışmasında sistemi için ışık elemanları;

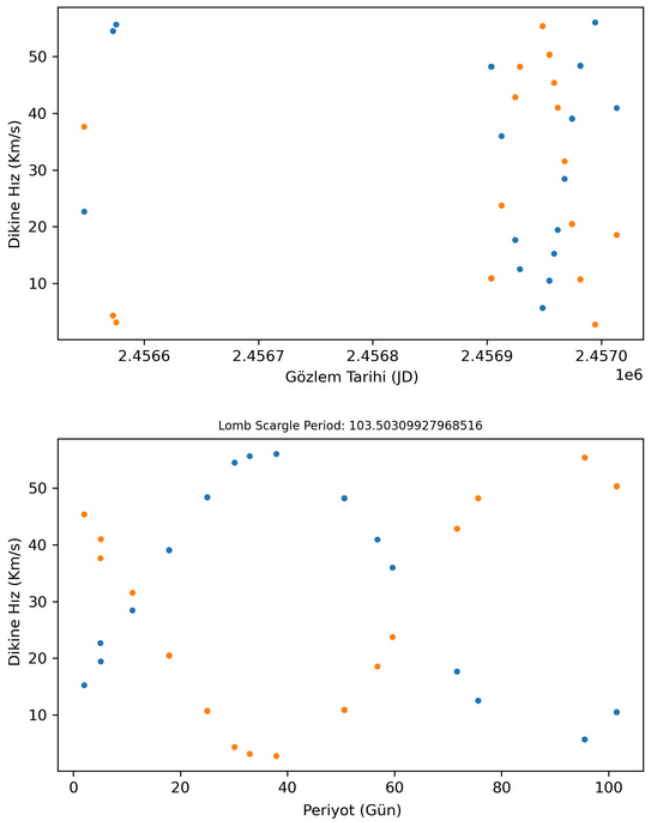
$$T_{\rm peri} = \text{HJD}\,2448147.6 + E \times 104.02128 \qquad (4)$$

olarak hesaplamıştır. Çizelge 1'de sistemin diğer yörünge parametreleri de görülmektedir.

Capella A sistemi için Polarbase veri arşivinden 28 adet yüksek çözünürlüklü tayf kullanılmıştır. Tayflar, Capella A sisteminin tüm yörünge evrelerini kapsayacak şekide seçilmiştir. Belirlenen dalga boyu aralığı (5975-6070 Å) belirgin metal çizgileri içermektedir. Bu tayfsal ayırma ve CCF gibi rutinlerde önemli bir kriterdir. Polarbase arşivinden alınan indirgenmiş tayfların normalizasyon aşaması için ISpec (Blanco-Cuaresma ve diğ. 2014) programını referans alan bir rutin geliştirilmiştir.



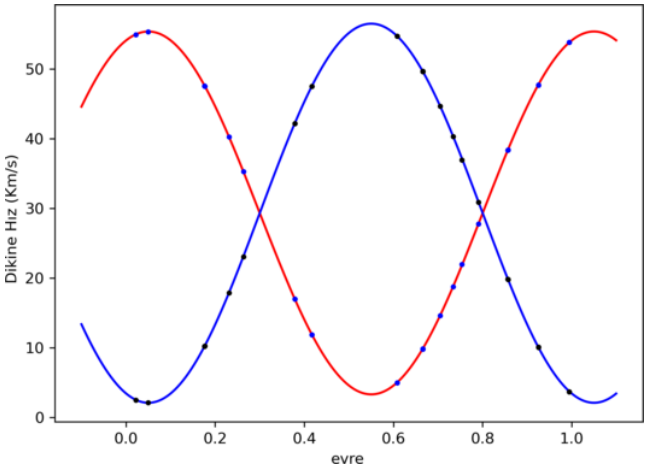
Şekil 2. Polarbase veri arşivinden alınmış Capella A sistemi için düzenlenmiş tayflar.



Şekil 3. Capella A sistemi için oluşturulmuş veri seti. Görselde mavi noktalar baş, turuncu noktalar ise yoldaş yıldızı temsil eder. (Üst panel) Şekil 2'de görünen tayflardan CCF yöntemi ile hesaplanmış dikine hızlar. (Alt panel) Bu gözlemler ile BRaVe kodu içerisinde bulunan Lomb Scargle periodogramı kullanılarak tahmin edilen yörünge dönemi ile evrelendirilmiş gözlemler bulunmaktadır.

Şekil 2'de Polarbase veri arşivinden alınan Capella A sistemi için düzenlenmiş 28 adet tayf görülmektedir.

BRaVe kodu kapsamında geliştirilen CCF rutini ile normalize tayflardan bileşenlerin dikine hızları hesaplanmıştır. BRaVe çok basit bir veri seti düzeni ile çalışır. Kullanıcının sadece dikine hızların Julien Günü formatında gözlem tarihlerine ve bileşenlerin ölçülmüş dikine hızlarına ihtiyacı vardır.



Şekil 4. BRaVe kodu ile Capella A sistemi için elde edilen dikine hız eğrisi. Görselde kırmızı eğri baş bileşeni, mavi eğri ise yoldaş bileşeni temsil eder.

```
BRaVe Performans Testi
Start: 2024-12-07 13:36:07
100%|██████████| 10000/10000 [10:32<00:00, 15.80it/s]
Finish: 2024-12-07 13:46:40

FDMC Performans Testi
Start: 2024-12-07 13:37:24
100%|██████████|10000/10000[01:10:22<00:00,  2.55it/s]
Finish: 2024-12-07 14:47:46
```

Şekil 5. BRaVe kodu ile FDMC kodu arasındaki optimizasyon hız kıyası.

Kullanıcı ister önceden ölçülmüş dikine hızları kullanarak, ister BRaVe koduna gözlenmiş kompozit tayfları vererek dikine hız çözümü gerçekleştirebilir. Gerekli veri seti düzenini BRaVe kodu otomatik olarak ayarlar. Şekil 3'te Capella sistemi için oluşturulan veri seti ve BRaVe kodu bünyesindeki Lomb Scargle yöntemi ile hesaplanan yörünge dönemi görülmektedir.

4 Sonuçlar ve Tartışma

Capella A sistemi için yörünge çözümünün ardından elde edilen yörünge parametreleri ile çizilen dikine hız eğrisi Şekil 4'te verilmiştir. Sonuç 24 zincir ve her zincir başına 10000 iterasyondan oluşan bir optimizasyonun sonunda yapılan analizler ile elde edilmiştir. Gerçekleştirilen dikine hız çözümü sonucunda literatürdeki yöntemlere kıyasla daha hassas yörünge parametreleri bulunmuştur. Öncelikle gözlemler yörünge dönemi P ve enberi zamanı T_0 ile evrelendirildikten sonra sistemin diğer yörünge parametreleri bir fit uyarlanarak belirlenmektedir. Ayrıca BRaVe diğer yöntemlere kıyasla çok daha hızlı bir şekilde çalışmaktadır.

FDMC tayfsal ayırma kodu ile BRaVe'in optimizasyon rutinleri arasındaki süreç farkı Şekil 5'te görülmektedir. Şekilde, üst kısımda BRaVe kodu ile, alt kısımda ise FDMC kodu ile gerçekleştirilmiş optimizasyon rutini süreçleri görülmektedir. Burada FDMC Capella A sisteminin 28 adet yüksek çözünürlüklü tayfını kullanırken BRaVe bu tayflardan CCF yöntemi ile hesaplanan dikine hızları kullanmaktadır. Yapılan kıyas sonucunda BRaVe kodunun FDMC koduna kıyasla 6 kat daha hızlı bir optimizasyon sürecine sahip olduğu belirlenmiştir. Bu durum BRaVe kodunun yörünge parametrelerini optimize

```
Parameter    Number of Rejected Parameters (Total 1035 times)   Ratio Of Changed Parameters
----------   ------------------------------------------------   --------------------------
P            0 times                                            0 (% 0.0)
T₀           353 times                                          1932 (% 19.3)
e            144 times                                          2070 (% 20.7)
ω            110 times                                          2132 (% 21.3)
K₁           308 times                                          1898 (% 18.9)
K₂           161 times                                          1988 (% 19.9)
γ            0 times                                            0 (% 0.0)

Ratio of stucked parameters on prior: % 8.799999999999999

Iteration Results    Value
-------------------  ------------------
Total Iteration      10000 times
Accepted Chi²        % 35.62
Best Chi²            0.1035349427103088

 Best Orbit Parameters From Optimization= P(day): 104.021378, T₀: 2448147.4689787636,
e: 0.00070643576037373 86, ω: 341.84432897372403, K₁: 26.04538628288629, K₂: 27.21238944227798, γ: 29.32
```

Şekil 6. BRaVe kodu optimizasyon analiz çıktısı.

etmede hem sonuçların doğruluğunu hem de zaman açısından verimli olduğunu göstermiştir.

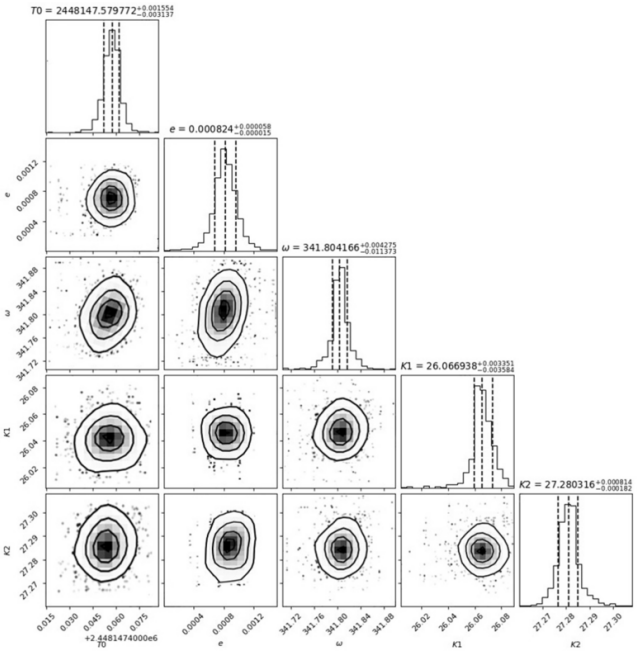
BRaVe, bir optimizasyon rutini sonunda her bir oluşturulan zincir için bir analiz çıktısı oluşturur. Oluşturulan her bir zincir birbirinden bağımsızdır ve farklı çıktı dosyalarına sahiptir. Çok sayıda zincir ile bir optimizasyon rutini gerçekleştirmek tüm koşulların netleştirilmesinde önemli bir husustur. Şekil 6'da Capella A sistemi için BRaVe içerisinde oluşturulan bir zincirin analiz çıktısı görülmektedir. Bu çıktı içerisinde optimizasyon süresince hangi paremetrenin kaç kere değişkenlik gösterdiği (bkz. Ratio), parametre uzayının sınırlarının doğruluğunun anlaşılması için parametrenin belirlenen uzayın sınırları dışarısına ne kadar kez çıktığı (bkz. Rejected Parameters) gibi bilgileri içerir. Ayrıca en iyi parametre seti optimizasyon süreci sonucunda kullanıcının ekranında görülür.

Şekil 6'da görülen analiz çıktısındaki Accepted χ^2 parametresi optimizasyon süreci boyunca geliştirilen kabul kriterine bağlı olarak kabul edilen parametrelerin toplam iterasyon sayısına oranıdır. Bu oran sonucun tutarlığı açısından mühimdir ve yaklaşık %20-40 arasında bir değişim göstermelidir. Bu değerin düşük olması parametre uzayının gereğinden fazla geniş olduğunu, değerin çok yüksek olması ise parametre uzayının çok dar bir alanda sıkıştığını gösterir. Bu parametre uzayındaki değişken durumlar parametrelerin sigma değerlerine bağlıdır. Ayrıca analiz çıktısında görülen diğer değişkenler de doğrudan optimizasyon rutini hakkında bir resim sunar.

BRaVe, optimizasyon boyunca her bir parametrenin belirlenen uzaydaki dağılımı ve parametrelerin birbirleri arasındaki ilişkiyi görebilmek için köşe grafiğinden (Foreman-Mackey 2016) yararlanır. Şekil 7'de BRaVe kodu ile Capella A sisteminin optimizasyonu sonunda elde edilen köşe grafiği görülmektedir. Köşe grafiği, bir optimizasyon rutinin sonunda iterasyona giren her bir parametrenin birbirleri ile aralarındaki ilişkisinin anlaşılmasını kolaylaştırır. Parametreler arasında doğrudan bir ilişki olmayabilir veya bir korelasyon durumundan söz edilebilir. Köşe grafiği bunun analizini mümkün kılar. Şekil 7'ye bakıldığında, en üst kısımlarda Gauss eğrileri görülmektedir. Bunlar iterasyonlar sonucu parametrelerin uzaydaki yığılımını temsil eder. Altta kalan diğer kısımlar ise her bir parametrelerin uzaydaki dağılımlarını ve birbirleri arasındaki ilişkiyi gösterir. Bu bir dağa karşıdan (Gauss eğrileri) ve yukardan (yığılımlar) bakmaya benzetilebilir. Ayrıca belirlenen bir σ alanının içerisinde hata analizi de gerçekleştirir. Hata doğrudan optimizasyon sonucunda parametrelerin ilişkili

Çizelge 2. Capella A tayfsal çift yıldız sisteminin FDBinary (Ilijic 2003), FDMC (Barbaros & Dervişoğlu 2023) ve BRaVe kodu ile elde edilen yörünge parametreleri. T_0: +2440000.

Parametre	FDBinary	FDMC	BRaVe
P (gün)	104.05291	$104.020898^{+0.0007}_{-0.0007}$	$104.021378^{+0.00004}_{-0.00004}$
T_0	8148.42	$8147.4186^{+0.0559}_{-0.0701}$	$8147.479^{+0.001}_{-0.001}$
e	0.0037	$0.003752^{+0.0009}_{-0.0009}$	$0.00082^{+0.00005}_{-0.00005}$
ω (°)	342.8	$341.36^{+0.12}_{-0.22}$	$341.80^{+0.01}_{-0.01}$
K_1(km/s)	25.94	$25.94^{+0.03}_{-0.03}$	$26.053^{+0.003}_{-0.003}$
K_2(km/s)	26.91	$26.91^{+0.15}_{-0.13}$	$27.260^{+0.003}_{-0.003}$
γ (km/s)	-	-	$29.32^{+0.03}_{-0.03}$



Şekil 7. BRaVe kodu optimizasyon köşe grafiği dağılımları. Şekilde sütunlar soldan sağa sırasıyla sistemin yörünge dönemini, T_0 zamanını, yörünge eksantrisitesini, ω açısını, baş ve yoldaş bileşenlerin hızlarını temsil eder.

dağılımlarından hesaplanır. Bu çalışmada hatalar 1 sigma alan içerisinde belirlenmiştir.

Şekil 7'deki köşe grafiğinde sistemin yörünge dönemi P ve sistemin kütle merkezinin hızı γ grafikten çıkarılmıştır. Bunun nedeni P ve γ parametrelerinin belirlendikten sonra diğer parametrelerin de en hassas biçimde belirlenebilmesi için sabit tutulmasıdır.

Tüm analizlerin sonucunda BRaVe kodu ile Capella A sistemi için elde edilen yörünge parametreleri Çizelge 2'de görülmektedir. Ayrıca FDBinary (Ilijic 2003) tayfsal ayırma kodu ve FDMC kodu ile hesaplanan yörünge parametreleri ile de bir kıyas sunulmuştur.

Analizler sonucunda elde edilen parametrelerin hataları Çizelge 1'de verilen Torres ve diğ. (2015) çalışmasında elde edilen hatalardan daha düşük hesaplanmıştır. Ayırca BRaVe kodu ile elde edilen yörünge parametreleri literatürde bulunan

diğer yöntemlerden daha düşük hataya ve χ^2 sonucuna sahiptir. Bu sayede Capella A sistemi için yeni daha iyi bir parametre seti elde edilmiştir. Bu durum Capella A sistemi için daha doğru bir analize imkan sağlayacaktır.

Sonuç olarak BRaVe kodu ile Capella A sistemi için literatürde bulunan diğer sonuçlara kıyasla daha hassas sonuçlar elde edilmiştir. Ayrıca tayfsal ayırma rutinlerine kıyasla çok daha verimli ve hızlı çalışmaktadır. Kodun modüler ve geliştirilebilir olması ileride farklı çalışmalarda da etkin bir şekilde kullanılabilmesine olanak sağlayacaktır.

BRaVe kodu, tam bitmiş haliyle son kullanıcılara açılmadan önce farklı gerçek çift yıldız sistemleri üzerinde de test edilecek ve bu bağlamda oluşturulan sentetik veriler üzerinden çok farklı koşullar oluşturularak, programın kararlılığı ve sınırları belirlenecektir. Bu çalışma BRaVe kodunun henüz tam bitmiş bir halini içermediğinden sadece literatürde oldukça çok ve yüksek çözünürlüklü tayfı bulunan Capella A yıldızı üzerindeki sonuçları burada sunulmuştur. BRaVe'in nihai kararlılığı ve duyarlılığı son kullanıcıya sunulmadan önce literatürdeki bilinen diğer benzer programlarla da karşılaştırılacaktır. BRaVe kodunun en kararlı hali açık kaynak bir şekilde paylaşılacaktır.

Kaynaklar

Andersen J., 1991, A&ARv, 3, 91

Barbaros E., Dervişoğlu A., 2023, Turkish Journal of Astronomy and Astrophysics, 4, 323–327

Blanco-Cuaresma S., Soubiran C., Jofré P., Heiter U., 2014, in Astronomical Society of India Conference Series. pp 85–91 (arXiv:1312.4545)

Conroy K. E., ve diğ., 2020, ApJS, 250, 34

Eddington A. S., 1926, The Internal Constitution of the Stars. Cambridge University Press

Eker Z., ve diğ., 2018, MNRAS, 479, 5491

Foreman-Mackey D., 2016, The Journal of Open Source Software, 1, 24

Ilijic S., 2003, PhD thesis, University of Zagreb

Kamilla S., Nayak M., Khamari Sharma N., Das R., Pattnaik S., 2011, LATIN AMERICAN JOURNAL OF PHYSICS, 5

Kuiper G. P., 1938, ApJ, 88, 472

Levenberg K., 1944, Quarterly of applied mathematics, 2, 164

Marquardt D. W., 1963, Journal of the society for Industrial and Applied Mathematics, 11, 431

Metropolis N., Ulam S., 1949, Journal of the American Statistical Association, 44, 335

Metropolis N., Rosenbluth A. W., Rosenbluth M. N., Teller A. H., Teller E., 1953, The journal of chemical physics, 21, 1087

Moré J. J., 1978, in Watson G. A., ed., Numerical Analysis. Springer Berlin Heidelberg, Berlin, Heidelberg, pp 105–116

Nelder J. A., Mead R., 1965, The Computer Journal, 7, 308

Press W. H., Teukolsky S. A., Vetterling W. T., Flannery B. P., 1992, Numerical recipes in FORTRAN. The art of scientific computing. Cambridge University Press

Prša A., Zwitter T., 2005, ApJ, 628, 426

Sharma S., 2017, Annual Review of Astronomy and Astrophysics, 55, 213

Simon K. P., Sturm E., 1994, Astronomy & Astrophysics, 281, 286, ADS

Torres G., Andersen J., Giménez A., 2010, A&ARv, 18, 67

Torres G., Claret A., Pavlovski K., Dotter A., 2015, The Astrophysical Journal, 807, 26

Tribbey W., 2010, ACM Sigsoft Software Engineering Notes, 35, 30

Vio R., Diaz-Trigo M., Andreani P., 2013, Astronomy and Computing, 1, 5

Wichmann R., 2011, Nightfall: Animated Views of Eclipsing Binary Stars, Astrophysics Source Code Library, record ascl:1106.016

Wilson R. E., Devinney E. J., 1971, Astrophysical Journal, vol. 166, p. 605, 166, 605

Access:
M25-0358: Turkish J.A&A — Vol.6, Issue 3.

TJAA Vol. **6**, *Special Issue*, *p.*344–349 (2025). DOI: 10.55064/tjaa.1593931 *Research Article*

Ege Üniversitesi Gözlemevinden Asteroit Gözlemleri ve (349) Dembowska Asteroidinin Analizi

Ulaş Duman Gerçek[1] ⋆, H. Ali Dal[2,3],
[1] *Ege Üniversitesi, Fen Bilimleri Enstitüsü, Astronomi ve Uzay Bilimleri, 35000 İzmir, Türkiye*
[2] *Ege Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri, 35000 İzmir, Türkiye*
[3] *Ege Üniversitesi Gözlemevi Uygulama ve Araştırma Merkezi, 35000 İzmir, Türkiye*

Accepted: April 14, 2025. Revised: April 14, 2025. Received: November 30, 2024.

Özet
Küçük gezegenler Güneş Sisteminin en önemli üyelerindendir. Küçük gezegen araştırmaları sistemin geçmişi hakkında önemli bilgiler sunar. Aynı zamanda gezegenimize yaşamın bu cisimlerle taşınmış olma ihtimali ve Yer'e yakın yörüngelerde dolanan cisimlerin gezegene çapma riskleri de bu çalışma alanının önemini arttırmaktadır. Bu cisimlerin halen büyük bir kısmı keşfedilmemiş ve keşfedilmiş olanların bir kısmının da parametreleri belirlenmemiştir. Bu çalışma kapsamında 349 Dembowska asteroidinin dönme dönemi, salt parlaklık, renk indisi, eksenler oranı, tayf türü ve çapı analizlerle belirlenmeye çalışılmıştır. Bunun için Ege Üniversitesi Gözlemevi'nden cismin fotometrik gözlemleri yapılmış ve cismin ışık eğrisi oluşturulmuştur. Elde edilen veriler literatürle karşılaştırılarak analiz edilmiş ve sonuçlandırılmıştır. Gözlemler Schmidt-Casegrain türü 40 cm ayna çapına sahip MEADE teleskop ve Alta Apogee U42 CCD kullanılarak yapılmış ve toplamda 5.09 saat sürmüştür. Tüm bu çalışma sonucunda elde edilen parametreler literatürle büyük uyum göstermektedir. Çalışma aynı zamanda Ege Üniversitesi Gözlemevi'nde yapılmış birkaç asteroit çalışmasından biri olma özelliği taşımaktadır. Gözlemevinde uzun yıllardır bu alanda gözlem ve çalışma yapılmadığı için çalışmamız aynı zamanda gözlemevinin yerleşkesi ve donanımının küçük gezegen çalışmalarına uygunluğunun bir testi olma özelliği taşımaktadır. Çalışmamızda gördüğümüz üzere Ege Üniversitesi Gözlemevi küçük gezegenlere yönelik gözlemsel çalışmalar yapılmasına uygundur.

Abstract
Minor planets are crucial members of the Solar System. Research on minor planets provides essential information about the history of the system. Additionally, the possibility of life being transported to our planet by these objects and the risks posed by objects orbiting near Earth increase the significance of this field of study. Many of these objects still need to be discovered, and parameters for some of the discovered ones have yet to be determined. Within the scope of this study, an attempt has been made to determine the rotation period, absolute magnitude, color indices, axis ratio, spectral type, and diameter of the 349 Dembowska asteroid through analysis. Photometric observations of the object were conducted at the Ege University Observatory, and the light curve of the object was generated. The obtained data has been analyzed and concluded by comparing it with the literature. The observations were carried out using an Alta Apogee U42 CCD camera attached 40 cm Schmidt-Cassegrain type MEADE telescope, totaling 5.09 hours. As a result of this study, the obtained parameters exhibit great consistency with the literature. The study also holds the distinction of being one of several asteroid studies conducted at the Ege University Observatory. Since observational work in this field has not been conducted at the observatory for many years, our study also serves as a test of the observatory's site and equipment suitability for minor planet research. As our study reveals, the Ege University Observatory is well-suited for observational studies related to small bodies.

Anahtar Kelimeler: minor planets, asteroids: individual: (349) Dembowska, site testing, methods: observational, techniques: photometric.

1 Giriş

Güneş Sistemimiz oldukça kompleks bir yapıdır. Sistemde yer alan cisimlerin tamamı Güneş çevresinde hareket etmektedir. Cisimler Güneş çevresinde hareket ederken uydu olmayan cisimler odaklarından birinde Güneş bulunan elipsoit yörüngelerde dolanırlar. Uyduların ise yörüngelerinin merkezinde kendilerinden daha büyük kütleli Güneş etrafında dolanan başka cisimler vardır. Güneş sistemimizde yer alan cisimlere bakacak olursak, yıldızımızdan sonra en büyük yapılar gezegenlerdir. Sistemimizde 4 kayaç ve 4 gaz gezegen olmak üzere 8 gezegen bulunmaktadır. Bu gezegenlerden ilk ikisi hariç tamamının bir veya birden fazla uydusu vardır. Güncel verilerde Yer'in 1, Mars'ın 2, Jüpiter'in 95, Satürn'ün 146, Uranüs'ün 28 ve Neptün'ün 16 uydusu olmak üzere toplamda 288 uydu gözlemlenmiştir. Tüm bunlar dışında kalan yapıların tamamına ise küçük gezegenler diyoruz. Güncel bilinen küçük gezegen sayısı ise 1421452 asteroit ve 3979 kuyrukluyıldız şeklindedir.

Gezegen kelimesi çoğunlukla Güneş Sistemi'nde yer alan 8 büyük gezegenle özdeşleştirilmiş olsa da IAU tarafından yapılan gezegen sınıflandırma çalışmasında gezegen kavramının anlamı daha geniştir. Hazırlanan gezegen tanımı Ağustos 2006 yılında Prag'da düzenlenen IAU genel kurulunda kabul edilmiştir (Sarma ve diğ. 2008). Bu tanımlama öncesinde genel

⋆ ulasdumangercek@gmail.com

© 2025 Turkish Astronomical Society (TAD)

kabul Kopernik tarafından yapılan tanımlamadır. Kopernik Güneş merkezli Güneş Sistemi modelini önerdiğinde Yer de dahil olmak üzere Güneş çevresinde bir yörüngede hareket eden gök cisimleri gezegendir tanımını yapmıştır. Bu tanım uzun süre kabul görmüştür ancak astronomi alanında ölçüm ve gözlem becerileri geliştikçe Güneş Sistemi'nde birçok yeni cisim keşfedilmeye başlanmıştır. Bu keşiflerden ilki Giuseppe Piazzi'nin 1801 tarihindeki Ceres'in keşfi olmuştur (Piazzi 1802). Gezegen kavramının net bir tanımının olmayışı birçok tartışmaya sebep olmuştur ve Plüton'un keşfi ile bu tartışmalar artmıştır. Plüton'un birkaç yıl süren gezegen statüsü en baştan beri sorgulandı, Eris gibi büyük Kuiper Kuşağı nesnelerinin keşfedilmesiyle tartışma büyümüş dolaysıyla net bir tanım ve sınıflandırma gerekli hale gelmiştir. Bunun sonucunda gezegen tanımlaması IAU tarafından yeniden yapılmıştır. IAU'ya göre gezegenler üç farklı kategoriye ayrılmaktadır (Sarma ve diğ. 2008):

a. Büyük gezegen, aşağıdaki özelliklere sahip gök cismidir.
   i. Güneş çevresinde bir yörüngede bulunur.
   ii. Kendi kütle çekim kuvvetiyle rijit cisim kuvvetlerini aşacak kütleye sahiptir, dolayısıyla hidrostatik dengeye yakın (nerdeyse küresel) bir şekil alır.
   iii. Yörüngesi üzerindeki maddeyi temizlemiştir.

b. Cüce gezegen, aşağıdaki özelliklere sahip gök cismidir.
   i. Güneş çevresinde bir yörüngede bulunur.
   ii. Kendi kütle çekim kuvvetiyle rijit cisim kuvvetlerini aşacak kütleye sahiptir, dolayısıyla hidrostatik dengeye yakın (nerdeyse küresel) bir şekil alır.
   iii. Bir uydu değildir.

c. Küçük Gezegenler, Güneş çevresinde bir yörüngeye sahip olan uydular hariç bütün nesneler "Küçük Gezegenler" olarak adlandırılır.

Güneş Sistemi'nde yer alan küçük gezegenleri kendi içinde asteroitler, aktif kuyrukluyıldızlar, centaurlar ve meteoroitler şeklinde sınıflandırırız. Asteroitler ve kuyrukluyıldızların oluşumu 4 milyar yıldan daha önceye dayanmaktadır. Güneş Sistemimizin ilk oluşum dönemlerinden arta kalan kalıntılardır. Asteroitler, büyük gezegenlerden daha küçük boyutlu, çoğunluğu kayaç yapılardır ancak metal içerikli cisimler de gözlemlenmiştir. Metal yapılı asteroitler çoğunlukla demir ve nikel içermektedir. Bilinen asteroitlerin büyük bolümü Jüpiter ve Mars arasında yer alan ana asteroit kuşağı üyesidir. Asteroitlerde yüzey aktivitesi gözlemlenmez. Aktif kuyrukluyıldızlar, birkaç kilometre çaplarında olabilen kayaç bir çekirdek çevresinde buz ve organik moleküller bulunan cisimlerdir. kuyrukluyıldızların birçoğunun kökenlerinin Neptün ötesi bölgede yer alan Oort Bulutu'na dayandığı düşünülmektedir. Burada yer alan cisimler farklı etkilerle tedirginlik yaşamaları sonucunda Güneş Sistemi'nin iç bölgelerine doğru hareketlenir ve Güneş'e yaklaştıkça yüzeylerinin ısınması sonucunda kuyruk yapısı oluştururlar. Centaurlar çoğunlukla Jüpiter ve Neptün arasındaki bölgede yer alırlar. Yapısal ve dinamik özellikleri açısından centaurlar hem asteroit hem de kuyrukluyıldız özellikleri göstermektedir. Güneş çevresinde dolanan asteroitler birbirleriyle çarpışarak daha küçük parçalara ayrılabilirler veya kuyrukluyıldızlar Güneş'e yaklaştıkça ısınma etkisiyle parçalanarak yörüngelerinde meteoroit adı verilen çok daha küçük parçalar bırakabilirler.

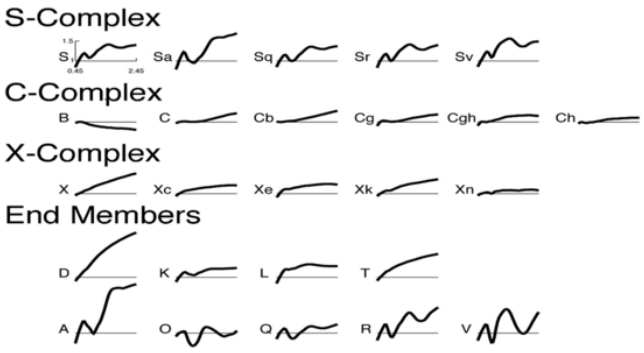
Asteroitlerin bilimsel çalışmalarda incelenmelerinin en temel motivasyonu Güneş Sistemi'nin oluşum süreçlerinden ve ilkel dönemlerinden kalan kalıntılar olmalarıdır. Güneş Sistemi'nde gezegenleri oluşturan yapı temelde asteroitlerle aynıdır dolayısıyla asteroit incelemeleri sistemin geçmişi hakkında önemli bilgiler sunar. Ek olarak gezegenimizde yaşamın kaynağı olabilecek moleküllerin asteroit ve kuyrukluyıldızlarla taşınmış olabileceği düşünülmektedir. Aynı zamanda bu cisimlerden Yer'e yakın yörüngelerde olanlarının bir kısmının gezegenimize çarpma riski vardır ve geçmişte de asteroit çarpmalarının gezegenimizin ekosisteminde büyük bozulmalara neden olduğu bilinmektedir. Keşfedilmiş hiçbir asteroidin yakın gelecekte böyle bir çarpışma yapması beklenmemektedir ancak kesinlikle olmayacağını veya "Potansiyel Tehlikeli Asteroitler" (PTA) kategorisinde yer alan "Yere Yakın Cisimlerin" (YYO) tamamının bilindiğini söylemek doğru olmaz. Çarpma riskini incelemek açısından asteroitlerin yapılarını, boyutlarını, kompozisyonunu ve yörüngelerini ayrıntılı şekilde incelemek önemlidir. Asteroit çalışmalarını önemli kılan bir diğer faktörse uzay madenciliğidir. Özellikle gelecekte Güneş Sistemi'nin kolonizasyonu yapılacak olursa en kıymetli maden ve mineral kaynağı YYO'lar ve ana kuşak asteroitleri olacaktır. Özellikle YYO ve PTA'ların kompozisyon ve yörünge analizleri gelecekte yapılacak madencilik çalışmaları için kıymetli veriler olacaktır.

Çizelge 1. Tholen tayf sınıflandırması, renk ilişkisi (Dandy ve diğ. 2003).

Sınıf	$(B-V)$	$(V-R)$	$(V-I)$	$(V-Z)$
A	1.018	0.560	0.978	1.001
B	0.666	0.361	0.695	0.761
C	0.698	0.376	0.744	0.836
D	0.734	0.464	0.960	1.113
F	0.633	0.366	0.712	1.783
G	0.739	0.370	0.728	0.820
Q	0.817	0.424	0.725	0.720
R	0.905	0.479	0.479	0.743
S	0.846	0.475	0.889	0.965
T	0.769	0.447	0.910	1.033
V	0.810	0.413	0.651	0.619
X	0.697	0.410	0.818	0.924

Asteroitlerin Güneş Sistemi içerisinde yer aldıkları bölgeye göre yapılan sınıflandırmalarının dışında tayfsal sınıflandırılması da yapılmaktadır. Yıldızlarda olduğu gibi asteroitlerde de birden fazla sınıflandırma vardır ancak bunlardan en yaygın olanı Tholen sınıflandırmasıdır (Lazzaro ve diğ. 2004). Tholen sınıflandırması Sekiz Renkli Asteroit Araştırmasına (Eight-Color Asteroid Survey) dayanmaktadır. Bu araştırmada 589 cismin tayfı incelenmiştir. Her sınıf için ortalama renk indisleri Tholen (1984) tarafından verilmiştir. Bu indislerden elde edilen değerler Güneş tayfı, CCD ve filtre etkisi ile birleştirildiğinde Çizelge 1 elde edilmiştir (Dandy ve diğ. 2003). Sınıflandırma için renk indeksi kullanılarak elde edilen Tholen sınıflandırmasının yanı sıra Bus-DeMeo sistemi de kullanılmaktadır. Bu sistem Tholen (1984) ve Bus (1999) sınıflandırma sistemleriyle de uyumludur. Yapılan çalışmada yakın kızılöte ve kızılöte dalgaboylarında farklı sınıflarda yer alan cisimlerden alınan akının gözle görülür farklılıklar gösterdiği görülmüş ve buna bağlı olarak kategorize edilmiştir. Sınıflandırma yapılırken 371 cisim incelenerek Şekil 1'de yer alan tablo oluşturulmuştur (DeMeo ve diğ. 2009).

349 Dembowska asteroidi, 9 Aralık 1892 tarihinde Charlois



Şekil 1. Bus-DeMeo taksonomik sınıflandırma şablonu.

(1893) tarafından keşfedildi. Asteroidin ismi İtalyan astronom Ercole Dembowski'ye ithafen verilmiştir. Dembowski'nin ismi asteroit dışında bir de Ay kraterine verilmiştir. 349 Dembowska "JPL Küçük Gezegen Veri Tabanına" göre asteroit kuşağının iç kuşağında Jüpiter'in 7:3 rezonansından hemen önce yer alan, oldukça nadir bir tür olan R tipi bir asteroittir. 349 Dem yüksek bir albedo (p=0.384) değerine sahiptir. 349 Dem MPC veri tabanına göre 139.77±4.3 km çapa ve 6.4 kadir mutlak parlaklığa sahiptir. Cismin yarı büyük eksen uzunluğu a=2.92 AB olarak literatürde yer almaktadır (Giorgini ve diğ. 1996).

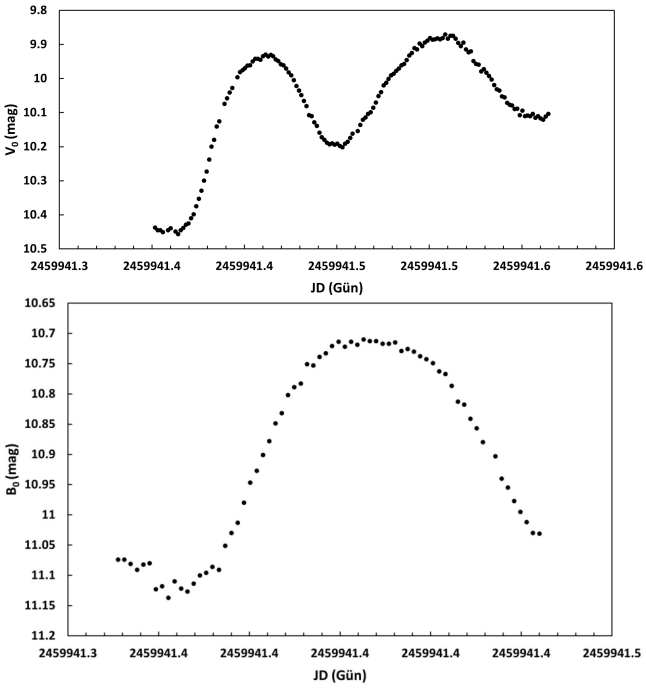
Bu çalışmada Ege Üniversitesi Gözlemevi Uygulama ve Araştırma Merkezi'nde 349 Dembowska asteroidinin fotometrik gözlemleri gerçekleştirildi. Yaptığımız gözlemleri inceleyerek 349 Dembowska'nın ışık eğrisini ortaya çıkardık. Işık eğrisi analizleriyle asteroidin parlaklık değişimini, dönemini, eksen oranını ve çap analizini gerçekleştirdik. 349 Dembowska ortalamanın üzerinde bir çapa sahip bir ana kuşak asteroididir. Gözlem penceremiz içerisinde gözlemevimizin konum, yükseklik ve fiziki şartlarını ele alarak tarama yaptığımızda gözlemlemeye en uygun cisim olarak 349 Dembowska tespit edilmiştir. Cismin geçmişten günümüze birçok farklı çalışması ve analizi mevcuttur. Bu çalışma kapsamında verisi eksik ve daha sönük bir cisim seçmememizin temel sebebi, çalışmamızın aynı zamanda gözlemevimizden yapılan ilk Güneş Sistemi nesnesi çalışmalarından biri olma özelliği de taşımasıdır. İyi bilinen ve gözlem koşullarını zorlamayacak bir cisim seçerek gözlemevimizden elde ettiğimiz verileri test etmiş olduk. Dolayısıyla çalışma aynı zamanda gözlemevinin fiziki ve aletsel koşullarının da bir testi olma özelliği taşımaktadır. Elde ettiğimiz verilerden aldığımız sonuçlardan görüleceği üzere gözlemevinin standartları Güneş Sistemi'nde yer alan küçük gezegenleri de gözlemlemeye uygundur.

2 Gözlemler

349 Dembowska gözlemleri, 27 Aralık 2022 tarihinde Ege Üniversitesi Gözlemevinin Schmidt-Casegrains türü 40 cm ayna çapına sahip MEADE teleskobuyla yapılmıştır. Teleskobumuzda ALTA U+42 2048×2048 CCD kamera bulunmaktadır. Gözlemler Bessel B ve V bandlarında yapılmıştır. Gözlemler 27 Aralık 2022 gecesi yapılmış olup toplamda 5.09 saat sürmüştür. Gözlemlerde V bandı için 40 saniye, B bandı için 50 saniye poz süresi kullanılmıştır. Elde edilen veriler `MaxIm DL` yazılımı kullanılarak aynı gece alınan bias, dark ve flat düzeltmeleriyle indirgenmiştir. 349 Dembowska asteroidinin ve gözlenen yıldızların kimliği Çizelge 2'de gösterilmiştir.

Çizelge 2. 349 Dembowska asteroidinin ve gece boyunca gözlenen yıldızların kimliği. Asteroidin konum değeri gecenin başında alınan ilk noktaya aittir parlaklık değerleri ise tüm gecenin ortalamasıdır.

Cisim	RA (h m s)	DEC (° ′ ″)	V (kadir)	B (kadir)
349 Dembowska	04 01 57	+29 05 46	10.07	10.89
TYC 1825 1921	04 01 43	+29 01 49	11.04	11.82
3UC239-024454	04 01 42	+29 06 16	12.91	14.45
3UC239-024479	04 01 56	+29 06 04	12.75	13.66



Şekil 2. 349 Dembowska asteroidinin V (üst panel) ve B (alt panel) bantlarındaki gözlemlerinden elde edilen ve bias, dark ve flat düzeltmeleri yapılmış ışık eğrisi.

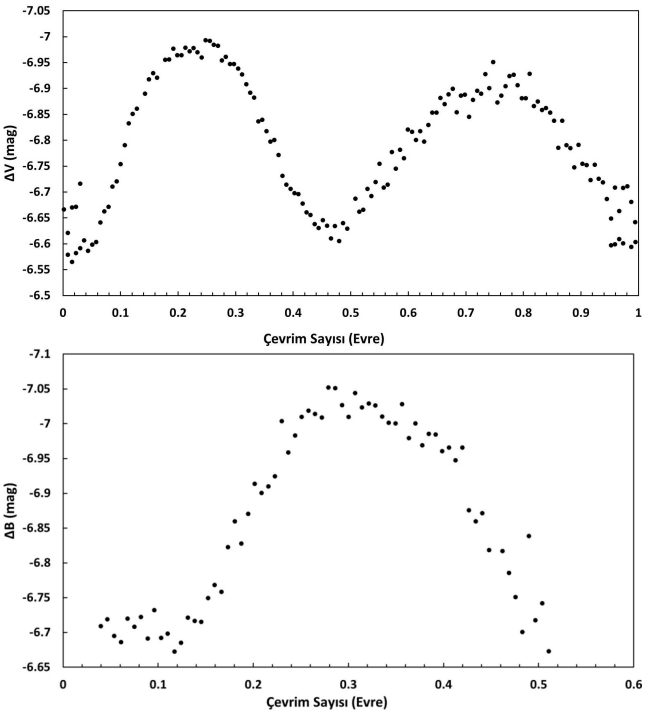
Çizelgenin birinci kolonunda cismin adı, ikinci kolonunda sağ açıklık değerleri, üçüncü kolonunda dik açıklık değerleri, dördüncü kolonunda V bandı parlaklıkları ve beşinci kolonunda B bandı parlaklıkları verilmiştir.

Gözlenen cisimlerin gökyüzündeki konumları oldukça yakın olsa da gece boyunca her cisim ayrı ayrı atmosferik sönükleştirme katsayısı kullanılarak atmosfer etkisinden arındırılmıştır.

27 Aralık 2022 tarihinde gözlemler Bessel BV bandlarında yapılmıştır. Gözlemlerde her iki filtrede de 154 nokta alınmıştır. Alınan noktalardan V filtresi için 149 tanesi, B filtresi için 67 tanesi uygun bulunmuş ve grafiklendirilmiştir. Yapılan gözlemler neticesinde V ve B bandlarında elde edilen veriler Şekil 2'te noktalanmıştır. Her iki grafikte de ışık değişimi net bir şekilde görülmektedir.

Yapılan gözlemlerde elde edilen mukayese ve denet yıldızlarının parlaklıklarıyla fark fotometrisi yapılarak gecelik ortalama hata payı hesaplanmıştır. Gecelik hata göz önüne alındığında asteroidin ışık değişiminin 3σ'dan fazla olduğu görülmüştür.

Şekil 2'de 349 Dembowska asteroidinin V bandı ışık



Şekil 3. 349 Dembowska asteroidinin V bandı (üst panel) ve B bandı (alt panel) ışık eğrileri. Dikey eksen $H-C2$ değerlerini, yatay eksen ise çevrim sayısını (evre) göstermektedir.

eğrisinde belirgin bir değişim görülmektedir. Bu değişimin en büyük kaynağı cismin kendi etrafındaki dönüşüdür. Işık eğrisinde asteroidin kendi etrafında bir tam turu görülebilmektedir. Cismin dönmesi kaynaklı ışık değişiminin yanı sıra parlaklığın da yükseliş içinde olduğu görülmektedir. Bu yükseliş hem aletsel ve atmosferik etkilerden hem de cismin yörüngesi üzerindeki hareketinden kaynaklanmakladır.

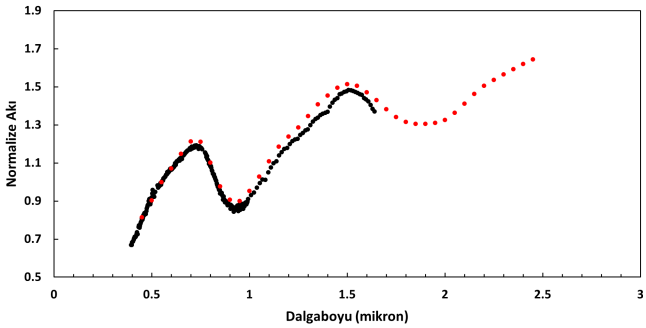
3 Analizler

27 Aralık 2022 tarihinde Ege Üniversitesi Gözlemevinde yapılan 349 Dembowska gözlemleri toplamda 5.09 saat sürmüştür. Gece boyunca toplamda 4 cisim gözlemlenmiştir; asteroit, referans yıldızı, mukayese yıldızı ve denet yıldızı. Referans yıldızı olarak TYC 1825 1921 seçilmiştir. Yıldızın B bandı parlaklığı 11.82 kadir, V bandı parlaklığı ise 11.04 kadirdir (Simbad Veritabanı). B ve V bandında yapılan gözlemler sonucunda her iki filtrede de 154 nokta alınmıştır. Hava şartları ve aletsel problemlerden kaynaklı olarak elemeler yapılmış ve B bandında 67, V bandında 149 nokta çalışmada kullanılmıştır. Cismin ortalama B bandı görünür parlaklığı 10.89 kadir, ortalama V bandı görünür parlaklığı ise 10.07 kadir olarak hesaplanmıştır. Asteroidin mutlak parlaklığına ulaşmak için "JPL Horizons System" (Giorgini ve diğ. 1996) verilerinden faydalanılmıştır. Sistemden veri noktaları için Δ, r ve φ açısı alınmıştır.

$$H_\alpha = V - 5\log(r\Delta) \tag{1}$$

Elde edilen bu veriler ve gözlem verileri Eşitlik 1'de kullanılarak cismin indirgenmiş parlaklığı hesaplanmıştır. Sonucunda H_α=6.47 olarak hesaplanmıştır. H_α değerlerinden mutlak parlaklığı elde etmek için;

$$H = H_\alpha + 2.5\log\left[(1-G)\phi_1(\alpha) + G\phi_2(\alpha)\right] \tag{2}$$



Şekil 4. 349 Dembowska asteroidinin Bus-DeMeo sınıflandırmasında yer alan R tipi asteroit grafiği ile karşılaştırması.

eşitliği kullanılmıştır. Eşitlikteki parlaklık eğimi (G) değeri literatürden 0.37 olarak alınmıştır. ϕ_1 ve ϕ_2 değerleri

$$\phi_i(\alpha) = e^{-A_i(\tan(\alpha/2))^{B_i}} \tag{3}$$

eşitliği kullanılarak hesaplanmıştır. Denklem aracığılıyla her gözlem noktası için ϕ_1 ve ϕ_2 değerleri bulunmuş ve Eşitlik 1'de kullanılarak H değeri elde edilmiştir. Bulunan ortalama H değeri H=5.96±0.037 kadir olmuştur. Elde edilen parlaklık değerleri her bir noktada mukayese yıldızından çıkarılarak fark fotometresi tekniği kullanılmıştır.

Sonrasında cismin ışık eğrisinden dönemi P=0.197 gün (4.73 saat) olarak hesaplanmıştır. Dönme dönemine bağlı olarak evre hesabı yapılmış ve sonucunda Şekil 3'de yer alan ışık eğrileri elde edilmiştir.

Elde edilen mutlak parlaklıklardan cismin $(B-V)$ analizi yapılmıştır. Analiz sonucunda; $(B-V)$=0.74 değeri elde edilmiştir. Bu değer kullanılarak asteroitlerin Tholen sınıfı bulunabilmektedir ancak elde edilen değer literatürle uyumsuz olduğu için Bus-DeMeo sistemine göre bir analiz daha yapılmıştır. Bu analizde cismin normalize akısı dalgaboyuna göre grafiklendirilmiş ve sınıflandırma anahtarında yer alan R tipi asteroitle karşılaştırılmıştır. Bunun sonucunda Şekil 6 elde edilmiştir

Buradan görülebileceği üzere cismimizin değerleri skalada yer alan R sınıfı asteroit değerleriyle oldukça uyumludur. Burada kullanılan veriler SMASS MIT (Binzel ve diğ. 2001) veri tabanından alınmıştır. Bundan dolayı Tholen ölçeğine göre değil Bus-DeMeo ölçeğine göre R sınıfı olarak kabul edilmiştir. R sınıfı asteroitler için albedo (p) değeri 0.384±0.025'tir.

Işık eğrisi incelenerek minimum genlik (A_{min}) değerleri bulunmuştur. Bulunan değer A_{min}=0.154 olmuştur. Elde edilen A_{min} değeri asteroidin büyük ve küçük eksen oranı hesaplanmasında kullanılmıştır.

$$\frac{a}{b} = 10^{\frac{A_{\text{min}}}{2.5}} \tag{4}$$

Bu eşitlik kullanılarak a/b oranı 1.152 olarak bulunmuştur. Elde edilen tüm sonuçlar ışığında son olarak asteroidin çapı

$$D = 10^{(3.1236-0.54\log_{10}(p)-0.2H)} = \frac{1329.23}{\sqrt{p}}10^{-0.2H} \tag{5}$$

eşitliğinden 137.31±11.52 km olarak hesaplanmıştır.

4 Sonuçlar ve Tartışma

Yapılan gözlem ve analizler sonucunda elde edilen ışık eğrisinin literatür çalışmalarıyla uyumlu olduğu görülmüştür (Zappala

ve diğ. 1990; di Martino ve diğ. 1987; Majaess ve diğ. 2008; Alton 2015; Colognese 2019). Gözlemlerin indirgenmesiyle elde edilen H değeri, çalışmamızda H=5.96 kadir olarak hesaplanmıştır. ALCDEF veri tabanı incelendiğinde literatürde yer alan H değerleri 5.84-6.34 kadir aralığında değişmektedir. Elde edilen sonuçlar yine literatüre uygundur.

Çalışmamızda V ve B bandında gözlemler yapıldığı için $(B-V)$ renk indisi değeri hesaplanabilmiştir. Elde edilen $(B-V)$ değeri $(B-V)$=0.74 kadir olmuştur. Elimizdeki değeri Çizelge 1'de yer alan Tholen sınıflandırması renk bağıntısı ile karşılaştırdığımızda değerlerin D ve G sınıfına yakın olduğu görülmüştür. Literatür taraması yapıldığında Tholen (1984) ve Bus & Binzel (2002), 349 Dem asteroidinin R sınıfına dahil edildiği görülmüştür, ancak Belskaya ve diğ. (2017)'nin çalışması incelendiğinde $(B-V)$ değerinin en yüksek olduğu A sınıfından daha büyük bir değer hesaplandığı görülmüştür. Bunların ışığında ikincil bir analizle Bus-DeMeo skalasına göre cisim tekrar analiz edilmiş ve Şekil 4'da görüldüğü üzere R sınıfı olduğu tespit edilmiştir. $(B-V)$ değerindeki problemin anlaşılması için ve asteroidin sınıflandırmasının teyit edilmesi veya yenilenmesi için daha fazla gözlem ve veriye ihtiyaç duyulmaktadır.

Elde ettiğimiz $(B-V)$ değeri literatürle uyuşmadığı için çalışmada Bus-DeMeo analizinden elde ettiğimiz sonuç kullanılmıştır. 349 Dem, R sınıfı, albedo değeri ise Tedesco ve diğ. (2004) tarafından hesaplanan ve NASA Planetary Data System'de yer alan p=0.384 olarak kabul edilmiştir. Elde ettiğimiz verilerden dönem analizi yaptığımızda cismin dönme dönemi P=4.73 saat olarak tespit edilmiştir. Literatür incelendiğinde periyodun 4.69-4.70 saat aralığında değiştiği görülmüştür. Elde ettiğimiz değer hata payı içerisinde literatürle uyumludur. En güncel dönem analizi Colognese (2019) tarafından yapılmış olup 4.69 saat değeri bulunmuştur. Asteroidin dönüş hızında bir değişim olup olmadığının belirlenmesi ve verinin hata aralığının daraltılması için ek gözlem ve verilere ihtiyaç duyulmaktadır.

Gözlem verilerimizin analiziyle asteroidin şekilsel yarı büyük eksen ve yarı küçük eksen oranı da hesaplanmıştır. Bu hesaplama yapılırken kullanılan A_{min} değeri 0.15 kadir olarak hesaplanmıştır. Literatür incelmesi yapıldığında bu değerin Alton (2015) tarafından 0.12 kadir, Colognese (2019) tarafından ise 0.08 kadir olarak hesapladığı görülmüştür. Farklı çalışmalarda geçen değerler ise bu aralıkta yer almaktadır. Bu çalışmalar incelendiğinde eksenler oranı (a/b), Colognese (2019) tarafından hesaplanmış ve 1.076 değeri bulunmuştur. Bizim çalışmamızda ise a/b değeri 1.152 olarak hesaplanmıştır.

Tüm bu veriler ışığında son hesapladığımız değer ise asteroidin çapı olmuştur. Literatür taramalarında (Tedesco ve diğ. 2004) 139.77 km, (Majaess ve diğ. 2008) 143 km, (Mainzer ve diğ. 2011) 216 km, (Usui ve diğ. 2011) 164.65 km, (Hanuš ve diğ. 2013) 162 km ve (Colognese 2019) 138.4 km olarak hesaplanmıştır. Asteroidin çapı ALCDEF veri tabanında 138.77, JPL veri tabanında 139.77 olarak yer almaktadır. Bizim çalışmamızda bulduğumuz değer ise 137.31 km olmuştur. Elde ettiğimiz değer literatürde yer alan verilerle uyumludur ve neredeyse tamamının hata payı aralığının içine girmektedir.

Yapılan gözlemler ve analizler sonucunda 349 Dembowska için çoğunlukla literatürle uyumlu sonuçlar elde edilmiştir. Literatürle uyumsuz verilerinse ek gözlem ve analizlerle tekrar incelenmesi gerekmektedir. Gözlemler sadece bir gece yapıldığı ve gözlem süresince cisim yalnızca bir tam tur döndüğü için her ne kadar indirgemeler yapılmış olsa da atmosferik durum ve aletsel problemlerden kaynaklı olarak hata payı geniş bir aralıkta çıkmıştır. Elde ettiğimiz değişim 3σ değerinin oldukça üzerindedir ancak yine de hata payı beklentimizin üzerinde çıkmıştır. Literatürle uyuşmayan sonuçların gözlemsel kusurlardan mı kaynaklandığı yoksa gerçek sonuçlar mı olduğunun tespiti için gözlem ve analizlerin devam ettirilmesi gerekmektedir.

Çalışmamızın bir diğer özelliği ise Ege Üniversitesi Gözlemevinde gerçekleştirilen ilk Güneş Sistemi çalışması olmasıdır. Sonuçlarımızdan görüldüğü üzere gözlemevinin yerleşkesi ve donanımı bu gözlemleri yapmak için uygun ve yeterlidir. Güneş Sistemi çalışmalarının ülkemizde oldukça az olduğu bilinmektedir. Dünya genelinde de küçük gezegenler görece popüler olmayan astronomi alanlarındandır. Dolayısıyla birçok cisimin özellikleri hala analiz edilmeyi beklemektedir. 349 Dembowska oldukça büyük bir çapa sahip ve parlaklığı yüksek bir cisimdir. Asteroidin keşfi ise neredeyse 150 yıl önce yapılmıştır. Buna rağmen çalışmamız ve literatür taramamızdan gördüğümüz üzere bazı parametrelerinin hala hesaplanıp güncellenmesi veya teyit edilmesine ihtiyaç duyulmaktadır. Giriş bölümünde bahsettiğimiz üzere küçük gezegen çalışmalarının önemi göz önüne alındığında üniversitemiz de kendi gözlemevi aracılığıyla bu alanda çalışmalar yürütebilir. Ege Üniversitesi Gözlemevi imkanlarıyla literatüre gerek keşif gerek bilinen asteroitlerin parametrelerinin belirlenmesi açısından birçok katkı sunulması mümkündür.

Kaynaklar

Alton K. B., 2015, Minor Planet Bulletin, 42, 146, ADS

Belskaya I. N., ve diğ., 2017, Icarus, 284, 30

Binzel R. P., Harris A. W., Bus S. J., Burbine T. H., 2001, Icarus, 151, 139

Bus S. J. B., 1999, PhD thesis, Massachusetts Institute of Technology

Bus S. J., Binzel R. P., 2002, Icarus, 158, 146

Charlois A., 1893, Bulletin Astronomique, Serie I, 10, 457, ADS

Colognese A., 2019, Minor Planet Bulletin, 46, 422, ADS

Dandy C. L., Fitzsimmons A., Collander-Brown S. J., 2003, Icarus, 163, 363

DeMeo F. E., Binzel R. P., Slivan S. M., Bus S. J., 2009, Icarus, 202, 160

Giorgini J. D., ve diğ., 1996, Bulletin of the American Astronomical Society, 28, 1158

Hanuš J., Marchis F., Ďurech J., 2013, Icarus, 226, 1045

Lazzaro D., Angeli C. A., Carvano J. M., Mothé-Diniz T., Duffard R., Florczak M., 2004, Icarus, 172, 179

Mainzer A., ve diğ., 2011, ApJ, 741, 90

Majaess D. J., Tanner J., Savoy J., Sampson B., 2008, Minor Planet Bulletin, 35, 88, ADS

Piazzi G., 1802, Della scoperta del nuovo pianeta Cerere Ferdinandea, ottavo tra i primari del nostro sistema solare. Nella Stamperia Reale, doi:10.3931/e-rara-2902

Sarma R., Baruah K., Sarma J. K., 2008, preprint, (arXiv:0810.0993)

Tedesco E. F., Noah P. V., Noah M., Price S. D., 2004, IRAS Minor Planet Survey V6.0, NASA Planetary Data System, id. IRAS-A-FPA-3-RDR-IMPS-V6.0

Tholen D. J., 1984, PhD thesis, University of Arizona

Usui F., ve diğ., 2011, PASJ, 63, 1117

Zappala V., Cellino A., Barucci A. M., Fulchignoni M., Lupishko D. F., 1990, A&A, 231, 548, ADS

di Martino M., Zappala V., de Sanctis G., Cacciatori S., 1987, Icarus, 69, 338

Access:
M25-0333: Turkish J.A&A — Vol.6, Issue 3.

TJAA Vol. **6**, *Special Issue*, *p.*350–352 (2025). DOI: 10.55064/tjaa.1598418 *Conference Paper*

Türkiye'den Gerçekleştirilen Şartlı Asteroit Keşiflerine Dair Bilgiler

Ulaş Duman Gerçek[1] ⋆, H. Aziz Kayihan[2,3], Görkem K. Öz[4], Yücel Kılıç[5] Orhan Erece[6,7] Mert Koçer[8]

[1] *Ege Üniversitesi, Fen Bilimleri Enstitüsü, Astronomi ve Uzay Bilimleri, 35000, Türkiye*
[2] *Popular Science Türkiye*
[3] *Akdeniz Üniversitesi, Uzay Bilimleri ve Teknolojileri Bölümü, 07000, Türkiye*
[4] *Kayseri Bilim Merkezi, 38000, Türkiye*
[5] *Instituto de Astrofísica de Andalucía (IAA-CSIC), İspanya*
[6] *TÜBİTAK, Türkiye*
[7] *Türkiye Ulusal Gözlemevleri, Türkiye*
[8] *Kuşadası Atatürk Ortaokulu, 09400, Türkiye*

Accepted: April 14, 2025. Revised: April 14, 2025. Received: December 9, 2024.

Özet
Bu çalışmada "Asteroit Kâşifi" projesi aracılığıyla gerçekleştirilen asteroit şartlı keşifleri, bu cisimlerin parametreleri ve projedeki gelişmeler hakkında ayrıntılı bilgiler sunulmaktadır. Çalışmamızda Türkiye'deki astronomların uzun yıllardır yürütülen bu çalışma sonucunda elde edilen asteroit keşifleri ve bu cisimlere ait ayrıntılı parametreler, proje sürecinde yapılan çalışmalar ve bir asteroidin keşif süreçleri hakkında bilgilendirilmesi amaçlanmıştır.

Abstract
This study presents detailed information about the provisional asteroid discoveries achieved through the Asteroit Kâşifi project along with the parameters of these celestial objects, and the project's developments. This study aims to provide the Turkish astronomical community with insights into asteroid discoveries, detailed parameters of these objects, the work conducted within the project, and the processes involved in asteroid discovery.

Anahtar Kelimeler: astrometry — minor planets — discovery notice — asteroids: general

1 Giriş

1801 yılında Ceres'in keşfiyle başlayan ve başta sadece döneminin büyük çaplı teleskoplarına sahip gözlemevlerinin dahil olabildiği asteroit keşif macerası geçtiğimiz 200 yılda tüm dünyaya yayıldı. Günümüzde Güneş Sistemi'nde büyük çoğunluğu Mars ve Jüpiter arasında yer alan ana asteroit kuşağında olmak üzere 1.4 milyonun üzerinde (740000 adet numaralandırılmış, 700000'e yakın şartlı-keşif statüsünde) asteroit ve ayrıca 4000'e yakın (585 adet numaralandırılmış, 3.400'e yakın şartlı-keşif statüsünde) kuyrukluyıldız tespit edilmiştir. Bu tespitlerin azımsanamayacak bir bölümü ise amatör astronomların katkılarıyla gerçekleşmiştir.

Amatör astronomların bir bölümü kendi imkânları ve basit gözlem ekipmanlarıyla keşifler gerçekleştirse de bu sistemlerle küçük çaplı ve sönük Güneş Sistemi cisimlerinin görüntülenmesi mümkün değildir. Aynı zamanda günümüzde oldukça büyük çaplara sahip Yer bazlı teleskopların ve uzay teleskoplarının sayısının artmasıyla astronomik veri miktarı da bilim insanlarını yetersiz bırakacak boyutlara ulaşmaktadır. Bu noktada halk tabanlı bilim çalışmaları gerçekten büyük etki yaratabilmektedir. 1970'li yıllarda başlatılan halk tabanlı bilim projelerine her geçen gün yenileri eklenmekte ve kapsamları genişletilmektedir. Bu çalışmalar hem bilim insanlarını görece basit ama fazlasıyla vakit alan işlerden uzaklaştırırken hem de büyük veri sorunun çözümlerinden biri olabilmektedir. Aynı zamanda halk tabanlı bilim çalışmaları çeşitli seviyelerden öğrencileri astronomi çalışmalarına dahil ederek, öğrencilerin gerçek bir bilimsel çalışmada yer almasını sağlar. Dolayısıyla bu çalışmalar öğrencilerin eğitimine büyük katkı sunmakta; ayrıca bilimsel çalışmalar ve verilerle tanışmalarını sağlamaktadır.

1.1 IASC

Uluslararası Astronomi Arama İşbirliği (International Astronomical Search Collaboration - IASC), 2006 yılında Hardin-Simmons Üniversitesinden Patrick Miller ve lisansüstü öğrencisi Jeff Davis tarafından öğrencilere Blanco teleskobunun görüntülerini sağlayıp asteroitleri tespit etmek amacıyla taramaları için kuruldu. (Miller ve diğ. 2024) 2007 yılında ARI'nın (Astronomical Research Institute) 60 ve 80 cm çaplı teleskopları kullanıldı. Bu teleskoplar artık yeni sönük cisimleri tespit etmekte yetersiz kaldığında, yeni bir işbirliği ile Pan-STARRS teleskobunun görüntüleri kullanıldı. IASC, 15 dakikalık aralıklar alınmış 4 görüntüden oluşan setleri, son dördün evresinden, diğer son dördün evresine kadar devam eden kampanya tarihleri süresince kendi sistemleri üzerinden öğrencilere sağladı. IASC bugün, NASA'nın da aralarında olduğu 20'den fazla uluslararası kuruluş ve enstitü tarafından desteklenmektedir.

⋆ bilgi@asteroitkasifi.com

© 2025 Turkish Astronomical Society (TAD)

1.2 Astreoit Kâşifi Projesi

Asteroit Kâşifi projesi (kısaca AK), 2017 yılında, Türkiye'deki farklı seviyelerden öğrencilerin asteroit keşif süreçlerine dahil olabilmesi amacıyla kurulmuştur. AK, IASC'in Türkiye kampanyalarını düzenlemekte ve yürütmektedir. Proje, 2017 yılında farklı yaş gruplarından öğrencilerin asteroit keşif süreçlerine dahil olarak astronomiyi bir bilim olarak daha yakından tanımaları ve Türkiye'nin ilk asteroit keşfinin gerçekleşmesi amacıyla başlatılmıştır. AK'nin bugüne dek düzenlemiş olduğu 27 ulusal kampanyaya 2800'ün üzerinde öğrenci dahil olmuştur. 361 farklı okula veya kuruma ait bu öğrenciler, önkeşif (preliminary) statüsünde 728, şartlı-keşif (provisional) statüsünde 48 asteroit tespit etmiştir. 1 asteroit ise numaralandırılmış ve isimlendirme başvurusu yapılmıştır.

2 Keşif Süreci

AK, öğrenciler veya amatörlerden oluşan takımlara görüntüler sağlamaktadır. Pan-STARRS teleskobundan alınan ve ön indirgemesi yapılmış görüntüler takımlarca Astrometrica programı aracılığıyla incelenir. Elde edilen sonuç raporları Küçük Gezegen Merkezine (MPC) iletilir. Raporlarda daha önce keşfedilmemiş bir asteroit olduğu tespit edildiğinde bu yeni cisim önkeşif statüsü kazanır. İlk defa gözlenmiş olan önkeşif statüsündeki bir asteroidin keşfinin doğrulanması için, aynı karşı konum döneminde, ikinci bir gecede tekrar gözlenmesi gerekmektedir. Eğer aynı karşı konum döneminde söz konusu asteroit tekrar gözlenemezse kaybedilmiş ilan edilir. Eğer asteroit ikinci bir gecede yeniden gözlenirse şartlı-keşif statüsü kazanır.

Şartlı keşiflerin numaralandırılarak keşif atfının yapılabilmesi için yörünge çözümlerinin hassas bir şekilde hesaplanmış olması gerekir; bu süreç genel olarak 3 ila 10 yıl kadar sürmektedir. Yörünge çözümlerindeki hassasiyet MPC tarafından tanımlanan belirsizlik (U) parametresi ile verilir. U parametresi 0 ile 9 arasında değişkenlik gösterir. Daha düşük bir U değeri yörünge çözümlerinin hassas bir şekilde yapıldığı anlamına gelir. Belirsizlik değeri 0 olan bir asteroidin yörüngesindeki 10 yıllık sapma 1 açısaniyesinden daha küçükken, 9 olan bir asteroidin yörüngesindeki 10 yıllık sapma 41 dereceden daha büyüktür. (MPC. 2011) MPC'ye rapor edilen tüm gözlemler bir algoritma kapsamında hesaplanarak yörünge parametreleri ve bunun sonucu olarak U parametresi güncellenmektedir. MPC, mevcut ilk rapor tarihinden sonra daha önce raporlanmış ancak doğruluğu tespit edilememiş gözlemleri de yörünge hesapları iyileştikçe asteroidin hesaplarına dahil eder. Bu bağlamda U parametresi 2 veya daha küçük olan asteroitler, ilk rapor tarihinden sonra en az 2 karşı konumda daha gözlenmişse (geçmişte kaç adet karşı konum gözleminin hesaplamaya katıldığına bakılmaksızın) numaralandırılır ve keşfin kim tarafından yapıldığı bu esnada belirlenir. Keşif, ilk rapor tarihi veya öncesinde en yakın ikinci gece gözlemi ile takip edilmiş olan gözlemevine/gözlemcilere atfedilir. (Spahr T. B., 2010) Numaralandırma ve keşif atfının yapılması insan müdahalesi olmadan algoritma tarafından otomatik olarak gerçekleştirilir.

3 Kampanya verileri

2017'den bu yana 27 farklı asteroit keşif kampanyası düzenlemiştir. Bu süreçte toplamda 361 okul veya takım ve 2.800'den fazla katılımcı projede yer almıştır. Tüm bu kampanyalar sonucunda toplamda 728 önkeşif gerçekleştirilmiştir. Bu önkeşiflerden 48 tanesi ikincil bir gözlemin ardından şartlı-keşif statüsüne kavuşmuştur. Bu süreçte 7 şartlı keşfin geçmişe yönelik gözlemleri incelendiğinde ilk rapor tarihini takip eden doğrulama gözleminden daha yakın iki gece gözlemleri tespit edildiği için, numaralandırılma esnasında keşfin ilk raporu yapanlardan farklı kişilere atfedileceği belirlenmiştir. Bunun haricindeki 41 şartlı-keşfin ise 20 tanesi 2 ve daha düşük yörünge belirsizliğine sahip olup keşif aşamasına oldukça yaklaşmıştır. Yörünge belirsizliği 2'nin üzerinde olan 21 asteroit için ise daha fazla gözlem verisi gerekmektedir. Tüm bu cisimlerin ayrıntılı listesi Çizelge 1'de sunulmuştur.

4 Sonuç

2017 ve 2024 yılları arasında yapılan toplamda 27 kampanyanın neticesinde elde edilen şartı keşiflerin listesi Çizelge 1'de görülmektedir. Listede keşif süreci devam edenler, keşif statüsü alanlar ve daha önce keşfedilmiş cisimlerle ilişkilendirilenler de belirtilmiştir. 7 yıllık çalışma ve 25 kampanyanın sonunda 2024 yılında AK projesi kuruluş amacına ulaşmış ve Türkiye'nin ilk asteroit keşfi gerçekleştirilmiştir. Düzce Bilim ve Sanat Merkezi tarafından 2021 yılında raporlanan 719840 (2021 EW19) numaralı ana kuşak asteroidi yörünge parametrelerinin hesaplanma sürecinin tamamlanmasıyla MPC tarafından numaralandırılmış ve keşif atfı yapılmıştır. Bu, Türkiye'den gerçekleştirilen ilk Güneş Sistemi cismi keşfidir ve isim verme hakkı, ölçümü yaparak raporu hazırlayan öğrencilere aittir. Bu cismin adı belirlenmiş, isim başvurusu yapılmıştır.

Kalan 41 şartlı keşfin sürekli olarak takibi yapılmakta ve numaralandırılması beklenmektedir. AK projesi kapsamında önümüzdeki 7 yıl içerisinde Türkiye'den asteroit keşfetmiş kişi sayısının 50'yi geçeceği öngörülmektedir.

Kaynaklar

MPC. 2011, Uncertainity Parameter U and Orbit Quality Codes, http://www.minorplanetcenter.org/iau/info/UValue.html
Miller P., ve diğ., 2024, PASP, 136, 024502
Spahr T. B., 2010, Minor Planet Electronic Circulars, 2010-U20

Access:
M25-0362: Turkish J.A&A — Vol.6, Issue 3.

Çizelge 1. Bugüne kadar Türkiye'den gerçekleştirilmiş tüm şartlı keşiflerin bir listesi. (**Durum: X**): Yörünge hassasiyeti arttıkça geçmiş şartlı keşiflerle ilişkilendirilen veya ilk rapor tarihinden daha eski bir en yakın 2 gece gözlemi (E.Y. 2G) bulunan cisimleri belirtir; bu cisimler numara aldığında keşif atfı Türkiye'den raporlanan gözlemcilere verilmeyecektir. (**Durum: U**): U parametresi 2 veya daha küçük olan cisimler. (**Durum: T**): Türkiye'den bir gözlemcinin raporladığı, numara ve keşif atıfı almış tek cisim. (**a**): Minor Planet Center tarafından asteroidlere verilen numara. N/A olarak belirtilen asteroitler henüz numara alma kriterlerini karşılamamış demektir. (**b**): Minor Planet Center tarafından iki gece gözlemi gerçekleştirilmiş cisimlere verilen şarlı keşif kodu. (**c**): Asteroidin Güneş Sistemi'ndeki yörüngesine bağlı türü. (**d**): Mutlak parlaklık. (**e**): Yıl cinsinden yörünge periyotu. (**f**): Yörüngenin tutulum düzlemi ile arasındaki açı (derece olarak). (**g**): Yörünge dışmerkezliği. (**h**): Cismin günlük ortalama hareketi (derece/gün cinsinden). (**i**): Astronomi birimi cinsinden yörüngenin yarı büyük eksen uzunluğu. (**j**): *Gözlem:* Cismin bugüne kadar yapılmış gözlem sayısı (01.09.2024 itibarıyla). (**k**): *Karşı konum:* Cismin bugüne kadar gözlendiği farklı karşı konum sayısı. (**l**): *İlk rapor tarihi:* Cismin MPC tarafından şartlı-keşif olarak belirlenmesini sağlayan iki gözlemden ilkinin tarihi (**m**): Cisimlerin numara verilmesini takiben belirlenen keşif tarihi. (**n**): *İlk gözlem tarihi:* MPC veri tabanında yer alan cisme dair taranmış en eski gözlem tarihinin yılı. (**o**): *En yakın iki gece gözlemi:* Cisimlerin keşif atıflarının verilmesini belirleyen, iLk rapor tarihi veya öncesindeki en yakın iki gece gözlemlerinin yılı. (**p**): Cisimlerin yörünge hesaplamalarının hassasiyetini veren belirsizlik değeri. (**r**): Bu sütunda AK projesi kapsamında yapılan çalışmalar sonucunda şartlı keşif statüsüne ulaşmış ancak yörünge belirsizliği azaldıkça geçmişte bağımsız olduğu düşülen şartlı keşiflerle eşleştirilmiş cisimlerin eski kodları yer almaktadır. MPC eski usülün aksine, artık en son atanan şartlı keşif kodunu kullanmaktadır.

Durum			No.	Şartlı Keşif	Tür	H	P	i	e	n	a	G.	KK.	İR	Keşif	İ.Göz.	EY.2G	U	Not
X	U	T	(a)	(b)	(c)	(d)	(e)	(f)	(g)	(h)	(i)	(j)	(k)	(l)	(m)	(n)	(o)	(p)	(r)
	U		N/A	2020 RO68	Main Belt	18.66	4.31	3.29695	0.217647	0.228804	2.647444	43	4	12.09.2020	N/A	2007	2020	0	N/A
	U		N/A	2020 SN34	Main Belt	17.38	5.70	11.72463	0.152097	0.172826	3.191997	41	5	16.09.2020	N/A	2003	2020	0	N/A
			N/A	2020 TE36	Main Belt	19.20	3.63	1.88623	0.217124	0.271491	2.362105	26	1	15.10.2020	N/A	2020	2020	3	N/A
			N/A	2020 TD62	Main Belt	20.07	3.56	1.23763	0.204116	0.276699	2.332369	23	3	15.10.2020	N/A	1995	2020	3	N/A
	U		N/A	2020 TE62	Main Belt	17.98	4.47	3.73871	0.083440	0.220385	2.714448	49	5	15.10.2020	N/A	2011	2020	1	N/A
X	U		N/A	2020 UJ11	Main Belt	18.00	5.33	2.11750	0.201414	0.184791	3.052687	32	4	20.10.2020	N/A	2009	2009	0	N/A
			N/A	2020 UA29	Main Belt	18.40	5.66	21.05282	0.242621	0.174176	3.175485	16	1	20.10.2020	N/A	2020	2020	4	N/A
	U		N/A	2020 VA21	Main Belt	19.30	4.93	16.85831	0.367033	0.199846	2.897383	18	2	13.11.2020	N/A	2015	2020	2	N/A
			N/A	2020 VK19	Main Belt	18.10	4.11	8.25968	0.162131	0.239665	2.566846	24	1	13.11.2020	N/A	2020	2020	4	N/A
			N/A	2020 WK12	Main Belt	18.50	4.11	16.18940	0.111407	0.239866	2.565409	16	1	19.11.2020	N/A	2020	2020	5	N/A
X			N/A	2020 WJ12	Main Belt	19.53	3.41	3.66639	0.168249	0.289255	2.264377	52	5	19.11.2020	N/A	2011	2015	0	N/A
	U		N/A	2020 WM6	Main Belt	18.40	4.35	6.53203	0.176149	0.226421	2.665990	30	5	19.11.2020	N/A	2011	2020	0	N/A
	U		N/A	2021 DZ5	Main Belt	18.92	3.44	5.77947	0.111748	0.286376	2.279530	38	4	16.02.2021	N/A	2014	2020	1	N/A
		T	719840	2021 EW19	Main Belt	17.69	4.44	4.95532	0.095762	0.222172	2.699871	72	10	15.03.2021	15.03.2021	2010	2021	0	N/A
			N/A	2021 JR31	Main Belt	17.40	5.76	26.23367	0.103258	0.171108	3.213334	18	1	03.05.2021	N/A	2021	2021	3	N/A
			N/A	2021 JC36	Jupiter Trojan	15.31	11.61	7.66035	0.100142	0.084901	5.126956	15	1	13.05.2021	N/A	2021	2021	4	N/A
			N/A	2021 JO35	Main Belt	19.10	3.50	1.43138	0.178734	0.281303	2.306853	12	1	15.05.2021	N/A	2021	2021	6	N/A
X			585763	2019 CR10	Main Belt	16.50	5.79	2.23992	0.126231	0.170144	3.225457	182	14	15.09.2004	15.09.2004	2004	2004	0	2004 RG285
	U		N/A	2019 JC60	Main Belt	18.93	4.23	13.96576	0.227157	0.232930	2.616089	25	3	01.05.2019	N/A	2015	2019	2	N/A
X			N/A	2020 OR43	Main Belt	18.35	4.33	1.96012	0.066596	0.227619	2.656629	40	5	18.07.2020	N/A	2015	2015	0	N/A
			N/A	2020 RV71	Main Belt	18.10	4.48	1.78871	0.100875	0.219924	2.718242	18	1	13.09.2020	N/A	2020	2020	5	N/A
			N/A	2021 DF16	Main Belt	17.10	6.90	26.81368	0.219813	0.142856	3.624127	18	1	22.02.2021	N/A	2021	2021	3	N/A
			N/A	2021 WV1	Apollo	28.51	1.08	1.78938	0.106347	0.912777	1.052509	43	1	27.11.2021	N/A	2021	2021	5	N/A
			N/A	2022 DZ22	Main Belt	18.57	4.19	11.06227	0.157730	0.235122	2.599805	11	1	27.02.2022	N/A	2022	2022	6	N/A
			N/A	2022 DS14	Main Belt	19.19	4.34	8.43441	0.268766	0.227066	2.660940	18	1	27.02.2022	N/A	2022	2022	5	N/A
			N/A	2022 GL19	Main Belt	18.09	4.32	14.24576	0.088322	0.227950	2.654053	9	1	07.04.2022	N/A	2022	2022	7	N/A
	U		N/A	2022 GZ9	Main Belt	18.15	4.11	4.90848	0.142175	0.239784	2.565997	16	3	07.04.2022	N/A	2016	2022	2	N/A
X			N/A	2022 SR199	Main Belt	18.15	5.44	3.25444	0.221949	0.181012	3.095031	38	1	26.09.2011	N/A	2011	2011	3	2011 SG154
			N/A	2022 SO113	Apollo	23.57	1.31	2.49041	0.202430	0.754265	1.195235	102	1	23.09.2022	N/A	2022	2022	3	N/A
	U		N/A	2022 SA154	Main Belt	17.99	4.48	4.37894	0.038239	0.219910	2.718351	45	7	26.09.2022	N/A	2006	2022	0	N/A
			N/A	2022 SZ124	Main Belt	17.80	5.58	9.44821	0.142352	0.176547	3.146986	30	2	26.09.2022	N/A	2016	2022	3	N/A
	U		N/A	2022 UL28	Main Belt	18.28	4.10	3.55053	0.295390	0.240621	2.560039	53	3	19.10.2022	N/A	2014	2022	2	N/A
X			N/A	2022 UX34	Main Belt	17.44	4.35	13.02971	0.132394	0.226657	2.664134	94	6	24.11.2009	N/A	2009	2009	0	2009 WE191
	U		N/A	2022 US41	Jupiter Trojan	15.16	11.95	6.52585	0.138315	0.082484	5.226661	47	6	21.10.2022	N/A	2010	2022	1	N/A
			N/A	2022 UP129	Main Belt	18.92	4.52	9.47185	0.227941	0.217899	2.735053	9	1	31.10.2022	N/A	2022	2022	5	N/A
	U		N/A	2022 WL31	Main Belt	18.15	5.47	12.83787	0.124534	0.180202	3.104290	23	4	16.11.2022	N/A	2011	2022	0	N/A
	U		N/A	2022 GN26	Main Belt	18.19	4.50	6.94759	0.170735	0.219256	2.723755	38	4	07.04.2022	N/A	2014	2022	1	N/A
	U		N/A	2023 FH22	Main Belt	19.21	3.57	2.34082	0.129774	0.276125	2.335603	25	5	16.03.2023	N/A	2012	2023	0	N/A
	U		N/A	2021 DZ17	Main Belt	18.31	3.86	3.82042	0.1602734	0.2550445	2.4625888	51	7	16.02.2021	N/A	2003	2021	0	N/A
	U		N/A	2021 DO18	Hungaria	20.1	2.54	19.01741	0.082462	0.387516	1.8632714	33	3	16.02.2021	N/A	2017	2021	1	N/A
	U		N/A	2021 EW55	Main Belt	18.08	4.24	22.28856	0.0264925	0.2322523	2.6211745	22	3	15.03.2021	N/A	2014	2021	2	N/A
			N/A	2022 SC311	Main Belt	17.24	6.34	11.5565	0.1261651	0.1553734	3.4267694	13	1	19.09.2022	N/A	2022	2022	4	N/A
			N/A	2022 UM160	Main Belt	19.83	3.57	3.27704	0.1671994	0.275863	2.3370801	13	1	23.10.2022	N/A	2022	2022	6	N/A
X			N/A	2021 CZ53	Main Belt	17.75	4.56	11.60077	0.0589876	0.2161486	2.7497992	41	6	08.02.2021	N/A	2000	2014	0	N/A
			N/A	2021 JM72	Main Belt	18.5	4.62	6.55868	0.1264014	0.2131585	2.7754545	11	1	05.05.2021	N/A	2021	2021	5	N/A
			N/A	2021 RJ242	Main Belt	18.18	5.07	1.72559	0.1633193	0.1944677	2.9505583	11	1	04.09.2021	N/A	2021	2021	9	N/A
	U		N/A	2022 HT22	Main Belt	17.13	5.66	13.14447	0.2941247	0.1739858	3.1778015	49	5	26.04.2022	N/A	2012	2022	1	N/A
	U		N/A	2023 QD45	Main Belt	17.79	5.51	11.89944	0.230764	0.1787985	3.1205173	33	3	18.08.2023	N/A	2012	2023	2	N/A

TJAA Vol. **6**, *Special Issue*, *p.*353–356 (2025). DOI: 10.55064/tjaa.1593941 *Conference Paper*

Seçilen Açık Yıldız Kümelerinin Fotometrisi

Aybike Ediz[1,2] ⋆, Erkan Güler[1,2], Ömer L. Değirmenci[1]
[1] *Ege Üniversitesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri, 35000 İzmir, Türkiye*
[2] *Ege Üniversitesi, Fen Bilimleri Enstitüsü, 35000 İzmir, Türkiye*

Accepted: May 5, 2025. Revised: May 5, 2025. Received: November 30, 2024.

Özet
Bu çalışmada, Crawford (1960) sisteminde tanımlanan ve yıldızlararası kızıllaşmadan etkilenmeyen beta parametresini kullanarak, seçilen beş açık yıldız kümesinin yıldızlarına ilişkin gerçek uzaklık modüllerini belirlemek ve gözlemsel verilerden yararlanarak onların özgün renk ölçeklerini ve görsel salt parlaklıklarını tahmin edebileceğimiz ilişkileri elde etmek amaçlanmıştır. Kümelerin, WEBDA veri tabanından alınan gözlemsel UBV ve $ubvy\beta$ verileri yardımıyla her bir kümeye ilişkin çeşitli diyagramlar oluşturulmuş, bu diyagramlara ilişkin anakollar ön ve geri tayf türünden yıldızlar için literatürde verilen kuramsal sıfır yaş anakolları ile çakıştırılarak söz konusu kümelerin renk artıkları, görsel bölgedeki toplam sönükleşme miktarları, uzaklık modülü ve uzaklıkları belirlenmiştir. UBV ve $ubvy\beta$ sistemlerinde tanımlanan V, $(B-V)$, $(b-y)$, β, m_1, c_1, δm_1 ve δc_1 parametreleri kullanılarak ön tür yıldızların özgün renk ölçeklerini ve görsel salt parlaklıklarını tahmin etmekte kullanılacak kızıllaşma bağıntıları geliştirilmiştir. Elde edilen kızıllaşma bağıntıları kullanılarak, UBV ve $ubvy\beta$ gözlemleri bulunan yıldızların özgün renk ölçeklerinin 0.02 kadir ve görsel salt parlaklıklarının 0.32 kadir hassasiyetle tahmin edilebildiği anlaşılmıştır.

Abstract
In this study it is aimed to determine the true distance moduli of the member stars of five selected open clusters using the beta parameter defined in the Crawford (1960) system, which is not affected by interstellar reddening, and to derive relationships that can be used to estimate their intrinsic color indices and visual absolute magnitudes from observational data. Various diagrams were constructed for each cluster using observational UBV and $ubvy\beta$ data obtained from the WEBDA database and for each cluster by matching the observed main sequences of their early and late-type stars with the theoretical zero-age main sequences obtained from the literature their color excesses, the total extinction amounts in the visual region, the distance moduli and the distances were determined. Calibration relations were developed using the parameters V, $(B-V)$, $(b-y)$, β, m_1, c_1, δm_1, δc_1 defined in the UBV and $ubvy\beta$ photometric systems to estimate the intrinsic color indices and visual absolute magnitudes of early type main sequence stars. The results show that the obtained relations can predict the intrinsic color indices with a precision of 0.02 mag and their visual absolute magnitudes with a precision of 0.32 mag for stars having UBV and $ubvy\beta$ observations.

Anahtar Kelimeler: Catalogues:WEBDA, (stars:) Hertzsprung–Russell and colour–magnitude diagrams, clusters: individual: NGC 663, NGC 869, NGC 884, NGC 1039, NGC 2264

1 Giriş

Galaksi diskinde yer alan ve genellikle genç yıldızlardan oluşan açık kümeler, yıldızların oluşum ve evrim süreçlerini incelemek ve galaksinin yapısı ve dinamiğini anlamak için önemli bilgiler sunar. Açık kümelerdeki yıldızlar, aynı gaz ve toz bulutundan oluştukları için benzer kimyasal bileşime, yaş ve uzaklığa sahiptirler. Bundan dolayı, açık kümelerin fotometrik analizinin yapılması, küme yıldızlarının fiziksel ve kimyasal özelliklerinin belirlenmesine olanak tanır. Elde edilen veriler kümenin yaşı, uzaklığı, metal bolluğu ve küme doğrultusundaki yıldızlararası ortam hakkında bilgi edinmemizi sağlar.

WEBDA'dan yaptığımız tarama ile UBV ve $ubvy\beta$ gözlemleri mevcut olan kümeler araştırılmış, çok sayıda küme arasından yeterli ve uygun verileri olanlar belirlenmiştir. Seçilen kümelere ilişkin veriler Çizelge 1'de verilmiştir.

Seçilen kümelere ilişkin $V-(B-V)$ ve $V-\beta$ diyagramları oluşturularak Şekil 1'de gösterilmiştir. Şekilde sol paneldeki sıfır yaş anakolu (ZAMS) Johnson (1966)'dan, sağ paneldeki ise ön tür yıldızlar için Crawford (1978)'den ve geri türler için de Crawford & Barnes (1974)'ten alınmıştır.

Şekil 1'de kuramsal sıfır yaş anakolları uygun şekilde kaydırılarak kümelerin gözlenen anakolları ile en iyi uyum sağlanmaya çalışılmıştır. Bu çakıştırmalar sonucunda elde edilen veriler Çizelge 2'de sunulmuştur.

Crawford (1960) sisteminde tanımlanan beta parametresi (β), Hβ çizgisinin eşdeğer genişliğini ölçen, filtrelerinin uygun seçilimi nedeniyle yıldızlararası kızıllaşmadan etkilenmeyen ve özellikle ön tür yıldızlar için ışınım gücünün mükemmel belirteci olan bir renk ölçeğidir. Bu nedenle, Şekil 1 sol paneldeki kızıllaşma eğrileri hem yatay hem düşey eksen doğrultusunda kaydırılmış iken sağ paneldeki kızıllaşma eğrileri yalnızca yatay eksen doğrultusunda kaydırılmıştır. Bunlara ek olarak, V bandındaki toplam soğurma hesabı için literatürde verilen

$$A_V \approx 3.1 \times E(B-V) \quad (1)$$

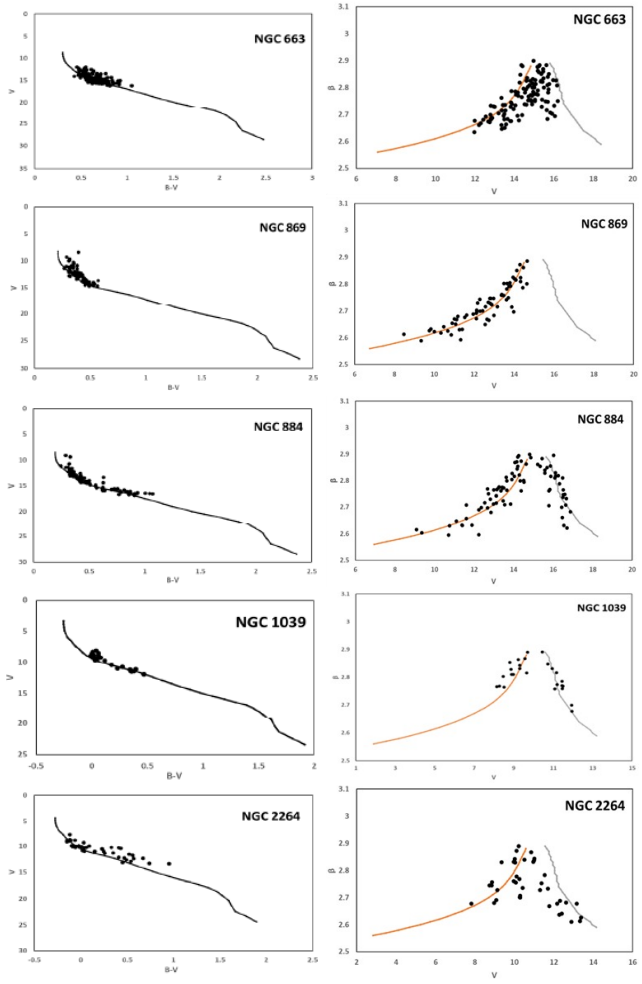
ortalama yasası esas alınmıştır.

⋆ aybike.ediz@gmail.com

© 2025 Turkish Astronomical Society (TAD)

Çizelge 1. Seçilen açık yıldız kümelerinin ekvatoral ve Galaktik koordinat sistemlerindeki konumlarına ait veriler WEBDA'dan alınmıştır.

Küme Adı	RA (h m s)	DEC (° ′ ″)	Galaktik Boylam (°)	Galaktik Enlem (°)	Uzaklık (pc)	Kızıllaşma (kadir)	Uzaklık Modülü (kadir)	$\log(t)$ (yıl)
NGC 663	01 46 09	+61 14 06	129.467	-0.941	1952	0.780	13.87	7.209
NGC 869	02 19 00	+57 07 42	134.632	-3.741	2079	0.575	13.37	7.069
NGC 884	02 22 18	+57 08 12	135.052	-3.582	2345	0.560	13.59	7.032
NGC 1039	02 42 05	+42 45 42	143.658	-15.613	499	0.070	8.71	8.249
NGC 2264	06 40 58	+09 53 42	202.936	2.196	667	0.051	9.28	6.954



Şekil 1. Seçilen kümelere ilişkin WEBDA'dan alınan verilerle oluşturulan $V-(B-V)$ (sol panel) ve $V-\beta$ (sağ panel) diyagramları. (**Sol panel**) İçi dolu daireler kümeye ait yıldızları, siyah çizgiler sıfır yaş anakolu temsil etmektedir. (**Sağ panel**) İçi dolu daireler kümeye ait yıldızları, turuncu çizgiler ön tür yıldızlar için standart kolları ve siyah çizgiler geri tür yıldızlar için standart kolları temsil etmektedir.

2 Özgün Renk Ölçeği ve Görsel Salt Parlaklık Kızıllaşma Bağıntısı

Çalışmanın hedefi, kümelerin WEBDA'dan alınmış fotometrik verileri yardımıyla ön tayf türü yıldızlar için $(b-y)_0$ özgün renk ölçeği ve M_V görsel salt parlaklığını tahmin edebileceğimiz kızıllaşma bağıntılarını elde etmektir. Kullanacağımız fotometrik nicelikler UBV sisteminin V parlaklıkları, $ubvy\beta$ sisteminde tanımlanan $(b-y)$, β, $m_1, c_1, \delta m_1$ ve δc_1 nicelikleridir. $ubvy\beta$ sisteminin m_1 ve c_1 nicelikleri şöyle tanımlanırlar:

$$m_1 = (v-b)-(b-y) \quad (2)$$

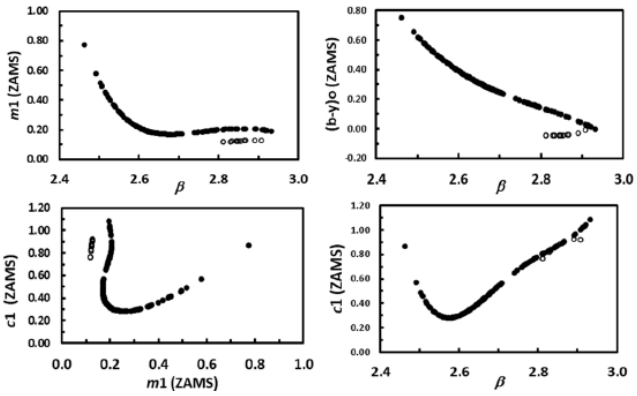
$$c_1 = (u-v)-(v-b) \quad (3)$$

Burada m_1 ölçeği, tayf çizgilerinin bloklama etkisini ölçerken c_1 ölçeği ise Balmer düşmesinin bir ölçüsünü verir. Sonuç itibariyle m_1, metal bolluğuna ilişkin bilgileri, c_1 ise yıldızın evrimsel durumuna ilişkin bilgiyi içerir.

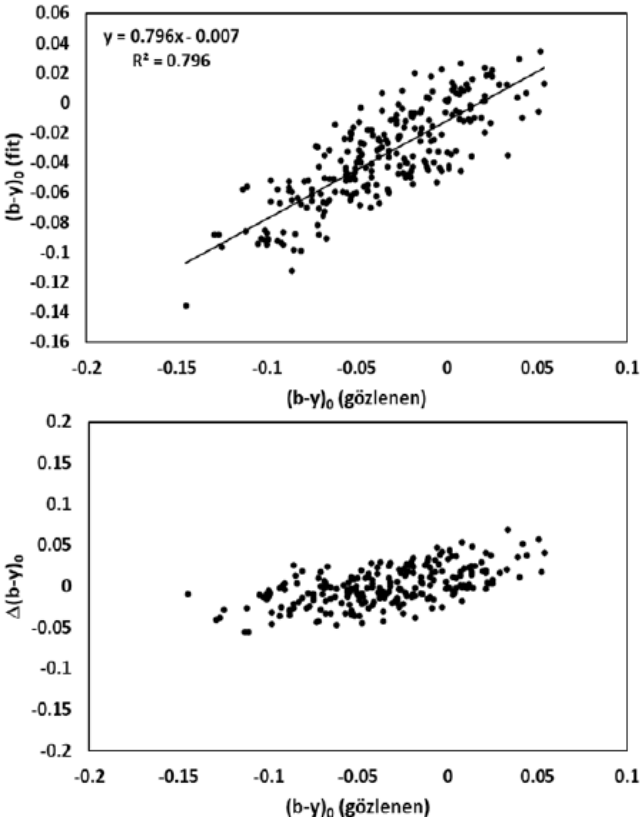
Hβ çizgisinin eşdeğer genişliği A2 tayf türünde maksimuma ulaşır. Bundan daha ön ya da daha geri tayf türlerine gidildikçe Hβ çizgi şiddeti de zayıflar. Bu nedenle, daha ön ya da daha geri tayf türünden anakol yıldızları için kızıllaşma eğrilerini dikkatli kullanmak gerekir. Yıldızın A2'ye göre ön ya da geri türden olup olmadığına karar vermek gerekir. Bu ayrımı yapmak için önceki bölümde değindiğimiz yazarlar tarafından verilen kızıllaşma eğrileri kullanılmıştır. Örnek kızıllaşma eğrileri Şekil 2'de gösterilmiştir. Özgün renk ölçeği ve görsel salt parlaklık kızıllaşma hesaplamaları için seçilen açık küme yıldızlarının,

Çizelge 2. Seçilen kümelere ilişkin $V-(B-V)$ renk parlaklık diyagramlarından, anakol çakıştırılması yöntemi ile elde edilen renk artığı, toplam soğurma, uzaklık modülü ve uzaklık değerleri.

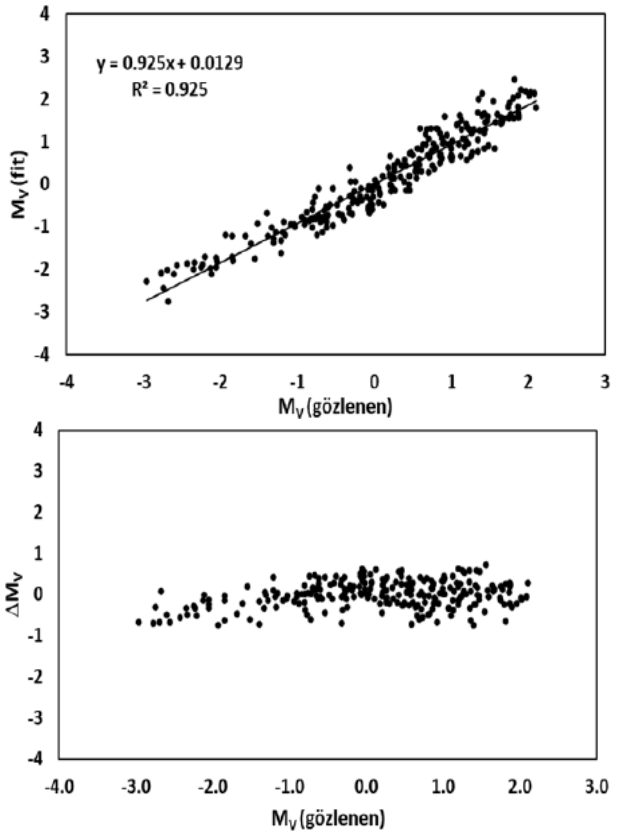
Küme	$E(B-V)$ (kadir)	A_V (kadir)	$(m-M_V)$ (kadir)	$(m-M_V)_0$ (kadir)	d (pc)
NGC 663	0.635	1.968	13.600	11.632	2120
NGC 869	0.540	1.674	13.268	11.594	2084
NGC 884	0.525	1.628	13.450	11.822	2315
NGC 1039	0.075	0.232	8.400	8.168	430
NGC 2264	0.055	0.171	9.350	9.179	685



Şekil 2. $ubvy\beta$, sistemine ilişkin kuramsal iki boyutlu diyagramlar. İçi boş ve dolu daireler, sırasıyla, ön ve geri tür yıldızları göstermektedir.



Şekil 3. (Üst panel) Gözlenen özgün renk ölçekleri ile Eşitlik 5 ile hesaplanan özgün renk ölçeklerinin karşılaştırması. (Alt panel) Gözlenen ve hesaplanan özgün renk ölçeklerinin farkı.



Şekil 4. (Üst panel) Gözlenen salt parlaklıklar ile hesaplanan salt parlaklıkların karşılaştırması. (Alt panel) Gözlenen ve hesaplanan salt parlaklıkların farkları.

UBV ve $ubvy\beta$ verileri mevcut olan yıldızlar kullanılmıştır. Bu çalışmada yalnızca ön tayf türü yıldızlara ilişkin kızıllaşma bağıntıları araştırılmıştır. Bu şekilde $(b{-}y)_0$ özgün renk ölçeği için 239 ve M_V görsel salt parlaklık kızıllaşma bağıntısı için 259 yıldız belirlenmiş ve kullanılmıştır.

2.1 Özgün Renk Ölçeği Kızıllaşma Bağıntısı

Gözlenen fotometrik niceliklerden $(b{-}y)_0$ özgün renk ölçeğinin elde edilebilmesi için β, $(b{-}y)$, $(m_1)_0$, $(c_1)_0$, δm_1 ve δc_1 nicelikleri kullanılmıştır. Burada $(m_1)_0$ ve $(c_1)_0$ nicelikleri gözlem yıldızının kendisiyle aynı β değerine sahip ZAMS yıldızının m_1 ve c_1 değerleri iken, δm_1 ve δc_1 nicelikleri ise; $\delta m_1{=}m_1{-}(m_1)_0$ ve $\delta c_1{=}c_1{-}(c_1)_0$ şeklinde tanımlanırlar. Özgün renk ölçeği için şöyle bir kızıllaşma bağıntısı varsayılmıştır:

$$(b-y)_0(\text{fit}) = a(b-y) + b\beta + c(m_1)_0 + d(c_1)_0 + e\delta m_1 + f\delta c_1 \quad (4)$$

Bu bağıntıda yıldızlararası soğurmadan etkilenen ve etkilenmeyen nicelikler bir arada bulunmaktadır. Ayrıca m_1 ve c_1 ölçekleri aracılığıyla yıldızın metal bolluğu ve evrim durumu da hesaba katılmış olmaktadır. Eldeki verilere en küçük kareler yöntemi uygulanarak küme yıldızlarının özgün renk ölçekleri için aşağıdaki kızıllaşma bağıntısı elde edilmiştir:

$$(b-y)_0(\text{fit}) = 0.117(b-y) - 0.079\beta + 0.848(m_1)_0 + 0.068(c_1)_0 + 0.027\delta m_1 + 0.086\delta c_1 \quad (5)$$

Küme yıldızlarının gözlenen $(b{-}y)$ renk ölçekleri ve $E(B{-}V)$ renk artıkları kullanılarak, $E(b{-}y){=}0.7{\times}E(B{-}V)$ ortalama ilişkisi Golay (1974) yardımıyla özgün renk ölçekleri, $(b{-}y)_0$(gözlenen), elde edilmiştir. Bu değerler, Eşitlik 5 ile hesaplanan özgün renk ölçekleri $(b{-}y)_0$(fit) ile karşılaştırılmış ve sonuçlar Şekil 3 üst panelde gösterilmiştir. Gözlenen ve kızıllaşma bağıntısından elde edilen özgün renk ölçekleri arasındaki farklar ise Şekil 3 alt panelde gösterilmiştir. Bu farkların standart sapması 0.02 kadir olarak hesaplanmıştır. Sonuç olarak, Eşitlik 5, bir yıldızın $(b{-}y)_0$ özgün renk ölçeğini 0.02 kadir duyarlılıkla belirlemeyi mümkün kılmaktadır.

2.2 Görsel Salt Parlaklık Kızıllaşma Bağıntısı

Görsel salt parlaklık M_V için; $V, (B-V), \beta, (m_1)_0, (c_1)_0, \delta m_1$ ve δc_1 fotometrik niceliklerinin doğrusal bir kombinasyonu olacak şekilde bir kızıllaşma bağıntısı araştırılmıştır. Kalibrasyon yıldızlarının M_V(gözlenen) gözlenen görsel salt parlaklıkları, onların gözlenen V parlaklıkları ve ait oldukları kümeye ilişkin $V{-}(B{-}V)$ diyagramlarından elde edilen uzaklık modüllerinden yararlanılarak belirlenmiştir. Sonuç olarak, yine en küçük kareler yöntemi kullanılarak görsel salt parlaklıklar için aşağıdaki kalibrasyon bağıntısı elde edilmiştir:

$$M_V(\text{fit}) = 0.106V + 0.081(B-V) - 2.052\beta + 17.895(m_1)_0 + 3.403(c_1)_0 - 0.127\delta m_1 + 4.004\delta c_1 \quad (6)$$

Kalibrasyon bağıntısı ile elde edilen salt parlaklıkların gözlenen salt parlaklıklarla karşılaştırması Şekil 4 üst panelde, farkları

ise alt panelde gösterilmiştir. Farkların standart sapması 0.32 kadirdir. Başka bir deyişle, Eşitlik 6 yardımıyla yıldızların görsel salt parlaklıkları 0.32 kadir duyarlıkla tahmin edilebilmektedir.

3 Sonuçlar ve Tartışma

Beta parametresinin, ön tayf türünden yıldızların ışınım sınıflarını güçlü bir şekilde belirlediği gerçeğinden yola çıkarak, ön tayf türü yıldızlar için hem görsel salt parlaklığı hem de özgün renk ölçeklerini tahmin edebileceğimiz bağıntılar elde ettik. Bu bağlamda WEBDA veri tabanından seçtiğimiz beş açık yıldız kümesinin ön tayf türünden yıldızlarını $V-\beta$ diyagramı yardımıyla tespit ettik. Seçilen kümelere ait tüm ön tür yıldızların verilerini bir araya getirerek bir birleşik veri seti elde ettik. Bu veri seti içerisinde özgün renk ölçekleri ve görsel salt parlaklıkları V, $(B-V)$, $(b-y)$, β, $(m_1)_0$, $(c_1)_0$, δm_1 ve δc_1 parametrelerinin doğrusal fonksiyonları olarak varsayarak analizlerimizi gerçekleştirdik. Elde ettiğimiz kalibrasyon bağıntıları yardımıyla küme yıldızlarının özgün renk ölçekleri 0.02 kadir ve görsel salt parlaklıkları da 0.32 kadir duyarlıkla tahmin edilebilmiştir. Bu duyarlılıklar özellikle görsel salt parlaklık için oldukça iyidir.

Bu çalışma Aksaç ve diğ. (2016) çalışmasının devamı niteliğindedir. Önceki çalışmada geri tayf türünden yıldızlar için kalibrasyon bağıntıları elde edilmişken bizim çalışmamızda ön tayf türünden yıldızlar için hesaplamalar yapılmıştır. Değirmenci ve diğerlerinin bildirisinde, özgün renk ölçeği ve görsel salt parlaklık için elde edilen bağıntılar sırasıyla 0.03 kadir ve 0.28 kadir duyarlılıkla sonuçlanmıştır. Her iki çalışmada da sıfır yaş anakolu (ZAMS) ile yapılan çakıştırmalar, Crawford (1960, 1978) ve Crawford & Barnes (1974) gibi temel referanslara dayanarak kızıllaşma, soğurma ve uzaklık modüllerinin belirlenmesinde benzer fotometrik verilerin kullanılmasını sağlamıştır.

Kümelerin, Eşitlik 6 kullanılarak belirlenen uzaklık modülleri ile WEBDA'dan alınan değerlerin karşılaştırması Çizelge 3'te sunulmuştur. Çizelgeden görüldüğü üzere, elde edilen kalibrasyon bağıntısı yardımıyla hesaplanan uzaklık modülleri, WEBDA verileriyle uyumludur. Burada elde ettiğimiz kalibrasyon bağıntıları yalnızca bu çalışmada seçilen kümeler için değil, aynı zamanda nispeten yakın diğer açık yıldız kümeleri için de kullanılabilir. Bağıntıların küme üyesi olmayan alan yıldızları için de kullanılabilir olup olmadığı ise devam edecek çalışmalarımızda test edilecektir.

Çizelge 3. Seçilen kümelere ilişkin Eşitlik 6 yardımıyla elde edilen uzaklık modüllerinin, WEBDA verileri ile karşılaştırması.

	$(m-M_V)$	
Küme	Hesaplanan	WEBDA
NGC 663	13.69	13.87
NGC 869	13.33	13.37
NGC 884	13.34	13.59
NGC 1039	8.05	8.71
NGC 2264	9.56	9.28

Kaynaklar

Aksaç H., Yoldaş E., Kaya M., Değirmenci Ö., 2016, Uzaklık Modülü Belirlemesinde Hbeta Ölçeğinin Gücü, 20. Ulusal Astronomi Kongresi, 5-9 Eylül 2016, https://uak.info.tr/2016/Program

Crawford D. L., 1960, ApJ, 132, 66

Crawford D. L., 1978, AJ, 83, 48

Crawford D. L., Barnes J. V., 1974, AJ, 79, 687

Golay M., 1974, Introduction to astronomical photometry, 1st ed. 1974. edn. Astrophysics and space science library ; Volume 41, D. Reidel Publishing Company, Dordrecht, The Netherlands ;

Johnson H. L., 1966, ARA&A, 4, 193

Access:
M25-0334: Turkish J.A&A — Vol.6, Issue 3.

TJAA Vol. **6**, *Special Issue*, *p.*357–360 (2025). DOI: 10.55064/tjaa.1630214 *Conference Paper*

Sorgulamaya Dayalı Öğrenme Yöntemiyle Astronomi Eğitimi

Ayşegül Yelkenci[1] ⋆, Fuat Korhan Yelkenci[2], Dursun Koçer[1], Ceren Can[1]
[1] *İstanbul Kültür Üniversitesi, Fen-Edebiyat Fakültesi, Fizik Bölümü, Bakırköy, İstanbul, 34156, Türkiye*
[2] *İstanbul Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, Beyazıt, Fatih, İstanbul, 34119, Türkiye*

Accepted: May 7, 2025. Revised: May 7, 2025. Received: January 30, 2025.

Özet
Araştırmaya-sorgulamaya dayalı öğrenme yönteminde öğrenciler soru sorarak, deney tasarlayarak, gözlem yaparak, veri analiz ederek ve sonuçlar çıkararak bilim yapmaya teşvik edilir. Amaç, öğrencilerin fen kavramlarını özümsemesi ve eleştirel bilimsel düşünme becerisini kazanmasıdır. Bu çalışmada, lise öğrencilerine asteroit madenciliği ve tayfsal analizin temellerini öğretmeyi amaçlayan yeni bir araştırma-sorgulama tabanlı etkinlik tasarlanmıştır. Etkinliğin hedeflerinden biri asteroitlerin neden oluştuğunu, yörünge parametrelerini ve gökbilimcilerin asteroitlerin kimyasal yapısını nasıl öğrendiklerinin öğrenci tarafından anlaşılmasını ve kalıcı bilgiye dönüşmesini sağlamaktır. Bu çalışmanın konusu olan asteroit madenciliği projesinde sorgulamaya dayalı öğrenme yöntemi kullanılmaktadır. Etkinlikteki sorgulama, öğrencilerin bilimsel amaçlarına göre madencilik için en uygun asteroidi bulmalarına yönelik kendi bilimsel planlarını oluşturmalarını sağlamak üzere kurgulanmıştır. Sorgulama, öğrencilerin başlangıçta buldukları soruları yanıtlamak için analiz edip yorumladıkları astronomik veritabanlarından, büyük verilerden ve asteroit spektrumlarından yararlanır. IAU OAE İtalya Merkezi SABIR projesi kapsamında sorgulamaya dayalı öğrenmeyi kullanarak öğretmeye yönelik astronomi projeleri veya etkinlikleri geliştirilmektedir. Bu çalışma SABIR projesinin bir parçasıdır. Ön test İstanbul'daki lise öğrencileriyle yapıldı. Bu etkinliği 55. TÜBİTAK Lise Öğrencileri Araştırma Projeleri Yarışması için proje tasarlamak amacıyla kullanmayı başardılar ve bölgesel sergisine çağrılmaya layık görüldüler. Bu aktivitenin hakem incelemesi ile birlikte geliştirilme sürecinin 2025 sonuna kadar tamamlanması planlanmaktadır.

Abstract
Students are engaged in doing science through inquiry-based learning. Students seek answers to issues that are truly interesting and relevant by posing questions, designing experiments, making observations, analyzing data, and drawing conclusions. Students who use inquiry-based learning methods are better able to absorb science concepts more thoroughly and acquire critical scientific thinking skills. In this study, we describe a new inquiry design aimed at teaching advanced high-school to senior college students the basics of asteroid mining and spectral analysis. The inquiry is designed to have students come up with their own version of a scientific plan to find the most feasible asteroid for mining according to their scientific aim. Inquiry based learning method is used in this asteroid mining project. This project is used as a tool to understand what asteroids are made of, their orbital parameters and how astronomers learn about the chemical structure of asteroids. The inquiry makes use of astronomical databases, big data and spectra of asteroids which the students analyze and interpret to answer the questions they come up with at the beginning. Astronomical projects or activities for teaching using Inquiry based learning are being developed by IAU OAE Italy Center under SABIR project. This study is a part of SABIR project. The preliminary test were made with high school students in Istanbul. They have managed to use this activity to design a project for 55th TUBİTAK The High School Students Research Projects Competition and was awarded for the regional exhibition. The peer reviewed development of this activity will be completed by the end of 2025.

Anahtar Kelimeler: methods: data analysis – minor planets, asteroids: general – techniques: spectroscopic

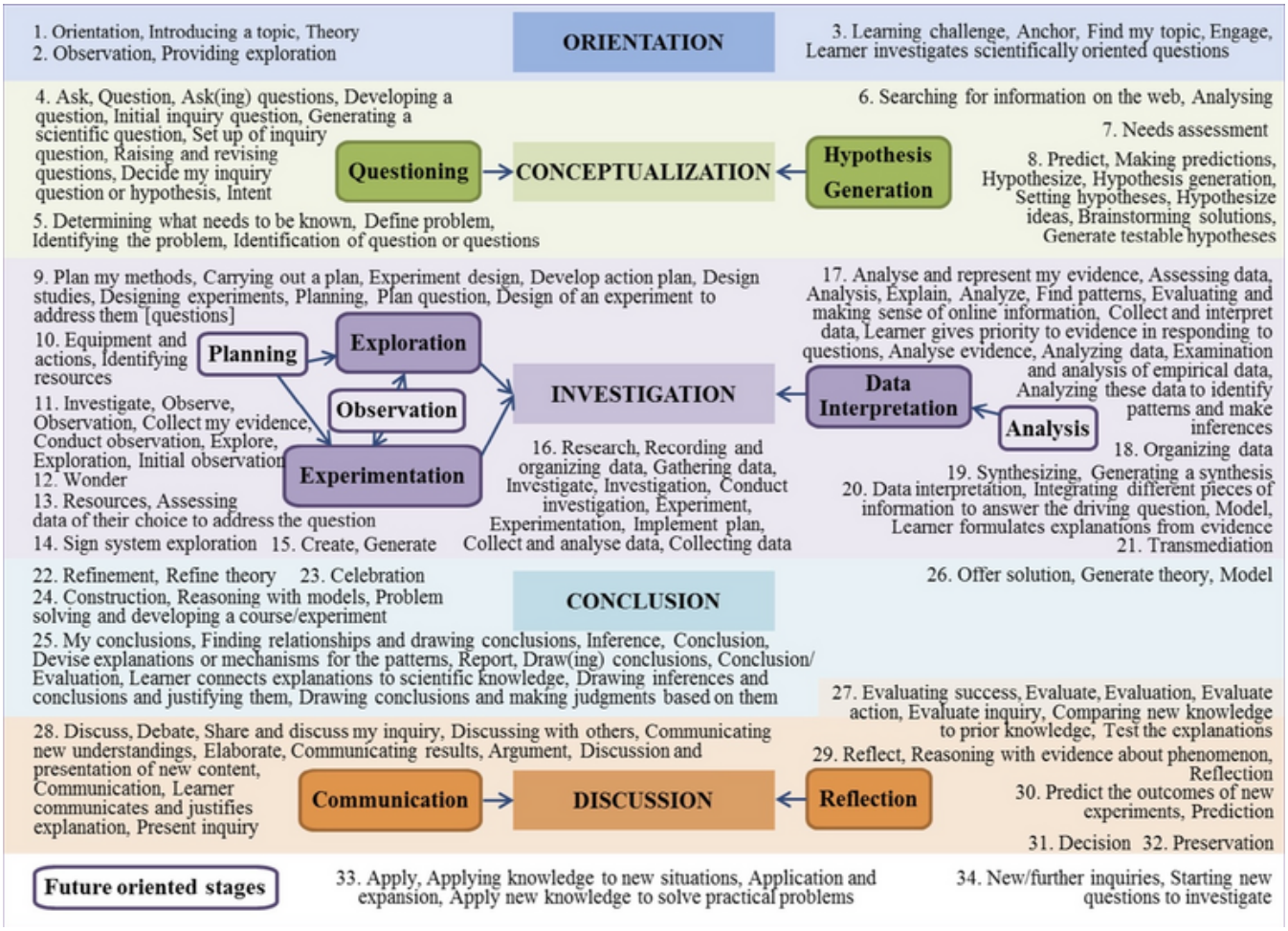
1 Giriş

21. yüzyıl bilimsel keşif ve teknolojik gelişme açısından bir büyüme dönemi olmuştur. Bilimsel bilginin birikim hızı hızla artmaktadır. Bununla birlikte eğitimin her seviyesinde bilime ilgi düzeyleri sürekli olarak negatif yönde değişmektedir. Ortaöğretim fen bilimleri derslerine olan ilgi yıllardır istikrarlı bir şekilde düşüş göstermektedir. Bu sorunlar özellikle gelişmiş ülkelerin çoğu için de geçerlidir (Ainley ve diğ. 2008). Ek olarak, birçok ülkede öğretmenlerin pek fazla mesleki gelişim fırsatına sahip olmadığı söylenebilir (Harris ve diğ. 2005). Ortaokul fen bilimlerinde, tek yönlü bilgi aktarımı ve ders kitaplarından, notlardan veya tahtadan gerçeklerin ezberlenmesini içeren reçeteli yollarla bilimin öğretildiği, öğretmen odaklı yaklaşımlar birçok okulda yaygın olarak görülmektedir (Stocklmayer ve diğ. 2010). Öğretmen güvenini oluşturmak ve onları mesleki gelişim yoluyla desteklemek, okul bilimini yeniden tasarlamada temel unsurlar olarak tanımlanmıştır (Tytler ve diğ. 2008).

Astronomi eğitimi alanında yapılan araştırmalar, bazı olumlu değişiklikler olmasına rağmen, hala lisede deneyimledikleri bilimin günlük yaşamları ve gelecekleri için alakasız olduğunu belirten birçok öğrenci olduğunu göstermektedir. Bilimi çalışmakla ilişkilendirilmesini umduğumuz merak ve hayret duygusunun öğrencilerin büyük bir bölümünde eksik olduğu görülmektedir (Danaia

⋆ a.teker@iku.edu.tr

© 2025 Turkish Astronomical Society (TAD)



Şekil 1. Sorgulamaya dayalı öğrenme yaklaşımının aşamaları (Pedaste ve diğ. 2015).

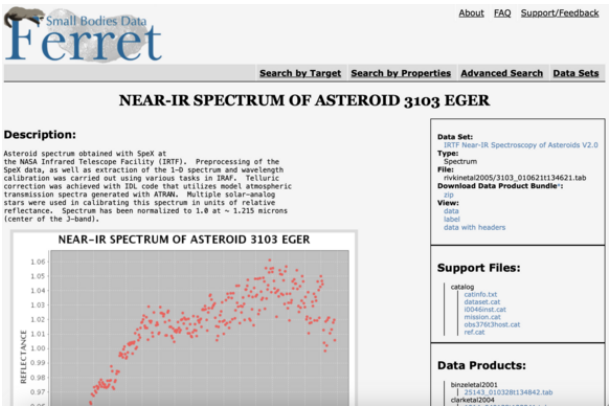
ve diğ. 2013). Bu devam eden durumu dönüştürmek için daha fazla eylemde bulunulması gerekmektedir.

2 Sorgulamaya Dayalı Öğrenme

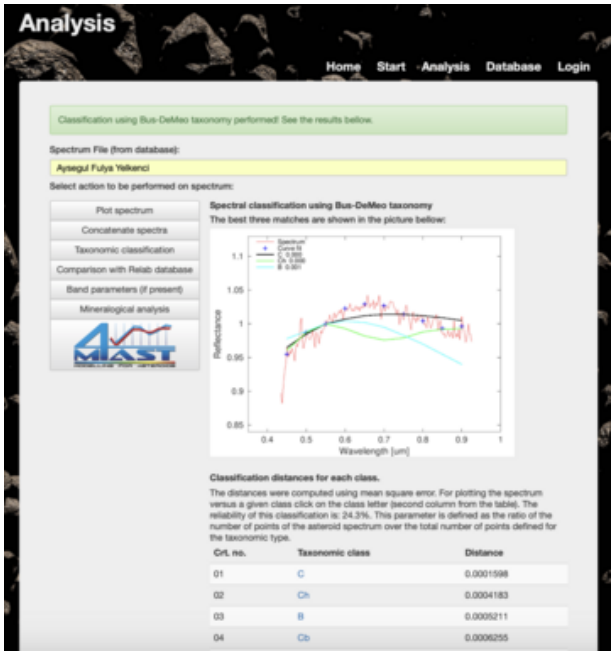
Son yıllarda, öğrenci merkezli sorgulamaya dayalı öğrenme hem popüler bir terim hem de 21. yüzyıl bilim öğretimi reformunun temel odak noktası olmuştur. Sorgulamaya dayalı öğrenme, öğrencilerin ilgi alanlarını harekete geçirir ve keşif ruhuyla bilim yapmaya yönlendirilir. Öğrenciler sorular sorar, deneyler tasarlar, gözlemler yapar, verileri analiz eder, sonuçlar çıkarır. Sorgulamaya dayalı yaklaşımlar, öğrencilerin bilimsel düşünme konusunda önemli beceriler geliştirmelerine, bilim içeriğini daha derinlemesine öğrenmelerine ve kalıcı bilgi edinmelerine yardımcı olur (Barstow 2004). Birçok nicel çalışma, sorgulamaya dayalı öğrenmenin bir öğretim yaklaşımı olarak etkililiğini desteklemektedir (Rafelski ve diğ. 2010). Doğrudan öğretim veya yardımsız keşif gibi diğer öğretim biçimleriyle karşılaştırıldığında sorgulamaya dayalı öğretiminin daha iyi öğrenmeyle sonuçlandığını bulunmuştur (Pedaste ve diğ. 2015). Sorgulamaya dayalı öğrenme Oryantasyon ile başlar daha sonra Kavramsallaştırma ve Araştırmaya doğru devam eder, burada birkaç döngü yapmak mümkündür. Sorgulamaya dayalı öğrenme genellikle Sonuç aşamasıyla sona erer (Şekil 1). Tartışma aşaması (İletişim ve Yansımayı içerir) sorgulamaya dayalı öğrenme sırasında her noktada potansiyel olarak mevcuttur ve diğer tüm aşamalara bağlanır, çünkü sorgulamaya dayalı öğrenme sırasında veya sonrasında geriye bakıldığında (eylem sırasında tartışma) herhangi bir zamanda gerçekleşebilir. Bazı ülkelerde öğrencileri sorgulamaya dayalı öğrenme ortamına alıştırmak için astronomik kavramlarda geleneksel müfredata teknoloji entegre edilmektedir (Wang ve diğ. 2015).

3 SABIR Projesi

IAU "Office of Astronomy for Education Italy Center"in yürütücülüğünü yapmakta olduğu SABIR projesi 5 Akdeniz ülkesinden (İspanya, İtalya, Fas, Lübnan, Türkiye, İtalya) NAEC ("National Astronomy Education Coordinator") katılımı ile lise öğrencilerine yönelik bir ortak tasarım projesi olarak Ocak 2024'de başlamıştır. Özellikle astronomi ve astrofizikte bilgi ve beceri edinmek için sorgulamaya dayalı öğrenme yöntemini benimseyen uygulamalı etkinliklerin ortaklaşa tasarlanması planlanmıştır. Tasarım sürecinin sonunda ortaya çıkacak 4 etkinlik kaynak olarak daha geniş bir kitleyle astroEDU platformu üzerinden paylaşılacak ve dünya çapında öğretmenlerin bu etkinlikleri sınıflarında uygulamaya ve yeniden düzenlemeye teşvik edilecektir. IAU'nun desteklediği astroEDU , özellikle astronomi, yer veya uzay bilimi odaklı en iyi hakemli



Şekil 2. Planetary Data System Ferret web aplikasyonu



Şekil 3. Asteoitlerin M4AST aracı ile analizi.

bilim etkinliklerini, dünyanın dört bir yanındaki eğitimcilerin erişimine sunan açık erişimli bir platformdur.

SABIR projesi kapsamında ortak tasarım modeli ile proje paydaşları tarafından sunulan etkinlik önerileri öncelikli olarak 2024 yılı içerisinde çevrimiçi toplantılar dahilinde çoklu değerlendirilerek sorgulamaya dayalı öğrenme yaklaşımına uygun hale gelecek şekilde geliştirilmiştir.

Bu çalışmada NAEC Türkiye tarafından ortak tasarıma önerilen Asteroit Madenciliği konulu etkinlik, öğrencilere sorgulamaya dayalı öğrenme ortamını sağlamakla kalmayıp, aynı zamanda astronomların bilimi nasıl yaptıklarına dair bir içgörü sağlamayı amaçlamıştır. Etkinliğin hedeflerinden biri de asteroitlerin neden ve nasıl oluştuğunu, yörünge parametrelerini ve astronomların asteroitlerin kimyasal yapısını nasıl öğrendiklerine dair bilgilerin öğrenci tarafından anlaşılmasını ve kalıcı bilgiye dönüşmesini sağlamaktır. Tasarlanan etkinlik, öğrencilere astronomların kullandıkları aynı malzemeleri ve verileri sunarak bir astronomun deneyimini simüle etmektedir.

Önerilen Asteroit Madenciliği konulu etkinlik için Ekim 2023 ile Ocak 2024 tarihlerinde Kültür Koleji Fen Lisesi öğrencileri ile 24 saatlik bir ön çalışma yapılmıştır. Etkinliğin ilk versiyonunda öğrencilerden bir asteroit madenciliği şirketi için bilimsel bir plan oluşturmaları istenmiştir.

Bu aşamada öğrencilere asteroitlerden neler bulunabileceği, nasıl faydalanılabileceği gibi sorular sorularak öğrencilerin konu hakkında sorgulamaya başlamaları sağlanmıştır. Daha sonra bir hedef seçerek bu hedef doğrultusunda asteroit madenciliği yapmaya değer en uygun 10 asteroidi belirlemeleri istenmiştir. Öğrencilere JPL Small-Body Veri Tabanı tanıtılmış ve sorgulama yapabilmeleri için asteroitlerin bazı özellikleri ile yörünge parametreleri tanıtılmıştır. Öğrenciler hedefleri doğrultusunda gerekli kriterlere kendileri karar vererek sorgulama yapmış ve veri tabanında hedeflerine uygun asteroitleri içeren tablo dosyalarını elde etmişlerdir. Sonrasında VESPA portalına giderek bu asteroitlerin tayf verileri için araştırma yapmaları istenmiştir. VESPA patformunda yer alan M4AST (Modeling of asteroid spectra) ve SA (Spectra of Asteroids) verileri ile incelenmiştir. Veriler, türlerine göre CASSIS (CASSIS Afree interactive spectrum analyser), TOPCAT (Tool for OPerations on Catalogues And Tables) ve Vernier Grafik Analiz Programları ile incelenmiştir. Tayfların göstermiş oldukları çeşitli özellikler tayfsal veri tabanlarındaki element ve minerallere ait laboratuvar tayfları ile karşılaştırılması sonucunda belirlenen asteroitlerde var olma olasılığı olan mineraller belirlenmiştir. Buna göre öğrenciler maden toplayıp yeryüzüne geri getirme hedeflerine en uygun asterodin madence zengin Xe tayf türünden Eger asteroidi olduğu sonucuna varmışlardır.

Bu çalışma "55. TÜBİTAK Lise Öğrencileri Araştırma Projeleri Yarışması" için rapor haline getirilmiş, sunulmuş ve bölge sergisine çağrılmaya layık görülmüştür.

Bu çalışmada NAEC Türkiye tarafından ortak tasarıma önerilen Asteroit Madenciliği konulu bu etkinlik, SABIR projesi kapsamında sorgulamaya dayalı öğrenme yaklaşımının aşamalarına uygun şekilde geliştirilerek ve 14-16 yaş grubu için daha kısa süreli 3 saatlik bir etkinlik olacak şekilde tekrar tasarlanma sürecine girmiştir. Bu süreçte aynı amaçlar doğrultusunda etkinliğin süresini azaltmak için öğrencilere asteroit madenciliği planlarında kullanabilecekleri 4 ana hedef sunularak bunlardan birini seçmeleri istenmiştir. Aynı zamanda farklı tayf türlerinden 15 asteroit liste halinde verilerek bu asteroitlerden hedefleri için en uygun olanı belirlemeleri istenmektedir. "JPL Small Body Database Lookup" sayfasından 15 asteroidin yörünge parametreleri ve özelliklerini araştırdıktan sonra "Planetary Data System Ferret" web uygulaması kullanarak her asteroidin tayf verilerini indirmeleri gerekmektedir (Şekil 2).

Ferret aracılığı ile ascii formatında tayf verileri indirildikten sonraki adım asteroitlerin tayfsal tipini belirlemek ve M4AST (Asteroitler için Modelleme) web sitesinden tayflarındaki mineralleri tanımlamaktır. M4AST, atmosfersiz cisimlerin yansıma görünür ve yakın kızılötesi tayflarını modellemek için ücretsiz bir çevrimiçi araçtır. Bu araç sayesinde interaktif olarak tayflar girfik halde çizdirilebilir, orijinal tayf ile en iyi uyum gösteren model belirlenebilir, tayfsal çizgiler ve bantlar kısmen analiz edilebilir, asteordin taksoonomik olarak karşılaştırmalı tayf türü belirlenebilir ve laboratuvar tayf veri tabanları ile karşılaştırılarak kiymasal kompozisyonu hakkında ilk tahminler yapılabilmektedir (Şekil 3).

Laboratuvar verileri ile karşılaştırmada M4AST, meteoritlerden karasal kayaçlara, insan yapımı karışımlara ve hem karasal hem de ay topraklarına kadar farklı malzeme tiplerine ait 15000'den fazla tayf içeren en büyük kütüphanelerden biri olan Brown Üniversite'nin Relab taysal veri tabanı kullanmaktadır. Etkinliğin son aşamasında öğrenciler asteroitlerin araştırmaları sonucunda asteroitlere ait buldukları parametreleri içeren bir tablo oluşturarak sonuçlarını yorumlamaları ve hangi asteroitin hangi tip minerallere sahip olduğunu tartışmaları istenir. Başta belirledikleri plan ve hedef doğrultusunda madenciliğe gitmeye değer bir asteroit seçmeleri, nedenini açıklamaları ve arkadaşlarıyla sunum ile paylaşmaları istenir.

IAU OAE Center Italy yürütücülündeki SABIR projesi kapsamında 1-7 Eylül 2024 tarihlerinde Milano Brera Gözlemevinde düzenlenen çalıştayda bahsi geçen tasarlanma sürecindeki olan asteroit madenciliği etkinliği ve projenin diğer etkinlikleri test edilmiş ve uzmanlarla geliştirilmiştir. 16-20 Ekim 2024 tarihlerinde İstanbul Kültür Üniversitesi'nde düzenlenen ve 16 ülkeden 35 NAEC, öğretmen, araştırmacı ve bilim elçisinin katıldığı "The Mediterranean Regional SHAW-IAU Workshop on ASTronomy for EDucation" (MASTED2024) çalıştayında etkinlikler denenmiş ve geri bildirimler alınmıştır. Asteroit madenciliği hakkındaki etkinlik değerlendirmeler sonrasında ortak tasarım sürecinde sonlandırılarak IAU'nun astroEDU platformu üzerinden hakemli değerlendirme ile öğretmen ve öğrencilerle paylaşılmıştır ("Asteroid Miners"). Projenin diğer iki etkinliği de ("Time for Water Rockets", "Exoplanet in a box") astroEdu platformunda paylaşılmıştır.

astroEdu platformunu ayda 5000 farklı kullanıcı ziyaret etmektedir. Bu yaygın etki ile SABIR projesi etkinliklerinin geniş kitlelere ulaşması beklenmektedir. Ayrıca etkinliklerin 5 farklı dilde çevirisi yapılarak "IAU OAE Center Italy" SABIR projesi sayfası ile astroEdu platformunda paylaşılması planlanmaktadır. Bir sonraki aşama öğretmen eğitimlerinde ve öğrencilerle bu projenin etkinliklerinin kullanılması olacaktır. Asteroit Madenciliği konulu etkinlik Istanbul'da iki ortaöğretim kurumunda 10. sınıf lise öğrencileri ile denenmiş ve süreç içerisinde sorguya dayalı öğrenme yönteminin kalıcı öğrenmeye yardımcı olduğu görülmüştür.

Teşekkür

Bu çalışma IAU OAE Center Italy ve INAF tarafından desteklenmiştir.

Kaynaklar

Ainley J., J. K., Nicholas M., 2008, Participation in Science, Mathematics and Technology in Australian Education. Australian Council for Educational Researh, Research Monograph No. 63

Barstow D., 2004, in Narasimhan C., Beck-Winchatz B., Hawkins I., Runyon C., eds, Astronomical Society of the Pacific Conference Series Vol. 319, NASA Office of Space Science Education and Public Outreach Conference. p. 107

Danaia L., Fitzgerald M., McKinnon D., 2013, Research in Science Education, 43, 1501

Harris K. L., Jensz F., Baldwin G., 2005, Who' s teaching science?. Melbourne: Centre for the Study of Higher Education

Pedaste M., ve diğ., 2015, Educational research review, 14, 47

Rafelski M., Foley M., Graves G. J., Kretke K. A., Mills E., Nassir M., Patel S., 2010, in Hunter L., Metevier A., eds, Astronomical Society of the Pacific Conference Series Vol. 436, Learning from Inquiry in Practice. p. 108 (arXiv:1009.5404), doi:10.48550/arXiv.1009.5404

Stocklmayer S. M., Rennie L. J., Gilbert J. K., 2010, Studies in Science Education, 46, 1

Tytler R., Osborne J., Williams G., Tytler K., Clark J. C., 2008, Opening up pathways: Engagement in STEM across the Primary-Secondary school transition.. Deakin University, URL

Wang Q., Qiao C., Zheng X., 2015, International Journal of Learning and Teaching

Access:
M25-0367: Turkish J.A&A — Vol.6, Issue 3.

TJAA Vol. **6**, *Special Issue*, *p.*361–369 (2025). DOI: 10.55064/tjaa.1591771 *Research Article*

Czernik 41 ve NGC 1342 Açık Kümelerinin Yer ve Uzay Tabanlı Gözlemleri

B. Tanık Öztürk[1] ⋆

[1] *İstanbul Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 34119 İstanbul, Türkiye*

Accepted: May 7, 2025. Revised: May 7, 2025. Received: January 30, 2025.

Özet

Bu çalışmada Czernik 41 ve NGC 1342 açık kümelerinin CCD UBV gözlemleri TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi'ndeki 1m ayna çaplı T100 teleskobuyla yapılmıştır. Gözlem görüntülerinin sayısal değerlere dönüştürülmesinin ardından UBV sisteminde iki kümenin fotometrik katalogları oluşturulmuştur. Bununla birlikte, iki açık kümenin astrometrik, fotometrik ve tayfsal verileri *Gaia* DR3 veritabanından 40×40′ büyüklüğündeki yıldız alanlarından derlenmiştir. Çalışmada, iki açık kümenin yapısal, astrometrik, astrofiziksel ve kinematik parametrelerini belirlenmiştir. Czernik 41 açık kümesinin kinematik incelemesi ilk defa bu çalışmada gerçekleştirilmiştir. Czernik 41 açık kümesi için yapılan analizler sonucunda kızarma değeri $E(B-V)$=1.500±0.030 kadir, uzaklık d=2485±151 pc ve yaş t=69±10 Myıl olarak hesaplanmıştır. Metal bolluğu ise Güneş bolluğunda [Fe/H]=0 dex olarak kabul edilmiştir. NGC 1342 açık kümesi için de kızarma değeri $E(B-V)$=0.270±0.043 kadir, fotometrik metal bolluğu [Fe/H]=-0.14±0.07 dex, uzaklık d=645±42 pc ve yaş t=1000±150 Myıl olarak bulunmuştur. Kinematik ve dinamik yörünge analizleri, iki kümenin Samanyolu'nun ince disk popülasyonuna ait olduğunu ortaya koymuştur.

Abstract

In this study, CCD UBV observations of the open clusters Czernik 41 and NGC 1342 were conducted using the 1-meter T100 telescope at the TÜBİTAK National Observatory. After converting the observational images into numerical data, photometric catalogs of the two clusters were constructed in the UBV system. Additionally, astrometric, photometric, and spectroscopic data for the two open clusters were compiled from the *Gaia* DR3 database, covering stellar fields of 40×40′. The study determined the structural, astrometric, astrophysical, and kinematic parameters of both open clusters. The kinematic analysis of the Czernik 41 open cluster was performed for the first time in this study. For Czernik 41, the analyses yielded a reddening value of $E(B-V)$=1.500±0.030 mag, a distance of d=2485±151 pc, and an age of t=69±10 Myr. The metallicity was assumed to be solar with [Fe/H]=0 dex. For NGC 1342, the reddening value was calculated as $E(B-V)$=0.270±0.043 mag, the photometric metallicity [Fe/H]=-0.14±0.07 dex, the distance d=645±42 pc, and the age as t=1000±150 Myr. Kinematic and dynamical orbit analyses have revealed that both clusters belong to the thin disk population of the Milky Way.

Anahtar Kelimeler: Open Clusters: Czernik 41, NGC 1342, Observational: two-colour diagrams, colour-magnitude diagrams

1 Giriş

Açık yıldız kümeleri bir molekül bulutunun çökmesiyle oluşur. Yıldızların genellikle bir arada oluşması ve benzer kimyasal bileşimlere sahip olmaları küme yıldızlarının yaş ve fiziksel özelliklerinin birbirine benzerlik göstermesine neden olur (McKee & Ostriker 2007). Açık kümeler, Samanyolu diskinde yoğunlaşmış yapılar olarak bilinir ve genellikle Galaktik düzlemde, özellikle spiral kollarda yer alırlar (Friel 1995). Açık kümeler birbirine zayıf çekimsel kuvvetler ile bağlı olduklarından birkaç on ile birkaç yüz yıldız barındırırlar. Bununla birlikte, genç ve orta yaşlı yıldızların baskın olduğu yapılardır (Lada & Lada 2003). Açık yıldız kümeleri, uzun ömürlü yapılar olmamakla birlikte zamanla Galaktik çekim kuvvetleri, küme iç dinamikleri ve yıldızların evrimsel süreçleri nedeniyle dağılırlar. Bu süreçte küme yıldızları, Samanyolu'nun farklı bölgelerine yayılarak diğer yıldız popülasyonlarıyla bütünleşirler.

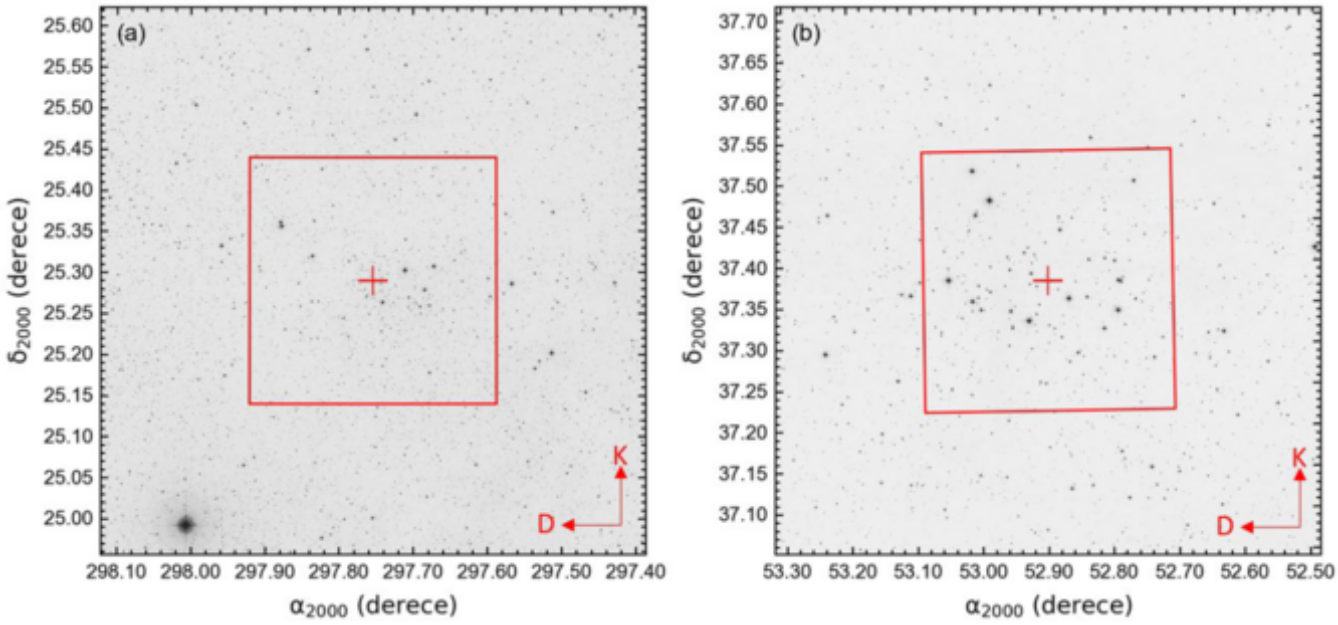
Açık kümeler, uzaklık ölçümlerinde yararlı araçlar olarak öne çıkar. Küme parlaklığı diğer yıldızlar ile karşılaştırılarak, doğrudan ölçülemeyecek kadar uzak yıldız ve galaksilere olan mesafeler tahmin edilebilir. Galaksi'nin kimyasal bileşimini araştırmak için de kümeler önemli yapılardır. Tayfsal araştırmalar, yıldızların doğumundaki gaz ve tozun bileşimini ortaya koyarak Samanyolu'ndaki yıldız oluşumunun tarihine ışık tutarlar.

Açık yıldız kümelerinin kinematik analizleri de Samanyolu diskinin karmaşık etkileşimlerini ve evrimini anlamada kritik bir rol oynar. Yıldızların uzay hızları; küme yaşı, Galaksi merkezine olan uzaklık ve diğer nesneler ile kütleçekimsel etkileşimler gibi çeşitli faktörlerden etkilenir. Genç açık kümeler, daha yaşlı kümelere göre daha büyük uzay hızlarına sahip olma eğilimindedir. Ayrıca, Galaksi merkezine yakın konumlanan kümeler, daha yoğun ve dinamik bir ortamdan geçtikleri için yüksek uzay hızları sergileyebilirler. Kümelerin uzay hızları ve bu kümeler ile Galaktik nesneler arasındaki etkileşimler, Samanyolu'nun dinamiklerini ve yıldız oluşum tarihini anlama açısından da önemlidir.

Kümelerin kinematik analizlerini gerçekleştirebilmek için

⋆ burcin.tanik@istanbul.edu.tr

© 2025 Turkish Astronomical Society (TAD)



Şekil 1. Czernik 41 (panel a) ve NGC 1342 (panel b) açık kümelerinin 40×40′ yıldız alanları gösterilmektedir. Kırmızı sınırlar, T100 teleskobunun görüş alanını belirtmektedir. Şekillerin üst kısmı kuzey yönünü, sol tarafları ise doğu yönünü temsil etmektedir.

küme üyesi yıldızların uzaklık, öz hareket bileşenleri ve radyal hız ölçümlerine ihtiyaç duyulur. Günümüzde *Gaia* uydusunun sağlamış olduğu hassas astrometrik ölçümler sayesinde yaklaşık 1.8 milyar yıldızın uzaklık ve öz hareket bileşenleri bilinmektedir. Fakat incelenen tüm yıldızlar için radyal hız verileri bulunmamaktadır. Gelişen teknolojiyle birlikte, çoklu fiber optik tayfçekerler sayesinde çok sayıda yıldızın eş-zamanlı radyal hız ölçümleri gerçekleştirilerek uzakta bulunan açık kümelerin uzay hızları tayin edilir hale gelmiştir. Açık kümelerin tek tek veya bir arada gerçekleştirilen kinematik analizleri, Galaksi'nin dinamiği ve evrimi konusunda önemli bilgiler sağlar.

Bu çalışmada, Czernik 41 ve NGC 1342 açık kümelerinin CCD UBV fotometrik verileriyle *Gaia* uydusunun üçüncü veri sürümündeki (*Gaia* DR3; Gaia işbirliği 2023) fotometrik ve astrometrik verileri birlikte analiz edilerek kümelerin yapısal, temel astrofizik parametreleriyle birlikte kinematik analizleri gerçekleştirilmiştir.

2 Gözlemler

Bu çalışmada, fotometrik analizleri gerçekleştirilen Czernik 41 ile NGC 1342 açık yıldız kümelerinin CCD gözlemleri, deniz seviyesinden 2547 m yükseklikte bulunan Antalya-Bakırlıtepe yerleşkesindeki TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi'nde (TUG) yapılmıştır. Gözlemler, 100 cm ayna çapına sahip T100 teleskobu kullanılarak gerçekleştirilmiş ve görüntüler, Johnson-Cousins sistemine ait UBV filtreleriyle elde edilmiştir. Gözlemlerde kullanılan CCD kamera, Fairchild marka ve CCD486 modelidir. Bu kamera, arkadan aydınlatmalı bir yongayla tasarlanmış olup, morötesi (UV) duyarlılığı artırılmış bir özelliğe sahiptir. CCD kamera, 4k×4k piksel formatına sahip olup bir pikseli 15 mikron boyutundadır. Ayrıca, 0.31″ piksel^{-1} ile 21.5×21.5″ bir görüş alanı sunmaktadır. CCD kameranın kazancı 0.57 e^-/ADU, okuma gürültüsü 4.11 e^- (100 KHz) seviyesindedir.

Gözlemler sırasında, iki açık küme doğrultusundaki parlak ve sönük yıldızları tespit edebilmek için her bir filtrede kısa, orta ve uzun poz süreleri kullanılmıştır. Czernik 41 açık kümesi için U filtresinde 80×4 s, 1500×3 s, 1800×2, B filtresinde 8×6 s, 100×5 s, 600×3 s, V filtresinde 2×10 s, 20×5 s, 300×4 s ve NGC 1342 açık kümesi için U filtresinde 60×3 s, 600×3 s, 1800×3 s, B filtresinde 6×5 s, 60×5 s, 600×3 s, V filtresinde 4×5 s, 40×5 s, 400×3 s'lik görüntüler elde edilmiştir. Czernik 41 ve NGC 1342 açık kümelerinin 40×40′ yıldız alanları Şekil 1'de gösterilmiştir.

Czernik 41 açık kümesi 21.07.2020 tarihinde, NGC 1342 açık kümesi de 29.09.2019 tarihinde T100 teleskobuyla gözlenmiştir. Fotometrik kalibrasyonların gerçekleştirilmesi için, açık kümeler ile birlikte, farklı hava kütlelerinde ve Landolt (2009) tarafından belirlenen standart yıldız alanları da gözlenmiştir. İki gözlem gecesinde, küme alanlarıyla birlikte toplam 14 standart yıldız alanı ve bu alanlarda yer alan 97 yıldızın gözlemleri yapılmıştır. Görüntülerin CCD kalibrasyonları (düz alan ve sıfır görüntü düzeltmesi), `IRAF`'ın standart veri indirme paketleri ve prosedürleri kullanılarak gerçekleştirilmiştir. Landolt (2009)'un standart yıldızlarının aletsel parlaklıkları, `IRAF`'ın açıklık fotometrisi paketi kullanılarak hesaplanmıştır. Bu aletsel parlaklıklara çoklu doğrusal regresyon uygulamaları yapılarak her bir gözlem gecesi için atmosferik sönümleme ve dönüşüm katsayıları elde edilmiştir. Küme görüntülerinin astrometrik kalibrasyonları, `PyRAF` ile astrometry.net yazılımlarının yardımıyla gerçekleştirilmiştir. Küme alanlarındaki yıldızların aletsel parlaklıklarının belirlenmesinde de "Source Extractor" (`SExtractor`) ve "PSF Extractor" (`PSFEx`) algoritmaları kullanılmıştır (Bertin & Arnouts 1996). Elde edilen aletsel parlaklıkların standart sistemdeki parlaklıklara dönüştürülmesi sürecinde, standart yıldızlardan elde edilen gecelik sönümleme ve dönüşüm katsayıları kullanılmıştır. Ayrıca, fotometrik parlaklıkların belirsizlikleri hesaplanırken, aletsel parlaklıklara

Çizelge 1. Czernik 41 ve NGC 1342 açık kümelerinin yapısal, astrofiziksel, kinematik ve dinamik Galaktik yörünge parametreleri. Koordinatlar J2000 epoğundadır. "*" ile işaretlenenler Güneş metal bolluğunda kabul edilmiştir.

Parametre	Birim	Czernik 41	NGC 1342
α	(hh:mm:ss)	19:51:01.0	03:31:34.6
δ	(dd:mm:ss)	+25:17:24	+37:22:48
l	(°)	62.0238	154.9402
b	(°)	-0.6899	-15.3463
f_0	(yıldız arcmin^{-2})	7.622±0.750	1.733±0.240
$f_{\rm bg}$	(yıldız arcmin^{-2})	4.481±0.171	1.766±0.090
$r_{\rm c}$	(′)	1.728±0.266	2.155±0.568
$r_{\rm lim}$	(′)	11	11
r	(pc)	7.95	2.06
$\mu_\alpha \cos\delta$	(mas yıl^{-1})	-2.963± 0.068	0.419±0.041
μ_δ	(mas yıl^{-1})	-6.163±0.101	-1.662±0.031
Küme üyesi	($P{\geq}0.5$)	382	111
ϖ	(mas)	0.381±0.048	1.523±0.051
d_ϖ	(pc)	2625±331	657±22
$(B{-}V)$	(kadir)	1.500±0.035	0.270±0.043
$(U{-}B)$	(kadir)	1.080±0.025	0.194±0.031
$A_{\rm V}$	(kadir)	4.650±0.109	0.837±0.133
$E(G_{\rm BP}{-}G_{\rm RP})$	(kadir)	1.959±0.096	0.362±0.014
$A_{\rm G}$	(kadir)	3.649±0.179	0.674±0.026
[Fe/H]	(dex)	0.00*	-0.14±0.07
Z		0.0152*	0.0112
t	(Myıl)	69±10	1000±150
(X, Y, Z)	(pc)	(1166, 2194, -30)	(-563, 263, -171)
Uzaklık modülü	(kadir)	16.594±0.128	9.880±0.136
$R_{\rm gc}$	(kpc)	7.178±0.027	8.57±0.037
$V_{\rm r}$	(km s^{-1})	2.26±0.21	-10.48±0.20
$U_{\rm LSR}$	(km s^{-1})	80.72±4.35	17.07±0.34
$V_{\rm LSR}$	(km s^{-1})	-21.53± 2.10	5.87±0.39
$W_{\rm LSR}$	(km s^{-1})	-0.46±0.48	6.13±0.33
$S_{\rm LSR}$	(km s^{-1})	83.55±4.85	19.06±0.61
$R_{\rm a}$	(kpc)	7.41±0.02	9.34±0.02
$R_{\rm p}$	(kpc)	6.33±0.05	8.39±0.05
$Z_{\rm max}$	(pc)	12±2	192±8
e		0.079±0.002	0.054±0.002
$T_{\rm p}$	(Myıl)	190±1	250±1

dayanan iç hatalar dikkate alınmıştır. CCD UBV fotometrik sisteminde, Czernik 41 açık kümesi alanında tespit edilen ve kataloğa işlenen yıldız sayısı 2520'dir. Bu yıldızların görünen parlaklıkları $9{<}V{<}22.5$ kadir aralığındadır. NGC 1342 açık kümesinde tespit edilen yıldızların sayısı 906 ve görünen parlaklıkları $8{<}V{<}22.5$ kadir aralığındadır.

3 Kümelerin Yapısal Parametreleri

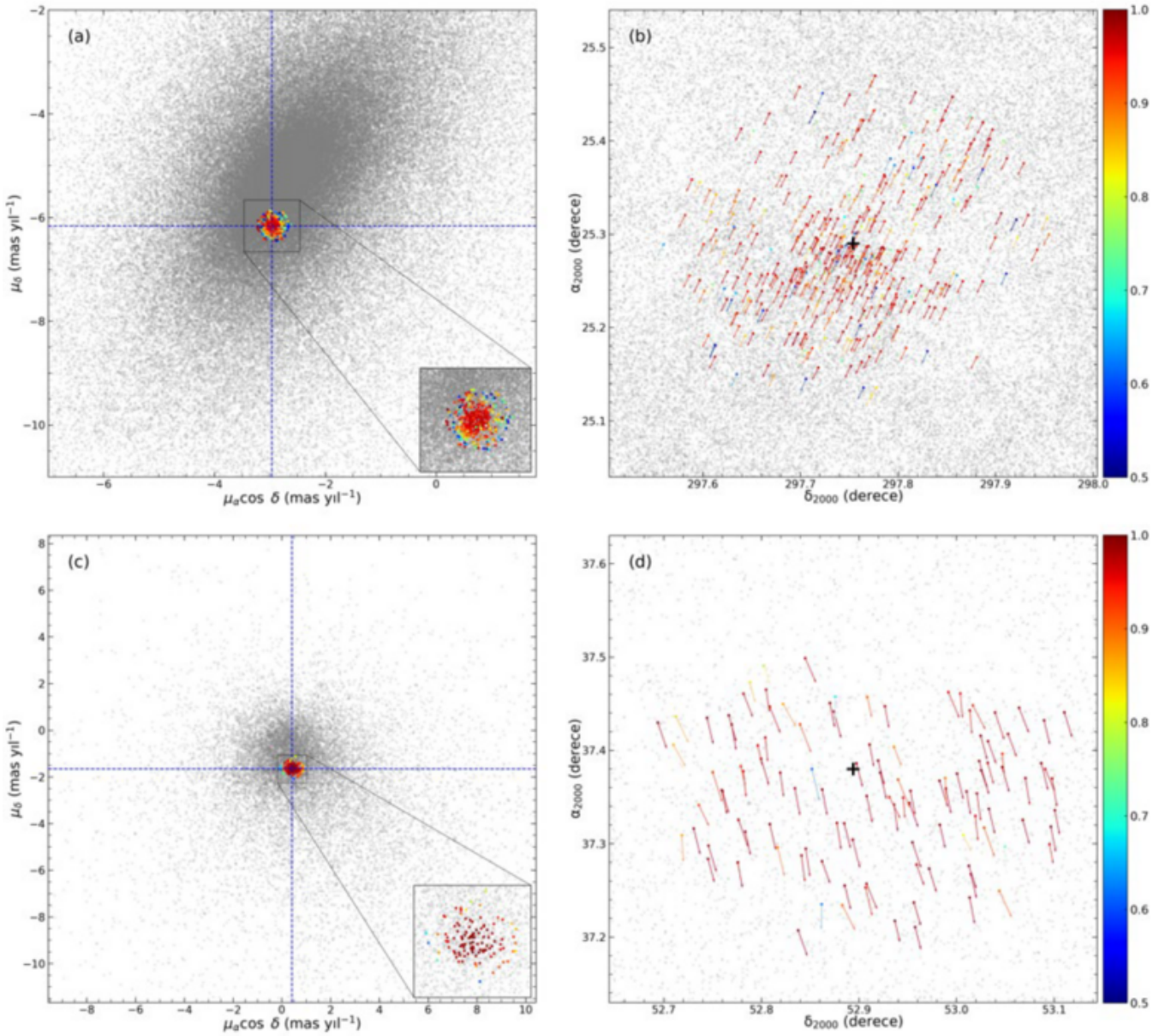
Açık kümelerin radyal yoğunluk profilleri küme merkezinden radyal doğrultuda yıldız sayı yoğunluğundaki değişimi göstermekle birlikte, kümeye üye yıldızların uzaysal dağılımlarının anlaşılması ve açık kümelerin fiziksel boyutlarının belirlenmesi açısından da son derece önemlidir. Çalışmada incelenen iki açık kümenin merkezinden itibaren $40{\times}40'$ boyutları için oluşturulan yıldız alanlarındaki kaynaklardan itibaren kümelerin sayı yoğunluk profilleri oluşturulmuştur. Bu yoğunluk profillerinin belirlenmesinde, küme merkezinden farklı yarıçaplar seçilerek, bu yarıçaplar içinde kalan yıldız sayılarına ulaşılmış ve bulundukları daire parçasındaki alanlara oranlanmıştır. Elde edilen yoğunluk profilleri King (1962) modeliyle karşılaştırılmış ve en iyi uyum için $\chi^2_{\rm min}$ metodu uygulanmıştır. Bu analizler sonucunda, küme yoğunluk profillerini en iyi temsil eden modellerin merkezi yıldız yoğunluğu (f_0), zemin yıldız yoğunluğu ($f_{\rm bg}$) ve kor yarıçapı ($r_{\rm c}$) dikkate alınarak kümelerin yapısal parametreleri belirlenmiştir. Bu analizler sonucunda Czernik 41 ve NGC 1342 açık kümelerinin yıldız sayı yoğunluklarının, küme merkezlerinden itibaren yaklaşık $r_{\rm lim}{=}11'$ uzaklıkta zemin yıldız yoğunluk seviyesine ulaştığı tespit edilmiştir. Bu bulgu, çalışmada incelenen iki kümenin limit yarıçapı olarak kabul edilmiştir (bkz. Çizelge 1).

4 Küme Üyesi Yıldızların Seçimi ve Astrometrik Parametrelerin Tayini

Czernik 41 ve NGC 1342 açık kümelerindeki yıldızların üyelik olasılığı hesaplamaları python programlama dilinde geliştirilen `UPMASK` (Unsupervised Photometric Membership Assignment in Stellar Cluster) yazılımıyla gerçekleştirilmiştir (Krone-Martins & Moitinho 2014). `UPMASK`, astrometrik uzayda benzer özelliklere sahip yıldızları bir araya getirerek, her bir yıldızın belirli bir kümeye ait olma olasılığını hesaplayan bir algoritmaya sahiptir. İncelenen iki kümedeki yıldızların üyelik olasılıkları (P), *Gaia* DR3 veritabanındaki (Gaia işbirliği 2023) yıldızların öz hareket bileşenleri, trigonometrik paralaksları ve bu ölçümlere ilişkin belirsizlikleri kullanılarak hesaplanmıştır. Kümelerin renk-parlaklık diyagramlarındaki yapılarını daha iyi görebilmek, astrofiziksel ve kinematik parametrelerin daha doğru ve duyarlı hesaplayabilmek için küme üyelik olasılığı $P{\geq}0.5$ olan yıldızlar dikkate alınmıştır. Bu sınırlamalar sonucunda kümelerin etkin yarıçapları $r_{\rm lim}{=}11'$ içinde, Czernik 41 ve NGC 1342 kümelerinde tespit edilen yıldız sayısı, sırasıyla, 382 ve 111'dir.

Czernik 41 ve NGC 1342 açık kümelerinin etkin yarıçapları ($r_{\rm lim}{=}11'$) içinde bulunan olası üye yıldızlarının, öz hareket uzaylarıyla ekvatoral koordinat sistemindeki hareket yönleri Şekil 2'de gösterilmiştir. Analizler, iki açık kümenin alan yıldızlarıyla gömülü bir konumda bulunduğunu göstermektedir. Ayrıca, Czernik 41 açık kümesinin NGC 1342 açık kümesine göre daha yoğun yıldız barındırdığı saptanmıştır. Üyelik olasılığı yüksek yıldızların aynı vektörel yönelime sahip olduğu tespit edilmiştir. İki kümenin ortalama öz hareket bileşenleri $\langle\mu_\alpha\cos\delta, \mu_\delta\rangle$, sırasıyla, Czernik 41 açık kümesi için (-2.963±0.068, -6.163±0.101) mas yıl^{-1} ve NGC 1342 açık kümesi için (0.419±0.041, -1.662±0.031) mas yıl^{-1} olarak hesaplanmıştır (bkz. Çizelge 1).

Bu çalışmada, incelenen iki açık kümenin ortalama uzaklıkları, küme üyesi yıldızların trigonometrik paralaks verilerinin histogramlarının oluşturulması ve bu histogramlara yapılan Gauss fitleriyle kümelerin ortalama trigonometrik paralaksları tayin edilmiştir. Kümelerin güvenilir trigonometrik paralaks ölçümlerinin sağlanabilmesi için küme üyesi yıldızların rölatif paralaks hatalarına $\sigma_\varpi/\varpi{\leq}0.2$ koşulu getirilmiştir. Czernik 41 ve NGC 1342 açık kümelerinin ortalama trigonometrik paralaksları, sırasıyla, $\varpi{=}0.381{\pm}0.048$ mas ve $\varpi{=}1.523{\pm}0.051$ mas olarak hesaplanmıştır. Hesaplanan ortalama trigonometrik paralaks verileri, d(pc)$=1000/\varpi$(mas) bağıntısı kullanılarak uzaklıklara dönüştürülmüştür. Analizler, Czernik 41 ve NGC 1342 açık kümelerinin ortalama uzaklıklarını, sırasıyla, $d_\varpi{=}2625{\pm}331$ pc ve $d_\varpi{=}657{\pm}22$ pc olduğunu göstermiştir.

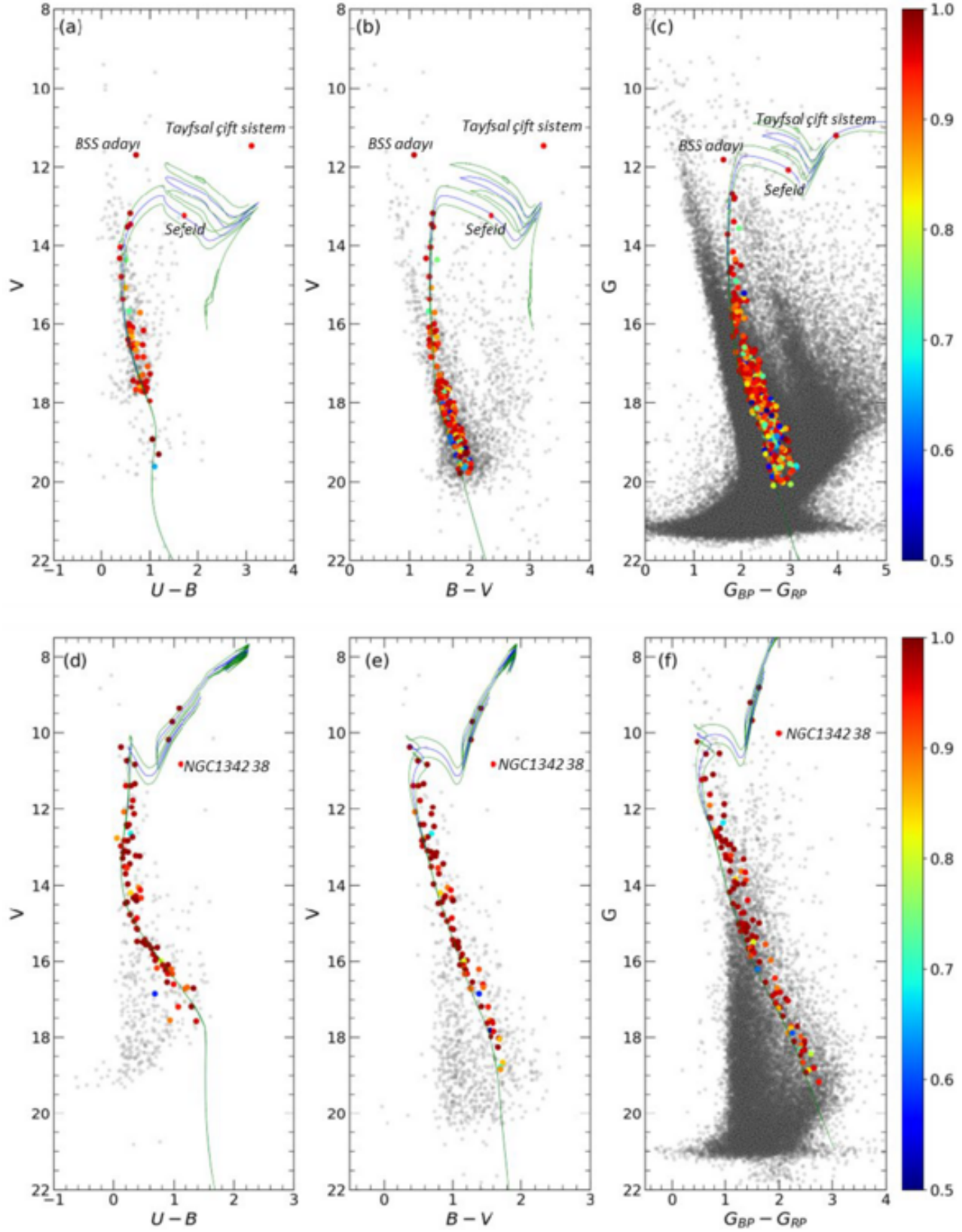


Şekil 2. Czernik 41 (panel a, b) ve NGC 1342 (panel c, d) açık küme alanlarındaki yıldızların *Gaia* DR3 öz hareket bileşenlerine ait grafikleri ve ekvatoral koordinatlarındaki gökyüzü yönelim vektörleri. Farklı renklerdeki daire ve vektörler üyelik olasılığı $P \geq 0.5$ olan, gri daireler de üyelik olasılıkları $0 \leq P \leq 0.5$ olan yıldızları belirtmektedir. Sağ taraftaki renk ölçeği üyelik olasılığının bir fonksiyonu olup $P \geq 0.5$ için ölçeklendirilmiştir. (a) ve (c) panellerindeki kesikli mavi çizgilerin kesişim noktaları kümelerin ortalama öz hareket bileşenlerini, (b) ve (d) panellerindeki siyah artı işareti de kümelerin merkezi ekvatoral koordinatlarını göstermektedir.

5 Kümelerin Renk-Parlaklık Diyagramları

Gözlemsel renk-parlaklık diyagramları, yıldız kümelerinin astrofiziksel özelliklerinin belirlenmesinde kullanılan temel araçlardandır. Bu diyagramlar kullanılarak, bir kümenin yaşı, uzaklığı ve kimyasal yapısı belirlenir (Sandage 1958). Ancak, renk-parlaklık diyagramlarının analizi kümelerin Galaksi içindeki konumları, yaşları ve yıldız yoğunlukları gibi faktörlerden etkilenir. Özellikle, yaşlı, yoğun ve renk artığı büyük açık kümelerin renk-parlaklık diyagramlarının analizleri, diyagram üzerindeki küme yapısının morfolojik olarak yorumlanmasını zorlaştırmaktadır (Janes & Phelps 1994).

Czernik 41 ve NGC 1342 açık küme alanlarında tespit edilen yıldızların UBV ve *Gaia* fotometrik sistemlerinde oluşturulan renk-parlaklık diyagramları Şekil 3'te gösterilmiştir. Czernik 41 açık kümesi için UBV fotometrik sisteminde oluşturulan renk-parlaklık diyagramları (Şekil 3, panel a, b, c) incelendiğinde, kümenin anakolu $V \approx 16$ kadire kadar kabaca ayırt edilmesine karşın, sönük parlaklıklarda alan yıldızlarının etkisinden dolayı anakol yapısı ayırt edilmesi güçleşmektedir. *Gaia* fotometrik uzayındaki anakolunun konumu ise alan yıldızlarının fazlalığından dolayı net olarak görülememektedir. Czernik 41 küme alanında $V < 11$ ve $G < 10.5$ kadir aralıklarında kümenin muhtemel dev yıldız adayları, $11.5 < V < 12.5$ kadir



Şekil 3. Czernik 41 (panel a, b, c) ve NGC 1342 (panel d, e, f) açık kümelerinin $V\times(U-B)$, $V\times(B-V)$ ve $G\times(G_{\rm BP}-G_{\rm RP})$ renk-parlaklık diyagramlarıyla gözlemsel veriyi en iyi ifade eden PARSEC eş-yaş eğrileri. Renkli daireler kümeye üyelik olasılığı $P\geq$0.5 ve gri daireler de $0<P<$0.5 olan yıldızları temsil etmektedir. Mavi düz çizgi kümelerin uzaklık modülünü ve yaşını veren PARSEC eş-yaş eğrilerini, yeşil düz çizgiler de yaş değerlerindeki belirsizliklerini temsil etmektedir.

aralıklarında da olası dönüm noktası yıldızları fark edilmektedir. NGC 1342 açık kümesinin renk-parlaklık diyagramları (Şekil 3 panel d, e, f) incelendiğinde, küme anakolunun V ve G parlaklıklarında $V\approx$13.5 kadire kadar seçilebildiği, $V<$10.5 ve $G<$11 ile 10.5$<V<$11 kadir aralıklarında ise kümenin yaş tayininde önemli olan olası dev yıldız adaylarıyla dönüm noktası yıldızları görülmektedir.

6 Kümelerin Astrofizik Parametreleri

6.1 Kümelerin Renk Artıkları

Czernik 41 ve NGC 1342 açık kümelerinin $E(U-B)$ ve $E(B-V)$ renk artıkları, $(U-B)\times(B-V)$ iki-renk diyagramları kullanılarak hesaplanmıştır. Öncelikle kümeye üyelik olasılığı yüksek ($P\geq0.5$) ve kümelerin limit yarıçapları içinde kalan anakol yıldızları seçilerek $(U-B)\times(B-V)$ iki-renk diyagramları oluşturulmuştur. Bu kriterler ile birlikte, kümelerin renk artıklarının hesaplanmasında Czernik 41 açık kümesinin görünen parlaklığı 14$\leq V\leq$17 kadir aralığında 27 yıldız ve NGC 1342 açık kümesinin 12$\leq V\leq$19 kadir aralığında 56 yıldız tespit edilmiştir. Güneş bolluğundaki sıfır yaş anakol eğrisi (ZAMS), $(U-B)\times(B-V)$ iki-renk diyagramları üzerine işaretlenen yıldızlar ile uyum sağlayıncaya kadar kaydırılmıştır (Sung ve diğ. 2013). Karşılaştırma işlemi için renk artıkları 0.01$<(B-V)<$2 kadir aralığında ve 0.01 kadirlik adımlar ile $[E(U-B)/E(B-V)=0.72+0.05\times E(B-V)]$ eşitliğine göre hesaplanmış ve her bir çözüm için χ^2 değerleri hesaplanmıştır. En küçük $\chi^2_{\rm min}$ modeline karşılık gelen $E(B-V)$ ve $E(U-B)$ ölçümleri iki kümenin kızarma değerleri olarak kabul edilmiştir. Czernik 41 açık kümesinin renk artık değerleri, $E(B-V)$=1.500±0.035, $E(U-B)$=1.080±0.025 kadir ve NGC 1342 açık kümesinin renk artık değerleri de, $E(B-V)$=0.270±0.043, $E(U-B)$=0.194±0.031 kadir olarak hesaplanmıştır (bkz. Çizelge 1).

6.2 Kümelerin Metal Bollukları

İki açık kümenin metal bolluklarının belirlenmesinde, F-G tayf türündeki anakol yıldızlarından oluşturulan Karaali ve diğ. (2011)'nin fotometrik metal bolluğu kalibrasyonu kullanılmıştır. Kalibrasyonun geçerli olduğu renk indeksi aralığı 0.3$\leq(B-V)_0\leq$0.6 dikkate alınmış ve kümelere üyelik olasılığı $P\geq$0.5 olan yıldızlar ile kümelerin etkin yarıçapı $r_{\rm lim}\leq11'$ içinde kalan F ve G tayf türünden anakol yıldızlarının renk indeks aralıkları Eker ve diğ. (2018) tablolarından seçilerek $(U-B)_0\times(B-V)_0$ iki-renk diyagramları oluşturulmuştur. Söz konusu yıldızların $(U-B)_0$ renk indeksleri, Hyades kümesindeki aynı $(B-V)_0$ renk indeksine sahip anakol yıldızlarıyla karşılaştırılmış, bu karşılaştırma sonucunda morötesi artıkları ($\delta_{0.6}$) ve ortalama morötesi artığı değerleri elde edilmiştir. Hesaplanan ortalama morötesi artıkları Karaali ve diğ. (2011)'nin fotometrik metal bolluğu kalibrasyonunda kullanılarak Czernik 41 ve NGC 1342 açık kümelerinin metal bollukları tayin edilmiştir. Fakat Czernik 41 açık kümesi için gerçekleştirilen metal bolluğu analizlerinde F ve G anakol yıldızı tespit edilemediğinden kümenin metal bolluğu belirlenememiş ve kümenin metal bolluğu [Fe/H]=0 dex kabul edilmiştir. NGC 1342 açık kümesi için F ve G tayf türünden küme üyesi dokuz anakol yıldızı tespit edildiğinden kümenin metal bolluğu [Fe/H]=-0.014±0.07 dex olarak bulunmuştur (bkz. Çizelge 1). Yaş tayininde kullanılmak üzere hesaplanan metal bollukları, ağır element bolluğu Z'ye dönüştürülmüştür. Bu dönüşümde, Bovy'nin `parsec` (Bressan ve diğ. 2012) eş-yaş eğrileri dikkate alınarak geliştirilen bağıntılar kullanılmıştır. Czernik 41 ve NGC 1342 açık kümelerinin ağır element bollukları, sırasıyla, Z=0.0152 ve Z=0.0112 olarak elde edilmiştir.

6.3 Kümelerin Uzaklık ve Yaşları

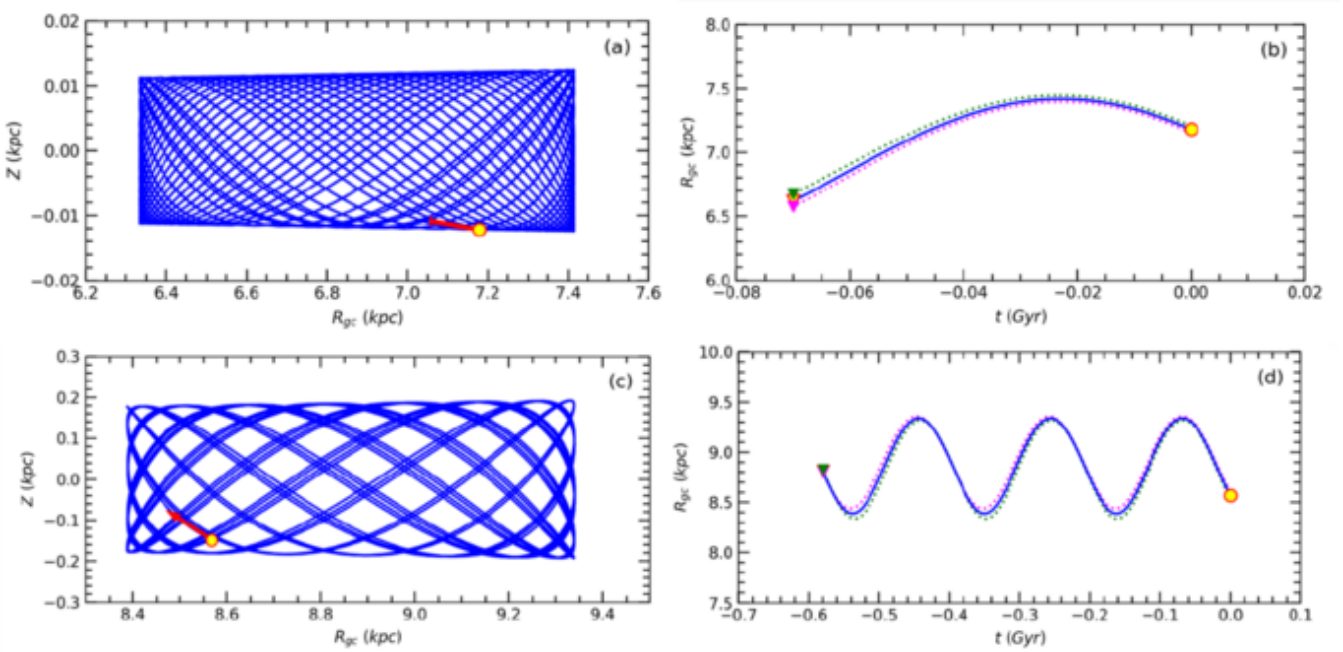
Küme üyesi yıldızlardan oluşturulan renk-parlaklık diyagramları, açık kümelerin renk uzaylarındaki yapısını en iyi şekilde temsil eder. Renk-parlaklık diyagramları, kümelerin anakol, dönüm noktası ve dev bileşenlerinin hassas bir biçimde tespit edilmesini sağlar ve bu yol ile kümenin model tabanlı kütle, yaş ve uzaklık değerleri hesaplanır. Czernik 41 ve NGC 1342 açık kümelerinin uzaklık modülü ve yaşı, Bressan ve diğ. (2012)'nin `parsec` eş-yaş eğrilerinin $V\times(U-B)$, $V\times(B-V)$, ve $G\times(G_{\rm BP}-G_{\rm RP})$ renk-parlaklık diyagramları üzerinden en olası küme üyeleriyle karşılaştırılarak eş zamanlı tayin edilmiştir. `parsec` eş-yaş eğrileri bu çalışmada hesaplanan renk artıkları dikkate alınarak kızartılmış ve çalışmada oluşturulan renk-parlaklık diyagramları üzerine işaretlenmiştir. İki açık kümedeki en olası küme üyesi yıldızları temsil eden yaş eğrileri kümenin yaş ve uzaklık modülünün belirlenmesinde kullanılmıştır. Czernik 41 ve NGC 1342 açık kümelerinin kızarmış uzaklık modülleri, sırasıyla, μ_V=16.594±0.128 ve μ_V=9.880±0.136 kadir, bu değerlere karşılık gelen kızarmadan arındırılmış uzaklıkları da d=2485±151 ve d=645±42 pc'tir. Czernik 41 ve NGC 1342 açık kümelerinin yaşları, sırasıyla, t=69±10 ve t=1000±150 Myıl olarak hesaplanmıştır (bkz. Çizelge 1). İki açık kümenin UBV ve *Gaia* tabanlı renk-parlaklık diyagramları üzerinde üye yıldızlarıyla en iyi uyumu sağlayan eş-yaş eğrileri Şekil 3'te gösterilmiştir (bkz. Çizelge 1).

7 Kümelerin Uzay Hızları ve Galaktik Yörünge Parametreleri

Czernik 41 ve NGC 1342 açık kümelerinin kinematik ve dinamik yörünge analizlerinde kullanılan önemli parametrelerden biri de radyal hız ölçümleridir. Bu çalışmada iki kümenin limit yarıçapı ($r_{\rm lim}\leq11'$) dahilindeki yüksek üyelik olasılığına sahip ($P\geq0.5$) yıldızların radyal hız verileri *Gaia* DR3 kataloğunda taranmıştır. Bu kapsamda, Czernik 41 açık kümesinde yedi yıldız, NGC 1342 açık kümesinde de 43 yıldızın radyal hız ölçümünün bulunduğu tespit edilmiştir.

İncelenen iki açık kümenin uzay hız bileşenleri ve Galaktik yörünge parametrelerinin tayin edilmesinde `galpy` Bovy (2015) programı kullanılmıştır. Hesaplamalarda, açık kümelerin ekvatoral koordinatları, bu çalışmada belirlenen radyal hızları, ortalama öz hareket bileşenleri, uzaklıkları ve bu parametrelerin belirsizlikleri dikkate alınmıştır. Girdi parametreleri olarak Güneş'in Galaksi merkezine uzaklığı $R_{\rm gc}$=8 kpc, rotasyon hızı $V_{\rm rot}$=220 km s^{-1} ve Galaktik düzlemden dik uzaklığı 27±4 pc alınmıştır (Chen ve diğ. 2000; Bovy & Tremaine 2012; Bovy 2015).

Czernik 41 ve NGC 1342 açık kümelerinin yörünge integrasyonları, kümelerin bugünkü konumlarından 2.5 Gyıl geriye doğru, 1 Myıl'lık adımlar ile hesaplanmıştır. Dinamik yörünge analizleri sonucunda, kümelerin Galaksi merkezine en yakın ve en uzak mesafeleri ($R_{\rm a}$ ve $R_{\rm p}$), yörünge basıklıkları (e), Galaktik düzlemden en fazla uzaklaşabilecekleri dik mesafeleri ($Z_{\rm max}$), uzay hızı bileşenleri (U, V, W) ve yörünge periyotları ($T_{\rm P}$) elde edilmiştir (bkz. Çizelge 1). Uzay hız bileşenlerine yerel durağanlık standardı (LSR) düzeltmesi için Coşkunoğlu ve diğ. (2011)'nin değerleri kullanılarak uzay hız bileşenleri Czernik 41 açık kümesi için $(U,\ V,\ W)_{\rm LSR}$=(80.72±4.35,



Şekil 4. Czernik 41 (a, b) ve NGC 1342 (c, d) açık kümelerinin Galaksi merkezinden uzaklıkları ve Galaktik düzlemden dik doğrultudaki yörüngeleri. Daire ve üçgen sembolleri açık kümelerin, sırasıyla, bugünkü ve doğdukları konumlarını, kırmızı oklar da kümelerin yörünge üzerindeki hareket vektörlerini göstermektedir.

-21.53±2.10, -0.46±0.48) km s^{-1} ve NGC 1342 açık kümesi için $(U,V,W)_{\rm LSR}$=(17.07±0.34, 5.87±0.39, 6.13±0.33) km s^{-1} olarak hesaplanmıştır. Kümelerin toplam uzay hızları da Czernik 41 açık kümesi için $S_{\rm LSR}$=83.55±4.85 km s^{-1} ve NGC 1342 açık kümesi için $S_{\rm LSR}$=19.06±0.61 km s^{-1} bulunmuştur.

Czernik 41 ve NGC 1342 açık kümelerinin Galaktik yörüngelerinin analizi, kümelerin Galaktik düzlemden dik uzaklığıyla Galaksi merkezinden olan mesafesinin ($Z\times R_{\rm gc}$) ve zaman ile değişen Galaksi merkezi uzaklıklarının ($R_{\rm gc}\times R_{\rm t}$) görselleşmesiyle yapılmıştır. Şekil 4 panel a ve c, kümelerin Galaksi içindeki yörünge hareketlerini, Şekil 4 panel b ve d ise zaman ile Galaksi merkezinden uzaklıklarını göstermektedir. Ayrıca aynı şekil üzerinde açık kümelerin bugünkü ve doğduğu konumları, sırasıyla, sarı daire ve yeşil üçgen ile gösterilmiştir. Yörünge hareketlerindeki belirsizlikler ise girdi parametrelerindeki hatalar dikkate alınarak hesaplamalar yeniden gerçekleştirilmiş ve sonuçlar şekil üzerinde kesikli çizgiler ile belirtilmiştir.

Dinamik yörünge analizlerine göre, Czernik 41 açık kümesi Güneş çemberi içinde ($R_{\rm a}$=7.41±0.02, $R_{\rm p}$=6.33±0.05 kpc), NGC 1342 açık kümesi ise Güneş çemberinin dışında hareket etmektedir ($R_{\rm a}$=9.34±0.02, $R_{\rm p}$=8.39±0.05 kpc). İki açık kümenin Galaktik yörünge basıklık değerleri 0.1'i aşmamakta olup basık çembersel yörüngelere sahiptir. Galaktik yörünge periyotları Czernik 41 açık kümesi için $T_{\rm orb}$=190±1 Myıl ve NGC 1342 açık kümesi için de $T_{\rm orb}$=250±1 Myıl olarak hesaplanmış olup, kümelerin Galaktik düzlemden en fazla uzaklaşabilecekleri dik mesafeler, sırasıyla, $Z_{\rm max}$=12±2 ve $Z_{\rm max}$=192±8 pc olarak bulunmuştur (bkz. Çizelge 1).

8 Tartışma ve Sonuç

Bu çalışmada, Czernik 41 ve NGC 1342 açık kümelerinin astrometrik ve kinematik analizleri gerçekleştirilmiştir. Galaksinin I. çeyreğinde yer alan Czernik 41 açık kümesinin renk artığı $E(B-V)$=1.50±0.043 kadir, uzaklık modülü $\mu_{\rm V}$=16.59±0.13 kadir, uzaklığı d=2485±151 pc ve yaşı t=69±10 Myıl belirlenmiştir. Kümenin ilk detaylı CCD fotometrik analizi, Maciejewski & Niedzielski (2007) tarafından gerçekleştirilmiş ve kümenin yaşı t=500 Myıl, uzaklık modülü μ_V=14.64±0.42 kadir ve uzaklığı d=1360±400 pc olarak tayin edilmiştir. Kharchenko ve diğ. (2013) küme üyesi yıldızların 2MASS fotometrik ve PPMXL astrometrik verilerinden faydalanarak hazırladıkları Milky Way Star Catalog (MWSC) kataloğunda, Czernik 41 açık kümesinin renk artığını $E(B-V)$=1.280 kadir, uzaklığını d=1540 pc ve yaşını t=300 Myıl belirlemişlerdir. Czernik 41 açık kümesi üzerine gerçekleştirilen diğer bir çalışmada Cantat-Gaudin ve diğ. (2018), *Gaia* DR2 (Gaia işbirliği 2018) verilerini kullanarak kümeye üyelik olasılığı 0.5'ten büyük olan 234 muhtemel üye yıldız tespit etmiştir. Kümenin uzaklığını d=2511 pc ve ortalama öz hareket bileşenlerini de ($\mu_\alpha\cos\delta$, μ_δ)=(-2.932±0.138, -6.164±0.128) mas yıl^{-1} olarak hesaplamışlardır. Bu bulgular, *Gaia* uydusundan sağlanan yüksek hassasiyetli veriler sonucunda kümenin astrofiziksel özelliklerinin doğru bir şekilde belirlenmesine önemli katkılar sağlamıştır. Liu & Pang (2019), *Gaia* DR2 verilerini kullanarak yaptıkları çalışmada, kümenin uzaklığını d=2786±450 pc, yaşını t=100 Myıl ve ortalama öz hareket bileşenleri de ($\mu_\alpha\cos\delta$, μ_δ)=(-2.900±0.230, -6.0724±0.297) mas yıl^{-1} olarak hesaplamışlardır. Bu sonuçlar, Czernik 41 kümesinin yaş ve uzaklık parametrelerinin belirlenmesindeki farklılıkları yansıtsa da, genel olarak küme için verilen uzaklıkların 2500 pc civarında olduğunu göstermiştir. Bu çalışmamızda kümenin renk-parlaklık diyagramlarından elde edilen uzaklığı d=2485±151 pc olup güncel çalışmalar ile uyumludur. Ayrıca, Czernik 41 kümesinin metal bolluğu

doğrudan tayin edilemediği için [Fe/H]=0 dex alınmıştır. Kümenin gerçek metal bolluğunun farklı olması, izokron uyumlarını ve buna bağlı olarak yaş, uzaklık ve renk artığı gibi temel parametreleri etkileyebilir. Yüksek çözünürlüklü tayfsal çalışmalarla kümenin gerçek metal bolluğunun belirlenmesi, fotometrik yöntemlerle elde edilen sonuçların doğrulanmasını, astrofiziksel parametrelerin daha doğru ve güvenilir bir şekilde türetilmesini sağlayabilir.

Gaia DR2 kataloğunun (Gaia işbirliği 2018) yıldızlar için fotometrik, astrometrik ve tayfsal veriler sağlaması, incelenen açık kümelerin astrofizik parametrelerine ait doğruluk ve duyarlığı arttırmıştır (Cantat-Gaudin ve diğ. 2018; Liu & Pang 2019). Tarricq ve diğ. (2021), Czernik 41 kümesinin uzaklığını d=2451 pc, yaşını t=14 Myıl, öz hareket bileşenlerini de ($\mu_\alpha \cos\delta$, μ_δ)=(-2.932±0.137, -6.164±0.128) mas yıl^{-1} olarak belirlemişlerdir. Ayrıca, radyal hız ölçümleri de bu çalışmada önemli bir yer tutmuş ve kümenin ortalama radyal hızı V_R=-2.41±11.67 km s^{-1} olarak verilmiştir. Czernik 41 açık kümesinin radyal hız hesaplamaları için yalnızca yedi yıldız kullanılmıştır. Küme üyelerinin benzer astrofiziksel parametreleri ve hareket doğrultuları göz önünde bulundurulduğunda, bu sınırlı yıldız sayısının ağırlıklı ortalama yöntemiyle yapılan hesaplamalara etkisi en az düzeyde kabul edilmiştir.

NGC 1342 açık kümesi için yapılan ilk çalışmalarda kümenin uzaklığı Jennes & Helfer (1974) d=759 pc, Cameron (1985) d=610 pc ve Strobel (1991) de d=550 pc olarak vermiştir. Sonraki çalışmalar, daha tutarlı sonuçlar ortaya koymuş ve genel olarak kümenin uzaklığını 650 pc civarında saptamıştır. Son 20 yıl içerisinde NGC 1342 kümesinin uzaklığı için yapılan çalışmalarda, Kharchenko ve diğ. (2005) d=665 pc, Dias ve diğ. (2021) d=626±19 pc, Cantat-Gaudin ve diğ. (2020) d=653±0.7 pc olarak verirken, Liu & Pang (2019) d=668±25 pc hesaplamıştır.

NGC 1342 açık kümesinin metal bolluğu üzerine gerçekleştirilen fotometrik çalışmalarda, Jennes & Helfer (1974) [Fe/H]=-0.7 dex, Cameron (1985) [Fe/H]=-0.163 dex, Strobel (1991) [Fe/H]=-0.44 dex, Kharchenko ve diğ. (2005) [Fe/H]=-0.160 dex hesaplamıştır. Cantat-Gaudin ve diğ. (2020) ve Zhong ve diğ. (2020) *Gaia* çağında gerçekleştirdikleri çalışmalarında ise kümenin metal bolluğunu [Fe/H]≈-0.2 dex civarında belirlemişlerdir. Özellikle, kümeye üye yıldızların yüksek çözünürlüklü tayfsal analizlerinin yapıldığı son çalışmalarda kümenin metal bolluğunu Reddy ve diğ. (2015) [Fe/H]=-0.14±0.05 dex, Conrad ve diğ. (2017) [Fe/H]=-0.16 dex ve Zhong ve diğ. (2020) [Fe/H]=-0.205 dex'tir. Literatürde verilen bu sonuçlar, bu çalışmada Karaali ve diğ. (2011)'nin fotometrik metal bolluğu kalibrasyonuyla hesaplanan [Fe/H]=-0.14±0.07 dex sonucuyla oldukça uyumludur.

NGC 1342 kümesinin yaşı çalışmamızda bağımsız yöntemler kullanılarak t=1000±150 Myıl tayin edilmiştir (bkz. Çizelge 1). Küme yaşı için literatürde oldukça geniş bir aralık verilmiştir: Jennes & Helfer (1974) t=5 Myıl, Strobel (1991) t=300 Myıl, Pena (1994) t=400 Myıl. Son yıllardaki çalışmalarda ise kümenin yaş tahminleri daha da farklılaşmış ve küme yaşı Liu & Pang (2019) t=871 Myıl ve Tarricq ve diğ. (2021) da t=850 Myıl olarak belirlemiştir. Bu geniş yaş aralığı, hassas yaş tayini analizlerinin gerçekleştirilmediğini göstermektedir.

Kümenin renk artığı ($E(B-V)$) üzerine yapılan çalışmalarında farklılıklar tespit edilmiştir. Çalışmamızda NGC 1342 açık kümesinin renk artığı $E(B-V)$=0.270±0.043 kadir hesaplanmıştır. Literatürdeki çalışmalar incelendiğinde, kümenin renk artığını Jennes & Helfer (1974) $E(B-V)$=0.30 kadir, Cameron (1985) $E(B-V)$=0.42 kadir, Kharchenko ve diğ. (2005) $E(B-V)$=0.32 kadir ve Dias ve diğ. (2021) da $E(B-V)$=0.396±0.053 kadir olarak vermektedir. Bu sonuçlara göre, NGC 1342 açık kümesi için hesaplanan değerler literatürde verilenlerden daha küçüktür. Ayrıca, önceki çalışmalarla karşılaştırıldığında, NGC 1342 için elde edilen yaş, renk artığı ve diğer parametre değerlerindeki bazı farklılıkların temel sebepleri, kullanılan veri setleri ve analiz yöntemlerindeki gelişmelerden kaynaklanmaktadır.

Çalışmada NGC 1342 açık kümesinin ortalama öz hareket bileşenleri ($\mu_\alpha \cos\delta$, μ_δ)=(0.419±0.041, -1.662±0.031) mas yıl^{-1} olarak tayin edilmiştir. Kümenin öz hareket bileşenlerine yönelik araştırmalar incelendiğinde çok farklı değerlerin verildiği tespit edilmiştir: Kharchenko ve diğ. (2005) ($\mu_\alpha \cos\delta$, μ_δ)=(0.13±0.80, -2.72±0.77) mas yıl^{-1} ve Dias ve diğ. (2021) ($\mu_\alpha \cos\delta$, μ_δ)=(-2.99±2.45, -1.82±1.76) mas yıl^{-1}. *Gaia* DR2 verilerinden inceleyen Cantat-Gaudin ve diğ. (2020)'de kümenin uzay tabanlı öz hareket bileşenlerini ($\mu_\alpha \cos\delta$, μ_δ)=(0.520±0.233, -1.604±0.195) mas yıl^{-1} olarak belirlemiştir. Bu bulgular, NGC 1342 açık kümesinin öz hareketi hakkında daha net bir anlayış sunmaktadır.

NGC 1342 açık kümesinin radyal hız verisi de farklı çalışmalar arasında, bu çalışmada hesaplanan V_R=-10.48±0.20 değerine yakındır. Mermilliod (2008), kümenin radyal hızını V_R=-10.67±0.11 km s^{-1} olarak verirken, Kharchenko ve diğ. (2005) V_R=-10.90±0.30 km s^{-1} olarak tespit etmiştir. Benzer şekilde, Soubiran ve diğ. (2018) da NGC 1342 açık kümesinin ortalama radyal hızını -9.95±0.21 km s^{-1} olarak hesaplamıştır.

NGC 1342 açık kümesinin astrofiziksel parametreleri üzerine yapılan farklı çalışmalar, uzaklık, metal bolluğu, yaş, renk artığı, öz hareket ve radyal hız gibi parametrelerde farklılıklar gösterse de, son yıllarda gerçekleştirilen araştırmalar parametrelerin daha uyumlu sonuçlarda bir araya geldiğini göstermektedir. Açık kümenin uzaklığı d=650 pc civarına, metal bolluğu [Fe/H]=-0.2 dex, yaşı da t=500 Myıl civarındadır. Özellikle yer ve uzay tabanlı açık küme gözlemlerinin bir arada değerlendirilmesi sayesinde, açık kümelerin temel parametreleri daha doğru ve hassas bir şekilde hesaplanacak; böylece açık kümelerin evrimsel süreçleri ve Samanyolu'nun yapısı hakkında daha fazla bilgi edinilecektir.

Teşekkür

Bu çalışma, İstanbul Üniversitesi Bilimsel Araştırma Projeleri Koordinasyon Birimi tarafından FYL-2022-39160 ve TÜBİTAK 1001 kodlu 122F109 numaralı projeler ile desteklenmiştir. Çalışmada kullanılan yer tabanlı CCD gözlemleri TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi tarafından 18CT100-1396 numaralı ve "Seçilmiş Açık Kümelerin CCD UBVRI Gözlemleri-III" isimli gözlem projesiyle gerçekleştirilmiştir.

Kaynaklar

Bertin, E., Arnouts, S., 1996, Astron. Astrophys. Suppl. Ser., 117, 393

Bressan, A., Marigo, P., Girardi, L., Salasnich, B., Dal Cero, C., Rubele, S. Nanni, A., 2012, MNRAS, 427, 127

Bovy, J., Tremaine, S., 2012, ApJ, 756, 89

Bovy, J., 2015, ApJS, 216, 29

Cameron, L. M., 1985, A&A, 147, 39

Cantat-Gaudin, T., Jordi, C., Vallenari, A., ve diğ., 2018, A&A, 618, A93

Cantat-Gaudin, T., Anders, F., Castro-Ginard, A., Jordi, C., Romero-Gómez, M., Soubiran, C., Casamiquela, L., Tarricq, Y., 2020 A&A, 640, 17
Chen, Y. Q., Nissen, P. E., Zhao, G., Zhang, H. W., Benoni, T., 2000, Astron. Astrophys. Suppl. Ser., 141, 491
Coşkunoğlu, B., Ak S., Bilir, S., ve diğ., 2011, MNRAS, 412, 1237
Conrad, C., Scholz, R. D., Kharchenko, N. V., Piskunov, A. E., Röser, S., Schilbach, E., de Jong, R. S., Schnurr, O., 2017, A&A, 600, A106
Dias, W. S., Monteiro, H., Moitinho, A., Lepine, J. R. D., Carraro, G., Paunzen, E., Alessi, B., Villela, L., 2021, A&A, 564, 8
Eker, Z., Bakış, V., Bilir, S., ve diğ., 2018, MNRAS, 479, 5491
Friel, E. D., 1995, ARA&A, 33, 381
Gaia Collaboration, Brown A. G. A., Vallenari A., Prusti T., de Bruijne J. H. J., Babusiaux C., Bailer-Jones C. A. L., et al., 2018, A&A, 616, A1
Gaia Collaboration, Vallenari A., Brown A. G. A., Prusti T., de Bruijne J. H. J., Arenou F., Babusiaux C., et al., 2023, A&A, 674, A1
Janes, K. A., Phelps, R. L., 1994, AJ, 108, 1797
Jennes, P. A., Helfer, H. L., 1974, MNRAS, 172, 681
Karaali, S., Bilir, S., Ak, S., Yaz, E., Coşkunoğlu, B. 2011, Publ. Astron. Soc. Australia, 28, 95
Kharchenko, N. V., Piskunov, A. E., Röser, S., Schilbach, E., Scholz, R.-D., 2005, A&A, 438, 1163
Kharchenko, N. V., Piskunov, A. E., Schilbach, E., Roeser, S., Scholz, R. -D., 2013, A&A, 558, 8
King, I. R., 1962, AJ, 67, 471
Krone-Martins, Moitinho, A., 2014, A&A, 561, 57
Lada, C. J., Lada, E. A., 2003, ARA&A, 41, 57
Landolt, A. U., 2009, AJ, 137, 4186
Liu, L., Pang, X., 2019, ApJS, 245, 32
Maciejewski, G., Niedzielski, A., 2007, A&A, 467, 3
McKee, C. F., Ostriker, E. C., 2007, ARA&A, 45, 565
Mermilliod, J. C., Mayor, M., Udry, S., 2008, A&A, 485, 303
Pena, J. H., Penicje R., Bravo, H., Yam, O., 1994, Revista Mexicana de Astrnomia y Astrofisica, 28, 7
Reddy, A. B. S., Giridhar, S., Lambert, L. D., 2015, MNRAS, 367, 1329
Sandage, A. R., 1958, AJ, 127, 513
Soubiran, C., Cantat-Gaudin, T., Romero-Gómez, M., ve diğ., 2018, A&A, 619, A155
Strobel, A., 1991, A&A, 247, 35
Sung, H., Lim, B., Bessell, M. S., Kim, J. S., Hur, H., Chun, M. Park, B., 2013, JKAS, 46, 103
Tarricq, Y., Soubiran, C., Casamiquela, L., Cantat-Gaudin, T., Chemin, L., Anders, F., Antoja, T., Romero-Gómez, M., 2021, A&A, 46, 103
Zhong, J., Chen, L., Wu, D., Li, L., Bai, L., Hou, J., 2020, A&A, 640, A127

Access:
M25-0305: Turkish J.A&A — Vol.6, Issue 3.

TJAA Vol. **6**, *Special Issue*, *p.*370–378 (2025). DOI: 10.55064/tjaa.1597866 *Conference Paper*

Arşiv Verilerinde Güneş Sistemi Nesneleri Araştırması

Hasan H. Esenoğlu[1] ⋆, Adnan Ökten[1], M. Türker Özkan[1]
[1] *İstanbul Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 34119 İstanbul, Türkiye*

Accepted: May 7, 2025. Revised: May 7, 2025. Received: December 8, 2024.

Özet
Bu araştırmada, Türkiye Ulusal Gözlemevleri'nin TUG RTT150 ve T100 teleskopları ile alınmış arşiv verilerinde, tutulma düzleminde Güneş Sistemine ait olası nesneleri içerebilecek potansiyel olanlar belirlenmektedir. Buradaki motivasyon, teleskopların çevrildiği uzay alanlarında astrofizik çalışmalara ek olarak Güneş Sistemi ekliptik düzleminin de araştırılmasına yönlendirmektedir. Görüntülerin sönüklük sınırları ve filitreli veya filitresiz durumlarına göre Güneş Sistemi üyelerini araştırma yöntemleri geliştirilmektedir. Araştırmanın bu aşamasında, RTT150 ve T100 verilerinden potansiyel adayların bulunması için üç yöntem geliştirilmiştir. Yöntemden elde edilen ön bulguya göre, 8 adet kaynağın (Gaia14aat, 15adf, 16bis, 18bwz, 18cft, 19emm, PGIR20dsv ve SDSSJ8121911) tutulma düzleminde yer aldıkları tespit edilmiştir. Geliştirilen üç yöntemden, O III ve Hα gibi dar bant (2-6.4 nm) verilerde "görüş" yıldızlara göre çok yakınımızdaki "disk" gibi yaygın kaynak olan Güneş Sistemi nesnelerini "nokta" kaynak yıldızlardan ayırt ederken (Yöntem-1), filtresiz verilerde "parlaklık" (Yöntem-2) ve "dairesellik" (Yöntem-3) parametrelerinin ayırt edici olduğu, Vesta küçük gezegeni ve Pamela asteroidinin arşiv verilerine uygulanmasıyla görülmüştür. Eğer bugüne kadar geleneksel metotlarla henüz keşfedilmemiş gezegen, asteroit ve diğer Güneş Sistemi nesneleri varsa geliştirdiğimiz yöntemleri (Yöntem-1, 2 ve 3) ilk kez arşiv verilerine uygulayarak kataloglarda bulunmayanları ortaya çıkartmak mümkün olabilecektir.

Abstract
In this study, archival data from the TUG RTT150 and T100 telescopes at the National Observatories of Türkiye were analyzed to detect potential Solar System objects within the ecliptic plane. The motivation behind this study is to explore ecliptic plane the Solar System while simultaneously conducting astrophysical investigations in the regions of space targeted by the telescopes. Methods for identifying Solar System objects are being developed by considering the extinction limits of the images and evaluating whether they were captured with or without filters. In this phase of the research, three methods developed to identify potential Solar System objects using data from the RTT150 and T100 telescopes are presented. According to preliminary findings, eight sources (Gaia14aat, Gaia15adf, Gaia16bis, Gaia18bwz, Gaia18cft, Gaia19emm, PGIR20dsv, and SDSSJ8121911) were identified within the ecliptic plane. Among the three methods developed, Method-1, based on "seeing", effectively differentiates Solar System objects from stars in narrowband (2–6.4 nm) data, such as O III and Hα. This method identifies common sources like nearby "discs" in contrast to distant "point" source stars. Additionally, parameters like "brightness" (Method-2) and "roundness" (Method-3) show distinctiveness when applied to unfiltered data, as evidenced by their application to archival data from minor planet Vesta and asteroid Pamela. If there are undiscovered planets, asteroids, or other Solar System objects that have eluded traditional detection methods, the methods developed in this study (Methods 1, 2, and 3) can be applied to archival data for the first time to uncover objects not yet listed in existing catalogs.

Anahtar Kelimeler: Solar System – Solar System disk – planets – asteroids – imaging data – method – expansion parallax – atmospheric effects

1 Giriş

Yer ve uzay temelli teleskoplar kendi proje amaçları doğrultusunda tüm gökküresine yönelmişlerdir. Bunlar içerisinden tutulma düzlemi bölgesine bakanların bir avantajı, Güneş Sistemi diski içerisinden geçiyor olmalarıdır. Bu yüzden görüntüleri Güneş Sistemi üyelerini de içeriyor olabilir. Bununla birlikte, en uzaktakilerin sayısı fazla iken yakına gelindikçe sayı azalacaktır. Bir de Güneş Sistemi üyelerinin sayısının az olduğu hesaba katılırsa bunların CCD çerçevesine girme olasılığı düşecektir.

Yıldızlar uzaklıklarından dolayı nokta kaynaklar olurken Güneş Sistemi disk bölgesinde yer alanlar yakın mesafelerinden dolayı nispeten "disk" görünümlü yaygın kaynaklardır. Öte yandan, yıldızlar ve Güneş Sistemi üyeleri arasında renk farklılığı da ortaya çıkar. $(B-V)$ renk ölçeği yıldızların yüzey sıcaklıklarının bir ölçüsüdür; renk ölçeği pozitif olanlar soğuk (kırmızı) ve negatif olanlar da sıcak (mavi) yıldızları belirtir. Güneş sistemi üyelerinde de bu durum benzer olmalıdır; $(B-V)$ ile ilgili gözlemlerden çıkarımlara göre bunun ayırt edici bir özellik olup olmadığına karar verilecektir.

Örneğin, uzaklık-yakınlık, nokta kaynak-yaygın kaynak gibi özellikler, yıldızlarla Güneş Sistemi üyelerini ayırt etme yöntemlerinde kullanılabilir. Bugüne kadar daha hala bulunamamış Güneş Sistemi üyelerinin keşfine böylesi farklı yaklaşım yöntemleri yeni bir pencere açabilir. Ayrıca, ötegezegenlerden gelmeye devam eden bilgiler de bu tür yaklaşımlara katkı verecektir.

Uzak Kuiper Kuşağı nesnelerin yörüngeleri dış Güneş Sisteminde henüz keşfedilmemiş 250-500 AB uzaklığında ve

⋆ esenoglu@istanbul.edu.tr

© 2025 Turkish Astronomical Society (TAD)

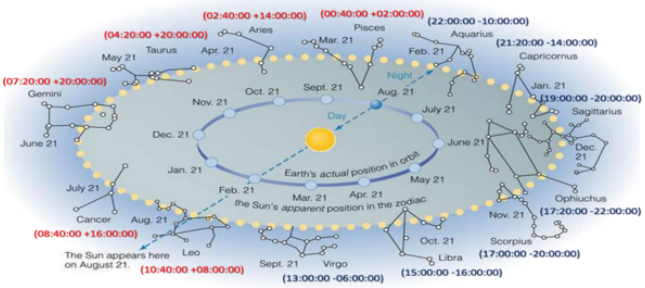
1.5-10 $M_{\oplus}$ bir gezegeni işaret etmektedir (Batygin ve diğ. 2016; Lykawka 2023). Bu yeni gezegenin, Güneş etrafında bir tam tur atması 10-20 bin yıl arasında sürecektir. Ancak, söz konusu gezegenin olabileceği düşünülen bölgelerin %78'i Pan-STARRS verilerinden araştırıldığı halde henüz keşfedilememiştir. Batygin ve diğ. (2016)'na göre, eğer simülasyonların öngördüğü gezegen gerçekten varsa ve günberi noktasına yakın bir yerde bulunuyorsa, arşiv görüntülerinden tespit edilebilmelidir. Yörüngesinin en uzak kısmında yer alıyorsa, gezegeni görmek için dünyanın en büyük teleskoplarına ihtiyaç duyulacaktır. Bununla birlikte, yeni yani simülasyonların öngördüğü dokuzuncu gezegen şu anda arada bir yerde bulunuyorsa da, birçok teleskobun bunu bulma şansı vardır.

Güneş Sistemine yönelik ikinci yeni bir örnek, Uranüs'ün yakın kırmızıötesi (NIR) dalga boyu gözlemleri, 1990'lardan itibaren yapılan birçok girişime rağmen, herhangi bir kırmızıötesi aurora tespit edilememişti (Thomas ve diğ. 2023). Thomas ve diğ. (2023)'na göre, Jüpiter ve Satürn'de NIR araştırmaları manyetosfer-iyonosfer-termosfer bağlantısına ilişkin süreci yeniden tanımlarken, Uranüs'te NIR aurora tespitinin olmaması, Uranüs'te bu süreçleri incelemek için bir eksikliğin bulunduğu anlamına geliyor. 5 Eylül 2006 tarihinde Keck II teleskobuyla alınan NIR Uranüs tayflarında geniş H_3^+ salma çizgileri tespit edilmiştir. Sıcaklıkları ve kolon yoğunluklarının analizi ile önemli bir sıcaklık artışı olmadığı halde H_3^+ iyonunun kolon yoğunluğunda %88'lik bir artış tespit edilmiştir. Bu, artan iyonizasyon üretimi aurora aktivitesiyle tutarlıdır. Bu yapılar Thomas ve diğ. (2023)'nın manyetik alan modeli ve Voyager 2 morötesi gözlemleriyle karşılaştırıldığında, bu bölgelerin kuzey küre aurorasının bölümlerini oluşturduğu anlaşılmaktadır. Dolayısıyla, farklı ya da eksikliği olan bir yaklaşımın fark edilmesiyle 2006 yılına ait arşiv görüntülerinden Uranüs'teki söz konusu kırmızıötesi aurora ilk kez doğrulanmıştır.

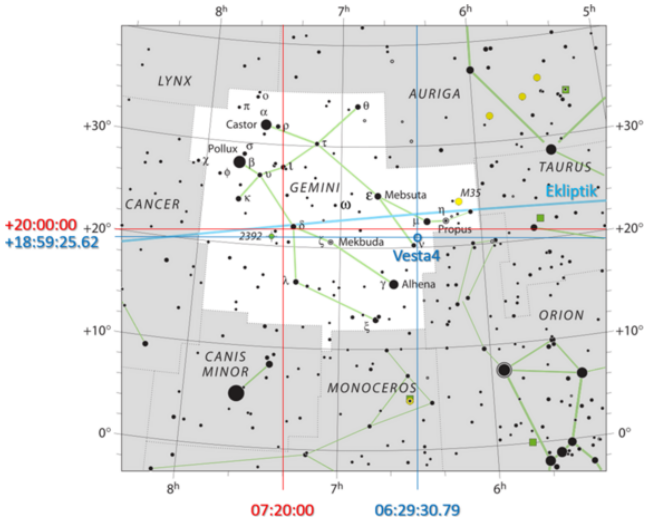
Güneş Sistemi taramalarında en olası teyit ve keşiflerin asteroitler üzerine olduğunu tahmin edebiliriz. Bu olumlu durum dolayısıyla asteroit bilimi, gezegen biliminde temel bir konudur ve gezegen oluşumu ve Güneş Sisteminin evrimi hakkındaki anlayışımızı ilerletmek için anahtardır (Burbine 2017). Burbine (2017)'e göre, yer tabanlı gözlemler ve görevler son yıllarda çok sayıda yeni veri sağlamıştır ve bunlar heyecan verici sonuçlar sunmaktadır.

Güneş Sistemi disk bölgesine ait en yeni araştırma de la Fuente Marcos ve diğ. (2025) tarafından yayınlanmıştır. de la Fuente Marcos ve diğ. (2025)'a göre, Dünya benzeri yörüngelerdeki küçük cisimler ("Arjunas kuşağı" nesneleri olarak isimlendirilmektedir), düşük maliyetli görevlere olanak sağladıkları için bilimsel keşif ve madencilik çalışmaları için iyi hedefler olarak belirtilmektedir. Mini-ay parçaları olarak da adlandırılan, tekrarlayan geçici olaylar (transient events) olarak yakalanan ve yörünge olayları yaşayan bu tür nesneler, uzay madenciliğinde erişilebilirlik açısından en iyi sıralananlar arasındadır. Çok az sayıdaki bu tür nesnelerin ($\leq$1 saat dönme periyodlu 2024 PT_5'in keşfiyle sayıları bir adet artmış oldu) böyle bir dinamik davranışta bulunduğu bilinmektedir. "İlginç Nesneler Grubuna" ait daha fazlasını bulmak ve karakterize etmek, önümüzdeki birkaç on yıl içinde uzaydaki bilimsel ve ticari araştırma faaliyetlerinin genişletilmesine yardımcı olabilir. 2024 PT_5'in keşfi, geçici olarak yakalanan yakın geçişlerin nispeten sık olduğunu ve uzayda bilimsel araştırma faaliyetleri ve ticari madencilik girişimleri için erişilebilir hedefler olarak uygun olan birkaç metreden daha büyük boyutlu nesneleri içerdiği doğrulanmış olmaktadır. 2024 PT_5'in keşfinde 10.4 ve 2 metre gibi büyük teleskopların kullanılmasının nedeni, asteroitin mutlak parlaklığının H=27.4 kadir gibi çok sönük olması ve tayfının alınması gereği içindir. Optik tayfının Ay'ınkine benzemesi ve 1 saat gibi hızlı dönmesi 2024 PT_5'in keşfini çok önemli kılmıştır. Örneğin Yer'in kendi eksenindeki dönüşü 24 saatten 2 saate hızlanması demek Ay'ın Dünya'dan ayrılması anlamına gelir (Bless 1996). Benzer şekilde, geçmişte Güneş ve Güneş Sistemi üyeleri çok hızlı dönüyorlardı, sistemden açısal momentum kaybı onları bugünkü dönüşlerine yavaşlattı ve bu süreç devam etmektedir.

2024 PT_5'in bazaltik olması da ayrıca önemli. Bless (1996)'in kitabından alıntıya göre, yerkabuğu granit ve bazalt gibi hafif kayalardan oluşmuştur. Ay'daki kabuk yapısına benzer şekilde hafif ve daha az yoğun granit kayalar kıtaları, daha ağır ve daha yoğun bazalt kayalar da okyanus tabanlarını oluşturmuştur. Granit ve bazalt karışımı en dıştaki kabuğun 2.7 g cm^{-3} lük ortalama bir yoğunluğu olmalıdır. Buna göre, 2024 PT_5 gibi Ay ve Vesta da bazaltik nesnelerdir. Ayrıca, Apollo bulgusuna göre, Ay yüzeyinin çoğunlukla eriyik lavların soğumasıyla meydana gelmiş bazaltlar tarafından kaplı olmasıdır. Ay'ın yüzeyi, oldukça erken dönemde radyoaktif ısıtma tarafından ya da oluşumundan sonraki ilk zamanlarda göktaşı çarpmaları tarafından eritilmiş olabilir. Ay kayalarının yaşları (en eskisi yaklaşık 4.2 milyar yıl), her iki (radyoaktif ısıtma ve göktaşı çarpmaları) olayın da etkili olması gerektiğini göstermiştir. Ay gibi Vesta'nın da bazaltik bir yüzeye sahip olması, yüzeyinin bir kez eriyen ve sonradan farklılaşan nispeten düşük yoğunluklu maddeleri içerdiğini gösterir. Sadece Vesta, bu tip yüzeyi bazalt büyük ana kuşak asteroiti idi, buna şimdi bazaltik 2024 PT_5 de eklenmiş oldu (de la Fuente Marcos ve diğ. 2025). Temel olarak bazaltik yapılı olmaları, 1) Yer ve Ay'ın oluşum senaryolarında birbirleriyle ilişkili olması ve 2) 2024 PT_5'in de Yer yörüngesi benzeri bir asteroit olmasıyla birlikte, 3) asteroit kuşağındaki Vesta'nın yerinin bazaltik yapısını açıklayacak olan Yer ile etkileşme bölgesine uzak bulunmaktadır. Bu durumda, Vesta yeterince bazalt bir yüzeyi oluşturacak kadar nasıl ısındı? Muhtemelen atılan radyoaktif ^{26}Al'nın enerjisiyle ya da özellikle elektromanyetik ısıtmayla bazalt yapısı oluşmuş olmalıdır. Bu elektromanyetik ısıtma, erken dönemdeki şiddetli Güneş rüzgarı Vesta'nın manyetik alanını gezegenlerin çaprazına sürüklediği, onların içlerinde elektrik akımlarına neden olduğu bir zamanda olmuştur. Bu akımların Vesta'nın iç kısımlarını erittiği, bazaltik yüzeyini meydana getirdiği olasıdır. Böylece bu kanıt, göktaşların yaklaşık 100 milyon yıl yaşından fazla olmayan (ve bugün de devam eden) bir zamanda meydana gelen çarpışmalarla dağılmış olan, çapları yaklaşık 50 kilometreye varan çok eski gezegenimsi cisimlerden gelen kırık parçalar olduğunu göstermektedir. Bu gezegenimsi cisimler düşük yoğunluklu toz ve buz kuyruklu yıldızlar olmayıp asteroitler olmalılar. Vesta için başka bir problem de şudur: Vesta'nın tayfı "eukritesler" olarak isimlendirilen bazaltik akondirit göktaşlarının bir sınıfıyla tamamen örtüşür ve ikisi arasında doğrudan bir ilişkiyi öne sürer. 1990'lı yıllarda ya da daha öncesinde, Yer benzeri yörüngeli üç bazaltik akondirit asteroit (Arjunas kuşağı nesneleri) keşfedilmiştir. Bu cisimlerin yörüngeleri 10-100 milyon yıl kadar sonra Yer'in yörüngesi ile çarpışacaktır. Dolayısıyla, Arjunas kuşağı nesnelerinin sayıları artmaz ise ileride yok olacaklardır. Öyleyse Vesta'nın bu üç asteroit parçası (Arjunas kuşağı nesneleri) nereden gelmiştir (Bless 1996)? Bu soru halen cevaplanmayı beklemektedir.



Şekil 1. Zodyak kuşağı takım yıldızları göksel koordinatlarının (RA, hhmmss ve Dec, ±ddmmss, parantez içerisinde RTT150 A dönemi kırmızı ve B dönemi mavi ile belirtilen) tutulma düzlemi boyunca yıllık dağılımı (Alıntı: theplanets.org).



Şekil 2. Üzerinden ekliptik geçen Zodyak takım yıldızlarından İkizler takım yıldızı gök atlası. Vesta'nın yeri de belirtilmiştir (Alıntı: en.wikipedia.org).

2025'in sonundan itibaren, Vera C. Rubin Gözlemevi (eski adıyla "Büyük Sinoptik Tarama Teleskobu – LSST)", Güneş Sistemi biliminin yeni bir dönemini başlatacaktır. Araştırmanın önümüzdeki on yıl içinde ∼5 milyon Güneş Sistemi nesnesini keşfetmesi ve izlemesi beklenmektedir (AAS Div. for Planetary Sciences 2024). Bugüne kadar yer ve uzay teleskoplarında bulunmayan sıra dışı büyüklüğü ve yüksek teknolojili "göz merceği" ile henüz ulaşılamamış Güneş-Merkür arası bölge ile özellikle 1 ışık yılı (75 bin AB) çaplı Güneş Sisteminin sınırlarının bilinmediği dış bölgelere kadar geniş bir aralık araştırılacaktır. Büyük olasılıkla henüz keşfedilememiş gezegen dahil yeni Güneş Sistemi üyelerini bu teleskop ortaya çıkartacaktır. Bulunanların yörünge elemanları hesaplandıktan sonra geçmişe dönük olarak bizlerin farklı astrofizik amaçlarla elde ettiğimiz tutulma düzlemi görüntülerinde bunların yer alması da olasılıklıdır.

Ayna açıklığı 8.4 m olan Vera C. Rubin Gözlemevi teleskobu, faaliyete geçeceği 2025'ten itibaren çok sönük nesneleri tespit edebilecektir. Kuiper Kuşağı ile Oort bulutu arasındaki on binlerce AB yarıçaplı alanın hemen hemen hiç haritası çıkarılmamış olup bu uzay taramasını 2026 yılından itibaren LSST yapacaktır. Yer'e yakın asteroitlerin %90'ını kataloglayacak ve bu da Dünya'ya çarpma tehdidini değerlendirmemize yardımcı olacaktır. Teleskop ayrıca Güneş Sistemimizdeki daha önce hiç görmediğimizden daha sönük veya daha uzak nesneleri görüntüleyebilecek ve bu da Güneş Sisteminin nasıl oluştuğu hakkında daha fazla şeyi anlamamıza yardımcı olabilecektir. Teleskobun odak düzlemine 3200 megapiksellik kamera konuşlandırılmış olup 2026'ın başından itibaren gözlem projelerine hizmet sunmaya başlayacaktır.

Vera C. Rubin Gözlemevine resmi katılım başvurusu Türkiye adına TÜBİTAK tarafından yapılmıştır (Esenoğlu & Kaplan 2020). Süreç, 2024 sonunda yüksek olasılıkla olumlu olarak sonuçlanacaktır.

"Arşiv Verilerinde Güneş Sistemi Nesneleri Araştırması" Vera C. Rubin Gözlemevinin doğrudan amaçlarıyla örtüşmektedir ve büyük bir ihtimalle Güneş Sistemimizde keşfedilmemiş yeni üyeler kalmayacak kadar iddialı olacaktır ve buna bilgisayar simülasyonların öngördüğü yeni bir gezegen de dahil olabilecektir.

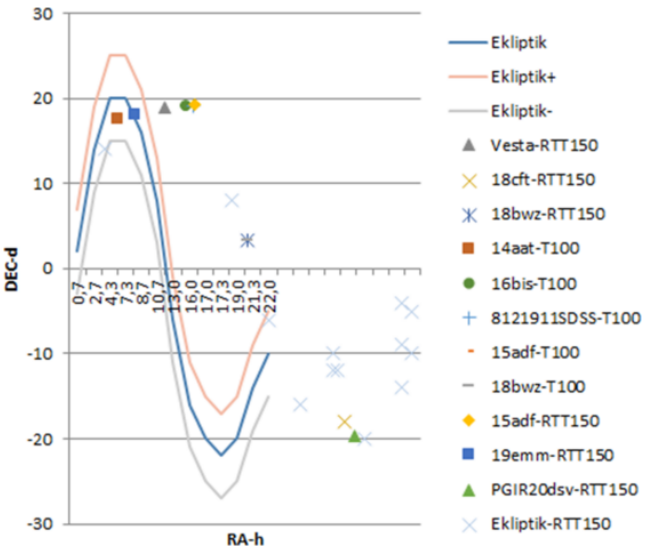
Bu araştırmada, söz konusu geliştirilen üç yaklaşım ayrıntılı olarak §2'de ve bulgular da özet liste olarak §3'de verilmiştir.

2 Yöntemler

Türkiye Ulusal Gözlemevlerinin TUG RTT150, T100 ve T60 gözlem projelerimizin verilerinin Güneş Sistemi disk bölgesinde olup olmadığına bakılması sürdürülmektedir. Buradaki motivasyon, teleskopların çevrildiği uzay alanlarında astrofizik çalışmalara ek olarak Güneş Sistemi diskinin de araştırılmasına yönlendirmektedir. Buna göre, yıl boyunca 10×360 deg^2 lik bir alanı kaplayan şerit içerisinde kalacak şekilde yönelimi ekliptik düzlemi civarında olan gözlem verileri tespit edilmektedir. Şekil 1'de Güneş Sistemi diskini betimleyen tutulma düzlemi ve yaklaşık 10° kalınlıklı olarak alınan Zodyak kuşağı ve takım yıldızları göksel koordinatları ile birlikte çizdirilmiştir. Böylelikle Güneş Sistemi disk bölgesinin göksel koordinatları belirlenmiştir. İkizler takım yıldızı (RA 20:00:00 ve Dec +07:20:00 kırmızı ile verilen) ve asteroit kataloğunda 4. sıradaki Vesta (RA 18:59:25.62 ve Dec +06:29:30.79 mavi ile verilen) küçük gezegenin de üzerinde yer aldığı örnek bir gök atlası Şekil 2'de verilmiştir. Araştırmaların ön sonuçlarına göre, Gaia14aat (T100), 15adf (RTT150+T100), 16bis (T100), 18bwz (RTT150+T100), 18cft (RTT150), 19emm (RTT150), PGIR20dsv (RTT150) ve SDSS J8121911 (T100) nesnelerinin tutulma düzleminde yer aldıkları tespit edilmiştir. Şekil 3'de bu nesnelerin Güneş Sistemi disk bölgesindeki göksel koordinatlarına göre konumları gösterilmiştir.

RTT150'nin $11.1\times11.1'$, T100'ün $21.5\times21.5'$ ve T60'ın $15.6\times15.6'$ görüntüleme alanı dikkate alındığında, Güneş Sistemi disk bölgesinin taranmasında sırasıyla 105 bin, 28 bin ve 53 binin üzerinde görüntüye ihtiyaç olduğu çıkmaktadır. RTT150 ile örneğin R süzgecinde 19. kadir parlaklığı için 300s poz verilmesi durumunda söz konusu bölgenin gözlemi için yaklaşık bir yıla karşılık gelen süre gerekecektir. Dar bant süzgeçleri (O III, Hα ve S II) ile olunca bu sefer 1800s poz vermek gerekecektir. Bu da süreyi bir yıldan 6 yıla çıkaracaktır. Dolayısıyla, zaman kazancı yönüyle Güneş Sistemi disk bölgesi arşiv verilerinin önemi artmaktadır.

Farklı tarihlerdeki arşiv verilerinden sabit yıldızlara göre Güneş Sistemi üyelerinin yer değiştirmesi, yine Güneş Sistemi üyelerini yıldızlardan konum bilgisi ile de ayrılabilme, kataloglar (arka zemin nesnelerini sanal atlas Aladin ve Simbad) ile karşılaştırma gibi geleneksel yöntemlerle Güneş Sistemi nesnelerinin aranması sürdürülecektir. Bununla



Şekil 3. Arşiv verilerinden çıkarılan 10° kalınlıklı tutulma düzlemi nesneleri. Vesta'nın yeri de belirtilmiştir.

birlikte, Güneş Sistemi disk bölgesi araştırmasında, bir CCD görüntüsüne Güneş Sisteminden ve Samanyolundan nesneler veya dış gökadalar ve derin uzay nesneleri girebilmektedir. Bu durum, geleneğin dışında görüş (veya PSF ölçümü), parlaklık ve dairesellik gibi parametreler üzerinden nokta kaynaklardan yaygın kaynakları ayırt edici yeni yöntemlerin geliştirilmesine olanak vermektedir. Aşağıda önerdiğimiz üç adet yöntem, görüntülerdeki yıldızımsı noktalardan benzerlerini gruplandırmada ve farklı olanları ayırt etmede başarılı olduğu görülmüştür.

Güneş Sistemi disk bölgesi araştırması için aşağıdaki kavramlar üzerinden geliştirilen üç yöntem alt bölümlerde verilmiştir:

- O III (λ=500.7 nm), Hα (λ=656.39 ve 656.92 nm) ve Hα dışı (S II, λ=674.98 nm) dar bantlar
- Yarı yükseklikte tam genişlik (FWHM)
- Görüş (seeing)
- Nokta kaynak saçılması (PSF)
- Nokta ve yaygın kaynak
- Genişleme paralaksı
- Nova kabukları ve
- Güneş Sistemi üyeleri

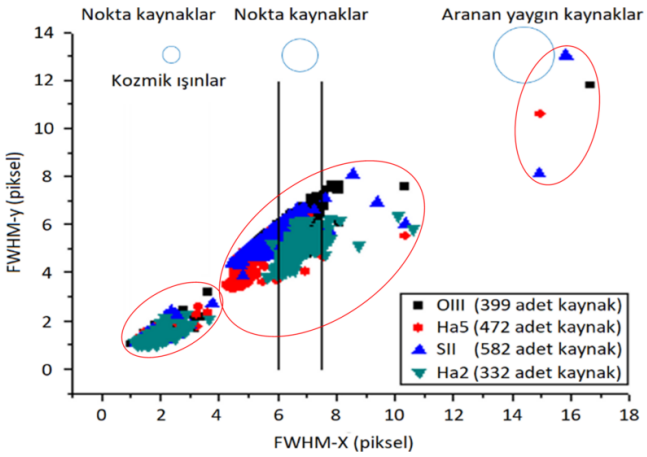
2.1 RTT150 Dar Bant Verileri İçin Atmosferik Görüş (Yöntem-1)

Nova patlamaları ile yıldızın etrafında uzaya atılan hidrojen ve oksijen içerikli bir kabuk yapı oluşmakta ve zamanla bunun büyüklüğü genişleyerek O III, Hα ve S II gibi dar bant filtrelerle ölçülebilir. Bu yolla da kabuk yapısının tespiti kesinleştirilebilmektedir. Yaygın kaynak nova kabuklarında hidrojen ve oksijen bolluğu yüksek (görüş değerleri büyük) kükürtün ise zayıf (görüş değerleri küçük) olmaktadır. Güneş Sistemi üyeleri amonyak, amonyum hidrosülfat, argon, azot, hidrojen, metalik hidrojen, helyum, karbondioksit, karbonmonoksit, metan, oksijen, su, su buharı vb. içermektedir (Bless 1996). Güneş Sistemi üyelerinde hidrojen, oksijen ve bunların dışındaki elementlerin bulunması, nova kabuklarına benzer bir avantajı da beraberinde getirmektedir. Novalara uygulanan genişleme paralaksı metodu, yani nokta kaynaktan yaygın kaynağa geçiş, neden Güneş Sistemi üyelerini araştırmada farklı yaklaşımlı bir yöntem olarak kullanılmasın? Yıldızlar çok uzak ve nokta kaynaklardır ancak Güneş Sistemi üyeleri CCD görüntüsüne girmişlerse yakın mesafelerinden dolayı yıldızlara göre "disk" gibi yaygın kaynak görünümde olmalıdırlar.

Novaların patlamalarından sonraki yıllar içerisinde uzaya atılan kabukları nokta kaynaktan yaygın kaynağa dönüştüğünden genişleme paralaksı yöntemi ile açısal büyüklükleri ölçülebilmekte ve sonrasında uzaklıkları da hesaplanabilmektedir (Cohen 1985). Dolayısıyla, nebular genişleme paralaksı, genişleyen kabuğun verdiği avantaj ile bir novanın uzaklığının ölçülmesinde güvenilir metot olarak kabul edilir. Nova kabukları için uygulanan bu genişleme paralaksı yöntemi bu araştırmada Güneş Sistemi üyeleri için önerilmektedir.

RTT150 teleskobu ve donanımı görüntüleme ve dar bant filtreleri (O III, Hα ve S II) ile nova zarfları araştırmasına olanak vermektedir. RTT-150 teleskobuna verilen gözlem projesi (Esenoğlu 2022) ile 5-10 yıl öncesinde patlama geçiren novalar seçilmiştir. Beyaz cüce üzerinde bir kabuk oluştuğunda ve yeterince yaygınlaştığında genişleme paralaksı yöntemi ile nova kabuğunun açısal büyüklüğü ölçülebilecektir (Esenoglu ve diğ. 2000, ayrıntılar için: Esenoglu 2015). Benzer şekilde, Güneş Sisteminin "disk" görünümlü yaygın kaynaklarını da bu yönteme dahil etmek mümkün olabilecektir. CCD görüntülerinde yıldızımsı noktaları veya yaygın kaynakları "yakın" (AB; Güneş Sistemi ölçekli), "uzak" (parsek; Samanyolu ölçekli) ve "çok uzak" (z-kırmızıya kayma; Samanyolu dışında ve teleskobun parlaklık sınırlarında) yaklaşımı için görüş (veya PSF) ölçümü bir yöntem olabilir.

Atmosfer kalitesini, teleskopların odak ayarını, novaların uzaklığı için genişleme paralaksını belirlemede sık kullanılan görüş şimdi bu araştırmada özellikle yakın Güneş Sistemi üyelerinin ayrıntılı araştırmasında dar bant görüntülerinde kullanmaktayız. Burada belirtilen CCD görüntüsündeki belki üç katmanlı yapıyı (yani Güneş Sistemi, Samanyolu ve dışındakiler) söz konusu nokta ve yaygın kaynak olarak "yakın – uzak – çok uzak" yaklaşımına örnek bir görüş ölçümü Şekil 4'te verilmiştir. Nokta kaynak saçılması ile görüş ölçümü şekilde görüldüğü gibi görüntüye giren kaynakları üç farklı gruba ayırmıştır. PSF ölçümleri yaklaşık 1-4 piksel dar aralıkta en küçük olanlar kozmik ışınlar (solda kırmızı elips içinde), yaklaşık 4-11 piksel geniş bir aralığa yayılmış ve çoğunlukta olanlar nokta kaynak yıldızlar (ortada kırmızı elips içinde) ve nihayet içlerinde Güneş Sistemi üyelerini barındırma potansiyeli olan ve yöntemin de başarısı olan aranan yaygın kaynaklar yaklaşık 15-17 piksel dar bir aralıkta (sağda kırmızı elips içinde) yer almıştır. Renkler ve şekiller farklı dar bantları (O III λ=500.7 nm, FWHM 5.6 nm; Hα2 λ=656.39 nm, FWHM 2 nm; Hα5 λ=656.92 nm, FWHM 5 nm; S II λ=674.98 nm, FWHM 6.4 nm) belirtmektedir. Veriler, 21 Ekim 2023 tarihinde Türkiye Ulusal Gözlemevleri TUG RTT150 teleskobu ile 1800 saniye pozla alınmıştır (RA=06:28:06, DEC=+18:59:56). Her filitrede atmosferik ölçümü yapılan kaynakların sayısı da belirtilmiştir. Tüm bantlarda toplam 1785 adet PSF ölçümü kullanılmıştır. Mavi daireler PSF ölçümlerinin göreceli büyüklüklerini belirtmektedir. Türkiye Ulusal Gözlemevlerinin TUG yerleşkesinde T60 teleskobu gecelik ortalama görüş ölçümlerini halka açık olarak paylaşmaktadır. Buna göre, Şekil 4'te kullanılan gözlem verilerinin aynı tarihli 367 noktadan



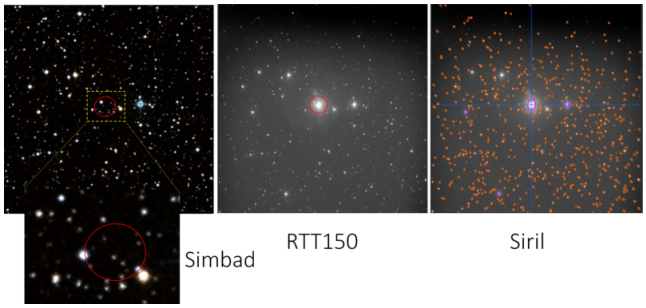
Şekil 4. Görüş (PSF) ölçümleri. Kozmik ışınlar (görece en küçük mavi daire), nokta (görece küçük mavi daire) ve yaygın (görece büyük mavi daire) kaynaklar kırmızı elips ile gösterilmiştir. Ortadaki iki siyah düşey çizgi aralığı nokta kaynakların ağırlıklı olduğu bölgeyi belirtir. Kullanılan `Siril` programı, dinamik PSF ölçümlerini yatay ve düşey eksenlerde piksel olarak vermektedir.

alınmış gecelik ortalama görüş 2.11″ (veya 6.7 piksel)'dir. Yatay ve düşey eksenlerde piksel biriminde kaynakların görüntü çaplarını veren yarı yükseklikteki tam genişlik (FWHM) ölçüm değerleridir. Bu değerlerin, RTT150'nin odak düzlemindeki TFOSC'ta Andor CCD kameranın piksel ölçeği 0.33″ piksel^{-1} ile çarpımından görüş hesaplanır. görüş ölçümlerinde `Siril` görüntü işleme aracı kullanılmıştır (sürüm: 1.2.3).

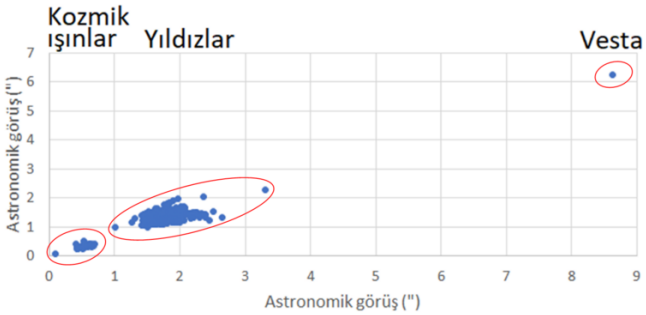
Şekil 4'teki grafiğin en sağında "aranan yaygın kaynaklar" bölgesinde bulunanların içerisinde Vesta (RA=06:28:06, DEC=+18:59:56) küçük gezegeni de yer almaktadır. Şekil 5'de Vesta'nın Simbad gök atlası ile karşılaştırılması verilmiştir. Şekilde CCD çerçevesine `Siril` programı uygulanarak PSF ölçümü için 604 adet seçilmiş kaynak daire içerisinde alınmış görüntüsü (sağda), orijinali (ortada, RTT150 ile alınan) ve SIMBAD gök atlası (solda) ile birlikte verilmiştir. Vesta küçük gezegeni de işaretlenmiştir.

Şekil 6'da da Şekil 4'ün sadece Hα5 (λ=656.92 nm, FWHM 5 nm) görüntüsündeki kaynakların görüş grafiği çizdirilmiştir. Şekil 6'da 604 kaynağın kozmik ışınlar (solda ve sayıları az olan en küçük PSF ölçümlüler), gökadamızdan ve varsa dışından (ortada ve en kalabalık grup olan nispeten büyük PSF ölçümlüler) ve Güneş Sistemimize ait kaynaklar (sağda ve en az sayıda fakat en büyük PSF ölçümlüler) gruplanmış olarak görülmektedir. Yakınlığından dolayı en büyük görüşlü yaygın cisim Vesta diğerlerinden çok belirgin şekilde (>8″) bölgeden ayrılmıştır. Benzer şekilde, en küçük görüşlü nokta kaynak kozmik ışınlar da tam tersi en uzak (<1″) bölgede yer almıştır.

Hem Şekil 4 hem de Şekil 6'da RTT150 teleskobu ile yapılan dar bantlı (2-6.4 nm) gözlemlerde, Vesta küçük gezegeni için bu yöntem uygulanmış olup yıldızlar ve Vesta ayırt edilebilmiştir. "görüş" parametresiyle noktasal ve yaygın kaynaklar arasında ayrım sağlanır. Küçük görüş değerleri (nokta kaynaklarını gösterir) Galaksimiz içindeki yıldız nesnelerine karşılık gelirken, büyük görüş değerleri (yaygın kaynakları gösterir) Güneş Sistemimiz içindeki nesneleri tanımlayacaktır. Bu yöntem aynı zamanda kozmik ışınları diğer kaynaklardan etkili bir şekilde ayırmıştır. (bkz. Şekil 4). Benzer şekilde,



Şekil 5. Hα görüntüsünde (ortada ve sağda) görüşü belirlenen kaynaklar. Daire içindeki küçük gezegen Vesta'dır ve Simbad görüntüsünde (solda) görülmemektedir.



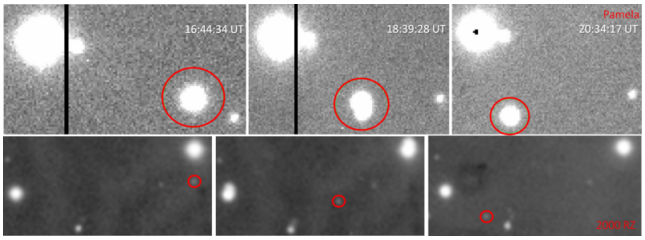
Şekil 6. Vesta küçük gezegenin dar bant görüş ölçümleri.

nokta kaynaklar ve geniş kaynaklar da birbirlerinden açık farkla ayrılmıştır. Dolayısıyla, PSF'nin, nesneleri nokta veya yaygın kaynak olup olmadıklarını ayırt edebilen bir yöntem olduğu en azından Vesta asteroidi üzerinden teyit edilmiştir.

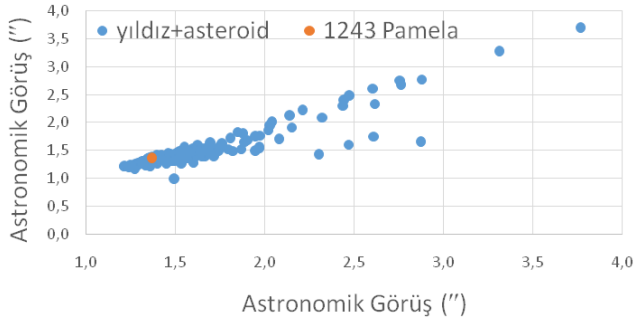
Asteroit kataloglarında henüz yer almayan Güneş Sistemi üyeleri ile birlikte, simülasyonlarca var olduğu öne sürülen henüz keşfedilememiş gezegen(ler)in varlığı (Batygin ve diğ. 2016; Lykawka 2023) ve Güneş Sistemimizin henüz bilinmeyen ya da sayısı az miktarda olan farklı tür kaynaklar/ilginç nesneler (de la Fuente Marcos ve diğ. 2025) Yöntem-1 kullanılarak arşiv verileri dahil yeni gözlemlerle araştırılması sürdürülmektedir. Güneş Sistemi disk bölgesi ulusal teleskoplarımızla taranarak (Özkan 2024), geleneksel yöntemlerle yüzeyselde bulunamayanları önerdiğimiz Yöntem-1 ile ayrıntıda arayarak henüz keşfedilememişleri ortaya çıkartmak olasılıklı görülmektedir. Yöntem-1 ile ilk kez nova türü yıldızlara uygulanan genişleme paralaksı yöntemini Güneş Sistemi üyelerine de uygulanabildiği gösterilmiştir. Yöntem-1 ayrıca, atmosferli veya yaygın kaynak Güneş Sistemi üyeleri dışında cüce galaksileri, gezegenimsi bulutsuları ve henüz belirlenmemiş nova kabuklarını da ortaya çıkartabileceği öngörülmektedir.

2.2 Filtresiz Veriler İçin Parlaklık (Yöntem-2) ve Dairesellik (Yöntem-3)

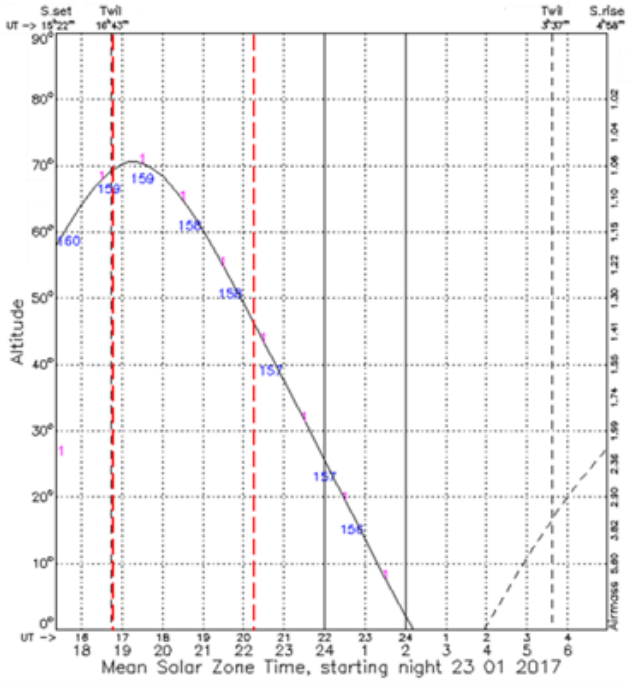
Eğer elimizde genişleme paralaksı için dar bant gözlemleri yoksa yine PSF ölçümleri üzerinden ama bu sefer nokta veya yaygın kaynak ile birlikte astrofiziksel şartlar belirleyici olacaktır. Bu konuda Türkoğlu (2017), Gaia14aat nesnesinin (RA=03:31:04.44, DEC=+17:25:40.22) 23 Ocak 2017 tarihli 77 adet TUG T100 arşiv görüntülerinde (Esenoğlu 2015)



Şekil 7. 23 Ocak 2017 tarihli Gaia14aat nesnesinin yer aldığı arşiv görüntüsünde Pamela (üstte) ve 2000 RZ (altta) asteroidinin 3.5 saat süresince yer değiştirmesi.



Şekil 8. Asteroit Pamela'nın filtresiz görüş ölçümleri.



Şekil 9. İki yıldız ve Pamela asteroidini içeren Gaia14aat kaynağının 23 Ocak 2017 tarihindeki görülebilirlik grafiği. Saat 16:44-20:14 (UT) gözlem aralığı da grafik üzerinde kırmızı kesikli düşey çizgi ile belirtilmiştir (Alıntı: ing.iac.es).

biri parlak (1243 numaralı Pamela, RA=03:31:10.0931, DEC=+17:22:22.934, sınıfı MB>dış asteroid, M_v=15.1 kadir ve uzaklığı 560 AB), diğeri sönük (45835 numaralı 2000 RZ, RA=03:31:31.7335, DEC=+17:29:26.921, sınıfı MB>iç asteroid, M_v=19.4 kadir ve uzaklığı 235 AB) iki katalog asterodi belirlemiştir. Burada, T100 arşiv görüntüsü ile asteroid kataloğu karşılaştırması yöntemi kullanılmıştır. Biri parlak (Pamela) ve diğeri sönük (2000 RZ) iki asteroidin toplamda 3.5 saat gözlem sonucunda filtresiz elde edilmiş 77 adet görüntüden başlangıçtaki (16:44:34, solda), ortasındaki (18:39:28, ortada) ve sonundaki (20:34:17, sağda) örnek görüntüler Şekil 7'de verilmiştir. Görüntülerde yer değiştiren Pamela (üstte) ve 2000 RZ (altta) asterodi kırmızı yuvarlak içinde belirtilmiştir. Sönük 2000 RZ asterodinin PSF ölçümleri `Siril` programı ile mümkün olamamıştır. Bu yüzden, Yöntem-2 ve 3 parlak Pamela asterodi üzerinden geliştirilmiştir.

Bu T100 arşiv gözlemleri, Yöntem-1'de (bkz. Şekil 4 ve 6) Vesta'daki dar bant ile değil filtresiz (daraltılmamış olarak) alındığından ölçüm grafiğinde (Şekil 8) Pamela asteroidi (turuncu renkli) yaygın kaynak yerine yıldızlar gibi nokta kaynak (<1.5″) şeklinde davranmıştır. Şekil 8, Şekil 4 ve 6 ile birlikte, PSF ölçümlerinin filtre genişliklerine doğrudan bağlılığı ve Güneş Sistemi üyelerinin dar bant ile yaygın kaynak olarak ayrılabileceğini teyit etmiştir. Bu yüzden, filtresiz arşiv verilerinde genişleme paralaksı yerine karşılaştırma ve yer değiştirme gibi geleneksel metotlara ek olarak, "parlaklık" ve "dairesellik" değişimleri gibi astrofizik ve gök mekaniği yöntemleri kullanılacaktır.

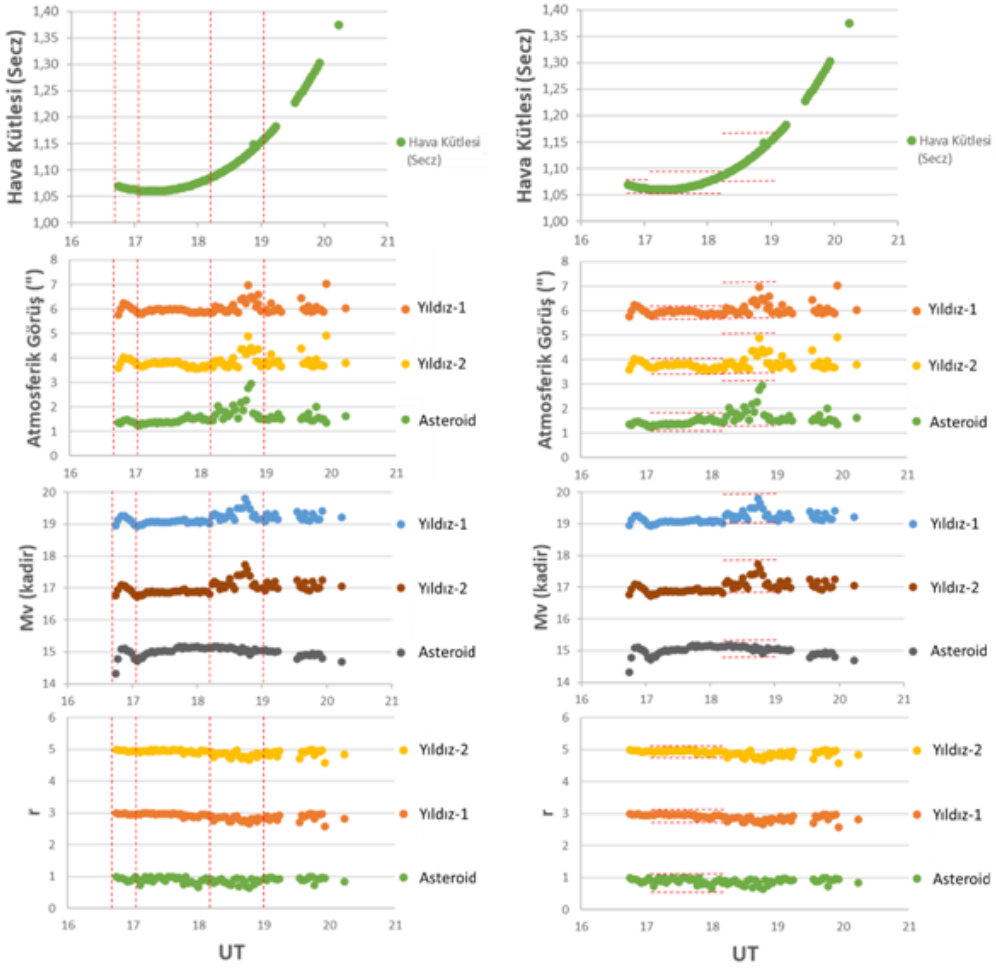
Yeni yöntem geliştirme amacıyla, yukarıda verilen 77 adet T100 arşiv görüntüsünde Pamela asteroidinin yıldızlara göre parlaklığının (M_v, Yöntem-2) ve daireselliğinin (r, Yöntem-3) değişimi (yani şekil değiştirmesi), görüşün davranışı acaba dönme, ötelenme, Güneş ışığını yansıtma ve atmosferin tepkisi gibi astrofizik ve gök mekaniği parametrelerine bağlılığından olabilir mi? Asteroid Pamela ve yıldızların parlaklığını (M_v, Yöntem-2) `Siril` programı hesaplamaktadır. Asteroid Pamela'yı karşılaştıracağımız iki yıldız, 77 görüntüden ilkinde tam daire (Yöntem-3) olan (r=FWHM$_x$/FWHM$_y$=1, ya da r=FWHM$_y$/FWHM$_x$=1, ya da PSF=1; mukayese ve denet standart yıldızlara benzer) şekilde seçildi. Kullanılan T100 arşiv verilerinin teknik özelliği olarak da, gözlem süresince teleskobun zenite yakın bir yerden başladığını ve gözlem bitiminde zenitten yaklaşık 23° kadar uzaklaştığını gösteren görülebilirlik grafiği Şekil 9'da verilmiştir. Ay'dan da yeterince uzak (159°) olduğu görülmektedir. Bu şartlar altında, her iki parametre (parlaklık ve dairesellik) için iki yöntemin geliştirilmesi aşağıda ayrıntılı verilmiştir.

2.2.1 *Yöntem-2 (Parlaklık) Hipotezi*

Yöntem-2'de beklentimiz (H1 hipotezi), görüşün olumsuz olduğu gözlem zamanlarında, disk görünümlü yakın mesafedeki asteroit Pamela'nın parlaklığının, çok uzakta nokta kaynak iki yıldızın parlaklığına göre değişmemesidir.

2.2.2 *Yöntem-3 (Dairesellik) Hipotezi*

Yöntem-3 için beklentimiz (H1 hipotezi), 3.5 saat boyunca görüşün özellikle olumlu veya olumsuz gözlem zamanlarında, asteroit Pamela'nın küresel olmayan daireselliğinin, iki yıldızın küresel plazma daireselliğine göre değişmesidir.



Şekil 10. İki yıldız (Yıldız-1 ve Yıldız-2) ve asteroitin (Pamela'nın) filtresiz PSF ölçümleri. Grafiklerin düşey eksenlerinde yukarından aşağıya sırasıyla, hava kütlesi (secz), görüş ($''$), parlaklık (M_v kadir, Yöntem-2 için) ve dairesellik (r, Yöntem-3 için) değerleri verilmiştir.

2.2.3 Yöntem-2 ve Yöntem-3'ün Sınanması

Parlaklık ve dairesellik temelli hipotezlerin sınanması için Şekil 10 çizdirilmiştir. Buna göre, şekilde karşılaştırma amacıyla dört adet alt alta grafikten en yukarıda ve bir aşağısında sırasıyla hava kütlesi ve atmosferik görüş grafikleri verilmiştir. Bu iki grafiğin bilgisi altında yukarıdan aşağıya doğru parlaklık (M_v, Yöntem-2 için) ve dairesellik (r, Yöntem-3 için) yönünden iki yıldız (Yıldız-1 ve Yıldız-2) ve asteroit (Pamela) karşılaştırması için grafikler çizdirilmiştir. Aynı şartlarda karşılaştırma için de tüm grafiklerde yatay eksen UT olarak zamandır. Hava kütlesi dışındaki grafiklerde Yıldız-1 ve Yıldız-2'nin düşey eksenlerine eğrilerin üst üste çakışmaması için uygunluklarına göre 1, 2, 3 veya 4 rakamları eklenmiştir.

2.2.4 Yöntem-2'nin Sınanması

Şekil 10'a göre, iki yıldızın (Yıldız-1 ve Yıldız-2) ve asteroitin (Pamela'nın) parlaklıkları (M_v, Yöntem-2) karşılaştırıldığında, gözlemin başlangıcı olan yaklaşık akşam UT saat 17'den önce ve yaklaşık 18'den sonra ve 19'a kadar olan (kırmızı kesik düşey çizgilerin arasında kalan) aralıkta özellikle ikincisinde (UT yaklaşık 18-19 saatleri arasında) yıldızların parlaklığında büyük değişim gözükürken asteroidin parlaklığında aynı ölçüde değişmemiştir (bkz. Şekil 10'un sağdaki M_v grafiğinde). Oysa asteroidin görüşü yıldızlar kadar yüksek genlikli değiştiği görülmektedir (bkz. Şekil 10'un sağda görüş grafiğinde). Buna göre, "*görüşün olumsuz olduğu gözlem zamanlarında, disk görünümlü yakın mesafedeki asteroit Pamela'nın parlaklığının, çok uzakta nokta kaynak iki yıldızın parlaklığına göre değişmemesidir*" şeklindeki Yöntem-2 hipotezi beklenildiği gibi doğru çıkmıştır.

2.2.5 Yöntem-2'nin Bilimsel Açıklaması

Atmosferik görüşün kötü olması "doğal odak dışı" olarak nitelendirilirse bu durum, nokta kaynaklar (yıldızlar) ile disk görünümlü kaynakları (Güneş Sistemi üyelerini) ayırt edici bir yönteme götürür. Gözlem süresince Yer atmosferinin dinamik olması her an atmosferik görüşü değiştirir. Söz konusu UT yaklaşık 18-19 arasındaki saatlerde atmosferdeki hareketlilik görüşü de olumsuz etkilemiştir (bkz. Şekil 10'un sağ üstteki görüş grafiğinde). İki yıldızın ışıklarının böylesi çalkantılı atmosfer tarafından kırılmasına neden olmuştur ve bu da şekilde (Şekil 10'un sağ ortadaki M_v grafiğinde Yıldız-1 ve Yıldız-2) görüldüğü gibi parlaklığın genliğini değiştirmiştir. Atmosferin bu çalkantılı süresini de gözlem ölçümleri göstermektedir. Yoğunlukları ve sıcaklıkları değişen atmosfer katmanlarından geçen yıldız ışıkları sürekli olarak kırılır ve yön değiştirir. Bu dalgalanmalar, yıldızların yerlerini kısa süreliğine hafifçe

değiştirir gibi görünmesine yol açar. Bu yüzden genel olarak yıldızların ışıkları, göz kırpar gibi titreşir. Asteroitin parlaklık değişimi ise aynı miktarda olmamıştır (bkz. Şekil 10'un sağ ortadaki M_v grafiğinde). Bunun nedeni, asterodin (genel olarak gezegenlerin) gökyüzünde görece daha geniş bir alanda, yani bir "disk" şeklinde görülmesidir. Yıldızlar çok uzakta oldukları için bize tek bir noktadan ışık geliyor gibi görünürken, asteroit daha yakındır ve bu yüzden teleskobun odak düzlemindeki CCD kamerasına daha büyük bir alan üzerinden ışık gönderir. Atmosferdeki dalgalanmalar bu daha geniş "diske" yayıldığı için asteroitin parlaklık değişimi neredeyse yok denecek kadar az olmuştur.

Filtresiz arşiv görüntülerinde Pamela asteroidi yıldızlara göre "parlaklık" parametresi duyarlı davranmış olup ayırt edici bir yöntem olarak önerilebilecektir.

2.2.6 Yöntem-3'ün Sınanması

Şekil 10'a göre, iki yıldızın (Yıldız-1 ve Yıldız-2) ve asteroitin (Pamela'nın) dairesellikleri (r, Yöntem-3) karşılaştırıldığında, gözlem süresince ve özellikle görüşün olumlu olduğu kırmızı kesik düşey çizgilerin dışında kalan aralıkta (UT yaklaşık 17-18 saatleri arasında) yıldızların daireselliğinde (ortalama r=1'e yakın ve dar bir şerit içerisinde kalarak) değişim gözükmezken, asteroitin daireselliğinde az miktar da olsa (ortalama r=1'den büyük değerlerde ölçülmesi ve nispeten geniş bir aralıkta dağılmış) bir değişim fark edilmektedir (bkz. Şekil 10'un sağdaki r grafiğinde). Buna göre, "*3.5 saat boyunca görüşün özellikle olumlu veya olumsuz gözlem zamanlarında, asteroit Pamela'nın küresel olmayan daireselliğinin, iki yıldızın küresel plazma daireselliğine göre değişmesidir*" şeklindeki Yöntem-3 hipotezi de beklenildiği gibi doğru çıkmıştır.

2.2.7 Yöntem-3'ün Bilimsel Açıklaması

Asteroit Pamela'nın küresel olmayan, özellikle yıldızlara göre çok yakın mesafede disk görünümü ve yüzey yansıtıcılığı (Güneş ışığını yansıtması) ile gözlem süresince atmosferin dinamik etkilerini küresel şekilli nokta kaynak yıldızlara göre daha az sönümlendirmiştir.

Filtresiz arşiv görüntülerinde Pamela asteroiti yıldızlara göre "dairesellik" parametresi de duyarlı davranmış olup ayırt edici bir yöntem olarak önerilebilecektir.

3 Sonuçlar

Bu araştırmada elde edilen sonuçlar ve geliştirilen yöntemlerin uygulanabileceği veri kaynakları aşağıda listelenmiştir:

a. Astrofiziğin geniş bir yelpazesinde oluşturulmuş halka açık veri arşivlerinde yer alan görüntülerin içinden ekliptik düzelemini içerenlerin belirlenmesinin "veri madenciliği" yönünden kullanışlı olabileceği gösterilmiştir.
b. RTT150 dar bant verilerinin "görüş" (Yöntem-1) yönünden yıldız ile asteroit veya genel anlamda Güneş Sistemi üyesi karşılaştırıldığında ayırt edici bir yöntem olarak kullanılabileceği gösterilmiştir. Esenoğlu (2022) ve Özkan (2024) gözlem projelerinde Yöntem-1 uygulanabilecektir.
c. T100 teleskobu ile 23 Ocak 2017 tarihinde Gaia14aat nesnesi için alınmış filtresiz arşiv görüntülerinde Pamela asteroiti yıldızlara göre "parlaklık" (Yöntem-2) ve "dairesellik" (Yöntem-3) parametrelerine duyarlı davranmış olup ayırt edici iki yöntem geliştirmiştir. Olumsuz görüş şartlarında (veya odak dışı teknik kullanımında) Yöntem-2 daha iyi sonuç verirken olumlu şartlarda Yöntem-3 en iyi sonuç vermektedir. İST60 ile birlikte 11CT100-231, 15CT100-915, 17AT100-1174, 21AT100-1799, 10BRTT150-29, 15ARTT150-734, 16ARTT150-949, 22BRTT150-1974, 24ARTT150-2128 numaralı ve devam eden gözlem projelerinde Yöntem-1 ve Yöntem-2 uygulanabilecektir.

Önerdiğimiz yöntemler, Vera C. Rubin Gözlemevi teleskobu keşfetmeden önce Güneş Sistemine ait yeni bir nesnenin keşfedilmesi olasılığını sıfırdan farklı kılabilir.

Vera C. Rubin (LSST) Gözlemevinin 2026'da ve sonrasında keşfedeceği milyonlarca Güneş Sistemi disk bölgesi üyeleri içerisinde, bu araştırma ile belirlenen veriler içinde de olabilecektir ve belki keşif/teyit için de kullanılabilecektir. Dünya benzeri yörüngelerdeki 2024 PT_5 gibi küçük cisimleri yani "Arjunas kuşağı" nesnelerini Rubin teleskobu da bulacaktır. Bunların geçici olayları Yer'e yakın olması parlaklık avantajı sağlayacağından T100 ve T60 arşiv verilerinde bulma olasılığını güçlendirebilir. Güneş Sistemi disk bölgesini içeren özellikle RTT150 ve T100 arşiv verilerinde hareketli ve "disk" görünümlü yaygın nesne aramalarımız ve bu çalışma ile önerilen üç yöntemin uygulanabilirliği çalışmalarımız devam ettirilecektir. Ayrıca, nova, cüce galaksi, gezegenimsi bulutsu gibi Samanyolu'na ait veya dışındakiler de tespit edilebilecektir. Bununla birlikte, görüntülerin çok detaylı incelenmesi zaman almaktadır.

Teşekkür

Bu çalışmada, Türkiye Ulusal Gözlemevleri bünyesinde, TUG (TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi, Antalya) Yerleşkesi'ndeki RTT150 ve TUG100 Teleskopları ile TFOSC ve diğer sistemleri kullanılarak yürütülen 11CT100-231, 15CT100-915, 17AT100-1174, 21AT100-1799, 10BRTT150-29, 15ARTT150-734, 16ARTT150-949, 22BRTT150-1974 ve 24ARTT150-2128 numaralı proje kapsamında elde edilen gözlem ve arşiv verileri kullanılmış olup, değerli katkılarından dolayı Türkiye Ulusal Gözlemevleri'ne, gözlem ekibine ve tüm çalışanlarına teşekkürlerimizi sunarız. Bu çalışma İstanbul Üniversitesi Bilimsel Araştırma Projeleri Birimi (BAP) tarafından FBA-2020-36956 numaralı proje ile desteklenmiştir. Bu çalışmayı iyi seviyeye yükselten önerilerinden dolayı TJAA hakemlerine teşekkür ederiz.

Kaynaklar

Batygin, K., Brown, M.E., AJ **151** (2016) 22–34
Bless, R.C., Discovering Cosmos, University Science Books (1996)
Burbine, T.H., Asteroids, Cambridge University Press, ISBN 9781316156582 (2017)
Cohen, J.G., ApJ **292** (1985) 90–103
Division for Planetary Sciences. 2024, LSST Solar System Predictions and Analysis Software AAS Journals Focus Issues, DPS Newsletter, Issue 24-22, Item 1.
Esenoglu, H.H., Saygac A.T., Bianchini A., Retter A., Ozkan M.T., Altan M., AA **364** (2000) 191–198
Esenoglu, H.H., Workshop on Mechanisms of Cataclysmic Variable (Ed. M.Altan), Anadolu Ü. Yayınları No:3170 ve Fen Fakültesi Yayınları no:38, ISBN:978-975-06-1797-3 (2015)
Esenoğlu, H. H.. 2015, GAIA nesnelerinden kataklismik degisenlerin zaman çözümlü gözlemleri, Proje No. 15CT100-915, TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi.
Esenoğlu, H. H., & Kaplan, M. 2020, Turkish In-kind Contributions to the Vera C. Rubin Observatory Legacy Survey of Space and Time (Proposal submitted via TÜBİTAK).
Esenoğlu, H. H.. 2022, Genişleme Paralaksı ile Nova Zarfları

Araştırması, Proje No. 22BRTT150-1974, TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi.

de la Fuente Marcos R., de León J., Serra-Ricart M., de la Fuente Marcos C., Alarcon M. R., Licandro J., Geier S., et al., 2025, A&A, 694, L5. doi:10.1051/0004-6361/202452713

Lykawka, P.S., AJ **166** (2023) 118–138

Özkan, M. T.. 2024, Farklı Yöntemlerle Güneş Sistemi Üyelerinin Araştırması, Proje No. 24ARTT150-2128, TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi.

Thomas, E.M., Melin, H., Stallard, T.S., Chowdhury, M.N., Wang, R., Knowles, K., Miller, S., Nature Astronomy **7** (2023) 1473–1480

Latife Fatıma Türkoğlu. 2017. Lisans öğrencisi, gönüllü gözlemci kaydı: Gaia14aat nesnesinin gözlemi, 23 Ocak 2017.

Access:

M25-0348: Turkish J.A&A — Vol.6, Issue 3.

TJAA Vol. **6**, *Special Issue*, *p.*379–386 (2025). DOI: 10.55064/tjaa.1635759 *Research Article*

LHAASO PeVatron Kaynakları ve Molekül Bulutlarla Bağlantılı Olabilecek Süpernova Kalıntılarının *Fermi*-LAT Uzamsal Analizi

Asu Nisa Ünver[1] ⋆, Tülün Ergin Gürcan[2]

[1] *Orta Doğu Teknik Üniversitesi, Fizik Bölümü, 06800, Ankara, Türkiye - Ludwig Maximilians University Munich, 80539, Germany*

[2] *Department of Physics and Astronomy, Michigan State University, BPS, 567 Wilson Rd, East Lansing, MI 48824*

Accepted: May 6, 2025. Revised: May 6, 2025. Received: February 8, 2025.

Özet

PeVatron olarak da bilinen bazı astrofiziksel kozmik ışın kaynakları, kozmik ışınları PeV enerjilerine kadar ivmelendirme kapasitesine sahiptir ve süpernova kalıntıları (SNK) da Samanyolu'ndaki PeVatron adaylarındandır. Son zamanlarda birçok PeVatron, gama ışınlarının aşkın yüksek enerji seviyelerinde LHAASO tarafından keşfedildi. Bu çalışma kapsamında, LHAASO tarafından tespit edilen dört PeVatron (J1825-1326, J1839-0545, J1843-0338, J1849-0003) ve molekül bulutları (MB) ile örtüşen veya onlara yakın konumda bulunan süpernova kalıntıları ve *Fermi*-LAT kaynaklarını araştırdık. Bu PeVatron'ların GeV enerjilerindeki gama ışımalarını karakterize etmek amacıyla dört aşamalı bir analiz süreci kullanıyoruz, ki bu süreç, LHAASO kaynakları ve MB'lerle ilişkili olan SNK'ları bulma, veri indirgeme, uzamsal analiz ve genişlik analizidir. Sonuç olarak, dört LHAASO kaynağından üçünün pulsar rüzgar bulutsusuyla (PWN) veya SNK'larla örtüştüğü bulundu (PWN HESS J1825-137, SNR Kes73/HESS J1841-055, SNR G28.6-0.1) ve dördü *Fermi*-LAT kaynakları ile örtüşmektedir; ki bu GeV kaynakları, 1-300 GeV enerji aralığında nokta benzeri gama ışını kaynakları oldukları varsayılarak, sırasıyla $\sim 11\sigma$, $\sim 30\sigma$, $\sim 31\sigma$, ve $\sim 8\sigma$ istatistiksel anlamlılık seviyelerinde tespit edildiler. Genişleme ölçümleri, analiz edilen dört *Fermi*-LAT kaynağından LHAASO J1825-1326 ve LHAASO J1839-0545 ile örtüşenlerin genişlemiş kaynaklar olduğunu, diğer ikisinin ise nokta benzeri kaynak dağılımıyla uyumlu olduğunu gösterildi. Bu *Fermi*-LAT kaynaklarının tayf analizi ve ardından yapılacak teorik modellemeler, tespit edilen GeV-TeV gama ışınlarının "leptonik" kökenli mi yoksa "hadronik" kökenli mi olduğunu, ve aynı kozmik ışın kaynaklarında mı üretildiklerini anlamamıza yardımcı olacaktır.

Abstract

Some of the astrophysical cosmic ray sources known as PeVatrons are capable of accelerating CRs up to PeV energies, with supernova remnants being one of the PeVatron candidates in our Galaxy. Recently, many PeVatrons have been detected by LHAASO in the ultra high energy (UHE) range of gamma rays. In this study, we searched for SNRs and *Fermi*-LAT sources overlapping with, or located close to, four PeVatrons detected by LHAASO (J1825-1326, J1839-0545, J1843-0338, J1849-0003) in the UHE gamma rays and dense molecular clouds (MCs). To characterize the GeV gamma-ray emission of these sources, we employed a comprehensive four-step analysis process: Finding SNRs related to both LHAASO sources and MCs, data reduction, binned likelihood analysis, and extension analysis. As a result, three out of four LHAASO sources are found to be overlapping with pulsar wind nebulae (PWN) or SNRs (PWN HESS J1825-137, SNR Kes73/HESS J1841-055, SNR G28.6-0.1) and all four are overlapping with *Fermi*-LAT sources, which are detected at a significance level of $\sim 11\sigma$, $\sim 30\sigma$, $\sim 31\sigma$, and $\sim 8\sigma$, respectively, by assuming these sources to be observed as point-like gamma-ray sources in the energy range of 1-300 GeV. The extension measurements showed that among four analyzed *Fermi*-LAT sources, those overlapping with LHAASO J1825-1326 and LHAASO J1839-0545 were found to be extended sources, while the other two were consistent with point-like source distribution. Spectral analysis of these *Fermi*-LAT sources and the subsequent theoretical modeling will help us understand whether the detected GeV-TeV gamma rays are leptonic or hadronic in nature, and whether they originate from the same cosmic ray sources.

Anahtar Kelimeler: gamma-rays: ISM, gamma-rays: general, ISM: supernova remnants

1 Giriş

Kozmik ışınlar, çoğunlukla protonlar ve atom çekirdekleri olmak üzere, uzayda ışık hızına yakın bir hızda hareket eden, yüksek enerjili parçacıklardır. Samanyolu'nda şu ana kadar 300'den fazla süpernova kalıntısı (SNK) tespit edilmiştir (Green 2019). SNK'lar, yıldızlararası ortamı yalnızca enerji ve ağır elementlerle zenginleştirmekle kalmaz, aynı zamanda kozmik ışınların difüz şok ivmelendirmesi adı verilen bir süreçle ivmelendirilerek çok yüksek enerjiler kazandıkları yerlerdir. Dolayısıyla SNK'lar, özellikle kozmik ışınlara enerji kazandırma süreçlerinin araştırmasına değerli girdiler sağladıklarından, gama ışınları astronomisinde önemli bir rol oynarlar (Warren ve diğ. 2005; Hughes ve diğ. 2000).

SNK'lar, genel olarak gama ışınlarında kabuğumsu ve gökyüzünde geniş alanlarını kapsayacak biçimlerde gözlemlenir. Bazıları ise pulsarlar ve onların rüzgar bulutsuları ile doğrudan ilişkilendirilebilir (Vink 2020).

Diğer yandan, GeV ve TeV gama ışını enerjilerinde gözlemlenen pek çok SNK'nın, molekül bulutları (MB) ile de etkileşerek gama-ışıması oluşturduğu tespit edilmiştir (Ergin ve diğ. 2014).

⋆ unveeranisa@gmail.com

© 2025 Turkish Astronomical Society (TAD)

MB'lerin konumu ve yoğunlukları, milimetre düzeyindeki radyo dalgaboylarında gözlemlenen karbon monoksit ışımasının haritalandırılması sonucunda elde edilir. Bu yoğun MB bölgeleri, genellikle yıldız oluşum bölgelerini, ve bununla bağlantılı olarak, SNK'ları da içerir. Bir SNK'nın şok dalgaları MB'lerin içine hareket ettikçe, şokta ivmelenen relativistik protonlar MB'lerle etkileşime girerek elektrik olarak nötr olan piyonların bozunması yoluyla gama ışınları üretebilir (Baring ve diğ. 1999).

Bu süreçten kaynaklanan gama ışını salınımı, hadronik olarak sınıflandırılır. SNK'larda gözlemlenen gama ışını salınımının olduğu bölgelere yakın veya konumsal olarak doğrudan örtüşen yoğun MB'lerin gözlemlenmesi, bulutlarla SNK şokları arasındaki dinamik etkileşimleri daha iyi incelememize fırsat verir.

Öte yandan, ivmelendirilen parçacıklar proton yerine elektronlar olduğunda, ki elektronlar genellikle bir pulsar tarafından oluşturulup ivmelendirilmişlerdir, gama ışınları, bu elektronların düşük enerjili yıldızlararası ortamdaki fotonlarla ters Compton saçılımına uğraması sonucu ortaya çıkar. Bu süreçten kaynaklanan gama ışını salınımı ise leptonumsu (veya leptonik) olarak adlandırılır (Corso ve diğ. 2023).

PeVatron'lar, elektronlar, protonlar ve atom çekirdekleri gibi parçacıkları PeV (10^{15} eV) ve daha yüksek enerjilere kadar ivmelendirebilen astrofiziksel kaynaklar olarak tanımlanır (Angüner 2023). SNK'ların süpernova patlamasından sonraki ilk birkaç yüz yıl içinde serbest genişleme ile Sedov-Taylor aşaması arasındaki geçiş sürecinde en yüksek enerjili kozmik ışınları (en az birkaç PeV seviyesine kadar) ivmelendirebildiği düşünülmektedir. Sedov aşamasında, süpernova şok dalgası yavaşlar ve manyetik alan gücü zayıflar. Bunun sonucunda, şok en yüksek enerjili parçacıkları artık hapsedemez ve bu parçacıklar SNK'dan kaçmaya başlar (Casanova 2022).

LHAASO ("Large High Altitude Air Shower Observatory"), çok yüksek enerji (VHE, 100 GeV$<E<$100 TeV) ve aşkın yüksek enerji (UHE, $E>$100 TeV) gama ışınları gözlemlerinde büyük bir kapsama alanına sahiptir ve PeVatron'ların tespit edilmesine önemli katkılar sağlamaktadır (Cao ve diğ. 2021). LHAASO kaynakları ile çakışan SNK'lar, VHE ve UHE enerjili parçacık ivmelendirme süreçlerinin etkin olduğu bölgeler olabilecekleri için PeVatron araştırmaları açısından en önemli hedeflerdir (Cao ve diğ. 2023).

"Fermi Gama Işını Uzay Teleskobunun" (*Fermi*) bir parçası olan LAT ("Large Area Telescope"), 20 MeV'den 300 GeV'ye kadar olan gama ışınlarını ölçebilen bir dedektördür (Atwood ve diğ. 2009). 12 yıllık *Fermi*-LAT verilerinin analizi sonucunda, SNK G106.3+2.7'den gelen en yüksek enerjili gama ışınlarının PeV enerjilerine kadar ivmelendirilen protonlara bağlı olduğu gösterilmiştir. Bu çığır açan keşif, G106.3+2.7'nin bir PeVatron olduğunu kesin olarak kanıtlamaktadır. Bu nedenle, MB'ler ve LHAASO kaynaklarıyla uzamsal olarak örtüşen SNK'ları belirlemek, onları PeVatron adayları olarak incelemek için önceliklendirmemizi sağlar (Mitchell ve diğ. 2021). Ayrıca, PeVatron'ların ve onların yakın çevreleriyle ilişkili GeV gama ışınlarını tespit etmek, *Fermi*-LAT verileriyle mümkündür.

Bu çalışmada, *Fermi*-LAT verilerini kullanarak LHAASO tarafından gözlemlenen PeVatron'ların, SNK'larla uzamsal olarak örtüşme veya yakınlıklarını belirlemek için dört aşamalı bir süreç izlendi. İlk adım, MB'lerle ilişkili olan ve LHAASO kaynaklarına yakın konumlanan PeVatron SNK adaylarının seçilmesidir. İkinci adımda, `fermitools` ve `fermipy` kullanılarak veri indirgeme ve uzamsal analiz gerçekleştirildi. Burada `fermitools`, olay ve zaman seçimi için kullanılırken, `fermipy` analiz sürecini yürütmektedir. Görselleştirme için `SAOImageDS9` kullanıldı. Üçüncü adımda, analizden elde edilen gökyüzü haritaları, MB'ler ve LHAASO konumları ile karşılaştırılarak, gama-ışını salınımının yıldızlararası ortam ile olan ilişkisi değerlendirildi. Son olarak, gama ışını kaynaklarının genişlik ölçümleri yapılarak, noktasal kaynaklar ile geniş kaynaklar arasındaki farklar ortaya kondu. Bu analiz, gama ışını salınımını yönlendiren astrofiziksel süreçler hakkında önemli bilgiler elde etmemizi sağladı.

Çizelge 1. LHAASO kaynakları, konumları (α, δ), konumsal hata yarıçapları, ve bunlarla örtüşen SNK'ların isimleri.

LHAASO	MB Konumu (°, °)	Genişlik (°)	SNK
J1825-1326	(276.1165, -13.5703)	0.35	G17.0-0.0
J1839-0545	(280.0668, -5.5850)	0.20	G27.8+0.6
J1843-0338	(280.8420, -3.7558)	0.14	G28.6-0.1
J1849-0003	(282.1785, -0.0353)	0.17	G31.9+0.0

2 Yöntem

Bu çalışmada, dört aşamalı bir analiz süreci uygulandı: Uzamsal olarak LHAASO kaynakları ve MB'lerle çakışan SNK'ların tespit edilmesi, Fermi-LAT verilerinin indirgenmesi, gama ışını gökyüzü haritalarının GeV enerjilerinde oluşturulması ve Fermi-LAT gama ışını kaynaklarının genişlik analizi. İlk olarak, SNK'ların MB'ler ile konumsal olarak örtüşmesi ve LHAASO kaynaklarına yakın olması gibi belirli kriterlere göre PeVatron adayları seçildi. Ardından, *Fermi*-LAT verileri indirildi ve analiz için işlendi. Daha sonra, gama ışını salınımlarının istatistiksel olarak anlamlı olup olmadığını belirlemek için kesik-aralıklı maksimum olasılık analizi gerçekleştirildi. Son olarak, kaynakların noktasal mı yoksa geniş mi olduğu, veriye uyguladığımız uzamsal ve tayfsal modellerle test edildi.

2.1 LHAASO PeVatron'ları İle Örtüşen SNK'lar

LHAASO ile ilişkili PeVatron'larla ve MB'lerle konumsal olarak çakışan SNK'ların belirlenmesi için hem PeVatron'ların ve MB'lerin hem de SNK'larının konum ve genişlik bilgileri literatürden araştırılarak derlendi. Bu araştırmalarda, öncelikle Mitchell ve diğ. (2021) çalışmasına başvurarak SNK'lar arasında MB'lerle konumsal olarak örtüşenleri belirledik. Daha sonra, bulunan SNK'ların LHAASO kaynakları ile konumsal örtüşmelerini kontrol ederek analiz kapsamına alınacak kaynakları daralttık.

Ayrıca, SNK'ların yüksek gama-ışıması sergileme olasılıkları da bu kaynakları tercih etmemizde önemli bir etkendir, çünkü yüksek enerjili gama-ışıması, PeVatron olma ihtimalini güçlendiren bir göstergedir. Dahası, bu SNK'lar, gama ışın kaynakları için yapılan farklı modellemelerde tutarlı bir şekilde tespit edilebilir akı seviyeleri vermiştir ki bu da gama ışını salınımlarının güçlü olduğunu ortaya koymaktadır.

Fermi-LAT analizi için en uygun SNK adaylarını Çizelge 1'de listeledik ve seçilen SNK'ların en yakın MB'ler ve LHAASO TeV gama ışını kaynakları ile konumlarını gösterdik. Çizelge, Mitchell ve diğ. (2023) çalışmasında tartışılan temel tahminlerin özetini de sunmaktadır.

2.2 Veri İndirgeme ve Kesik-aralıklı Olasılık Analizi

Fermi-LAT'in Ağustos 2008'den Temmuz 2024'e kadar olan 1-300 GeV enerji aralığındaki foton verileri indirildi ve analiz için

işlendi. `fermitools` (sürüm 2.2.0) ve `fermipy` (sürüm 1.2.0) kullanılarak veri indirgeme ve analiz işlemleri gerçekleştirildi.

İlgili bölge (ROI), her bir kaynağın merkezi konumunda 20° yarıçapında dairesel bir alan olarak seçildi. Kullanılan *Fermi*-LAT enstrüman tepki fonksiyonu versiyonu `P8R3-SOURCE-V3` olup en büyük gözlem zenit açısı 90° olarak seçildi.

Bu analizde kullanılan gama-ışıması arka alan modeli 14 yıllık 4. *Fermi*-LAT kaynak kataloğundaki (4FGL-DR4) tüm noktasal ve geniş gama ışın kaynaklarını içermektedir. Ayrıca, iki farklı dağınık/yaygın gama-ışıması şablonu kullanılmıştır: (1) Galaksi-içi yaygın gama-ışıması şablonu: "`gll_iem_v07.fits`", (2) Galaksi-dışı (isotropik) gama-ışıması şablonu: "`iso_P8R3_SOURCE_V3_v1.txt`". Bu girdi dosyaları ve *Fermi*-LAT ham verilerini kullanarak, `gtlike` ile veriler üzerinde kesik-aralıklı maksimum olasılık analizi gerçekleştirdik. Modellerin veriye uydurulması işlemi sırasında:

- ROI içinde 3° yarıçaplı bölgedeki tüm kaynakların ve yaygın salınım bileşenlerinin normalleştirme parametreleri serbest bırakılmıştır.
- İstatistiksel anlamlılığı 20'den büyük olan kaynaklar için normalleştirme parametreleri serbest bırakılmıştır.
- Anlamlılığı 20'den düşük olan kaynaklar için tüm parametreler sabit tutulmuştur.
- Diğer kaynakların parametreleri, 4FGL-DR4 kataloğundaki değerlere göre sabitlenmiştir.

2.3 Gama Işınları Gökyüzü Haritasının Üretimi

Test İstatistiği (TS) haritası, analiz bölgesindeki gama ışını salınımının uzamsal dağılımını görselleştirmek için oluşturulmuştur. TS değeri şu şekilde tanımlanır:

$$\mathrm{TS} = -2\ln\left(\frac{L_0}{L_1}\right) \tag{1}$$

Burada, L_0 ek bir kaynak içermeyen model için maksimum olabilirlik değerini (boş hipotez) ve L_1 belirli bir konumda ek bir kaynak içeren modelin maksimum olabilirlik değerini gösterir.

TS haritalarındaki maksimum TS değerinin kare kökü, S/N'yi yani anlamlılığı temsil etmektedir. TS haritalarını görselleştirmek ve düzenlemek için `SAOImageDS9` kullanılmış, bölge dosyaları *Fermi*-LAT web sitesinden alınmıştır.

2.4 Genişlik Analizi

Kaynakların mekânsal genişleme özelliklerini belirlemek için `fermipy` içindeki `localize` komutu kullanılmıştır. Ardından, kaynağın noktasal mı yoksa geniş mi olduğunu test etmek amacıyla genişlik analizi gerçekleştirilmiştir.

Genişlik testi için kullanılan istatistiksel ölçüt $\mathrm{TS}_{\mathrm{ext}}$ değeri olup şu şekilde tanımlanır:

$$\mathrm{TS}_{\mathrm{ext}} = -2\log\left(\frac{L_{\mathrm{ext}}}{L_{\mathrm{pt}}}\right) \tag{2}$$

Burada, L_{ext} kaynağın geniş-kaynak olma olasılık fonksiyonunun maksimum değerini ve L_{pt} noktasal kaynak olması durumundaki olasılık fonksiyonunun maksimum değerini gösterir.

Genişlik analizi, uyarlanan genişlik modelinin $\mathrm{TS}_{\mathrm{ext}}$ değerinin 25 veya daha büyük olup olmadığını belirlemeye dayanmaktadır. Eğer $\mathrm{TS}_{\mathrm{ext}}$ 25'in altındaysa, test edilen genişlik modeli doğru değildir ve bu durum kaynağın noktasal bir kaynak olduğunu gösterir. Bu analizde iki genişlik modeli test edilmiştir: `RadialGaussian` ve `RadialDisk`. Her genişlik modeli için iki farklı tayfsal model kullanılarak analiz iki kez yürütülmüştür: `Log-parabola` (LP) ve `Power-law` (PL).

Farklı model kombinasyonlarını karşılaştırmak için Akaike Bilgi Kriteri (AIC) kullanılmıştır. AIC değeri en düşük olan model, en iyi model olarak kabul edilmiştir (Akaike 1998) ve şu denklemle hesaplanmıştır:

$$\mathrm{AIC} = 2n - 2\log(L) \tag{3}$$

Analiz edilen her kaynak için genişlik ve tayfsal model kombinasyonlarının tümünde AIC değeri hesaplanmış ve en düşük AIC değerine sahip kombinasyon en iyi model olarak belirlenmiştir.

3 Sonuçlar

Dört kaynağın her biri için kaynak ile ilişkili konumda yapılan genişlik ve tayf ölçümleri farklı uzamsal ve tayf kombinasyonları Çizelge 2'de verilmiştir.

3.1 SNK G17.0-0.0 – LHAASO J1825-1326

Bu analizde incelenen ana kaynak SNK G17.0-0.0 (4FGL J1821.1-1422) idi. Ancak Şekil 1'de gösterildiği gibi, LHAASO J1825-1326 ve MB'ye yakın bir konumda değildi. Öte yandan, bir PWN olduğu bildirilen 4FGL J1824.4-1350e (HESS J1825-137) (Abdalla ve diğ. 2019), geniş bir gama ışını kaynağı olup 4FGL-DR4 kataloğunda yer almakta ve sınırları içinde LHAASO kaynağını içermektedir. Bu PWN muhtemelen noktasal bir kaynak olan 4FGL J1823.3-1340 ile ilişkili olup, bu kaynak bir pulsar adayıdır (Meng 2022). PWN ve pulsar konumları da MB ile örtüşmektedir. Bu nedenle, bu analizde HESS J1825-137'yi ana kaynak olarak kullanmaya karar verdik.

Wach ve diğ. (2023), 4FGL J1823-1340'ın bir pulsar olduğunu ancak gama ışını pulsarı olmadığını bildirmiştir. Bu nedenle, *Fermi*-LAT verileri için "Pulsar Gating" analizi uygulanmasına gerek duyulmadı. HESS J1825-137'nin bu analizinde, toplam anlamlılık seviyesi $\sim 11\sigma$ olarak bulundu.

Yüksek $\mathrm{TS}_{\mathrm{ext}}$ değerlerinin, tüm modellerin noktasal bir kaynağa kıyasla önemli bir genişliğe sahip olduğunu ortaya koymaktadır. Bu nedenle, hem `RadialGaussian` hem de `RadialDisk` genişlik modelleri için yapılan genişlik analizi sonuçları, HESS J1825-137'nin noktasal bir kaynak olmadığını göstermektedir. Hesaplanan en düşük AIC değerine göre en iyi uyum sağlayan uzamsal ve tayfsal model kombinasyonunun `RadialDisk` LP olduğu bulunmuştur (bkz. Çizelge 2).

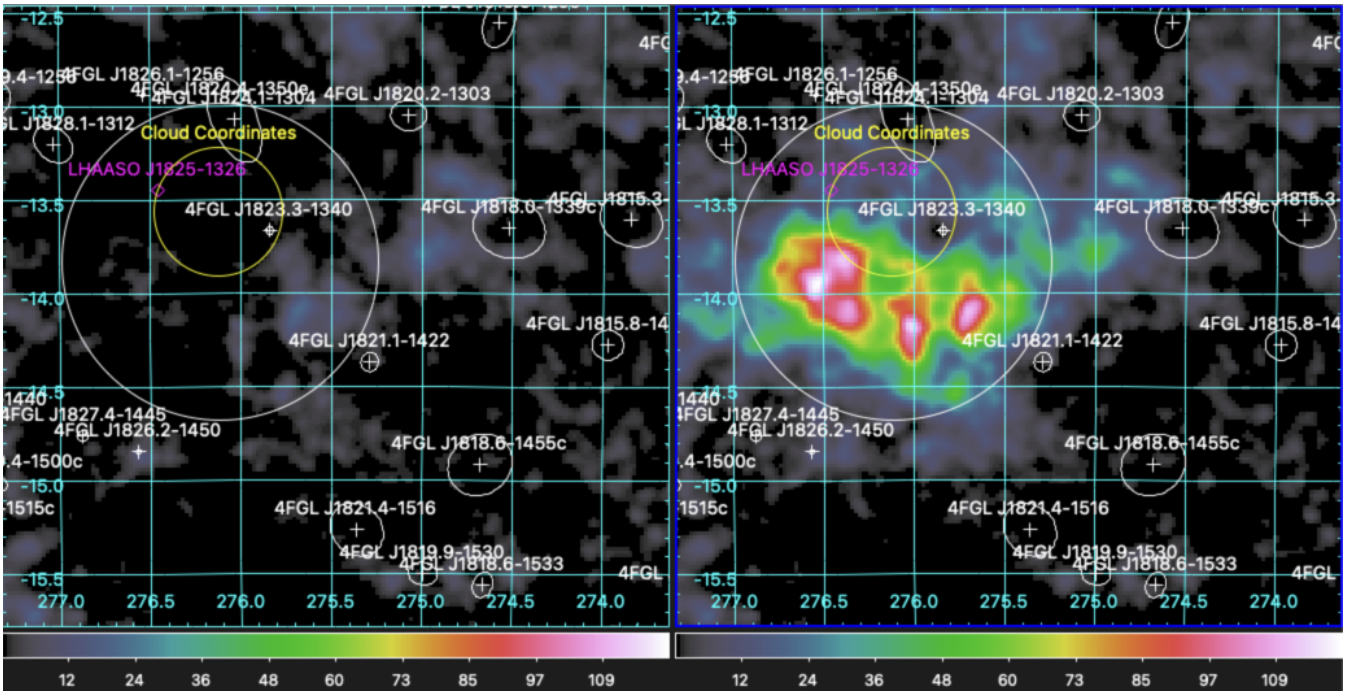
3.2 SNK G27.8-0.6 – LHAASO J1839-0545

Bu analizde de incelenen birincil kaynak olan SNK G27.8-0.6 (veya 4FGL J1839-0420), ilgili MB'ye ve PeVatron'a (LHAASO J1839-0545) yakın bir konumda değildir. 4FGL J1839-0420, Şekil 2'de gösterilen haritaların, orta-üst kenarına yakın bölgede beyaz elips ve artı işareti ile görülmektedir. Dolayısıyla bu analizde, birincil kaynak olarak LHAASO J1839-0545'ya ve ilgili MB'ye konum olarak daha yakın olan 4FGL J1840.9-0532e'yi (veya diğer adıyla HESS J1841-055'i) değerlendirdik. Bunun yanında, HESS J1841-055'in, bir SNK olan Kes 73 ile ilişkili olduğu bilinmektedir. Şekil 2'nin sağ panelinde görüldüğü gibi, HESS J1841-055'in konumu, büyük ölçüde 4FGL-DR4 kataloğundaki 4FGL J1840.9-0532e ile çakışmakta olup kısmen 4FGL J1840.8-0453e ile de örtüşmektedir.

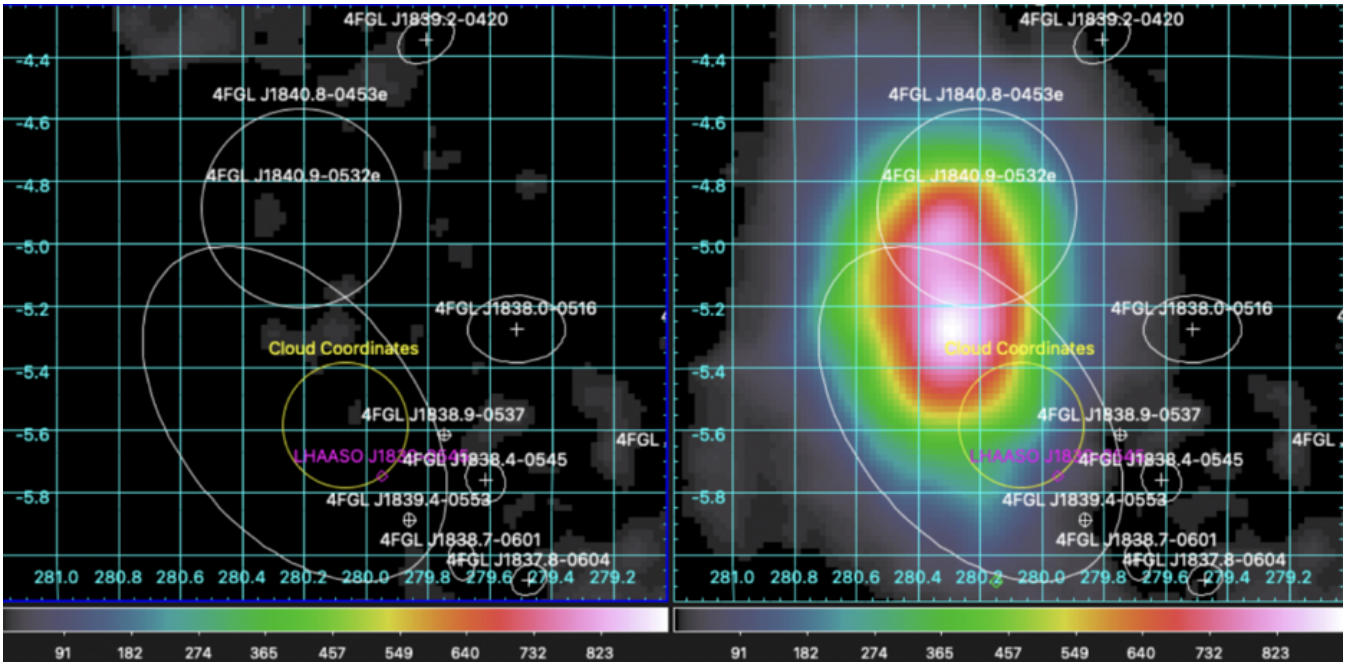
Yapılan ilk analiz sonuçlarına göre, HESS J1841-055/4FGL J1840.9-0532e nokta kaynak varsayımı altında, toplam istatistiksel anlamlılık seviyesi $\sim 30\sigma$ olarak bulundu.

Çizelge 2. Her bir kaynak ile ilişkili konumda yapılan genişlik ve tayf ölçümleri farklı uzamsal ve tayf kombinasyonları için test edildi. Enerji akısı (erg cm^{-2} s) birimindendir. **Kaynak 1**: Tüm model kombinasyonları bu kaynağın geniş bir gama ışını kaynağı olduğunu gösterdi. `RadialDisk` ve LP modeli, AIC metoduna göre *Fermi*-LAT verilerine en uygun bulunan model kombinasyonudur. **Kaynak 2**: Tüm model kombinasyonları bu kaynağın geniş bir gama ışını kaynağı olduğunu gösterdi. `RadialDisk` ve LP modeli, AIC metoduna göre *Fermi*-LAT verilerine en uygun bulunan model kombinasyonudur. **Kaynak 3**: Modellerden sadece ikisi (`RadialGaussian` LP ve `RadialDisk` LP) bu kaynağın noktasal bir gama ışın kaynağı olduğunu gösterdi. `RadialGaussian` ve LP modeli, AIC metoduna göre *Fermi*-LAT verilerine en uygun bulunan model kombinasyonudur. Fakat TS_{ext} değeri ∼9 olduğu için, kaynağın noktasal olduğu ve LP tayf modeline sahip olduğu görülmektedir. **Kaynak 4**: Modellerden ikisi (`RadialDisk` LP ve `RadialDisk` PL) bu kaynağın noktasal bir gama ışın kaynağı olduğunu gösterdi. `RadialDisk` ve PL modeli, AIC metoduna göre *Fermi*-LAT verilerine en uygun bulunan model kombinasyonudur. Fakat TS_{ext} değeri ∼20 olduğu için, kaynağın noktasal olduğu ve PL tayf modeline sahip olduğu görülmektedir.

Kaynak (LHAASO)	(HESS)	Konum (4FGL)	Uzamsal Model	Tayf	TS_{ext}	TS	Enerji Akısı	Yarıçap (°)	ΔAIC
(1) J1825-1326	J1825-137	J1824.4-1350e	RadialGaussian	LP	841.919	933.75	$(14.71\pm0.649)\times10^{-5}$	$1.0507^{+0.0078}_{-0.0845}$	149
			RadialDisk	LP	677.713	761.08	$(9.734\pm0.492)\times10^{-6}$	$0.7056^{+0.0261}_{-0.0227}$	0
			RadialGaussian	PL	872.446	982.39	$(15.34\pm0.64)\times10^{-5}$	$0.9129^{+0.0257}_{-0.0264}$	149
			RadialDisk	PL	763.806	870.12	$(11.13\pm0.499)\times10^{-5}$	$0.7070^{+0.0252}_{-0.0224}$	187
(2) J1839-0545	J1841-055	J1840.9-0532e	RadialGaussian	LP	111.295	899.35	$(3.298\pm0.151)\times10^{-6}$	$0.2947^{+0.0198}_{-0.0198}$	110
			RadialDisk	LP	148.386	914.60	$(3.273\pm0.146)\times10^{-6}$	$0.2774^{+0.0160}_{-0.0142}$	0
			RadialGaussian	PL	156.462	756.60	$(4.095\pm0.185)\times10^{-6}$	$0.2893^{+0.0190}_{-0.0190}$	108
			RadialDisk	PL	155.380	735.48	$(3.855\pm0.173)\times10^{-6}$	$0.2792^{+0.0165}_{-0.0142}$	135
(3) J1843-0338		J1844.4-0345e	RadialGaussian	LP	9.308	1343.02	$(3.035\pm0.102)\times10^{-6}$	$0.0775^{+0.0148}_{-0.0164}$	0
			RadialDisk	LP	9.749	1346.19	$(3.035\pm0.102)\times10^{-6}$	$0.0823^{+0.0143}_{-0.01}$	38
			RadialGaussian	PL	29.170	1085.20	$(3.728\pm0.133)\times10^{-6}$	$0.1011^{+0.0125}_{-0.0127}$	246
			RadialDisk	PL	26.992	1088.04	$(3.719\pm0.132)\times10^{-6}$	$0.1065^{+0.0123}_{-0.0133}$	313
(4) J1849-0003		J1848.2-0016e	RadialGaussian	LP	27.250	236.69	$(3.375\pm0.46)\times10^{-6}$	$1.1372^{+0.0}_{-0.1479}$	118
			RadialDisk	LP	18.404	210.29	$(1.6\pm0.138)\times10^{-6}$	$0.3128^{+0.0310}_{-0.00310}$	82
			RadialGaussian	PL	27.328	153.24	$(3.966\pm0.403)\times10^{-6}$	$1.0758^{+0.0}_{-0.0440}$	51
			RadialDisk	PL	20.927	157.14	$(1.569\pm0.141)\times10^{-6}$	$0.3204^{+0.0311}_{-0.0281}$	0



Şekil 1. SNK G17.0-0.0/LHAASO J1825-1326 bölgesi için üretilen *Fermi*-LAT TS haritası. Beyaz renkteki kaynak bilgileri ve elipsler 4FGL-DR4 kataloğundan alınmıştır, sarı renkli daire ise Çizelge 1'de verilen ilk MB koordinatıdır. LHAASO J1825-1326, pembe renkle gösterilmektedir. Sol taraftaki TS haritası, gama ışını arka alan modeline dahil edilen tüm kaynaklarla üretilmişken, sağdaki TS haritası HESS J1825-137 (veya 4FGL J1824.4-1350e) arka-alan modelinden çıkarıldıktan sonra üretilmiştir.



Şekil 2. SNK G27.8-0.6/LHAASO J1839-0545 bölgesi için üretilen *Fermi*-LAT TS haritası. Beyaz renkteki kaynak bilgileri ve elipsler 4FGL-DR4 kataloğundan alınmıştır, sarı renkli daire ise Çizelge 1'de verilen ikinci MB koordinatıdır. LHAASO J1839-0545, pembe renkle gösterilmektedir. Sol taraftaki TS haritası, gama ışını arka alan modeline dahil edilen tüm kaynaklarla üretilmişken, sağdaki TS haritası HESS J1841-055/4FGL J1840.9-0532e arka alan modelinden çıkarıldıktan sonra üretilmiştir. Diğer yakın ve örtüşen kaynaklar henüz tanımlanmamış 4FGL-DR4 kaynaklarıdır.

Kaynak genişlik ölçüm sonuçları Çizelge 2'te sunulmaktadır. Tüm model kombinasyonları için elde edilen TS_{ext} değerleri, noktasal bir kaynağa kıyasla önemli bir genişleme gösterdiğini ortaya koymaktadır. Hesaplanan en düşük AIC değerine göre en iyi uyum sağlayan birleşik model kombinasyonunun `RadialDisk` LP olduğu bulundu.

3.3 SNK G28.6-0.1 – LHAASO J1843-0338

PeVatron adayı G28.6-0.1, *Fermi*-LAT kaynağı olan 4FGL J1844.4-0345 ile ilişkilendirilmektedir. 4FGL J1844.4-0345 kaynağı, PSR J1844-0346 pulsarı ile bağlantılı olup, PWN benzeri özellikler gösterdiği bulunmuştur (Amenomori ve diğ. 2022). Şekil 3'e göre, hem MB hem de LHAASO J1843-0338 konumu, G28.6-0.1/4FGL J1844.4-0345'e oldukça yakındır.

Yapılan ilk analiz sonuçlarına göre, 4FGL J1844.4-0345 nokta kaynak olarak varsayıldığında, toplam istatistiksel anlamlılık seviyesini $\sim 31\sigma$ olarak tespit ettik.

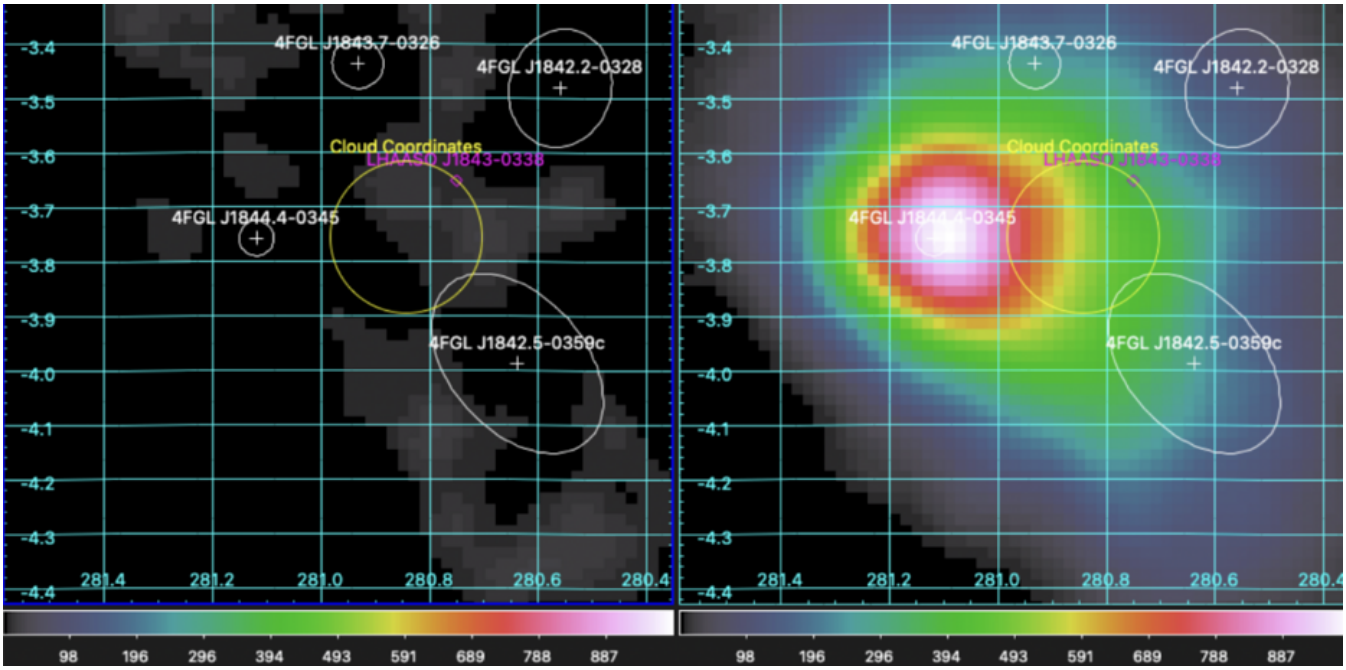
Çizelge 2, `RadialGaussian` LP ve `RadialDisk` LP model kombinasyonları için TS_{ext} değerlerinin 25'ten küçük olduğunu ve 4FGL J1844.4-0345'in noktasal bir kaynak olduğunu göstermektedir. Öte yandan, PL tayfsal modelini içeren kombinasyonlarda TS_{ext} değerleri 25'ten büyük olup, bu kaynağın genişletilmiş bir yapıya sahip olduğunu işaret etmektedir. Ancak en iyi uyum sağlayan modelin hesaplanan AIC değerine göre (Çizelge 2) `RadialGaussian` LP olduğunu göstermektedir. Bu model kombinasyonu için TS_{ext} değeri ~ 9 olup, bu da kaynağın noktasal bir kaynak olduğunu işaret etmektedir. Dolayısıyla, geçerli model olarak, en düşük AIC değerini veren modeli seçerek bunun bir nokta kaynak olduğunu kabul ediyoruz. Özetlemek gerekirse, 4FGL J1844.4-0345'in noktasal bir kaynak olduğu ve en iyi uyum sağlayan tayfsal modelin LP olduğu sonucuna varıldı.

3.4 SNK G31.9-0.0 – LHAASO J1849-0003

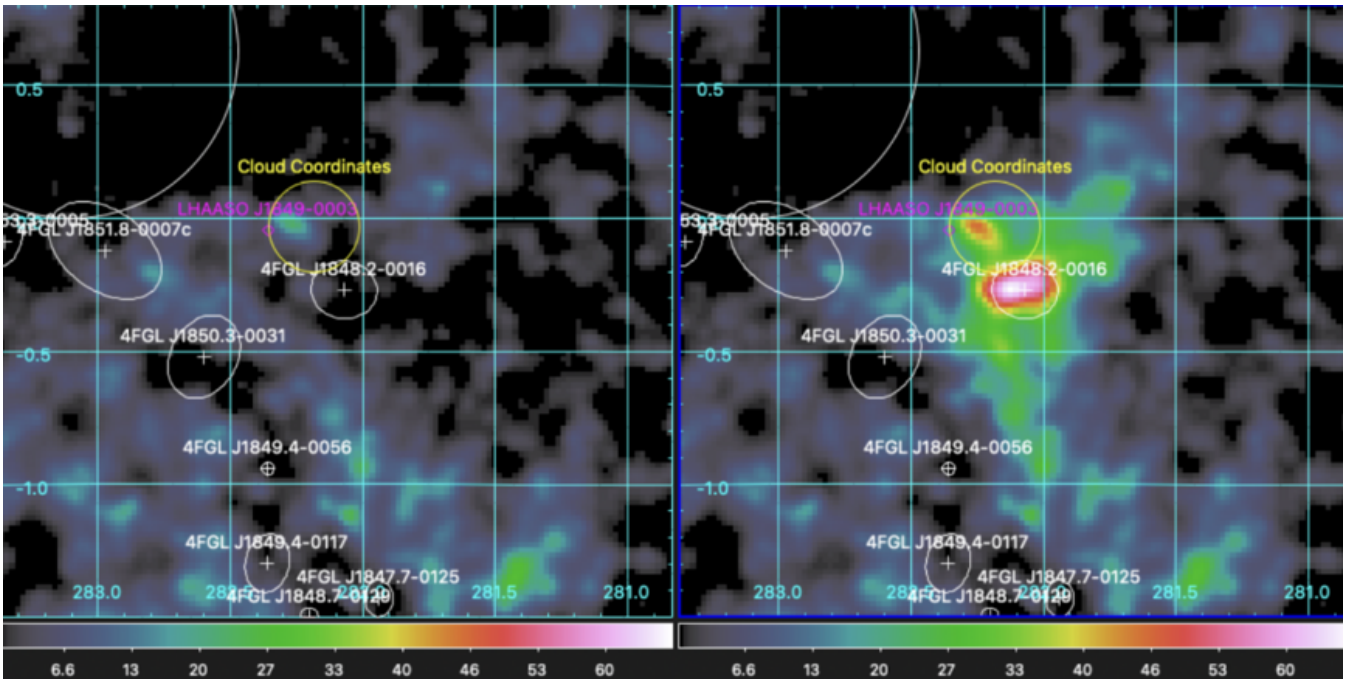
Bu analizde incelenen ana aday G31.9-0.0 (4FGL J1849.4-0056) olarak seçilmiş olsa da, MB bölgesine yakın değildi ve LHAASO J1849-0003 konumu ile de örtüşmüyordu. SNRcat veritabanını inceledikten sonra, bu bölge için belirgin bir MB etkileşimi olduğu göz önüne alınarak analiz için 4FGL J1848.2-0016 kaynağını seçtik. Çok dalga boylu kaynaklarla ilgili yaptığımız araştırmada, 4FGL J1848.2-0016'nın PSR J1849-0001 pulsarı ile ilişkili olduğu ortaya çıktı.

Analizin ilk aşamasında, 4FGL J1848.2-0016'nın noktasal bir kaynak olduğu varsayılarak, $\sim 8\sigma$ istatistiksel anlamlılık değerinde tespit edildi. Daha sonra, 4FGL J1848.2-0016'nın genişlik analizi gerçekleştirildi ve denenmiş olan çeşitli uzamsal ve tayfsal model kombinasyonlarının veriye uyum sonuçları Çizelge 2'de sunulmuştur.

SNK G28.6-0.1 (4FGL J1844.4-0345) için olduğu gibi, burada da elde edilen AIC değerleri ile TS_{ext} değerleri arasında bir çelişki görülmektedir. Başka bir deyişle 4FGL J1848.2-0016 için en iyi model kombinasyonu `RadialDisk` PL olarak bulundu (Çizelge 2). Ancak bu modelin TS_{ext} değeri ~ 20 olup, 25'ten düşük olması bu kaynağın geniş bir kaynak olmadığını göstermektedir. Genel kural olarak en düşük AIC değerini veren model en iyi model olarak kabul edildiğinden, 4FGL J1848.2-0016'nın noktasal bir kaynak olduğu ve en iyi uyum sağlayan tayfsal modelin PL olduğu sonucuna varıldı.



Şekil 3. SNK G28.6-0.1/LHAASO J1843-0338 bölgesi için üretilen *Fermi*-LAT TS haritası. Beyaz renkteki kaynak bilgileri ve elipsler 4FGL-DR4 kataloğundan alınmıştır, sarı renkli daire ise Çizelge 1'de verilen üçüncü MB koordinatıdır. LHAASO J1843-0338, pembe renkle ile gösterilmektedir. TS haritasında 4FGL J1842.5-0359c, gökada dışı bir kaynak olan NVSS J184240-035858 ile ilişkilidir. Diğer yakın ve örtüşen kaynaklar henüz tanımlanmamış 4FGL-DR4 kaynaklarıdır. Sol paneldeki TS haritası, gama ışını arka alan modeline dahil edilen tüm kaynaklarla üretilmişken, sağ paneldeki TS haritası, 4FGL J1844.4-0345 arka-alan modelinden çıkarıldıktan sonra üretilmiştir.



Şekil 4. SNK G31.9-0.0/LHAASO J1849-0003 bölgesi için üretilen *Fermi*-LAT TS haritası. Beyaz renkteki kaynak bilgileri ve elipsler 4FGL-DR4 kataloğundan alınmıştır, sarı renkli daire ise Çizelge 1'de verilen dördüncü MB koordinatıdır. LHAASO J1849-0003, pembe renkle ile gösterilmektedir. Diğer yakın ve örtüşen kaynaklar henüz tanımlanmamış 4FGL-DR4 kaynaklarıdır. Sol taraftaki TS haritası, gama ışını arka alan modeline dahil edilen tüm kaynaklarla üretilmişken, sağdaki TS haritası 4FGL J1848.2-0016 arka-alan modelinden çıkarıldıktan sonra üretilmiştir.

Çizelge 3. Bu çalışmada seçilen PeVatron adaylarına ilişkin *Fermi*-LAT analizimizin nihai sonuç özeti verilmiştir. İlk iki kaynak uzamsal olarak geniş yapıda değerlendirildiğinden σ değerleri uzamsal genişliğe ilişkin analize dayanmaktadır. Son iki kaynak ise noktasal olarak ele alındığı için anlamlılık değerleri genel kaynak tespiti analizinden elde edilmiştir. Çizelge ayrıca en iyi uyum sağlayan uzamsal ve tayfsal model kombinasyonlarını içermektedir.

Kaynak LHAASO (4FGL)	σ	Tayf	Uzamsal Model
J1825-1326 (J1824.4-1350e)	28	LP	RadialDisk
J1839-0545 (J1840.9-0532e)	30	LP	RadialDisk
J1843-0338 (J1844.4-0345)	31	LP	Noktasal
J1849-0003 (J1848.2-0016)	8	PL	Noktasal

4 Tartışma

Bu *Fermi*-LAT verisi analizinde, MB'ler ve LHAASO PeVatron'larına yakın konumda tanımlanan SNKları (G17.0-0.0, G27.8+0.6, G28.6-0.1 ve G31.9+0.0) araştırmaya odaklandık. Bu amaçla, çalışmamızda öncelikle LHAASO ve MB'lere konum olarak yakın olan SNK'ları tespit ettikten sonra, 15 yıllık *Fermi*-LAT verisi, 4FGL-DR4 kataloğu ve yaygın Galaksi içi ve dışı şablonlarını kullanarak, 1-300 GeV enerji aralığında maksimum kesik-aralıklı olasılık analizini gerçekleştirdik. Ardından, her SNK için TS gökyüzü haritalarını çıkartarak, LHAASO ve MB konumları ile en fazla örtüşen 4FGL-DR4 *Fermi*-LAT genişlik analizini gerçekleştirdik.

Genişlik analizi gerçekleştirilen her kaynak için, farklı uzamsal ve tayfsal model kombinasyonları denendi ve her birleşik model için bir AIC parametresi hesaplandı. Her kaynak için en iyi uyum sağlayan model kombinasyonu, AIC değerini en aza indirgeyen model olarak kabul edildi ve eğer bu seçilen model için TS_{ext} 25'in altındaysa, incelenen kaynak nokta kaynak olarak kabul edildi.

SNK G17.0-0.0 için birincil kaynağımız olan 4FGL J1821.1-1422, LHAASO kaynağına ve MB'ye yakın bir konumda bulunmamaktadır. Listemizdeki ilk PeVatron olan LHAASO J1825-1326 ve bununla bağlantılı MB'ye en yakın *Fermi*-LAT kaynağı olarak seçilen 4FGL J1823.3-1340, bir PWN adayı olan HESS J1825-137 ile konumsal olarak örtüştüğünden, bu TeV gama ışını kaynağıyla birlikte daha detaylı incelendi. HESS J1825-137 için yapılan genişlik analizi, bu kaynağın geniş bir yapıya sahip olduğunu ve en iyi uyum sağlayan uzamsal ve tayfsal model kombinasyonunun `RadialDisk` LP olduğunu göstermektedir. Bu dairesel modelin yarıçapı $\sim 0.7^\circ$ ve kaynağın bu modele göre toplam TS değeri ~ 761 ($\sim 28\sigma$) olarak bulundu. Bu analizde, SNK G17.0-0.0'nın konumu gereği LHAASO kaynağına daha uzak olmasından dolayı, aralarında fiziksel bir bağlantı olamayacağı anlaşıldı.

SNK G27.8+0.6 bölgesi için yapılan analiz, umut verici sonuçlar ortaya koymuştur, ancak orijinal kaynak 4FGL J1839-0420 ile herhangi bir örtüşme gözlemlenmemiştir. Ancak, incelediğimiz ikinci PeVatron'a (LHAASO J1839-0545) yakın bir konumda bulunan ve bununla uzamsal olarak örtüşen MB ile ilişkili olarak bulunan HESS J1841-055, aynı zamanda bir SNK olan Kes 73 ve 4FGL J1840.8-0453e ile örtüşmektedir. HESS J1841-055/4FGL J1840.8-0453e'nin genişlik analizi, genişletilmiş bir yapıya sahip olduğunu ve en iyi uyum sağlayan modelin `RadialDisk` LP olduğunu göstermektedir. Bu dairesel modelin yarı çapı $\sim 0.3^\circ$ ve kaynağın bu modele göre toplam TS değeri ~ 914 ($\sim 30\sigma$) olarak bulundu. Bu analizde, SNK G27.8+0.6'nın konumu gereği LHAASO kaynağına daha uzak olmasından dolayı, aralarında fiziksel bir bağlantı olamayacağı anlaşıldı.

SNK G28.6-0.1 (4FGL J1844.4-0345), LHAASO J1843-0338'e ve MB'ye yakınlığı nedeniyle daha fazla araştırma için bir fırsat sunmaktadır. Bu kaynak için hesaplanan TS_{ext} değerleri 25'in altında olup, bunun noktasal bir gama ışını kaynağı olduğunu ve LP türü bir tayfsal modele sahip olduğunu göstermektedir.

SNK G31.9+0.0 (4FGL J1849.4-0056), LHAASO ya da MB konumuna yakın değildir. Fakat 4FGL J1848.2-0016, hem LHAASO J1849-0003'e hem de ilgili MB'ye oldukça yakın bir konumdadır. SNK'nın MB ile etkileşip etkileşmediğini anlayabilmek için ayrıca bir MB veri analizi gerekmektedir. 4FGL J1848.2-0016 için yapılan genişlik analizi, bu *Fermi*-LAT kaynağının noktasal bir kaynak olduğunu ve en iyi uyum sağlayan tayfsal modelin ise PL olduğunu ortaya koymaktadır.

Ek olarak, analiz edilen dört kaynaktan üçü LP tayf türüne sahiptir ve bu, onların kavisli bir tayfa sahip olduklarını göstermektedir. Buna karşılık, bu üç kaynaktan sadece bir tanesi basit ve kesintisiz bir PL dağılımı göstermektedir.

Analiz sonucunda, kaynaklar bir nokta kaynak olarak varsayıldığında elde edilen istatistiksel anlamlılık, tayf türü ve uzamsal model bilgileri Çizelge 3'da özetlenmiştir. TS haritaları, incelenen dört kaynağın da 5σ'dan daha yüksek anlamlılık değerlerine sahip olduğunu göstermektedir; bu da onların noktasal kaynak tespit eşiğinin üzerinde olduklarını göstermektedir. Üç aday beklenen MB'ye uzak konumda olduğu için analiz, hem MB'ye hem de LHAASO kaynağına daha yakın bir kaynak üzerinde gerçekleştirilmiştir. MB'lerin daha derinlemesine incelenmesi, ilgi çekici bölgeler hakkında daha fazla bilgi sağlayacaktır.

Sonuç olarak, bu çalışma, Galaksimizdeki PeVatron'ları belirlemeye yönelik devam eden çabalara katkıda bulunarak, MB'ler ve LHAASO kaynakları ile ilişkili olası adayların ayrıntılı bir analizini sunmaktadır.

Elde edilen sonuçlar, potansiyel PeVatron adaylarını göstermektedir, ancak bu adayların PeVatron doğasını doğrulamak ve yüksek enerjili astrofiziksel süreçleri daha iyi anlamak için özellikle bu kaynakların GeV ve TeV gama ışını enerjilerindeki tayfsal enerji dağılımlarının da çıkartılması; ayrıca çok dalga boylu gözlemler ve tayf modellemesi gibi ek analizlerin yapılması gerekmektedir.

Teşekkür

Fermi-LAT iş birliğine, bu çalışmada kullanılan gama ışını verilerine sağladıkları değerli katkılar için teşekkür ederiz. Ayrıca, yüksek enerjili astrofizik ve PeVatron araştırmalarına dahil olan araştırmacıların ve kurumların devam eden çabalarını takdir ediyoruz; çalışmaları analizimizi önemli ölçüde etkilemiştir. Çalışmamızın gelişiminde kritik rol oynayan, halka açık kaynaklar sunan SNRcat ve TEVCAT veri tabanı ekiplerine özel teşekkürlerimizi sunarız.

Kaynaklar

Abdalla H., ve diğ., 2019, Astronomy & Astrophysics, 621, A116
Akaike H., 1998, in , Selected papers of hirotugu akaike. Springer, pp 199–213
Amenomori M., ve diğ., 2022, The Astrophysical Journal, 932, 120
Angüner E. O., 2023, Turkish Journal of Physics, 47, 40
Atwood W., ve diğ., 2009, The Astrophysical Journal, 697, 1071

Baring M. G., Ellison D. C., Reynolds S. P., Grenier I. A., Goret P., 1999, The Astrophysical Journal, 513, 311
Cao Z., Aharonian F. A., An Q., Axikegu Bai L. X., Bai Y. X., ve diğ., 2021, Nature, 594, 33
Cao Z., ve diğ., 2023, Phys. Rev. Lett., 131, 151001
Casanova S., 2022, Universe, 8, 505
Corso N. J., Diesing R., Caprioli D., 2023, The Astrophysical Journal, 954, 1
Ergin T., Sezer A., Saha L., Majumdar P., Chatterjee A., Bayirli A., Ercan E. N., 2014, The Astrophysical Journal, 790, 65
Green D., 2019, VizieR Online Data Catalog, 7284, VII
Hughes J. P., Rakowski C. E., Decourchelle A., 2000, The Astrophysical Journal, 543, L61
Meng Q., 2022, in ITM Web of Conferences. p. 01052
Mitchell A., Rowell G., Celli S., Einecke S., 2021, arXiv preprint arXiv:2108.02026
Mitchell A., Rowell G., Celli S., Einecke S., 2023, Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, 520, 300
Vink J., 2020, Physics and evolution of supernova remnants. Springer
Wach T., Mitchell A., Joshi V., Funk S., 2023, arXiv preprint arXiv:2308.16717
Warren J. S., ve diğ., 2005, The Astrophysical Journal, 634, 376

Access:
M25-0379: Turkish J.A&A — Vol.6, Issue 3.

TJAA Vol. **6**, *Special Issue*, *p.*387–392 (2025). DOI: 10.55064/tjaa.1589781 *Research Article*

UPK 40 ve UPK 93 Açık Yıldız Kümelerinin Tayfsal ve Fotometrik Analizi

Edanur Çördük[1] ⋆, İnci Akkaya Oralhan[2], Cenk Kayhan[3]

[1] *Astronomi ve Uzay Bilimleri Ana Bilim Dalı, Fen Bilimleri Enstitüsü, Erciyes Üniversitesi, Kayseri*

[2] *Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, Fen Fakültesi, Erciyes Üniversitesi, Kayseri*

[3] *Bilimsel Araştırma Projeleri Koordinatörlüğü, Rektörlük, Kayseri Üniversitesi, Kayseri*

Accepted: April 21, 2025. Revised: April 21, 2025. Received: November 22, 2024.

Özet

Açık yıldız kümeleri (AYK), yıldız evrimi ve Galaktik diskin kimyasal ve dinamik evrimi hakkında önemli bilgiler sunar. Bu çalışmada, UPK kataloğundan UPK 40 ve UPK 93 AYK'nin tayfsal ve fotometrik üyelik analizleri yapılmıştır. Gaia DR3 verilerinin öz hareket bileşenleri ve parlaklık değerleri kullanılarak kümelerin üyelik analizleri ve temel parametreler (yaş: t, uzaklık: d, kızarma: $E(B-V)$) belirlenmiştir. UPK 93 AYK'sı için LAMOST DR9 tayfsal verilerinden sekiz üye yıldızın etkin sıcaklık ($T_{\rm eff}$), yüzey çekim ivmesi ($\log g$) ve metal bolluğu ([Fe/H]) değerleri elde edilip Gaia fotometrisi sonuçlarıyla karşılaştırılmıştır. UPK 40 için LAMOST veritabanında tayfsal gözlem bulunamamıştır. Bu sebeple bu kümenin metal bolluğu değeri `Metalcode` ile belirlenmiştir. `pyUPMASK` algoritması ile yapılan analizde %90 üye olasılığıyla UPK 93 için 41 ve %80 olasılıkla UPK 40 için ise 35 üye yıldız tespit edilmiştir. Eşyaş eğrileri ile yapılan çakıştırma sonucunda UPK 93 için $E(B-V)$=0.30 kadir, DM=9 kadir ve yaş 315 Myıl; UPK 40 için ise $E(B-V)$=0.41 kadir, DM=8.2 kadir ve yaş 800 Myıl olarak elde edilmiştir. İlgili kümelerin TESS gözlemlerinin incelenmesi sonucunda UPK 40'ta 2, UPK 93'te 14 değişen yıldız tespit edilmiştir.

Abstract

Open star clusters (OSCs) provide essential insights into stellar evolution and the chemical and dynamic evolution of the Galactic disk. In this study, spectroscopic and photometric membership analyses of the OSCs UPK 40 and UPK 93 from the UPK catalog were conducted. Using proper motion and brightness data from Gaia DR3, the membership analyses and determination of fundamental parameters (age: t, distance: d, and reddening: $E(B-V)$) of these clusters were performed. For UPK 93, spectroscopic data from LAMOST DR9 provided values for eight member stars, including effective temperature ($T_{\rm eff}$), surface gravity ($\log g$), and metallicity ([Fe/H]), which were compared with Gaia photometric results. No spectroscopic data was available for UPK 40, so its metallicity was determined using `Metalcode`. Through analysis with the `pyUPMASK` algorithm, 41 member stars for UPK 93 with a 90% membership probability and 35 for UPK 40 with an 80% membership probability were identified. Isochrone fitting yielded values of $E(B-V)$=0.30 mag, DM=9 mag, and age=315 Myr for UPK 93, while for UPK 40, the results were $E(B-V)$=0.41 mag, DM=8.2 mag, and age=800 Myr. Examination of TESS observations revealed 2 variable stars in UPK 40 and 14 in UPK 93.

Anahtar Kelimeler: (Galaxy:) open clusters and associations: general – astrometry – stars: variables: general

1 Giriş

Açık yıldız kümeleri (AYK), yıldız evrimini ve Galaktik diskin yapısının kimyasal ve dinamik evrimini ortaya çıkarmada önemli gökcisimleri olarak kabul edilmektedir (Janes & Adler 1982). Bir AYK'nin yıldızları aynı moleküler bulutta oluştuğu için yaş ($\log t$), uzaklık (d), metal bolluğu ([Fe/H]) ve özhareket bileşenleri ($\mu_{\rm RA}$, $\mu_{\rm Dec}$) gibi birçok özelliği benzerdir. Kısaca AYK'lar, aynı moleküler buluttan eşzamanlı olarak oluşan, aynı yönde hareket eden ve küresel kümelere göre daha seyrek ve dağınık olan yıldız gruplarıdır (Yadav ve diğ. 2011; Soubiran ve diğ. 2018).

AYK'ler gökadadaki konumları sebebiyle yüksek sönümlemeye maruz kalabilirler. Bu sönümlemeye ait etkilerin ortadan kaldırılması ve buna bağlı olarak da küme parametrelerinin doğru bir şekilde elde edilebilmesi için iyi bir fotometrik analize ihtiyaç duyulmaktadır. Bu konuda, *Gaia* DR3 verilerinin yayınlanmasıyla kümelerin üye yıldızları ve küme parametreleri daha hassas bir şekilde belirlenebilmektedir (Andrae ve diğ. 2023).

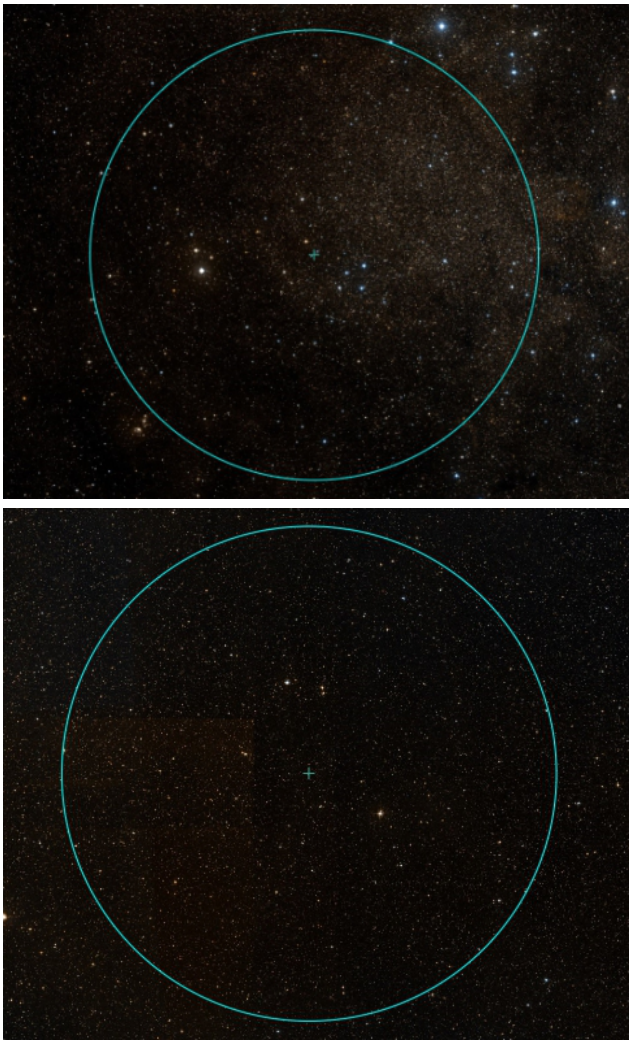
Bu çalışma kapsamında, Çizelge 1'de konumları sunulan ve Şekil 1'de SIMBAD'dan alınan 1° lik alan görüntüleri bulunan AYK'lar ayrıntılı olarak incelenmiştir. Bu iki kümenin seçilme nedeni, galaktik enlem/boylamları dolayısıyla sönümlemelerinin birbirine yakın olmasıdır.

Çizelge 1. UPK 93 ve UPK 40 açık yıldız kümelerinin (J2000) ekvatoral ve galaktik koordinatları (Kaynak).

Koordinatlar	UPK 93	UPK 40
RA (h m s)	20:01:17.8	19:30:31.4
Dec (° ′ ″)	+29:58:16	-06:52:55
Galaktik Enlem (°)	67.2062	31.1867
Galaktik Boylam (°)	-0.2057	-11.8060

⋆ 4011730061@erciyes.edu.tr

© 2025 Turkish Astronomical Society (TAD)



Şekil 1. UPK 93 (üst panel) ve UPK 40 (alt panel). Merkezdeki '+' işareti, kümelerin Çizelge 1'de verilen merkezi koordinatlarını temsil etmektedir.

Bu bildiri şu şekilde düzenlenmiştir: §2, iki AYK için küme üyelik analizini, küme parametrelerinin belirlenmesini, değişen yıldız analizini ve renk-kadir diyagramından uzaklık modülü (DM), kızarma $E(B-V)$ ve $\log(t)$ hesaplamalarını içermektedir. §3 ise elde edilen bulguların tartışması ve genel sonuçlardan oluşmaktadır.

2 Yöntem

2.1 Kümelerin Üyelik Analizi

Makine öğrenmesi yöntemiyle keşfedilen Ulsan Pusan Korea (UPK) kataloğundaki (Sim ve diğ. 2019) UPK 40 ve UPK 93 AYK'ları gökyüzünde yaklaşık 1° lik alan kaplamaktadır. Şekil 1'de SIMBAD veritabanından 1° lik alan görüntüleri gösterilmiştir. Çalışma kapsamında yer alan iki AYK'nin üyelik analizi, Gaia'nın en güncel sürümü olan DR3 (Gaia Collaboration 2022) verileri kullanılarak yapılmıştır. Gaia uzay teleskobunun DR1 (1. sürüm), DR2 (2. sürüm) gibi sürümleri mevcut olsa da, her sürüm bir öncekinin eksiklerini ve hatalarını düzelttiği için bu çalışmada en güncel sürüm olan Gaia DR3 tercih edilmiştir. Gaia verilerinden sağ açıklık (RA), dik açıklık (Dec), özhareketler ($\mu_{\rm RA}$, $\mu_{\rm Dec}$), trigonometrik paralaks (ϖ) ve parlaklık (G, $G_{\rm BP}$ ve $G_{\rm RP}$) değerleri kullanılmıştır.

Çalışmada seçilen AYK'ler, galaktik düzleme yakın oldukları için bakış doğrultusunda çok sayıda alan yıldızı içermektedirler. Alan yıldızlarından arındırmak üzere birçok program geliştirilmiş olup bu çalışmada `pyUPMASK` algoritmasını da içerisine alan "Gaussian Mixture Model" (GMM) (Agarwal ve diğ. 2021) kullanılmıştır. Bu algoritma, fotometrik verileri işlemek için geliştirilmiş tamamen python dilinde yazılmıştır. `UPMASK` (Krone-Martins & Moitinho 2014)'a göre üyelik olasılıklarını belirlemede verimliliği ve hızı artırmıştır. `pyUPMASK` algoritması, beş boyutlu parametrelere ($\mu_{\rm RA}$, $\mu_{\rm Dec}$, ϖ, RA ve Dec) dayalı örnekler tanımlamış ve yıldızları üye veya üye olmayan olarak ayırmıştır. UPK 40 ve UPK 93'ün bu algoritma kullanılarak üyelik analizi sonucunda Şekil 2 ve 3 a panellerinde renk-parlaklık diyagramı (CMD), b panellerinde vektör-nokta diyagramı, c panellerinde olasılık dağılımı ve d panellerinde özhareket dağılımı grafikleri elde edilmiştir. Olasılık grafiğindeki sonuçlara göre, alan yıldızlarını temsil eden düşük olasılıklardan sonra, küme üyelik olasılığı ile yıldız sayısının artmaya başladığı olasılıktan daha büyük olan yıldızlar küme üyesi olarak kabul edilmiştir. Buna göre UPK 93 için P>0.9, UPK 40 için P>0.8 olan yıldızlar küme üyesi olarak belirlenmiştir.

2.2 Küme Parametrelerinin Belirlenmesi

Kümenin temel parametrelerini belirlenirken kızarmalara ait dönüşümlerde Bragaglia ve diğ. (2018)'ya ait dönüşümler kullanılmış ve $R_{\rm V}$=3.1 olarak kabul edilmiştir.

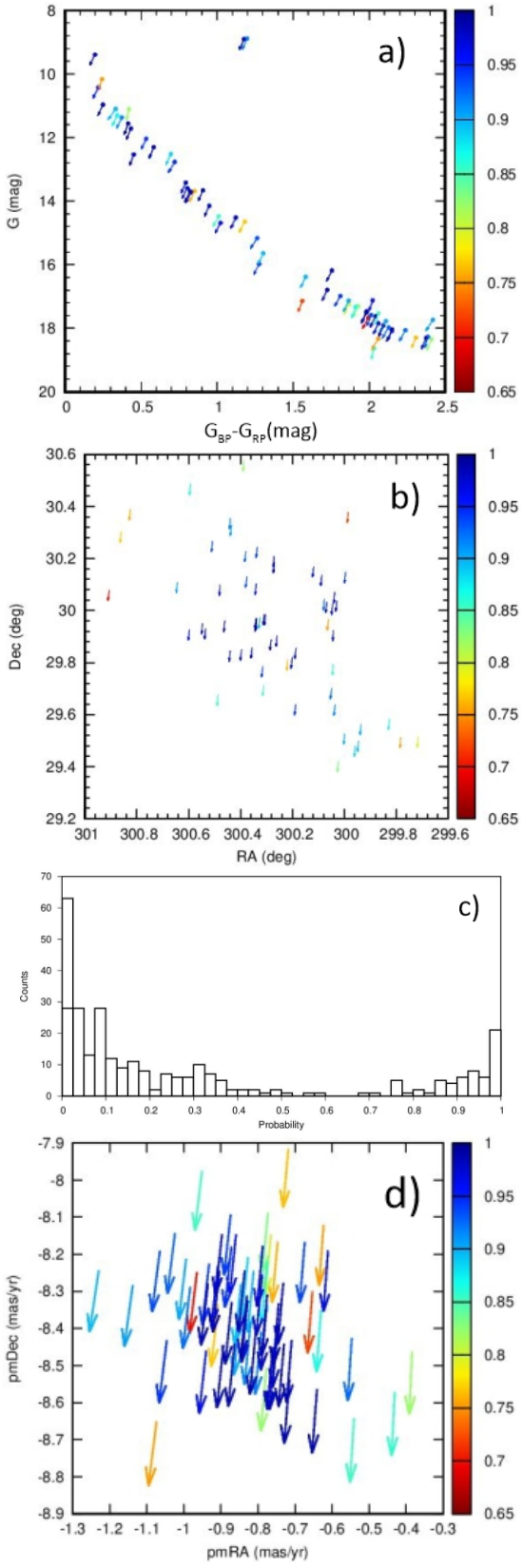
Kızarma dönüşümleri kullanılarak üye yıldızlar için Gaia verilerinden $G-(G_{\rm BP}-G_{\rm RP})$ renk-kadir diyagramı oluşturulmuş ve MESA yıldız iç yapı ve evrim kodu (Paxton ve diğ. 2011) kullanılarak hesaplanan eşyaş eğrilerinin çakıştırılması sonucunda $\log(t)$, DM ve $E(B-V)$ gibi temel parametreler elde edilmiştir (Şekil 4 ve 5). Kuramsal eşyaş eğrileri için hem $[{\rm Fe/H}]_{\odot}$ hem de tayfsal olarak elde edilen [Fe/H] değeri ile çakıştırma yapılmıştır. Böylece hem $[{\rm Fe/H}]_{\odot}$ hem de LAMOST ve `Metalcode`'dan elde edilen [Fe/H] değerleri karşılaştırılmıştır.

2.3 Tayfsal Parametrelerin Elde Edilmesi

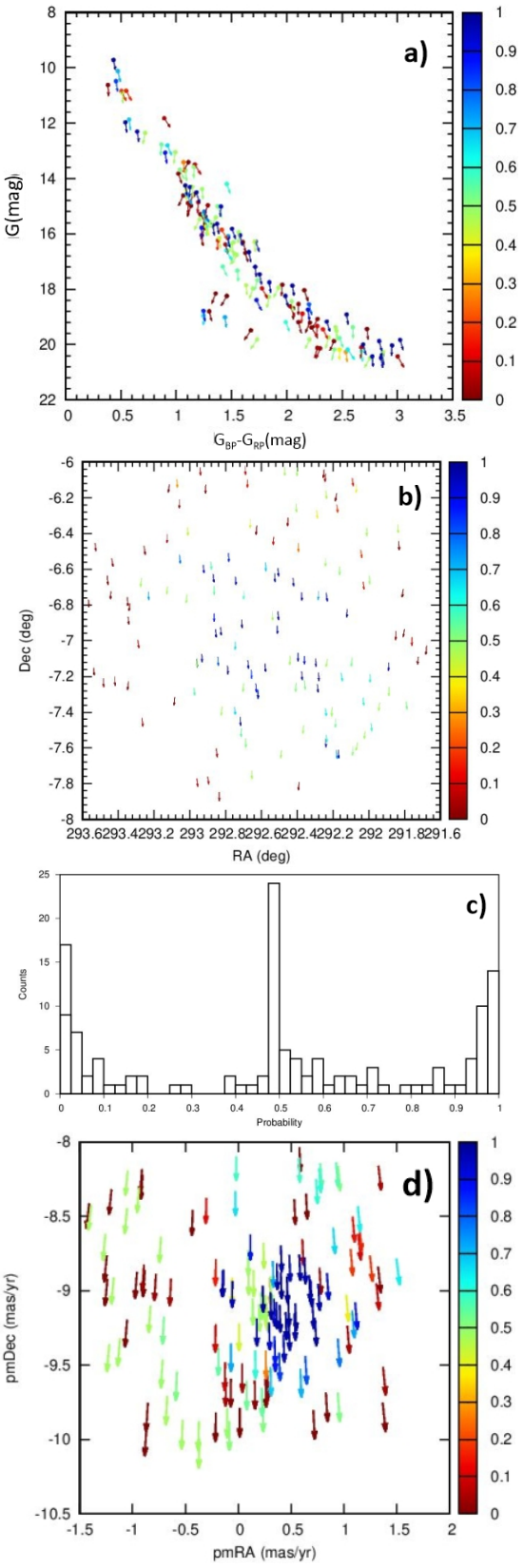
Bu çalışmada LAMOST veri tabanının açık sürümü olan DR9 verileri kullanılmıştır. Bu veriler hem orta hem de düşük çözünürlüklü iki tayf seçeneği sunmaktadır (Bai ve diğ. 2021). Yüksek olasılıklı üyeler için yıldız atmosfer parametreleri ($T_{\rm eff}$, $\log g$ ve [Fe/H]), LAMOST DR9 orta çözünürlüklü tayf gözlemleri kullanılarak belirlenmiştir. UPK 40 kümesi LAMOST veri tabanında yer almadığından dolayı yalnızca UPK 93 kümesi LAMOST verileriyle analiz edilmiştir. Bunun için aşağıdaki aşamalar izlenmiştir:

- UPK 93'ün konumu (Çizelge 1) kullanılarak bir alan taraması yapılmıştır.
- İncelenen alan içindeki yıldızlar Gaia DR3 verilerinden elde edilen üyelerle karşılaştırılarak iki veritabanında da var olan yıldızlar eşleştirilmiştir.

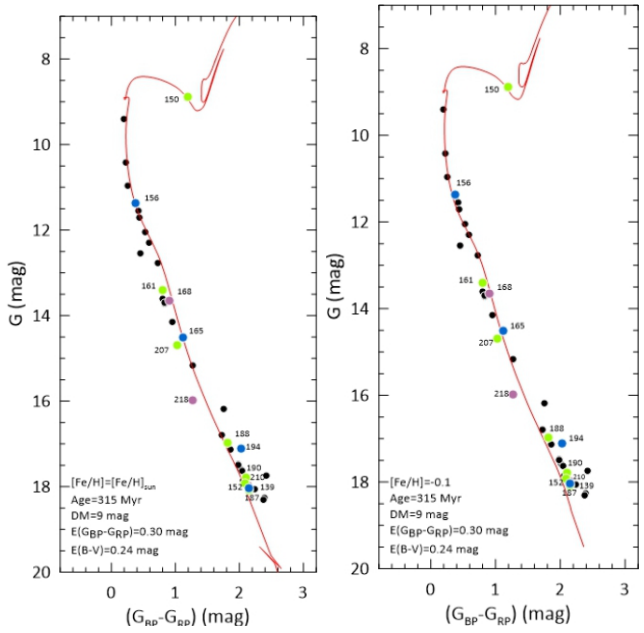
Bu yıldızların $T_{\rm eff}$, $\log g$ ve [Fe/H] gibi parametreleri elde edilerek Çizelge 2'de sunulmuştur. Şekil 6'de LAMOST ve Gaia'da eşleştirilen yıldızlar CMD üzerinde gösterilmektedir.



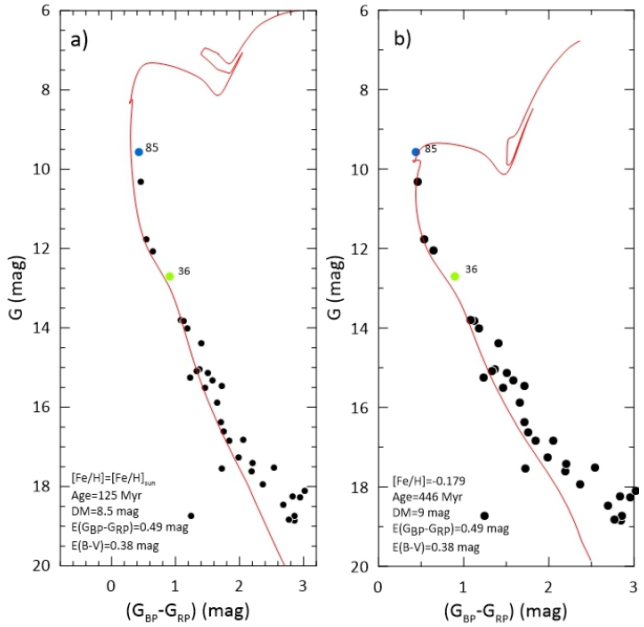
Şekil 2. UPK 93 AYK ait pyUPMASK algoritması sonucu elde edilen grafikler: (a) renk-parlaklık diyagramı, (b) küme üyeliklerine göre yıldızların RA ve Dec'e göre konumları, (c) üyelik olasılık dağılımı (P>0.9), (d) özhareket dağılımını göstermektedir. Panellerdeki renk ölçeği, kırmızıdan maviye üyelik olasılığının arttığını gösterir.



Şekil 3. UPK 40 için elde edilen sonuçları göstermektedir. (c) panelindeki olasılık yoğunluğu grafiğine göre %80 ve üzeri olasılıktaki yıldızlar üye olarak belirlenmiştir. Panellerdeki renk skalası Şekil 2 ile aynıdır.



Şekil 4. UPK 93 AYK'nın CMDsi. Kırmızı eğri sol panelde $[Fe/H]_{\odot}$ ve sağ panelde [Fe/H]=-0.1 dex sahip eşyaş eğrisini, yeşil ve mavi noktalar üye değişen yıldızları ve siyah noktalar ise üye yıldızları göstermektedir.



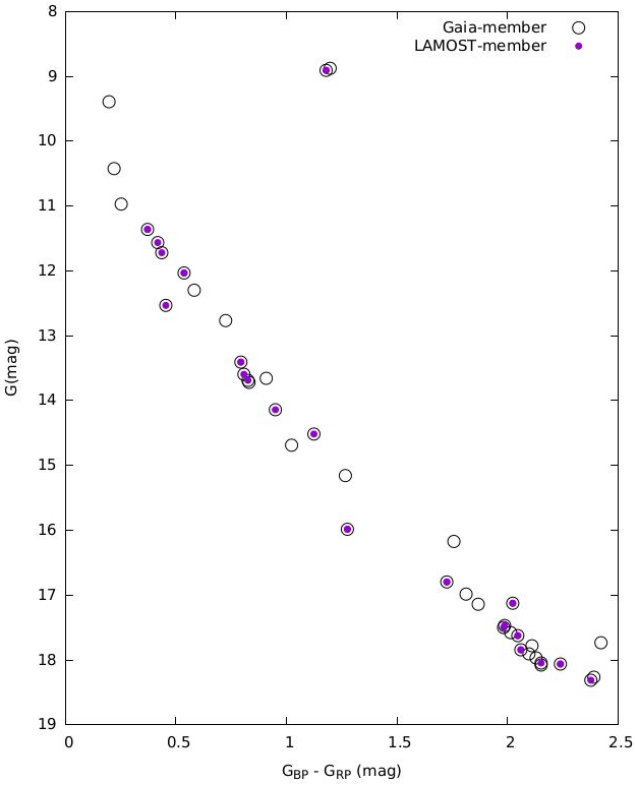
Şekil 5. UPK 40 AYK'sının CMDsi. Kırmızı eğri ve içi dolu siyah noktalar Şekil 4 ile aynı olup, mavi içi dolu nokta dönen değişen ve yeşil içi dolu nokta γ Dor değişenini göstermektedir.

2.4 Değişen Yıldız Analizi

İncelenen AYK'lardaki üye yıldızların değişen yıldız olup olmadığı TESS (Ricker ve diğ. 2014) gözlemleri ile denetlenmiştir. TESS, temel amacı ötegezegenleri keşfetmek olan ve neredeyse tüm gökyüzünü sektörlere ayırarak fotometrik olarak gözleyen bir uzay teleskobudur. TESS gözlem

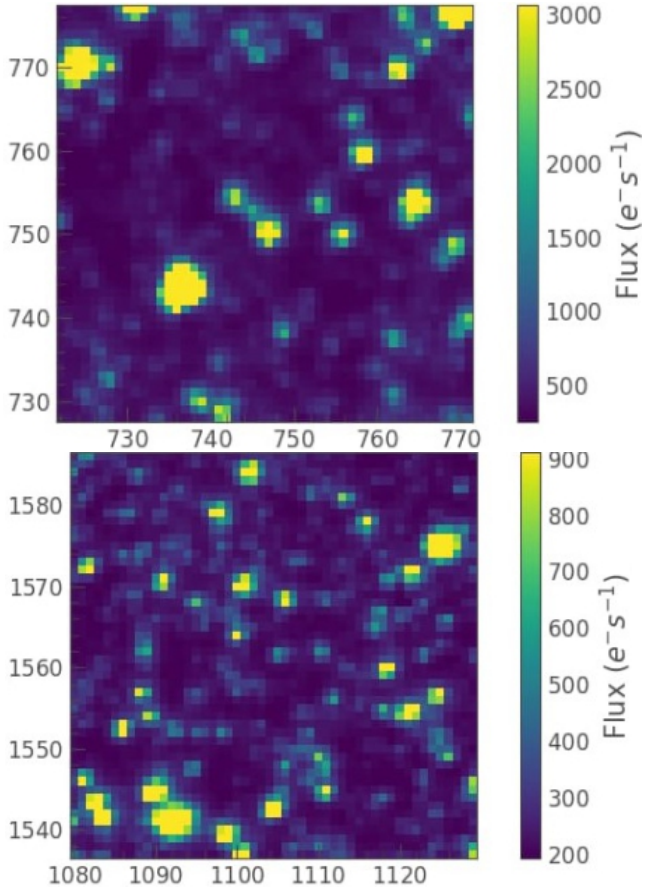
Çizelge 2. LAMOST ve Gaia karşılaştırmasıyla, UPK 93 AYK'nin ortak üye yıldızları. Burada, LAMOST ve Gaia verilerinin karşılaştırılması sonucunda UPK 93 AYK'ndeki ortak üye yıldızların özelliklerini göstermektedir. Burada μ_{RA} ve μ_{Dec} yıldızların gökyüzündeki özhareketini, [Fe/H] metal bolluğunu, $\log g$ yüzey çekim ivmesini ve T_{eff} ise etkin sıcaklığı ifade etmektedir.

ID	μ_{RA} (mas yr^{-1})	μ_{Dec} (mas yr^{-1})	[Fe/H] (dex)	$\log g$ (dex)	T_{eff} (K)
18	2.338	-9.758	-0.14	4.35	6155
85	-1.918	-8.885	-0.18	4.42	8433
107	-0.541	-8.642	-0.14	4.35	6155
222	1.057	-8.087	-0.12	4.23	6403
233	-0.951	-7.975	0.03	4.04	6853
308	-2.418	-7.572	-0.15	4.08	7276
325	-0.107	-7.461	-0.10	4.69	4847



Şekil 6. UPK 93 kümesi için Gaia ve LAMOST DR9 verilerinin karşılaştırıldığı renk-parlaklık diyagramı. Siyah içi boş daireler Gaia verilerine, içi dolu mor daireler ise LAMOST DR9 verilerine karşılık gelmektedir.

sektörlerine bakılarak UPK 40 için S54 ve UPK 93 için S14, S41, S54 ve S55 sektör gözlemleri analiz edilmiştir. Şekil 7'de örnek olarak her iki AYK'nın TESS alan görüntüsü sunulmuştur. Alan görüntülerinden de anlaşılacağı üzere incelenen AYK'lar gökada diskine yakın ve alan yıldızlarının yoğun gözlenebildiği bölgelerde yer alırlar. Bu durum aynı zamanda üyelerin akılarına alan yıldızlarının akı katkılarının da ekleneceği anlamına gelir. Bu durumu gidermek için Akkaya Oralhan ve diğ. (2025)'de ayrıntılı olarak sunulan yöntem izlenmiştir. Buna göre, ilk olarak TESS teleskobu gözlemleri herbir sektör için "Tam Çerçeve Görüntüleri" teker teker indirgenmiş, indirgenen görüntülerden



Şekil 7. UPK 93 (üst panel) ve UPK 40 (alt panel) AYK'larına ait TESS alan görüntüsü. Eksenler piksel birimindedir.

her bir üyenin "Hedef Piksel Dosyaları" elde edilmiştir. Elde edilen Hedef Piksel Dosyalarında ilgili üyelerde akı kirlenmesi olup olmadığı ise PSF elde edilerek hesaplanmıştır. Elde edilen ışık eğrileri incelenerek yıldızların değişen olup olmama durumu belirlenmiştir. Değişen yıldız analizi sonucunda, üye yıldızların değişen türleri ışık eğrilerine göre Akkaya Oralhan ve diğ. (2025)'de ayrıntısı sunulan yöntemin Rastgele Orman (Breiman 2001) makine öğrenmesi tekniğine dönüştürülerek kullanılması ile sınıflandırılmış ve bunlar CMD üzerinde işaretlenmiştir (Şekil 4 ve 5). Bu yöntemin temeli Fourier tayf analizi ve dönem analizine dayanmaktadır. Her bir frekans tayfında en yüksek genlik saptanarak sinyal/gürültü oranına göre ilgili frekanslara karar verilmiştir. Üye yıldızın dönemsel değişimi bu frekans zirvelerinin Akkaya Oralhan ve diğ. (2025)'de sunulan yöntemle değerlendirilmesi ile karar verilmiştir. Bunun ardından ışık eğrisi ve dönem aralıkları incelenerek değişen türüne karar verilmiştir. Tüm bu süreç makine öğrenmesi tekniği ile otomatik bir biçimde gerçekleşmiştir. Bu yıldızların değişen türlerinin kesinleşmesi ve sınıflarının değerlendirilmesi için farklı dalgaboylarında yapılacak daha çok gözlem verisine ihtiyaç vardır.

Değişen olarak belirlenen yıldızların temel parametreleri (M, $\log g$, $\log T_{\rm eff}$, $\log L$ vb.) eşyaş eğrilerinden elde edilmiştir. Bu yıldızlar ID numaralarıyla birlikte Çizelge 3 ve 4'te listelenmiştir.

Çizelge 3. UPK 93 AYK'da üye değişen yıldızlar için eşyaş eğrilerinden elde edilen parametreler. Burada, UPK 93 AYK'ndeki üye değişen yıldızlar için eşyaş eğrilerinden elde edilen kütle, etkin sıcaklık ($T_{\rm eff}$), yüzey çekim ivmesi ($\log g$) ve ışınım gücü (L) parametrelerini göstermektedir. Kütle ($M_\odot$) cinsinden, etkin sıcaklık ($\log T_{\rm eff}$), yüzey yerçekimi $\log g$ ve ışınım gücü ($\log M_\odot$) ifade edilmiştir.

ID	M ($M_\odot$)	$\log T_{\rm eff}$	$\log g$	$\log L$ ($L_\odot$)
139	0.52	3.58	4.79	-1.34
150	3.02	3.74	2.76	2.09
152	0.54	3.59	4.77	-1.28
156	1.88	3.94	4.26	1.17
161	1.23	3.81	4.38	0.33
165	0.97	3.75	4.54	-0.15
168	1.15	3.79	4.43	0.20
187	0.52	3.58	4.79	-1.34
188	0.64	3.62	4.69	-0.99
190	0.56	3.59	4.76	-1.25
194	0.63	3.62	4.70	-1.04
207	0.96	3.75	4.55	-0.17
210	0.54	3.59	4.77	-1.30
218	0.78	3.68	4.63	-0.62

Çizelge 4. UPK 40 AYK'da üye değişen yıldızlar için eşyaş eğrilerinden elde edilen parametreler. Kısaltmalar Çizelge 3 ile aynıdır.

ID	M ($M_\odot$)	$\log T_{\rm eff}$	$\log g$	$\log L$ ($L_\odot$)
36	1.13	3.83	4.40	0.37
85	2.01	3.96	3.82	1.73

3 Tartışma ve Sonuç

Bu çalışmada, UPK 40 ve UPK 93 AYK'lerinin astrofiziksel parametreleri ayrıntılı fotometrik ve tayfsal analizlerle belirlenmiştir.

Gaia DR3 verileri ve `pyUPMASK` algoritması kullanılarak yapılan analizde, UPK 40 kümesi için %80 olasılıkla 35 üye yıldız, UPK 93 kümesi için ise %90 olasılıkla 41 üye yıldız keşfedilmiştir. UPK 93 kümesi için LAMOST DR9 verileri ile Gaia verileri karşılaştırılarak ortak yıldızlar incelenmiş ve ayrıntılı bir CMD elde edilmiştir (Şekil 6). UPK 40 için LAMOST veritabanında tayfsal veri bulunmamasından dolayı, Gaia DR3 verileri kullanılarak `Metalcode`'dan metal bolluğu değeri elde edilmiş ve sonuçlar literatürdeki verilerle kıyaslanmıştır. MESA eşyaş eğrileri kullanılarak yapılan analizde UPK 40 kümesi için yaş yaklaşık 446±261 Myıl ($\log(t)$=8.65±0.2) ve kızarma değeri $E(B-V)$=0.38±0.12 elde edilirken, UPK 93 kümesi için ise 315±82 Myıl ($\log(t)$=8.50±0.1) ve $E(B-V)$=0.24±0.11 olarak hesaplanmıştır. Bu yaşlara karşılık gelen uzaklık modülü, kızarma değeri ve metal bolluğu parametreleri çeşitli model varsayımları altında CMD üzerinde analiz edilmiştir (Şekil 4 ve 5). Bulunan parametrelerin hata hesabına ait detaylar Akkaya ve diğ. (2010) ve Phelps & Janes (1994) çalışmasında kızarma ve yaştaki sistematik ve rastgele hatalar kullanılarak aynı yöntemler izlenmiştir. Her iki kümenin değişen yıldız analizi ilk defa bu çalışmada gerçekleştirilmiş olup TESS verileri ve makine öğrenme yöntemi kullanılarak UPK 93'te toplam 14 değişen yıldız keşfedilmiştir. Bu yıldızlardan 7'si zonklayan, 4'ü dönen değişen ve 3'ü çift yıldız olarak sınıflandırılmıştır. UPK 40'ta ise iki zonklayan (bunlardan biri γ Dor türü olmak üzere) yıldız keşfedilmiştir.

Literatürde UPK 40 ve UPK 93 kümelerine dair yapılan çalışmalar incelendiğinde, özellikle Gaia verisinin farklı sürümlerinin kullanılması ve çeşitli analiz yöntemlerinin uygulanması sonucu parametrelerde belirgin farklılıklar olduğu görülmektedir. Örneğin Sim ve diğ. (2019), Gaia DR2 verileri ve GMM yöntemi ile UPK 93 kümesinin yaşını $\log(t)$=8.60 yıl ve uzaklığını 685 pc olarak belirlemiştir. Dias ve diğ. (2021) UPMASK yöntemi kullanarak UPK 93 için 60 yıldızın üyeliğini belirlemiş ve yaşını $\log(t)$=8.76 yıl olarak hesaplamışlardır. Aynı küme üzerinde Poggio ve diğ. (2021), Gaia EDR3 verileriyle yapılan analizde yaş değeri olarak $\log(t)$=8.71 yıl ve uzaklık olarak 692 pc hesaplamışlardır. Daha güncel bir çalışmada Almeida ve diğ. (2023), Gaia EDR3 verilerine dayanarak UPK 93'ün yaşını $\log(t)$=8.766±0.092 yıl ve uzaklığını 0.637±0.040 kpc olarak rapor etmiş, metal bolluğunu ise [Fe/H]=0.228±0.043 dex olarak bulmuşlardır.

UPK 40 kümesi için ise, Sim ve diğ. (2019) GMM yöntemi ile 37 üye belirlemiş ve yaşını $\log(t)$=8.75 yıl ile uzaklığını 641 pc olarak hesaplamışlardır. Tarricq ve diğ. (2022) HDBSCAN yöntemi ile 74 yıldızın üyeliğini belirlemiş ve yaşını $\log(t)$=8.74 yıl ve uzaklığını 654 pc olarak belirlemişlerdir. Dias ve diğ. (2021) UPMASK yöntemiyle 42 yıldızın üyeliğini belirleyip, yaşını $\log(t)$=8.29 yıl olarak bulmuşlardır.Almeida ve diğ. (2023) ise Gaia EDR3 verileri ile UPK 40'ın yaşını $\log(t)$=8.73 yıl ve uzaklığını 666 pc olarak rapor etmişlerdir. Almeida ve diğ. (2023) de UPK 40 için Gaia EDR3 verilerini kullanarak yaşını $\log(t)$=8.678±0.145 yıl ve uzaklığını 0.636±0.065 kpc olarak belirlemiş, metal bolluğunu ise [Fe/H]=0.128±0.054 dex olarak vermiştir.

Sonuç olarak, bu çalışmada Gaia DR3 verileri ve pyUPMASK algoritması kullanılarak UPK 40 ve UPK 93 yıldız kümelerine ait astrofiziksel parametreler, güncel veri setleri kullanılarak belirlenmiştir. Ayrıca, bu AYK'lere ait değişen yıldızların analizi literatürde ilk defa bu çalışmada yapılmıştır. Çalışmamızda elde edilen sonuçlar, literatürdeki farklı Gaia sürümleri ve analiz yöntemlerinin meydana getirdiği parametre farklılıklarına dikkat çekmektedir.

Teşekkür

Bu çalışmada Fransa Strazburg'da yer alan ve CDS tarafından yürütülen SIMBAD veritabanı kullanıldı. Bu çalışma, 122F364 numaralı TÜBİTAK 1001 projesi ile desteklenmiştir. Yazarlar desteklerinden dolayı TÜBİTAK'a teşekkür etmektedir.

Kaynaklar

Agarwal M., Rao K. K., Vaidya K., Bhattacharya S., 2021, MNRAS, 502, 2582
Akkaya Oralhan İ., Kayhan C., Arslan Ö., 2025, preprint, (arXiv:2502.03861)
Akkaya I., Schuster W. J., Michel R., Chavarría-K C., Moitinho A., Vázquez R., Karatas Y., 2010, Rev. Mex. Astron. Astrofis., 46, 385
Almeida A., Monteiro H., Dias W. S., 2023, MNRAS, 525, 2315
Andrae R., ve diğ., 2023, A&A, 674, A27
Bai Z.-R., ve diğ., 2021, Research in Astronomy and Astrophysics, 21, 249
Bragaglia A., Fu X., Mucciarelli A., Andreuzzi G., Donati P., 2018, A&A, 619, A176
Breiman L., 2001, Mach. Learn., 45, 5
Dias W. S., Monteiro H., Moitinho A., Lépine J. R. D., Carraro G., Paunzen E., Alessi B., Villela L., 2021, MNRAS, 504, 356
Gaia Collaboration 2022, VizieR Online Data Catalog: Gaia DR3 Part 1. Main source (Gaia Collaboration, 2022), VizieR On-line Data Catalog: I/355. Originally published in: Astron. Astrophys., in prep. (2022), doi:10.26093/cds/vizier.1355
Janes K., Adler D., 1982, ApJS, 49, 425
Krone-Martins A., Moitinho A., 2014, A&A, 561, A57
Paxton B., Bildsten L., Dotter A., Herwig F., Lesaffre P., Timmes F., 2011, ApJS, 192, 3
Phelps R. L., Janes K. A., 1994, ApJS, 90, 31
Poggio E., ve diğ., 2021, A&A, 651, A104
Ricker G. R., ve diğ., 2014, in Oschmann Jacobus M. J., Clampin M., Fazio G. G., MacEwen H. A., eds, Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series Vol. 9143, Space Telescopes and Instrumentation 2014: Optical, Infrared, and Millimeter Wave. p. 914320 (arXiv:1406.0151), doi:10.1117/12.2063489
Sim G., Lee S. H., Ann H. B., Kim S., 2019, Journal of Korean Astronomical Society, 52, 145
Soubiran C., ve diğ., 2018, A&A, 619, A155
Tarricq Y., Soubiran C., Casamiquela L., Castro-Ginard A., Olivares J., Miret-Roig N., Galli P. A. B., 2022, A&A, 659, A59
Yadav R. K. S., Glushkhova E. V., Sariya D. P., Porokhova A. V., Kumar B., Sagar R., 2011, MNRAS, 414, 652

Access:
M25-0301: Turkish J.A&A — Vol.6, Issue 3.

TJAA Vol. **6**, *Special Issue*, *p.*393–398 (2025). DOI: 10.55064/tjaa.1595032 *Research Article*

25. Güneş Çevrimi Süresince Uzay Havası Değişimleri

Mehmet Geldi[1] ⋆, Esin Sipahi[1]
[1] *Ege Üniversitesi Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 35100 İzmir*

Accepted: May 9, 2025. Revised: May 9, 2025. Received: December 2, 2024.

Özet
Uzay havası; Güneş patlamalarından açığa çıkan yüksek enerjili parçacıkların Yer atmosferiyle etkileşime girmesi sonucu oluşan jeomanyetik fırtınaların iklim, havacılık, uydu teknolojileri ve yer tabanlı teknoloji sistemleri üzerindeki etkilerini inceleyen alandır. Güneş'in doğasının henüz tam anlamıyla keşfedilmemiş olması bizleri ve ürettiğimiz teknolojiyi Güneş'ten gelebilecek beklenmedik etkilere karşı savunmasız bırakmaktadır. Dolayısıyla uzay havası çalışmaları, Güneş aktivitesini ve Yer'e olan etkilerini inceleyerek olası tehlikelere karşı erkenden önlemler almayı amaçlar. Bu çalışmada 25. güneş çevrimi süresince güneş aktivitesi ve uzay havası arasındaki ilişki incelenmiştir. Güneş leke sayımları, güneş x-ışın akısı, Ap indeksi ve Dst indeksi verileri birlikte değerlendirilmiş, güneş aktivitesiyle uzay havası verilerinin değişimi grafikleri karşılaştırılarak aralarında korelasyon olup olmadığı araştırılmıştır.

Abstract
Space weather is the field that examines the effects of geomagnetic storms, which result from the interaction between high-energy particles released during solar flares and the Earth's atmosphere, on climate, aviation, satellite technologies, and ground-based technological systems. The incomplete understanding of the Sun's nature leaves us and the technology we produce vulnerable to unexpected impacts from the Sun. Therefore, space weather studies aim to investigate solar activity and its effects on Earth, enabling the adoption of early measures against potential hazards. In this study, the relationship between solar activity and space weather during Solar Cycle 25 was examined. Sunspot counts, solar X-ray flux, the Ap index, and the Dst index were evaluated together, and graphs depicting the variations in solar activity and space weather data were compared to investigate whether there is a correlation between them.

Anahtar Kelimeler: Solar Cycle 25 – Solar Flares – Geomagnetic Storm

1 Giriş

Uzay havası çalışmaları güneş patlamalarından açığa çıkan yüksek enerjili parçacıkların Yer atmosferiyle etkileşime girmesi sonucu oluşan jeomanyetik fırtınaların iklim, havacılık, uydu teknolojileri ve yer tabanlı teknolojik sistemler üzerindeki etkilerini inceler. Güneşte gözlediğimiz olayların Yer'in atmosferi ve manyetik alanı ile gezegenler arası ortam üzerindeki etkilerini kısaca uzay havası olarak tanımlıyoruz. Uzay meteorolojisi olarak da isimlendirilen bu alan, hem sosyal hem de ekonomik olarak değerlendirilmektedir. Uzay havası çalışmalarında esas kaynak Güneş'tir. Güneş'teki patlamalardan açığa çıkan enerjili parçacıkların ve koronal kütle atımlarının yanı sıra süpernova gibi yüksek enerjili patlamalardan açığa çıkan galaktik kozmik ışınlar Yer atmosferiyle etkileşerek uzay havası olaylarının temelini oluşturur.

Güneş, leke aktivitesi gösteren bir yıldızdır. Güneş lekeleri temel alınarak yapılan araştırmalarda, farklı periyotlara sahip çeşitli çevrimler tespit edilmiştir. Bunlar arasında 11 yıllık Güneş Leke Çevrimi Schwabe (1844), 22 yıllık Hale Polarite Çevrimi Hale ve diğ. (1919) ve 80 yıllık Gleissberg Çevrimi Gleissberg (1971) yer almaktadır. Güneş'in manyetik alanı her 11 yılda bir tersine döner ve Güneş'e ait Kuzey-Güney kutuplarının polaritesi değişir. Teleskobun icat edildiği 1610 yılından itibaren Güneş gözlemleri yapılmış olsa da, 1755 yılından itibaren Güneş lekeleri düzenli olarak kayıt altına alınmaya başlanmıştır. Güneş'in doğasına ilişkin çalışmalar yapmak, çok daha şiddetli leke aktivitesi gösteren yıldızların yapısına dair bilgi elde etmek için oldukça önemlidir. Güneş aktivitesinin yıldız yüzeyindeki plazma hareketleri ile manyetik alan arasındaki etkileşimden kaynaklandığı yapılan çalışmalarla ortaya çıkarılmıştır (Hathaway 2010). Leke sayılarının artış göstermesi Güneş çevriminin maksimumuna doğru ilerlediğinin göstergesidir. Bu süreç, Güneş aktivitesinin arttığı ve şiddetli uzay havası olaylarına neden olduğu dönemdir. Çevrim maksimuma ulaştıktan sonra leke aktivitesinde bir azalma görülür (Schad & Penn 2010). Aktivitenin en az olduğu noktada çevrim minimuma ulaşır ve 11 yıllık çevrim tamamlanmış olur. Böylece yeni bir çevrim başlamış olur. Güneş, günümüzde 25. çevrimin içindedir ve en geç 2025 yılının ortalarına doğru maksimumuna ulaşacağı tahmin edilmektedir. Hatta son gözlemler çevrimin maksimum leke sayısına ulaştığını göstermektedir.

Uzay havası terimi ilk kez 1950'lerde kullanılmış olsa da, bu alanın doğuşu 1859 yılında kayıtlara geçen Carrington Olayı olarak kabul edilir. 1 Eylül 1859'da öğle saatlerinden hemen önce Britanyalı astronom Richard Carrington, fotosfer gözlemi yaparken büyük bir güneş leke grubu içerisinde bir "beyaz ışık parlaması" gözlemledi (Carrington 1859). Bu parlamanın Yer'e olan etkileri takip eden günlerde kendini gösterdi. Avrupa ve Kuzey Amerika'daki telgraf ağı çöktü. Bazı operatörler elektrik çarpması yaşarken, bazı telgraf ekipmanları güç kaynağından kesildi ve mesaj iletimi kesintiye uğradı. ABD'deki Rocky Dağları üzerindeki auroralar o kadar parlaktı ki altın madencileri sabah olduğunu düşünerek işlerini bıraktılar. Astronomlar daha önce Güneş lekelerini ve bunların Yer'in manyetik alanıyla

⋆ mehmetgeldi03@gmail.com

© 2025 Turkish Astronomical Society (TAD)

olan etkileşimlerini gözlemlemiş olsa da, Carrington olayı Güneş'teki aktivitenin Yer üzerinde potansiyel sarsıcı etkiler yaratabileceğine dair somut bir kanıt olmuştur.

Güneş'teki patlamalardan açığa çıkan yüksek enerjili parçacıklar ile süpernova ve gama ışın patlaması gibi yüksek enerjili patlamalarla üretilen galaktik kozmik ışınlar, sağlık başta olmak üzere birçok alanda Yer'i ve Yer'de yaşayan insanları etkilemektedir (Reames 2004). Yörüngede dolanan uzay araçlarındaki astronotların yüksek oranda radyasyona maruz kalmasına neden olan jeomanyetik fırtınalar, uydulara ve yer tabanlı teknolojik sistemlere de zarar vererek büyük maddi kayıplara neden olabilmektedir. Havacılık sektörünü etkileyerek uçakların rötar yapmasına ve uçaklarda kullanılan GPS sistemlerinin hata vermesine neden olurlar (Malandraki & Crosby 2018). Etkilediği diğer alanlar ise iklim, telekomünikasyon, GPS sistemleri, uydu teknolojileri ve elektrik sistemleridir.

Bu çalışmada Güneş aktivitesi ile uzay havası arasındaki ilişki incelenmiş, güneş leke sayıları ve uzay havası parametreleri arasındaki korelasyonlar SPSS (V17.0) (Green ve diğ. 1996) istatistik programı kullanılarak incelenmiştir. Elde edilen sonuçlar §5'de verilmiştir.

2 Veri

Uzay havası ölçümleri kapsamında uydular ve dedektörler tarafından sürekli ölçümü yapılan parametreler mevcuttur. Bu parametrelerden en sık kullanılanlar düzeltilmiş Güneş lekesi sayıları (SSN), bozucu fırtına zamanı (Dst), proton akısı, X-Işın akısı, gezegensel K-indeksi (Kp), gezegensel A-indeksi (Ap) ve Güneş'in 10.7 cm dalgaboyundaki radyo akısıdır (F10.7cm). Bu çalışmada kullanılan düzeltilmiş Güneş leke sayıları (SSN) Postdam Veri Merkezinden (Schuh ve diğ. 2021), Kp, Dst ve Ap verileri Ulusal Okyanus ve Atmosfer Dairesi Veri Merkezinden, Güneş proton akısı ve Güneş X-ışın akısı verileri GOES veri arşivinden alınmıştır. Uzay havası parametreleri olarak da ifade edilen bu verilere kısaca tanımlamak iyi olacaktır.

2.1 Düzeltilmiş Güneş Leke Sayısı (SSN)

Düzeltilmiş Güneş leke sayısı, Güneş'in tüm görünür diskinin aktivitesinin bir indeksidir. Her gün önceki günlere bakılmaksızın belirlenir. Düzeltilmiş Güneş leke sayısı, Rudolf Wolf'un rölativistik leke sayısı formülü $R{=}k(10g{+}f)$ ile hesaplanır. Burada g Güneş lekesi gruplarının sayısı, f ise farklı lekelerin toplam sayısı, k parametresi (genellikle 1'den küçüktür) gözlemciye ve gözlem yerine bağlı olarak değişiklik gösterebilen bir sayıdır. Günlük olarak Güneş'te oluşan lekelerin sayısı jeomanyetik aktivite seviyesinin önemli bir göstergesidir. Bu parametrenin etkisine ilişkin literatürde yer alan değerler Çizelge 1'de verilmiştir.

2.2 F10.7 cm Güneş Radyo Akısı Ölçümü

F10.7 cm Güneş radyo akısı ölçümü, 2800 MHz (λ=10.7 cm) merkezli 100 MHz genişliğinde bir bantta bir saat boyunca ortalama olarak Güneş radyo emisyonunun gücünün belirlenmesidir (Tapping 2013). Genellikle F10.7 indeksi olarak adlandırılan 10.7 cm Güneş radyo akısı (F10.7) Güneş aktivitesinin en yaygın kullanılan parametrelerinden biridir ve Güneş aktivitesinin mükemmel bir göstergesidir. Her türlü hava koşulunda Yeryüzeyi'nden ölçülebilmesi sebebiyle en güvenilir uzay havası parametrelerinden biridir. Ölçümlerin birimi 10^{-22} W m^{-2} Hz^{-1} dir.

2.3 Gezegensel K-indeksi (Kp)

Gezegensel K-İndeksi, tek bir jeomanyetik gözlemevi sahası için varsayılan bir sakin gün eğrisine göre manyetik aktivitedeki 3 saatlik aralığın yarı-logaritmik yerel indeksidir. 3 saatlik Gezegensel aralık indeksi Kp, 44 derece ile 60 derece kuzey veya güney jeomanyetik enlemleri arasındaki 13 jeomanyetik gözlemevinden elde edilen ortalama standartlaştırılmış K-indeksidir. Buna bağlı olarak gezegensel K-indeksi (Kp), jeomanyetik fırtınaların büyüklüğünü ifade etmek için kullanılır. Kp, Yer'in manyetik alanındaki bozulmaları hassas şekilde veren parametredir. Kp parametresi birimsizdir. Yer tabanlı 8 manyetometreye dayalı olarak 3 saatte bir ölçülür. 3 saatlik gezegensel Kp-indeks ölçümleri 10 değerden oluşur ve 0 ile 9 arasında değişir. Bu parametre bir tahmin değil, belirli bir süre boyunca ölçülen Kp değerini gösterir. Bu parametrenin etkisine ilişkin literatürde yer alan değerler Çizelge 2'de verilmiştir.

2.4 Gezegensel Ap-indeksi (Ap)

Gezegensel Ap-indeksi, jeomanyetik aktivite için günlük ortalama bir seviye sağlar. Kp parametresinin manyetometre dalgalanmalarıyla doğrusal olmayan ilişkisi nedeniyle, bir dizi Kp indeksinin ortalamasını almak anlamlı değildir. Bunun yerine, her 3 saatlik Kp değeri ap indeksi adı verilen doğrusal bir ölçeğe dönüştürülmektetir. Günlük 8 ap değerinin ortalaması bize o günün Ap indeksini verir. Dolayısıyla Ap indeksi, yüksek düzeyde jeomanyetik aktiviteye sahip günlerin yüksek Ap değerine sahip olduğu bir jeomanyetik aktivite indeksidir. Ap ve ap indeksleri birimsizdir. Ap parametresine karşılık gelen jeomanyetik aktivite düzeyini gösteren değerler Çizelge 3'te verilmiştir.

2.5 Bozucu Fırtına Zamanı İndeksi (Dst)

Bozucu fırtına zamanı indeksi, uzay havası bağlamında bir ölçüdür. Güneş protonları ve elektronlarının Yer etrafında neden olduğu halka akımının gücü hakkında bilgi verir. Yer'in etrafındaki halka akımı, Yer'in manyetik alanının tam tersi bir manyetik alan üretir; yani, güneş elektronları ve protonları arasındaki fark artarsa, Yer'in manyetik alanı zayıflar. Negatif bir Dst değeri, Yer'in manyetik alanının zayıfladığı anlamına gelir. Bu durum özellikle Güneş fırtınaları sırasında görülür. Dst değeri nT biriminde verilir.

2.6 Gezegensel Genlik İndeksi (ap)

Gezegensel genlik indeksi, üç saatlik eşdeğer gezegensel genlik ap, Kp parametresinden türetilir. Günlük olarak elde edilen 8 ap değerinin ortalaması ise Ap değerini verir. Günlük ap değerlerinin ortalamasından elde edilen Ap değerleri ve bu değerlere karşılık gelen Kp seviyesini gösteren değerler Çizelge 4'te verilmiştir.

2.7 Jeomanyetik Fırtına Ölçeği (G-indeksi)

Jeomanyetik Fırtına Ölçeği, jeomanyetik fırtınaların şiddetini gösterir. Ölçek değeri G ile gösterilir ve fırtınanın şiddetine göre 1'den 5'e kadar bir sayıya karşılık gelir. G1, küçük bir jeomanyetik olaya karşılık gelirken G5 aşırı jeomanyetik olayları temsil eder. Bu ölçek, fiziksel ölçü olarak gezegensel K-indeksi Kp'yi kullanır. Jeomanyetik fırtına şiddetine karşılık gelen Kp seviyesini gösteren değerler Çizelge 5'te yer almaktadır.

Çizelge 1. Düzeltilmiş Güneş lekesi sayıları (SSN) ile aktivite seviyesi arasındaki ilişkiyi gösteren tablo.

SSN	Aktivite Seviyesi
>250	Aşırı
150-250	Çok Yüksek
80-150	Yüksek
40-80	Ilımlı
20-40	Düşük
0-20	Çok Düşük

Çizelge 2. Jeomanyetik fırtına şiddetine (G) karşılık gelen Kp seviyesini gösteren tablo (Kaynak).

G	Aktivite Düzeyi	Kp	Fırtına Periyodu
G5	Aşırı	9	Bir çevrimde 4 kez
G4	Şiddetli	8	Bir çevrimde 100 kez
G3	Yüksek	7	Bir çevrimde 200 kez
G2	Ilımlı	6	Bir çevrimde 600 kez
G1	Düşük	5	Bir çevrimde 1700 kez

Çizelge 3. Ap parametresine karşılık gelen jeomanyetik aktivite düzeyini gösteren tablo.

Ap	Jeomanyetik Aktivite
>100	Şiddetli Fırtına
50-99	Büyük Fırtına
30-49	Küçük Fırtına
16-29	Aktif
8-15	Tedirgin

Çizelge 4. Günlük ap değerlerinin ortalamasından elde edilen Ap değerleri ve bu değerlere karşılık gelen Kp seviyesini gösteren tablo.

Ap	Kp
0	0
4	1
7	2
15	3
27	4
48	5
80	6
132	7
207	8
400	9

Çizelge 5. Güneş X-ışın akısı ile flare şiddeti arasındaki ilişkiyi gösteren tablo.

Seviye	Akı	Tanımlama
C	10^{-6}–10^{-5}	Düşük Flare
M	10^{-5}–10^{-4}	Orta Flare
X	10^{-4}–10^{-3}	Yüksek Flare

2.8 Güneş X-ışın Akısı

Güneş X-ışın akısı, uzay havası araştırmalarında kullanılan önemli veri türünden biridir. Güneş'te lekelerin oluştuğu aktif bölgelerden arka plan akısı ve Güneş patlamalarından yüksek miktarlarda X-ışın akısı üretilir. Güneş X-ışın akısı için akı değerini belirtmek için belirli bir harf ve X-ışın akısının nümerik değeri kullanılır. X-ışın akısı W m^{-2} birimiyle verilir. Güneş parlamaları 1 ila 8 Angström dalgaboyu aralığındaki X-ışın parlaklıklarına göre sınıflandırılırlar. Bu sınıflandırma C, M ve X olmak üzere 3 kategoriye ayrılır. X sınıfı parlamalar Yer'de radyo kesintilerine ve uzun süreli jeomanyetik fırtınalara neden olabilen büyük parlamalardır. M sınıfı parlamalar orta büyüklüktedir ve Yer'in kutup bölgelerini etkileyen kısa radyo kesintilerine neden olabilirler. C sınıfı parlamalar ise X ve M sınıfı parlamalara kıyasla küçük parlamalardır ve Yer'de çok az fark edilebilir sonuca neden olurlar. X-ışını parlamaları için her kategori, C1 ile C9, M1 ile M9 ve X1 ile X9 arasında değişen dokuz alt bölüme sahiptir. Bu alt bölümler arasında logaritmik bir ilişki mevcuttur. Bu ilişkiye göre; M1 parlaması C1 parlamasından, X1 parlaması ise M1 parlamasından 10 kat daha güçlüdür.

2.9 Güneş Proton Akısı

Güneş proton akısı, Güneş patlamalarının ardından meydana gelen ve "Güneş Proton Olayları" (SPE) olarak da bilinen Güneş radyasyon fırtınalarından çok yüksek hızlarda fırlatılan protonların akı değerinin ölçümüdür. Bu radyasyon fırtınaları, 1 astronomik birimlik mesafeyi yarım saatten daha az bir sürede katedebilir ve etkileri birkaç gün boyunca devam edebilir. Güneş Proton Olayları 11 yıllık Güneş çevrimi boyunca meydana gelebilir ancak en sık görüldüğü zamanlar Güneş çevriminin maksimuma yaklaştığı zamanlardır. Bir radyasyon fırtınası sırasında, uydular ve yörüngedeki uzay araçları yüksek oranda yüksek enerjili parçacıklara maruz kalırlar. Bu durum uyduların ve uzay araçlarının elektrik sistemlerine zarar verirken, uzay araçlarında bulunan astronotların da sağlığını riske atar.

3 Analizler

Bu çalışmada korelasyon analizi için Ap, Dst, X-Işın Akısı ve Düzeltilmiş Leke Sayısı (SSN) verileri tercih edilmiştir. Çünkü X-ışın akısı ve leke sayısı verileri güneş aktivite indeksi, Ap ve Dst verileri ise küresel jeomanyetik indekslerdir. Ayrıca veri seçiminde korelasyon analizinde birlikte değerlendirilecek verilerin aynı gözlem zamanlarında alınmış olmasına ve mümkün olduğunca fazla veri olan indekslerin seçilmesine özen gösterilmiştir. Jeomanyetik gezegen A-indeksi (Ap), Güneş parlamaları ile doğrudan bağlantılı olan jeomanyetik aktivite düzeyini gösteren bir parametredir. Bozucu fırtına zamanı indeksi (Dst), parlamalardan açığa çıkan jeomanyetik fırtınaların Yer'in manyetik alanına etkisini gösteren bir parametredir. X-Işın Akısı ise parlamadan açığa çıkan akı miktarına göre parlamanın sınıflandırılmasına yarayan parametredir. Parlamalarla ve parlamaların sebep olduğu jeomanyetik aktivite ile ilişkili olan bu parametreler korelasyon analizi için uygun görülmüştür. Oluşturulan üç ayrı değişim grafiğinde birincil dikey eksende sırayla bu parametreler yer alırken ikincil dikey eksende Düzeltilmiş Leke Sayısı (SSN) tercih edilmiştir. İkincil dikey eksen için bu parametrenin seçilmesinin sebebi Güneş'teki lekelerin günbegün kayıt altına alınması ve leke sayılarının doğrudan aktivite düzeyi hakkında bilgi vermesidir. Güneş aktivitesine bağlı olarak oluşan

Çizelge 6. 25. Güneş çevrimi leke sayıları ile bazı uzay havası parametreleri arasındaki korelasyon değerleri. F_{XR}: X-ışın akısı, F_{Pr}: Proton akısı, PC: Pearson Korelasyon, p-değeri: anlamlılık. "*" ile işaretlenen parametreler %1 anlamlılık düzeyinde (çift yönlü) anlamlıdır.

		Dst	SSN	Ap	F_{XR}	F_{Pr}
PC	Dst	1.000	-0.182*	-0.612*	-0.177*	-0.023
p-değeri			0.000	0.000	0.007	0.623
N		472	467	472	234	472
PC	SSN	-0.182*	1.000	0.206*	0.269*	0.196*
p-değeri		0.000		0.000	0.000	0.000
N		467	467	467	234	467
PC	Ap	-0.612*	0.206*	1.000	0.178*	0.086
p-değeri		0.000	0.000		0.006	0.063
N		472	467	472	234	472
PC	F_{XR}	-0.177*	0.269*	0.178*	1.000	0.025
p-değeri		0.007	0.000	0.006		0.709
N		234	234	234	234	234
PC	F_{Pr}	-0.023	0.196*	0.086	0.025	1.000
p-değeri		0.623	0.000	0.063	0.709	
N		472	467	472	234	472

parlamalar ve bu parlamaların neden olduğu jeomanyetik olaylar arasındaki ilişkinin incelenmesi için grafiklerde bu parametrelere yer verilmiştir. Kullanılan veriler 25.Güneş çevriminin başladığı Aralık 2019 tarihinden itibaren alınmıştır.

Düzeltilmiş Güneş lekesi sayısı, Ap indeksi, Güneş X-ışın ve proton akıları, bozucu fırtına zamanı (Dst) verileri birlikte değerlendirilerek güneş aktivitesiyle uzay havası parametreleri arasındaki değişim grafikleri karşılaştırılmış ve aralarında korelasyon aranmıştır. Korelasyon analizi için bu verilerin seçilmesi Bu veriler arasında korelasyon incelemesi SPSS V17.0 (Green ve diğ. 1996) istatistiksel programı kullanılarak yapılmıştır. Veriler arasındaki korelasyon değerlerinin belirlenmesi için programdaki "Pearson Korelasyon" yaklaşımı kabul edilmiştir. Korelasyon değeri -1 ile +1 arasında değerler almaktadır. Parametreler arasındaki korelasyon incelemesi, 25. Güneş çevrimi verilerinin arşivdeki yer alan güncel kısmını kapsamaktadır. Korelasyon analizlerinin yorumlanması, elde edilen "Pearson Correlation" değerlerine göre değişkenlik gösteren yön ve kuvvet parametrelerine göre yapılmıştır. 0'dan büyük değerler pozitif yönlü, 0'dan küçük değerler ise negatif yönlü olarak kabul edilmiştir. Buna göre; korelasyon değeri +1 olan parametreler mükemmel ilişkiye, +0.5 ve 0.5'den büyük değerler güçlü ilişkiye, +0.3 ile +0.49 değerleri arasındaki değer orta ya da ılıman ilişkiye, 0 ile +0.29 arasındaki değerler düşük ilişkiye, 0 değeri ise ilişkinin bulunmadığına işaret eder. Negatif yönde ise; korelasyon değeri -0.5 ile -1 arasında olan parametreler güçlü ilişkiye, -0.3 ile -0.49 arasında olan değerler ılıman ya da orta ilişkiye, 0 ile -0.29 olan değerler zayıf ilişkiye işaret eder. Elde edilen sonuçlar Şekil 6'de yer alan program çıktısında görülmektedir.

4 Bulgular

25. Güneş çevrimi verilerinin analizi sonucu düzeltilmiş Güneş lekesi sayısı (SSN) ve jeomanyetik gezegen A-indeksi (Ap) arasında 0.206 değerinde bir bağıntı olduğu tespit edilmiştir. Buna göre; bu iki parametre arasında pozitif yönlü ve düşük bir ilişki bulunmaktadır. Bu ilişki, ilgili parametrelerden birinin değeri artarken diğerinin de aynı yönde artış gösterdiğini ancak doğrusal bir bağıntı oluşturacak kadar güçlü olmadığını ifade eder. Bu ilişki Şekil 1 üst panelde grafiklenmiştir.

Düzeltilmiş Güneş lekesi sayısı ile bozucu fırtına zamanı (Dst) arasında -0.182 değerinde bir bağıntı tespit edilmiştir. "Pearson Correlation" değerine göre bu iki parametre arasında negatif yönlü ve düşük bir ilişki olduğu görülmüştür ancak bozucu fırtına zamanı değerinin düzey artışı negatif yönde gerçekleştiği için bu iki parametre arasındaki bağıntı pozitif yönlü olarak kabul edilmiştir. Bu kabul, Dst parametresinin diğer parametreler ile oluşturduğu bağıntılar için de geçerlidir. Elde edilen değere göre, Güneş leke sayısı artarken bozucu fırtına zamanının da artış gösterdiğini ancak bu artışın düşük seviyede olduğunu ifade eder. Bu ilişki Şekil 1 orta panelde grafiklenmiştir.

Düzeltilmiş Güneş lekesi sayısı ile Güneş X-ışın akısı (XR-Flux) arasında 0.269 değerinde bir bağıntı tespit edilmiştir. Bu bağıntıya göre, Güneş'teki leke sayıları artarken Güneş'ten salınan X-ışın enerjisinde de bir artış tespit edilmiştir ancak bu artış düşük seviyededir. Bu ilişki Şekil 1 alt panelde grafiklenmiştir.

Düzeltilmiş Güneş leke sayısı ile Güneş proton akısı arasında 0.196 değerinde bir bağıntı tespit edilmiştir. Buna göre, Güneş'te leke sayısı arttıkça Güneş proton olaylarıyla açığa çıkan protonlarda da bir artış tespit edilmiştir ancak bu artış düşük seviyededir.

Bozucu fırtına zamanı (Dst) ile jeomanyetik gezegen A-indeksi (Ap) arasında -0.612 değerinde bir bağıntı elde edilmiştir. Bu bağıntıya göre, iki parametre arasında pozitif yönde ve güçlü bir ilişki tespit edilmiştir. Bu parametrelerden birinin artışı, ilgili diğer parametrenin de güçlü düzeyde artmasına neden olmaktadır. Dst ile Güneş X-ışın akısı arasında -0.177 değerinde bir bağıntı tespit edilmiştir. Bu bağıntıya göre, iki parametre arasında pozitif yönlü ancak düşük bir ilişki bulunmaktadır. Güneş'ten salınan X-ışın akısı arttıkça, bozucu fırtına zamanı değerleri de artmaktadır ancak bu artış düşük düzeydedir. Dst ile Güneş proton akısı arasında -0.023 değerinde bir bağıntı tespit edilmiştir. Bu bağıntıya göre; iki parametre arasında pozitif yönlü ancak çok düşük bir ilişki olduğu görülse de, korelasyon değeri 0'a oldukça yakın olduğu için aralarında ilişki olmadığı da kabul edilebilir. Jeomanyetik gezegen A-indeksi (Ap) ile Güneş X-ışın akısı arasında 0.178 değerinde bir bağıntı tespit edilmiştir. Bu bağıntıya göre, bu parametreler arasında pozitif yönlü ancak düşük bir ilişki bulunmaktadır. Güneş X-ışın akısı arttıkça Ap-indeksinin de arttığı ancak bu artışın düşük düzeyde olduğu ifade edilir.

Ap-indeksi ile Güneş proton akısı arasında 0.086 değerinde bir bağıntı tespit edilmiştir. Bu bağıntıya göre, ilgili iki parametre arasında pozitif yönlü ancak çok düşük bir ilişki tespit edilmiştir. Güneş X-ışın akısı ile Güneş proton akısı arasında 0.025 değerinde bir bağıntı tespit edilmiştir. Bu bağıntıya göre, bu iki parametre arasında pozitif yönlü ancak çok düşük bir ilişki tespit edilmiştir. Korelasyon değerinin 0'a oldukça yakın olması sebebiyle bu iki parametre arasında ilişki olmadığı da kabul edilebilir.

5 Tartışma ve Sonuç

Güneş aktivitesi ve uzay havası ilişkisini anlama ve tahmin etme üzerine yapılan çalışmalar son yıllarda artmıştır. Bunun için güneş aktivitesi indeksleri ile jeomanyetik indekslerin birlikte analizleri kullanılmaktadır. Elbette, bu analizlere dayanan tahminler teorik modellere değil gözlemlere dayanır. Bu çalışmada, 25. Güneş çevrimi için güneş leke sayıları ile bazı

Şekil 1. Üst Panel: Jeomanyetik gezegen A-indeksi (Ap – mavi nokta) ile düzeltilmiş Güneş leke sayısı (SNN – sarı nokta) verileri arasındaki değişim. 25. Güneş leke çevriminin maksimuma çıkış kolunda leke sayısının artmasıyla birlikte Ap indeksinin de artışı görülmektedir. **Orta Panel:** Bozucu fırtına zamanı (Dst – mavi nokta) ile düzeltilmiş Güneş leke sayısı (SNN – sarı nokta) verileri arasındaki değişim. 25. Güneş leke çevriminin maksimuma çıkış kolunda leke sayısının artmasıyla birlikte Dst indeksinin de artışı görülmektedir. **Alt Panel:** Güneş X-ışın akısı (mavi nokta) ile düzeltilmiş Güneş lekesi sayısı (sarı nokta) verileri arasındaki değişim. Güneş'teki leke sayıları artarken Güneş'ten salınan X-ışın enerjisinde de bir artış görülür fakat bu artış düşük seviyededir.

uzay havası parametreleri arasındaki değişimler incelenmiştir. Bu amaçla seçilen indekslere ait verilerin korelasyon analizi öncesinde her bir veri setinin zamansal davranışı incelenmiş ve veriler eşleştirilmiştir. Literatürde benzer amaçlar ile farklı güneş çevrimleri için yapılmış çalışmalar yer almaktadır. Ahluwalia (2019) 1700-2018 yılları arasındaki güneş leke sayımları ile jeomanyetik bazı indeksler arasındaki değişimleri inceleyerek iklim değişikliği üzerine tartışmalar yapmıştır. Yazar 1932-2018 yıllarına ait güneş leke sayıları ve jeomanyetik gezegen A-indeksi (Ap) arasında çevrimden çevrime değişen ilişkiler belirlemiştir. Bizim çalışmamızda 25. Güneş çevrimi verileri üzerinden yapılan analizlerde de bu iki indeks arasında düşük seviyede de olsa bir korelasyon bulunmuştur. Richardson (2013) 24. Güneş leke çevriminin çıkış kolu için Gezegensel K-İndeksi (Kp) verilerini kullanılarak jeomanyetik aktivite özelliklerini incelemiş ve önceki çevrimler ile karşılaştırmıştır. Rathore (2021) ise bozucu fırtına zamanı (Dst) verilerini kullanarak 24. Güneş leke çevrimi için güneş aktivitesi ile jeomanyetizma arasındaki ilişkiyi incelemiştir ve Jeomanyetik fırtınaların yıllık oluşumunun 24. Güneş çevrimini tam olarak takip etmediğini belirlemiştir. Samwel & Miteva (2023) 23. ve 24. Güneş çevrimleri için uzay havası parametreleri ile yoğun jeomanyetik fırtınalar için istatistiksel bir çalışma yapmıştır. Bu çalışmada bizim çalışmamızda da kullandığımız Pearson korelasyon ilişkileri kullanılmış ve Dst indeksi ile leke sayıları değişimi arasında bir ilişki olduğu ifade edilmiştir. Bu sonuç bizim çalışmamızda 25. Güneş çevrimi için belirlenen ilişki ile uyumludur. Literatürdeki çalışmalardan da görüldüğü üzere Güneş aktivitesi ve uzay havası ilişkisini araştırmak üzere yapılan çalışmalarda farklı araştırmacılar farklı verileri kullanmayı tercih etmektedir. Güneş dinamosu mekanizmasını hâlâ tam olarak anlamış değiliz Parker (2009). Bununla birlikte bu alanda çalışan bilim insanları gelecek güneş leke çevrimlerinin ne şekilde gerçekleşeceği üzerinde tahminler yapmayı önemsiyor ve bunun için yöntemler geliştirmeye çalışıyor. 25. Güneş leke çevrimi tamamlandığında tüm verilerin kullanılması ile yapılacak analizler ve önceki çevrimler ile karşılaştırılması bu alandaki bilgilerimizi iyileştirecektir. Bu alanda yapılan çalışmalara katkı sunma amacı ile yaptığımız bu çalışmada 25. Güneş çevrimine ait mevcut leke sayımları ile jeomanyetik indeks verileri arasında korelasyon olup olmadığı incelenmiştir. Çalışmanın ilk bulgularına göre uzay havası parametrelerinin genel davranışı, güneş leke sayısı ile temsil edilen güneş aktivitesine benzerlik göstermesine rağmen, bazı parametrelerde düşük ilişki düzeyleri belirlenmiştir. Bu durum, 25. Güneş çevrimi süresince uzay havasının diğer çevrimlere nazaran daha hafif olmasının beklenmesi olarak yorumlanmıştır.

Kaynaklar

Ahluwalia H. S., 2019, Advances in Space Research, 64, 1093

Carrington R. C., 1859, MNRAS, 20, 13

Gleissberg W., 1971, Sol. Phys., 21, 240

Green S. B., Salkind N. J., Jones T. M., 1996, Using SPSS for Windows; Analyzing and Understanding Data, 1st edn. Prentice Hall PTR, Upper Saddle River, NJ, USA

Hale G. E., Ellerman F., Nicholson S. B., Joy A. H., 1919, ApJ, 49, 153

Hathaway D. H., 2010, Living Reviews in Solar Physics, 7, 1

Malandraki O. E., Crosby N. B., 2018, in Malandraki O. E., Crosby N. B., eds, Astrophysics and Space Science Library Vol. 444, Solar Particle Radiation Storms Forecasting and Analysis. pp 1–26, doi:10.1007/978-3-319-60051-2_1

Parker E. N., 2009, Space Sci. Rev., 144, 15

Rathore B. S., 2021, Indian Journal of Radio & Space Physics, 50, 142

Reames D. V., 2004, Advances in Space Research, 34, 381

Richardson I. G., 2013, Journal of Space Weather and Space Climate, 3, A08

Samwel S., Miteva R., 2023, Advances in Space Research, 72, 3440

Schad T. A., Penn M. J., 2010, Sol. Phys., 262, 19

Schuh H., ve diğ., 2021, PASP, 133, 104503

Schwabe H., 1844, Astronomische Nachrichten, 21, 233

Tapping K., 2013, in Chapman D. M. F., ed., , Royal Astronomical Society of Canada Observer's Handbook 2013. Royal Astronomical Society of Canada, p. 189

Access:

M25-0338: Turkish J.A&A — Vol.6, Issue 3.

TJAA Vol. **6**, *Special Issue*, *p.*399–406 (2025). DOI: 10.55064/tjaa.1593646 *Research Article*

Seçilmiş Açık Kümelerin Fotometrik ve Astrometrik Analizleri

Hülya Karagöz[1] ⋆, Talar Yontan[2] Selçuk Bilir[2]
[1] *İstanbul Üniversitesi, Fen Bilimleri Enstitüsü, Astronomi ve Uzay Bilimleri Programı, İstanbul 34116, Türkiye*
[2] *İstanbul Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, İstanbul 34119, Türkiye*

Accepted: May 9, 2025. Revised: May 9, 2025. Received: December 2, 2024.

Özet
Bu çalışmada, Roslund 3 ve Ruprecht 174 açık kümelerinin fotometrik ve astrometrik analizleri gerçekleştirilmiştir. Analizlerde *Gaia* uydusunun üçüncü veri sürümüyle (*Gaia* DR3) CCD UBV gözlemsel verileri birlikte kullanılmıştır. Kümeye üye yıldızların belirlenmesinde, *Gaia* DR3'ten sağlanan astrometrik veriler kullanılmıştır. Üyelik olasılığı $P\geq$0.5 olan yıldızlar kümelerin yüksek olasılıklı üyeleri kabul edilmiş olup, analizlerde dikkate alınmıştır. Bu yıldızların sayısı Roslund 3 için 198, Ruprecht 174 için de 395 olarak belirlenmiştir. İki kümenin renk artığı ve fotometrik metal bolluğu bağımsız yöntemler ile tayin edilmiştir. Roslund 3 ve Ruprecht 174 açık kümeleri doğrultusundaki renk artığı değerleri $E(B-V)$, sırasıyla, 0.410±0.046 ve 0.615±0.042 kadir, fotometrik metal bollukları da [Fe/H], sırasıyla, 0.030±0.065 ve 0.041±0.064 dex tayin edilmiştir. Kümelerin UBV ve *Gaia* tabanlı renk-parlaklık diyagramları üzerine `PARSEC` eş-yaş eğrilerinin, yüksek olasılıklı küme üyeleri dikkate alınarak, fit edilmesi sonucunda hesaplanan uzaklık ve yaş değerleri Roslund 3 için, sırasıyla, 1687±121 pc ve 60±10 Myıl, Ruprecht 174 için bu değerler, sırasıyla, 2385±163 pc ve 520±50 Myıl olarak elde edilmiştir.

Abstract
We present photometric and astrometric analyses of Roslund 3 and Ruprecht 174 open clusters. Both of the clusters are investigated by combining data sets from Third Data Release of *Gaia* satellite (*Gaia* DR3) and CCD UBV observational data. *Gaia* DR3 astrometric data were utilized to determine the member stars of the clusters. Stars with membership probabilities $P\geq$0.5 were considered high-probability members of the clusters and included in the analyses. The number of such stars was determined to be 198 for Roslund 3 and 395 for Ruprecht 174. The color excess and photometric metallicity of both clusters were determined using independent methods. The color excess values, $E(B-V)$, along the line of sight to the Roslund 3 and Ruprecht 174 open clusters were found to be 0.410±0.046 and 0.615±0.042 mag, respectively. The photometric metallicities, [Fe/H], were calculated as 0.030±0.065 and 0.041±0.064 dex, respectively. By fitting `parsec` isochrones to the UBV and *Gaia*-based color-magnitude diagrams according to high-probability cluster members, the distance and age values were derived as 1687±121 pc and 60±10 Myr for Roslund 3, and 2385±163 pc and 520±50 Myr for Ruprecht 174, respectively.

Anahtar Kelimeler: Open Clusters: Roslund 3, Ruprecht 174, Observational: two-colour diagrams, colour-magnitude diagrams

1 Giriş

Açık kümeler, zayıf kütle çekimiyle bir arada bulunan ve aynı molekül bulutunun çökmesi sonucu oluşan yıldız topluluklarıdır. Bu gök cisimleri, birkaç yüz ila birkaç bin yıldız içerebilir ve ağırlıklı olarak Galaksimizin ince disk bileşeninde yer alırlar. Aynı yaş ve benzer kimyasal bileşim özellikleriyle dikkat çeken açık küme yıldızları, yıldızların yaşam döngüsünü araştırmak için benzersiz bir ortam sunmakla birlikte Galaksi diskinin yapısını, oluşumunu ve evrimini araştırmak açısından önemli bilgi kaynaklarıdır. Küme doğrultusundaki yıldızların fotometrik, tayfsal ve astrometrik yöntemler ile elde edilen verilerinin analizi sonucunda hesaplanan uzaklık, renk artığı, metal bolluğu ve yaş gibi temel parametreler bu çalışmalarda kritik bir rol oynar.

Açık kümelerin temel astrofizik parametrelerinin bağımsız ve hassas bir şekilde belirlenmesi, parametre dejenerasyonu nedeniyle önemli bir zorluk oluşturmaktadır. Özellikle, yaş, renk artığı ve metal bolluğunun eş-zamanlı olarak modellenmesi, bu parametrelerin birbirini etkileyebilmesi nedeniyle genellikle belirsizliklere yol açmaktadır (Yontan ve diğ. 2015). Literatürde açık kümelerin parametrelerinin benzer modelleme ve eş-zamanlı tayin yaklaşımları ile belirlenmesi, geniş veri setleriyle tutarlılık sağlama açısından avantajlı görünse de, bu yaklaşımlar genellikle parametrelerin fiziksel farklılıklarını göz ardı ederek sistematik hatalara neden olabilmektedir. Bu bağlamda, temel astrofizik parametrelerin bağımsız yöntemler ile ve kümelere özgü fiziksel koşullar dikkate alınarak tayini, hem parametre dejenerasyonunun etkilerini azaltmak hem de daha güvenilir sonuçlar elde etmek için kritik bir öneme sahiptir.

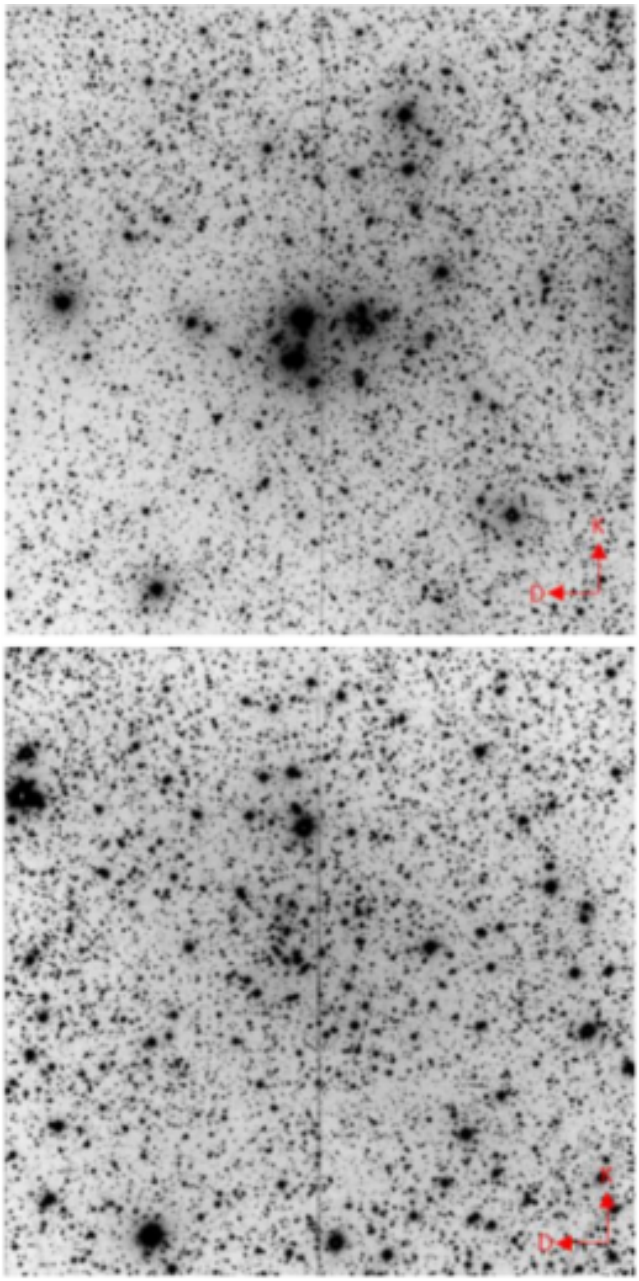
Bu çalışmada, CCD UBV fotometrik verileri ülkemizden yapılan Roslund 3 ve Ruprecht 174 açık kümelerinin astrofizik parametreleri tayin edilmiştir. *Gaia* uydusunun üçüncü veri sürümüne ait fotometrik ve astrometrik veriler (*Gaia* DR3, Gaia işbirliği 2023) iki kümenin gözlemlerinden elde edilen veriler ile birlikte kullanılmıştır. Analizlerde bağımsız yöntemler kullanılmış olup, tayin edilen astrofizik parametreleri arasındaki olası dejenerasyonluğun önüne geçilmesi hedeflenmiştir.

2 Veri

Roslund 3 ve Ruprecht 174 açık kümelerinin yer tabanlı CCD UBV gözlemleri, TÜBİTAK Ulusal Gözlemevinde

⋆ hulyaercay5@gmail.com

© 2025 Turkish Astronomical Society (TAD)



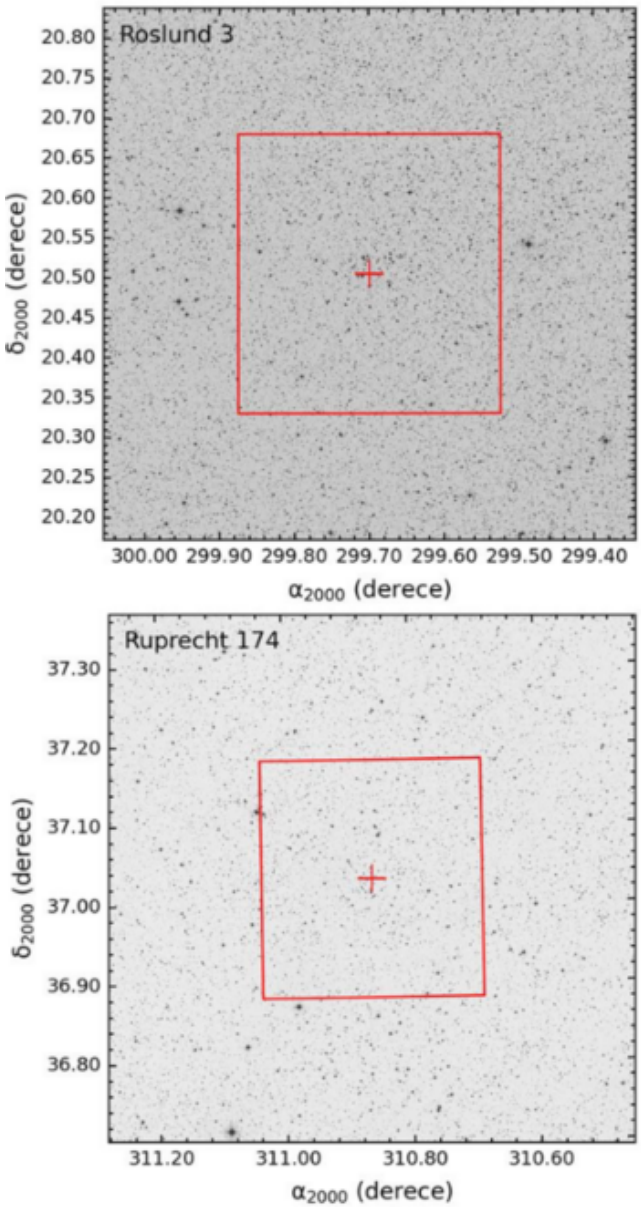
Şekil 1. Roslund 3 (üst panel) ve Ruprecht 174 (alt panel) kümelerinin T100 ile V bandında alınan görüntüleri. Toplam poz süresi Roslund 3 ve Ruprecht 174 için, sırasıyla, 1200 s ve 600 s'dir.

(TUG) gerçekleştirilmiştir. Gözlemler sırasında, 1-m ayna çapına sahip (T100), f/10 odak oranlı Ritchey-Chrétien tasarımlı teleskop kullanılmıştır. Teleskop, odak düzleminde 4k×4k piksel boyutunda, arkadan aydınlatmalı ve UV duyarlılığı artırılmış bir Fairchild CCD kamera ile donatılmıştır. Teleskopun optik sistemi ve CCD kameranın fiziksel özellikleri dikkate alındığında, gökyüzündeki görüş alanı 21.5×21.5 yay dakikasına, CCD üzerindeki her bir piksel ölçüsü de 0.31 yay saniyesine karşılık gelmektedir.

Roslund 3 ve Ruprecht 174 açık kümeleri, sırasıyla, 23 Temmuz 2020 ve 31 Ağustos 2022 tarihlerinde gözlenmiştir. Küme alanlarındaki sönük parlaklıkların yüksek sinyal/gürültü (S/N) oranlarında gözlenmesi, parlak yıldızların da CCD piksellerinde doymasını önlemek amacıyla gözlemlerde her bir filtrede kısa, orta ve uzun poz süreleri kullanılmıştır. Buna göre, Roslund 3 için U bandında 70 s (3 adet), 700 s (2 adet), 1600 s (1 adet), B bandında 8 s (4 adet), 80 s (4 adet) ve 900 s (3 adet) ile V bandında 5 s (4 adet), 60 s (5 adet) ve 600 s (2 adet) olmak üzere 28 görüntü alınmıştır. Ruprecht 174 için U bandında 15 s (4 adet), 150 s (6 adet), 1500 s (5 adet), B bandında 1.5 s (4 adet), 15 s (6 adet) ve 200 s (5 adet) ile V bandında 6 s (1 adet), 8 s (6 adet) ve 150 s (4 adet) olmak üzere 41 görüntü alınmıştır.

Her bir gözlem gecesine ait atmosferik sönümleme ve dönüşüm katsayılarının hesaplanması amacıyla Landolt'un (Landolt 2009) standart yıldızları da küme alanlarıyla birlikte farklı hava kütlelerinde ve UBV filtrelerinde gözlenmiştir. İki gözlem gecesi için 18 standart yıldız alanında bulunan toplam 99 standart yıldızın gözlemi gerçekleştirilmiştir. Standart alan gözlemleri sırasında 23 Temmuz 2020 tarihi için hava kütlesi $1.231\leq X\leq1.979$ arasında tespit edilmiş olup, bu aralık 31 Ağustos 2022 tarihi için $1.012\leq X\leq2.455$'tir. Gözlem görüntülerindeki sistematik hataların giderilmesi amacıyla görüntü analizlerine CCD kalibrasyonları uygulanarak başlanmıştır. Bunun için `IRAF` programında bulunan standart paketler kullanılmıştır. CCD kalibrasyonlarında uygulanan düz alan (flat) görüntüleri her gözlem gecesinin başlangıcında ve sonunda elde edilmiştir, sıfır görüntüleri de TUG veri tabanında bulunan ve farklı zamanlarda alınan görüntülerden sağlanmıştır. Standart yıldızların fotometrik parlaklık ölçümlerinde `IRAF` programının açıklık fotometrisi paketleri kullanılmıştır. Küme alanındaki yıldızların fotometrik parlaklıkları nokta yayılım fonksiyonu (Stetson 1987) uygulanarak tayin edilmiştir. Roslund 3 ve Ruprecht 174 için V bandında uzun poz sürelerinde alınan birleşik negatif görüntüleri Şekil 1'de gösterilmiştir.

Kümelerin TUG'dan elde edilen görüntülerinin sayısal hale getirilmesinin ardından Roslund 3 ve Ruprecht 174 alanlarında tespit edilen yıldızların ekvatoral koordinatları (α,δ), V, $U-B$, $B-V$ parlaklık ve renklerini içeren UBV katalogları oluşturulmuştur. Küme alanlarında tespit edilen ve UBV kataloglarında derlenen yıldız sayıları ve V görünen parlaklık aralıları, sırasıyla, Roslund 3 için 3,957 ve $10<V<19.5$ kadir , Ruprecht 174 için 6,999 ve $9<V<21.5$ kadir olarak belirlenmiştir. Analizlerde CCD UBV fotometrik verileriyle birlikte *Gaia* DR3 fotometrik ve astrometrik verileri bir arada kullanılmıştır. Galaksinin oluşum ve evriminin anlaşılmasına yönelik görev yapan *Gaia* uydusunun üçüncü veri sürümü (Gaia işbirliği 2023) yaklaşık 1.8 milyar nesne için yüksek kalitede astrometrik ve fotometrik veri sağlamaktadır. Yüksek hassasiyetteki astronomik ölçümler küme üyelerinin duyarlı bir şekilde belirlenmesine olanak vermekle birlikte, bu ölçümlerin uydudan sağlanan fotometrik veriler ile bir arada değerlendirilmesi renk-parlaklık diyagramlarında küme morfolojisinin belirgin bir şekilde ortaya konmasını sağlamaktadır. Roslund 3 ve Ruprecht 174 için Hunt & Reffert (2024) tarafından verilen merkezi ekvatoral koordinatlar (Roslund 3 için α=19$^{\rm h}$58$^{\rm m}$46$^{\rm s}$.80, δ=+20°30′32″.5 ve Ruprecht 174 için α=20$^{\rm h}$43$^{\rm m}$25$^{\rm s}$.44, δ=+37°01′51″.7) dikkate alınarak iki küme için 40′yıldız alanları içinde bulunan yıldızların *Gaia* DR3 astrometrik ve fotometrik verileri derlenmiştir. İki küme için *Gaia* uydu verilerinden oluşturulan 40 yay dakikalık yıldız alanları, TUG'dan gözlenen 21.5×21.5 yay dakikalık küme alanlarıyla birlikte Şekil 2'de gösterilmiştir.



Şekil 2. Roslund 3 (üst panel) ve Ruprecht 174 (alt panel) kümelerinin *Gaia* DR3 veri tabanından sağlanan 40 yay dakikalık yıldız alanlarının ekvatoral koordinatlardaki konumları. Kırmızı kare alanlar T100 ile gözlenen küme alanlarını belirtmekte olup, yukarı ve sol doğrultular, sırasıyla, Kuzey ve Doğu yönlerini göstermektedir.

Böylece küme alanında tespit edilen yıldızların ekvatoral koordinatlarının, *Gaia* DR3 G parlaklık ve $G_{BP}-G_{RP}$ renklerinin, öz hareket bileşenlerinin ($\mu_\alpha \cos\delta$, μ_δ) ve trigonometrik paralakslarının (ϖ) bulunduğu *Gaia* katalogları oluşturulmuştur. Dolayısıyla çalışmada kullanılmak üzere UBV ve *Gaia* DR3 tabanlı iki yıldız kataloğu dikkate alınmıştır. Roslund 3 ile Ruprecht 174'ün *Gaia* kataloglarında yer alan yıldız sayıları, sırasıyla, 377.204 ve 193.424 olup, iki katalog için de yıldızlar $6<G<22.5$ kadir görünen parlaklık aralığında yer almaktadır. Çalışmada dikkate alınan UBV katalogları, kümelerin astrofizik parametreleri olan renk artığı, fotometrik metal bolluğu, uzaklık ve yaş tayinlerinde, *Gaia* katalogları da küme üyelerinin belirlenmesinde, kümelerin astrometrik ve kinematik parametreleriyle birlikte, *Gaia* tabanlı renk artığı, uzaklık ve yaşlarının elde edilmesinde kullanılmıştır.

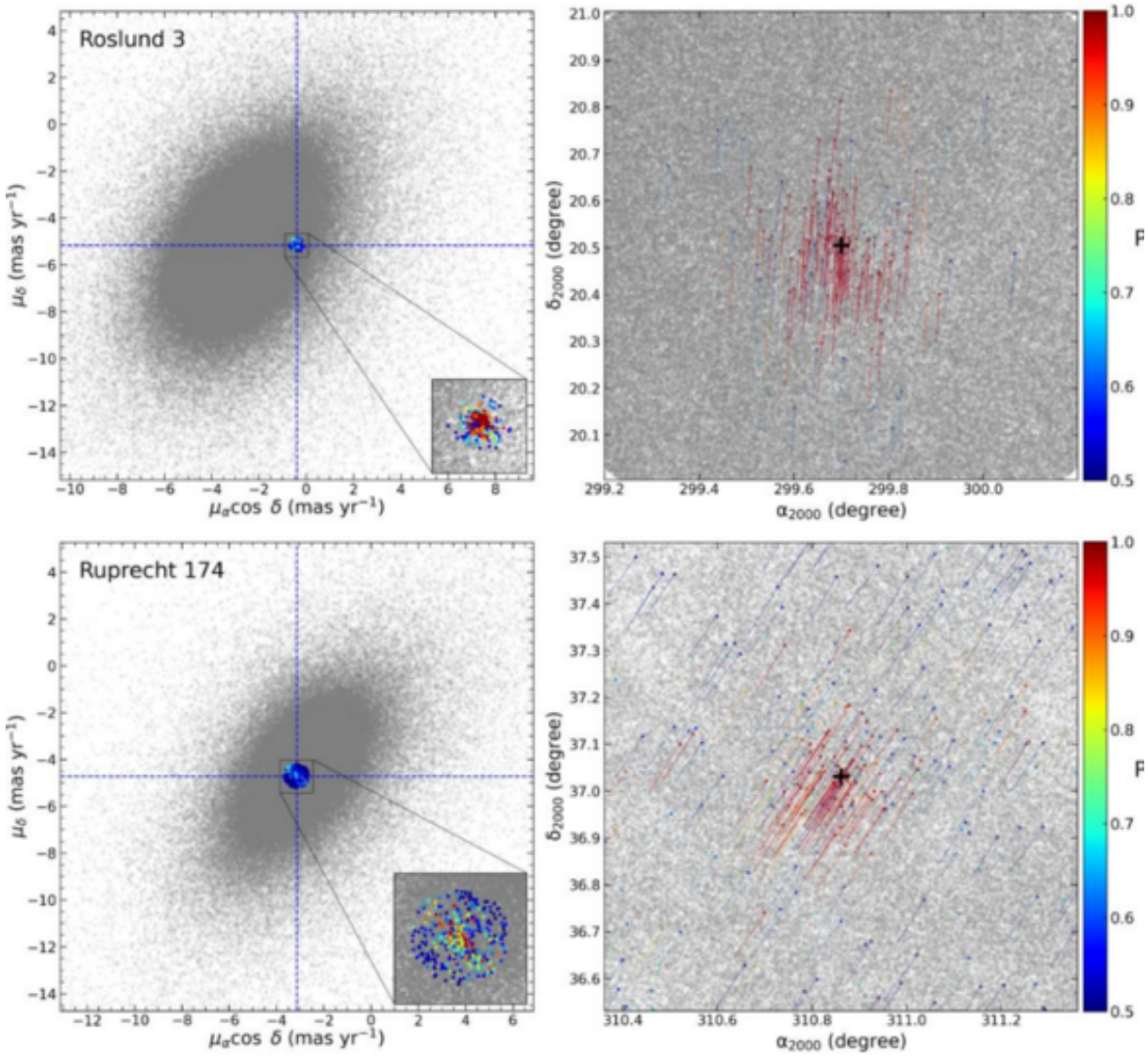
3 Yıldızların Kümeye Üyelik Olasılıklarının Belirlenmesi

Roslund 3 ve Ruprecht 174 alanlarında yer alan yıldızların kümelere üyelik olasılıklarının (P) hesaplanmasında Krone-Martins ve Moitinho (2014) tarafından geliştirilen `upmask` programı kullanılmıştır. Bu program k-means olarak tanımlanan bir kümeleme algoritması kullanmakta olup, bir veri setinde benzer özellikte bulunan parametreleri kümeleyerek en uygun olasılık değerlerini atamaktadır. k-means değerleri programa kullanıcı tarafından girilmekte olup, küme morfolojisine bağlı olarak 6 ile 30 arasında değişen tamsayı değerleri için en iyi çözümü sunar. Yıldızların kümelere üyelik olasılıklarının hesabında *Gaia* kataloglarındaki konum bilgileri ve astrometrik verileri ($\mu_\alpha \cos\delta$, μ_δ, ϖ) belirsizlikleriyle birlikte dikkate alınarak `upmask` programı beş-boyutlu parametre uzayında çalıştırılmıştır. Analizler sonucunda Roslund 3 ve Ruprecht 174 için en iyi küme morfolojisini veren k-means değerleri, sırasıyla, 8 ve 7 olarak belirlenmiştir. Bu k-means değerlerine karşılık gelen ve üyelik olasılıkları $P\geq0.5$ olan yıldızlar kümelerin en muhtemel üyeleri olarak belirlenmiştir. Böylece, Roslund 3 ve Ruprecht 174 için yüksek olasılıklı üyelerin sayısı, sırasıyla, 198 ve 395 olmuştur. Bu yıldızlar iki kümenin *Gaia* tabanlı analizlerinde dikkate alınmıştır. Kümelerin UBV tabanlı analizlerinin gerçekleştirilmesi amacıyla, *Gaia* kataloglarındaki aynı yıldızların üyelik olasılıkları ekvatoral koordinatlarına göre eşleştirilmiştir. Böylece her iki katalogda bulunan aynı yıldızların kümeye üyelik olasılıkları eşleştirilmiştir.

4 Kümelerin Astrometrik Parametreleri

Roslund 3 ve Ruprecht 174 kümelerine yüksek olasılıklı üye yıldızlarının ($P\geq0.5$) alan yıldızlarına göre öz hareket uzaylarındaki dağılımlarının incelenmesi ve ortalama öz hareket değerlerinin hesaplanması amacıyla iki kümenin vektör nokta diyagramları (VPD; vector point diagram) oluşturulmuştur. Ayrıca, bu yıldızların ekvatoral koordinatlarda gökyüzü vektörel hareketlerinin durumları da incelenmiştir. Şekil 3'te iki küme için yüksek olasılıklı yıldızlar ile alan yıldızlarının VPD ve ekvatoral koordinatlardaki dağılımları gösterilmiştir. Şekil üzerinde kümeye üyelik olasılığı $P\geq0.5$ ile $0<P<0.5$ olan yıldızlar, sırasıyla, renkli ve gri daire sembolleriyle gösterilmiştir. Şekilden, Roslund 3 (sol üst panel) ve Ruprecht 174'ün (sol alt panel), alan yıldızlarından oldukça etkilendikleri saptanmıştır. Kümelere üye yıldızlar ($P\geq0.5$) incelendiğinde, Roslund 3 ve Ruprecht 174'ün merkezi yıldız yoğunluğuna sahip (Şekil 3 sol paneller) ve gökyüzünde aynı vektörel yönde hareket ettikleri (Şekil 3 sağ paneller) gözlemlenmiştir. Kümelerin ortalama öz hareket bileşenleri ($\langle\mu_\alpha \cos\delta, \mu_\delta\rangle$) üyelik olasılığı $P\geq0.5$ olan yıldızların medyan değerleri hesaplanarak elde edilmiştir. Buna göre Roslund 3 ve Ruprecht 174 için bu değerler, sırasıyla, $(-0.401\pm0.003, -5.169\pm0.003)$ ve $(-3.139\pm0.006, -4.729\pm0.007)$ mas yıl^{-1}'dır (Çizelge 1).

Çalışmada ayrıca, iki kümenin ortalama trigonometrik paralaksları ($\langle\varpi\rangle$) da hesaplanmıştır. Bunun için üyelik olasılığı $P\geq0.5$ olan küme yıldızlarının trigonometrik paralaks ölçümlerinden itibaren histogramları oluşturulmuş ve dağılıma Gauss fonksiyonu uygulanmıştır. Analizlerde üye yıldızların rölatif paralaks hatalarına $\sigma_\varpi/\varpi\leq0.2$ sınırlaması getirilmiş olup, Roslund 3 ile Ruprecht 174'ün ortalama trigonometrik paralaksları, sırasıyla, 0.573±0.004 ve 0.412±0.003 mas elde



Şekil 3. Sol üst ve sol alt paneller, sırasıyla, Roslund 3 ve Ruprecht 174 alanlarında yer alan yıldızların VPD'lerini göstermektedir. Üye yıdızların ekvatoral koordinatlarında gökyüzü vektörel hareket yönleri de Roslund3 ve Ruprecht 174 için, sırasıyla, sağ üst ve sağ alt panellerde yer almaktadır. Üyeliği $P{\geq}0.5$ olan yıldızların olasılık değerleri renk ölçeği ile tanımlanmıştır. Sol panellerde kesikli çizgilerin kesişim bölgesi kümelerin ortalama öz hareket bileşen noktalarını, sağ panellerdeki siyah artı işareti de merkezi ekvatoral koordinat bölgesini ifade etmektedir.

edilmiştir. Bu değerler $d{=}1000/\varpi$ pc bağıntısı kullanılarak Güneş'ten olan uzaklıklara (d_ϖ) dönüştürülmüş olup, Roslund 3 ve Ruprecht 174 için bu değerler, sırasıyla, 1745$\pm$12 ile 2427$\pm$18 pc hesaplanmıştır. Şekil 4'te Roslund 3 (sol panel) ve Ruprecht 174'e (sağ panel) üye yıldızların trigonometrik paralaks histogramları ile dağılıma uygulanan Gauss fonksiyonu (kırmızı kesikli çizgi) gösterilmiştir. İki küme için elde edilen astrometrik parametreler Çizelge 1'de listelenmiştir.

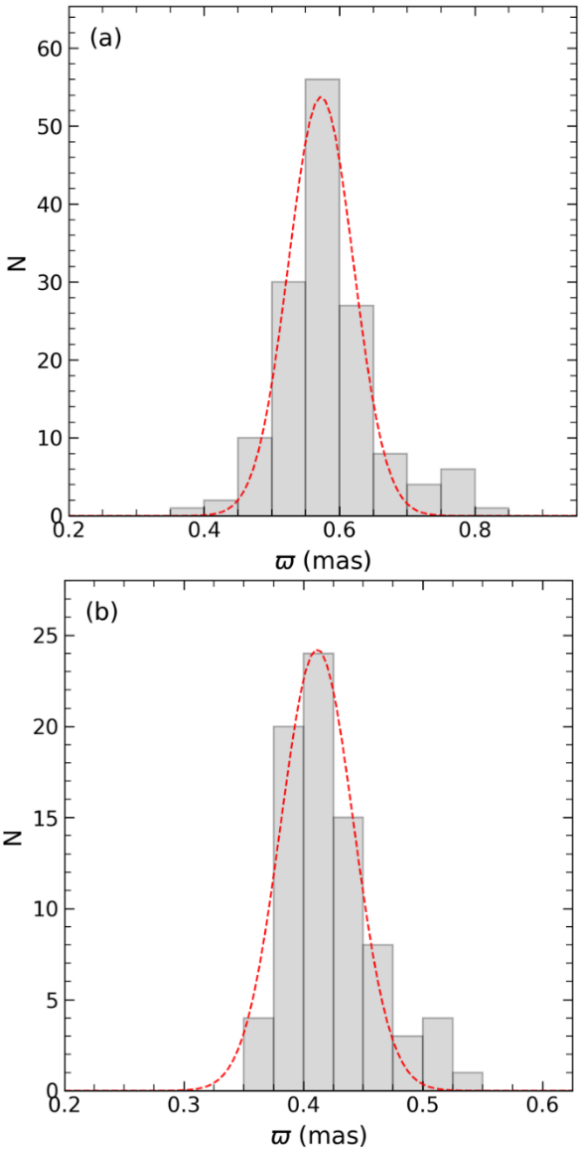
5 Astrofizik Parametreler

5.1 Kümelerin Renk Artığı Değerleri

Roslund 3 ve Ruprecht 174 açık kümeleri doğrultusundaki $E(U{-}B)$ ve $E(B{-}V)$ renk artıklarının tayininde iki-renk diyagramları kullanılmıştır. Bunun için UBV tabanlı kataloglarda kümeye üye anakol yıldızları seçilerek $(U{-}B){\times}(B{-}V)$ diyagramlarında işaretlenmiş Güneş metal bolluğundaki sıfır yaş anakolu (ZAMS) (Sung ve diğ. 2013) ile karşılaştırılmıştır. Karşılaştırılmalarda minimum χ^2 istatistiği uygulanmış olup, ZAMS eğrisi $0.001{\leq}E(B{-}V){\leq}1.5$ kadir aralığında 0.001 adımlar ile $E(U{-}B){=}0.72\cdot E(B{-}V){+}0.05\cdot E(B{-}V)^2$ (Garcia ve diğ. 1988) eşitliğine göre fit edilmiştir. Analizler sonucunda Roslund 3 ve Ruprecht 174'ün $E(B{-}V)$ renk artığı değerleri, sırasıyla, 0.410$\pm$0.046 ve 0.615$\pm$0.042 kadir hesaplanmıştır.

5.2 Kümelerin Fotometrik Metal Bolluğu Değerleri

Roslund 3 ve Ruprecht 174'ün fotometrik metal bolluğu tayini kümelere üye yüksek olasılıklı ($P{\geq}0.5$) anakol yıldızlarının iki-renk diyagramları üzerinde Hyades açık kümesinin anakol yıldızlarıyla karşılaştırılması ve Karaali ve diğ. (2011)'nin fotometrik metal bolluğu kalibrasyonunun kullanılmasıyla hesaplanmıştır. Bunun için UBV tabanlı kataloglarda kümeye üye anakol yıldızlarının $(U{-}B)$ ile $(B{-}V)$ fotometrik renk



Şekil 4. Roslund 3 (a) ve Ruprecht 174 (b) kümelerine üye yıldızların trigonometrik paralaks histogramları.

indeksleri, bu çalışmadan hesaplanan $E(U-B)$ ve $E(B-V)$ renk artıklarına göre kızarmadan arındırılmıştır. Daha sonra, kızarmadan arındırılmış $(B-V)_0$ renk indeksi 0.3-0.6 kadir aralığında bulunan F-G tayf türü yıldızlar (Eker ve diğ. 2018) $(U-B)\times(B-V)$ diyagramlarında Hyades anakoluyla birlikte işaretlenmiştir. Renk indeksleri aynı $(B-V)_0$ değerine karşılık gelen küme ve Hyades yıldızlarının $(U-B)_0$ değerleri arasındaki fark alınarak, her bir yıldızın morötesi artığı (δ) hesaplanmıştır. Bu değerler $(B-V)_0$=0.6 renk indeksine normalize edilerek normalize morötesi artığı $\delta_{0.6}$ değerleri elde edilmiş ve Karaali ve diğ. (2011)'nin bağıntısında kullanılarak kümelerin fotometrik metal bolluğu ([Fe/H]) değerleri tayin edilmiştir. Roslund 3 ve Ruprecht 174 için [Fe/H], sırasıyla, 0.030±0.065 ile 0.041±0.064 dex hesaplanmıştır (Çizelge 1).

Yaş tayinlerinde kullanılan yıldız evrim modelleri ağır element bolluğuna (Z) duyarlı olduğundan, kümelerin hesaplanan [Fe/H] değerleri Z'ye dönüştürülmüş olup, Güneş'in ağır element bolluğu 0.0152 alınmıştır (Bağıntılar için bkz. Çakmak ve diğ. (2024)). Roslund 3 ile Ruprecht 174 için Z değerleri, sırasıyla, 0.016 ve 0.017 belirlenmiştir.

Çizelge 1. Roslund 3 ve Ruprecht 174 açık kümelerinin astrometrik ve astrofizik parametreleri. Koordinatlar J2000 epoğundadır.

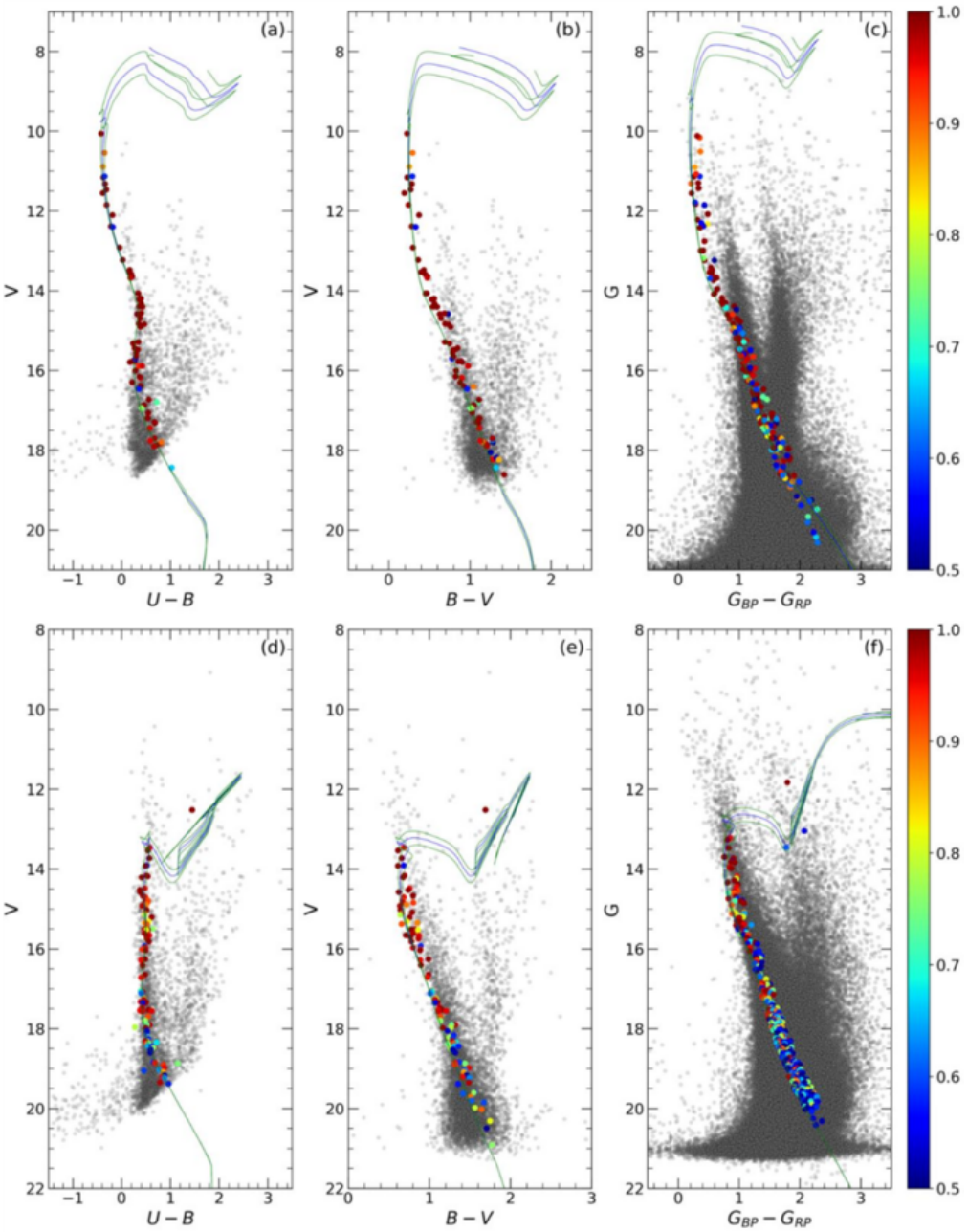
Parametre	Birim	Roslund 3	Ruprecht 174
α	(h m s)	19:58:47.83	20:43:26.64
δ	(° ′ ″)	+20:37:18	+47:37:01.53
l	(°)	058.8409	78.0150
b	(°)	-04.6900	-03.3796
$\mu_\alpha \cos\delta$	(mas yıl^{-1})	-0.401±0.003	-3.139±0.006
μ_δ	(mas yıl^{-1})	-5.169±0.004	-4.729±0.007
Küme üyesi	($P\geq$0.5)	198	395
ϖ	(mas)	0.573±0.004	0.412±0.003
$E(B-V)$	(kadir)	0.410±0.046	0.615±0.042
$E(U-B)$	(kadir)	0.295±0.027	0.0.443±0.030
A_V	(kadir)	1.271±0.143	1.907±0.130
(Fe/H)	(dex)	0.030±0.065	0.041±0.064
t	(Myıl)	60±10	520±50
Uzaklık modülü	(kadir)	12.398±0.150	13.780±0.144
Yaş eğrisinden uzaklık	(pc)	1687±121	2385±163

5.3 Kümelerin Uzaklık Modülü ve Yaş Değerleri

Roslund 3 ve Ruprecht 174'ün uzaklık modülü ve yaşlarının belirlenmesi amacıyla, küme üyesi yıldızların ($P\geq$0.5) UBV ve *Gaia* fotometrik sistemlerinde renk-parlaklık diyagramları oluşturulmuş ve gözlemsel veriler bu diyagramlar üzerinde Bressan ve diğ. (2012)'nin `parsec` modelleriyle karşılaştırılmıştır. Bu çalışmada hesaplanan Z değerlerine göre farklı yaşlarda seçilen `parsec` modelleri $V\times(U-B)$, $V\times(B-V)$ ve $G\times(G_{\rm BP}-G_{\rm RP})$ renk-parlaklık diyagramları üzerinde özellikle dönüm noktası ve dev bölgesinde bulunan küme üyesi yıldızlarına göre küme morfolojilerini en iyi temsil edecek şekilde fit edilmiştir. UBV tabanlı analizlerde kaydırma işlemi, yine bu çalışmadan elde edilen $E(U-B)$ ve $E(B-V)$ renk artıklarına göre gerçekleştirilmiş, böylece metal bolluğu ve renk artığı değerleri sabit parametreler kabul edilmiş ve iki kümenin uzaklık modülüyle yaşı tayin edilmiştir. *Gaia* tabanlı analizlerde ise renk artığı, uzaklık modülü ve yaş ile birlikte eş zamanlı belirlenmiştir. Roslund 3'ün uzaklık modülü (μ) ve yaşı (t), sırasıyla, 12.398±0.150 kadir ve 60±10 Myıl iken, Ruprecht 174 için bu değerler, sırasıyla, 13.780±0.144 kadir ve 520±50 Myıl'dır. İki küme için tayin edilen uzaklık modülleri $\mu_0=\mu-3.1E(B-V)=5\log(d)-5$ bağıntısı kullanılarak Roslund 3 ve Ruprecht 174'ün Güneş'ten uzaklıkları (d), sırasıyla, 1687±121 ve 2385±163 pc hesaplanmıştır. İki küme için, gözlemsel veriye fit edilen ve astrofizik parametreler için en iyi sonucu veren `parsec` modelleri renk-parlaklık diyagramlarındaki konumları Şekil 5'te gösterilmiş olup, sonuçlar da Çizelge 1'de listelenmiştir.

6 Tartışma ve Sonuç

Bu çalışmada, Galaksimizin I. çeyreğinde bulunan Roslund 3 ve Ruprecht 174 açık kümelerinin yer ve uzay tabanlı (CCD UBV, *Gaia* DR3) gözlemlerinden elde edilen verileri analiz edilerek astrometrik ve astrofizik parametreleri tayin edilmiştir. *Gaia* uydusundan sağlanan yüksek hassasiyetli astrometrik veriler, küme üyesi yıldızların doğru ve duyarlı belirlenmesine olanak vermiştir. Kümelerin UBV tabanlı renk artığı ve fotometrik metal bolluğunun bağımsız ve



Şekil 5. Roslund 3 (a, b, c) ve Ruprecht 174'ün (d, e, f) UBV ve *Gaia* tabanlı renk-parlaklık diyagramları. Küme yıldızlarının ($P\geq0.5$) üyelik olasılıkları renk ölçeği ile ile gösterilmiştir. Gri daireler düşük olasılıklı yıldızları ($0<P<1$) ifade etmektedir. Mavi eğriler küme yaşını en iyi temsil eden `parsec` modellerini, yeşil eğriler de yaştaki hataları göstermektedir.

literatürde kabul gören yöntemler ile tayin edilmesi, uzaklık ve yaşın belirlenmesindeki parametre dejenerasyonluğunu en aza indirmiş, böylece elde edilen sonuçların duyarlılığı artmıştır. Küme alanlarında tespit edilen yıldızların üyelik olasılıkları beş-boyutlu astrometrik uzayda `upmask` programı kullanılarak hesaplanmıştır. Analizler sonucunda üyelik olasılığı $P\geq0.5$ olan yıldızlar küme üyesi olarak kabul edilmiş olup, bu yıldızların sayısı Roslund 3 ve Ruprecht 174 için, sırasıyla, 198 ve 395 olarak belirlenmiş ve iki kümenin astrometrik ile astrofizik parametrelerinin tayininde kullanılmıştır. Elde edilen bulgular Çizelge 1'de listelenmiştir.

Roslund 3 ve Ruprecht 174'ün farklı araştırmacılar tarafından literatüre sunulan yaş ve uzaklıkları incelendiğinde bu parametrelerin geniş bir değer aralığında bulunduğu belirlenmiştir.

Bu çalışmada Roslund 3'e üye yıldızlardan itibaren tayin edilen renk artığı değeri $E(B-V)$=0.410±0.046 kadir, fotometrik metal bolluğu [Fe/H]=0.030±0.065 dex, uzaklığı d=1687±121 pc ve yaşı t=60±10 Myıl'dır.

- Turner (1993) kümenin ilk fotoelektrik ve fotografik UBV analizlerini gerçekleştirerek renk artığını $E(B-V)$=0.25 kadir, uzaklığını d=2290±50 pc ve yaşını t=90 Myıl vermiştir.
- Kharchenko ve diğ. (2005) literatürden derlediği ve küme

doğrultusundaki parlak yıldızların BV verilerinden Roslund 3'ün astrofizik parametrelerini eş-zamanlı tayin etmiştir. Araştırmacılar, kümenin renk artığını $E(B-V)$=0.34 kadir, uzaklığını d=1515 pc ve yaşını t=41 Myıl elde etmiştir.

- Wu ve diğ. (2009) Samanyolu'nda bulunan 488 açık kümenin DAML (Dias ve diğ. 2002) ile Hipparcos (ESA 1997) kataloglarından derlediği fotometrik ve astrometrik verilerini analiz ederek kümenin uzaklığını d=1467±293 pc yaşını t=109 Myıl, ve ortalama öz hareket bileşenlerini de ($\mu_\alpha \cos\delta$, μ_δ)=(-1.61±0.47, -5.28±0.47) mas yıl^{-1} tayin etmiştir.
- Loktin (2017) 959 açık kümenin 2MASS (Skrutskie ve diğ. 2006) ve PPMXL (Roeser ve diğ. 2010) kataloglarından aldığı verileri analiz ederek Roslund 3'ün renk artığını $E(B-V)$=0.34±0.032 kadir, uzaklığını d=1522 pc, yaşını t=106±51 Myıl ve öz hareket bileşenlerini de ($\mu_\alpha \cos\delta$, μ_δ)=(-2.385±0.191, -8.765±0.225) mas yıl^{-1} olarak vermiştir.
- Cantat-Gaudin ve diğ. (2018) 1229 Galaktik açık kümenin *Gaia* DR2 verilerini analiz ederek temel astrofizik parametrelerini tayin etmiştir. Araştırmacılar, küme analizlerinde eş-zamanlı parametre tayini yöntemini kullanmıştır. Buna göre çalışmada kümenin uzaklığı d=1629$^{+317}_{-229}$ pc, öz hareket bileşenleri de ($\mu_\alpha \cos\delta$, μ_δ)=(-0.386±0.086, -5.108±0.092) mas yıl^{-1} verilmiştir.
- Liu ve Pang (2019) Roslund 3'ün de bulunduğu 2,443 açık kümenin *Gaia* DR2 verilerini analiz ederek, parametre tayininde otomatik algoritmaları kullanmıştır. Çalışmada kümenin uzaklığı d=1727±86 pc, yaşı t=363±22 Myıl ve öz hareket bileşenleri de ($\mu_\alpha \cos\delta$, μ_δ)=(-0.379±0.142, -5.088±0.187) mas yıl^{-1} olarak sunulmuştur.
- Bossini ve diğ. (2019) *Gaia* DR2'nin fotometrik ve astrometrik verilerini kullanarak kümenin yaşını t=44±3 Myıl, uzaklığını d=1080±13 pc ve metal bolluğunu [Fe/H]=0 dex olarak eş zamanlı hesaplamıştır.
- Cantat-Gaudin ve diğ. (2020) 1867 açık kümenin *Gaia* DR2 verilerini incelemiş ve astrofizik parametrelerinin tayinini yapmıştır. Çalışmada Roslund 3'ün uzaklığı d=1616 pc, renk artığı $E(B-V)$=0.248 kadir yaşı t=54 Myıl ve öz hareket bileşenleri de ($\mu_\alpha \cos\delta$, μ_δ)=(-0.386±0.086, -5.108±0.092) mas yıl^{-1} belirlenmiştir.
- Dias ve diğ. (2021) *Gaia* DR2 verilerini dikkate alarak 1,743 açık kümenin eş-zamanlı yöntemler ile temel astrofizik parametrelerini tayin etmiştir. Çalışmada Roslund 3'ün renk artığı değeri $E(B-V)$ kadir=0.347±0.010, fotometrik metal bolluğu [Fe/H] dex=0.197±0.095, uzaklığı d pc=1583±43, yaşı t Myıl=109±39 ile öz hareket bileşenleri ($\mu_\alpha \cos\delta$, μ_δ) mas yıl^{-1}=(-0.376±0.010,-5.107±0.012) tayin edilmiştir.
- Ray ve diğ. (2022) Roslund 3'e üye bir dev yıldızın metal bolluğunu Cerro Tololo Inter-Amerikan Gözlemevi'nde bulunan Hydra tayfçekerinden elde ettiği veriler sonucunda hesaplamıştır. Çalışmada kümenin tayfsal metal bolluğu [Fe/H]=0.03±0.027 dex belirlenmiştir.
- Almeida ve diğ. (2023) 773 açık kümenin *Gaia* EDR3 verilerinden itibaren Roslund 3'ün renk artığı değerini $E(B-V)$=0.371±0.019 kadir, fotometrik metal bolluğunu [Fe/H]=0.112±0.080 dex, uzaklığını d=1617±28 pc ve yaşını t=105±11 Myıl hesaplamıştır.
- Hunt & Reffert (2024) *Gaia* DR3'ten sağlanan astrometrik ve fotometrik verilerden açık küme olarak doğruladığı 4,105 gök cisminin analizlerinde makine öğrenmesi metodunu kullanmıştır. Çalışmada Roslund 3'ün renk artığı değeri $E(B-V)$=0.312 kadir, uzaklığı d=1652 pc, yaşı t=75 Myıl ve öz hareket bileşenleri ($\mu_\alpha \cos\delta$, μ_δ)=(-0.405±0.116,-5.153±0.119) mas yıl^{-1} belirlenmiştir.

Bu çalışmada Ruprecht 174'e üye yıldızlardan itibaren tayin edilen renk artığı değeri $E(B-V)$=0.615±0.042 kadir, fotometrik metal bolluğu [Fe/H]=0.041±0.064 dex, uzaklığı d=2385±163 pc ve yaşı t=520±50 Myıl'dir.

- Kümenin ilk detaylı çalışması Bonatto ve Bica (2010) tarafından gerçekleştirilmiş olup analizler 2MASS fotometrik verilerinden itibaren eş-zamanlı tayin edilmiştir. Çalışmada Ruprecht 174'ün renk artığı $E(B-V)$=0.32±0.06 kadir, yaşı t=800±100 Myıl ve uzaklığı d=2110±200 pc belirlenmiştir.
- Kharchenko ve diğ. (2013) kümenin renk artığını $E(B-V)$=0.321 kadir, uzaklığını d=1817 pc, yaşını t=794 Myıl ve öz hareket bileşenlerini de ($\mu_\alpha \cos\delta$, μ_δ)=(-2.30±0.34, -2.66±0.34) mas yıl^{-1} tayin etmiştir.
- Loktin (2017) kümenin renk artığını $E(B-V)$=0.435 kadir, uzaklığını d=2599 pc, yaşını t=676 Myıl ve öz hareket bileşenlerini de ($\mu_\alpha \cos\delta$, μ_δ)=(-2.730±0.230, -4.990±0.140) mas yıl^{-1} vermiştir.
- Cantat-Gaudin ve diğ. (2018) kümenin uzaklığını d=2328$^{+735}_{-429}$ pc, öz hareket bileşenlerini de ($\mu_\alpha \cos\delta$, μ_δ)=(-3.154±0.084, -4.675±0.097) mas yıl^{-1} olarak sunmuştur.
- Liu ve Pang (2019) Ruprecht 174'ün uzaklığını d=2519±241 pc, yaşını t=692±42 Myıl ve öz hareket bileşenlerini de ($\mu_\alpha \cos\delta$, μ_δ)=(-3.152±0.272, -4.677±0.313) mas yıl^{-1} vermiştir.
- Cantat-Gaudin ve diğ. (2020) küme için uzaklığı d=2368 pc, renk artığını $E(B-V)$=0.461 kadir yaşı t=479 Myıl ve öz hareket bileşenlerini de ($\mu_\alpha \cos\delta$, μ_δ)=(-3.154±0.084, -4.675±0.097) mas yıl^{-1} belirlemiştir.
- Dias ve diğ. (2021) küme için artığı değerini $E(B-V)$=0.633±0.033 kadir, fotometrik metal bolluğunu [Fe/H]=-0.031±0.123 dex, uzaklığı d=2069±142 pc, yaşı t=323±139 Myıl ile öz hareket bileşenlerini ($\mu_\alpha \cos\delta$, μ_δ)=(-3.152±0.230, -4.672±0.012) mas yıl^{-1} tayin edilmiştir.
- Angelo ve diğ. (2021) Ruprecht 174'ün de içinde bulunduğu 38 Galaktik açık kümenin *Gaia* DR2 verilerini analiz ederek astrofizik parametreleri eş-zamanlı tayin etmiştir. Buna göre çalışmada kümenin renk artığı $E(B-V)$=0.63±0.10 kadir, fotometrik metal bolluğu [Fe/H]=-0.32±0.24 dex, uzaklığı d=1585±234 pc, yaşı t=631±260 Myıl ve öz hareket bileşenleri ($\mu_\alpha \cos\delta$, μ_δ)=(-3.17±0.11,-4.69±0.13) mas yıl^{-1} belirlenmiştir.
- Hunt & Reffert (2024)'nin çalışmasında kümenin renk artığı değeri $E(B-V)$=0.608 kadir, uzaklığı d=2369 pc, yaşı t=254 Myıl ve öz hareket bileşenleri ($\mu_\alpha \cos\delta$, μ_δ)=(-3.145±0.075, -4.705±0.097) mas yıl^{-1} tayin edilmiştir.

Literatürde Roslund 3 için verilen sonuçlar incelendiğinde, küme doğrultusundaki renk artığının $0.24 \leq E(B-V) \leq 0.371$ kadir aralığında olduğu tespit edilmiştir. Bu çalışmada Roslund 3 için hesaplanan renk artığı değeri, söz konusu aralığın üst sınır değerlerine yakındır (Almeida ve diğ. 2023). Üyelik olasılığı yüksek F-G tayf türü anakol yıldızlarından bu çalışmadan tayin edilen fotometrik metal bolluğu Ray ve diğ. (2022)'nin tayfsal metal bolluğu değeriyle oldukça uyumludur. Literatürdeki çalışmalarda kümenin yaşı $41 \leq t \leq 363$ Myıl gibi geniş bir aralıkta verilmiştir. Bu çalışmada hesaplanan küme yaşı Cantat-Gaudin ve diğ. (2020) ile Hunt & Reffert (2024)'nin

bulgularına yakındır. Farklı araştırmacılar tarafından kümenin uzaklığı $1080 \leq d \leq 2290$ pc aralığında verilmiş olup bu çalışmada elde edilen sonucun bu aralıktaki üst değer dışında (Turner 1993), tüm çalışmalarda sunulan sonuçlar ile hata mertebeleri dahilinde uyumlu oldukları tespit edilmiştir. Roslund 3 için literatürde verilen temel astrofizik parametrelerinin geniş bir aralıkta yer alması analizlerin eş-zamanlı gerçekleştirilmesinden, buna bağlı olarak parametreler arasındaki dejenerasyonluktan kaynaklanmaktadır. Kümenin ortalama öz hareket bileşenleri incelendiğinde, bu çalışmadan elde edilen sonuçların *Gaia* çağında yapılan çalışmalarda sunulan bulgular ile oldukça uyumlu olduğu belirlenmiştir.

Literatürde Ruprecht 174 için verilen sonuçlar incelendiğinde, küme doğrultusundaki renk artığının $0.32 \leq E(B-V) \leq 0.633$ kadir aralığında olduğu tespit edilmiştir. Bu çalışmada küme için hesaplanan renk artığı değeri, bu aralığın üst sınır değerleriyle uyumludur (Dias ve diğ. 2021; Angelo ve diğ. 2021; Hunt & Reffert 2024). Kümenin metal bolluğu literatürde fotometrik yöntemlerden elde edilen sonuçlar şeklinde verilmiştir (Dias ve diğ. 2021; Angelo ve diğ. 2021) . Araştırmacılar, fotometrik metal bolluğunu renk-parlaklık diyagramlarından renk artığı, uzaklık ve yaş ile eş-zamanlı tayin etmiştir. Bu çalışmada Ruprecht 174'ün metal bolluğu, üyelik olasılığı yüksek yıldızlar dikkate alınarak, bağımsız yöntem ile hassas bir şekilde hesaplanmıştır. Analizlerde kullanılan yöntemlerin farklılığı, bu çalışmada elde edilen fotometrik metal bolluğunun literatürden neden farklı sonuç verdiğini açıklamaktadır. Literatürdeki çalışmalarda kümenin yaşı $254 \leq t \leq 800$ Myıl gibi geniş bir aralıkta verilmiştir. Bu çalışmada hesaplanan küme yaşı Cantat-Gaudin ve diğ. (2020)'nin bulgularına yakındır. Farklı araştırmacılar tarafından kümenin uzaklığı $1585 \leq d \leq 2599$ pc aralığında verilmiş olup, bu çalışmada Ruprecht 174 için hesaplanan sonuçlar ile uyumludur. Kümenin ortalama öz hareket bileşenleri incelendiğinde, Roslund 3'e benzer şekilde, bu çalışmadan elde edilen sonuçların *Gaia* çağında yapılan çalışmalarda sunulan bulgular ile oldukça uyumlu olduğu belirlenmiştir.

Düşük hassasiyetli ve küme üyeliklerinin belirlenmesinde önemli veri seti sağlayan astrometrik ölçümler, yaş tayininde kullanılan eski yıldız evrim modellerinin güncel olmaması ve eş-zamanlı parametre tayini yaklaşımları bir arada değerlendirildiğinde kümelerin elde edilen astrofizik parametreleri arasında dejenerasyonluğa sebep olmaktadır. Bu durum, literatürde sunulan sonuçların geniş bir aralıkta yer almasını açıklamaktadır. *Gaia* çağının başlamasıyla yüksek hassasiyette astrometrik ölçümler kullanıma sunulmuş ve duyarlı küme üyeliklerinin tayinine olanak vermiştir. Bununla birlikte, *Gaia* verilerinin kullanılarak yapılan açık küme çalışmalarında astrofizik parametreler otomatik algoritmalar veya makine öğrenmesi yöntemleri ile tayin edilmektedir. Dolayısıyla, küme yaşlarının ve uzaklıklarının belirlenmesinde önemli olan parlak küme üyeleri (dönüm noktası, dev, alt dev yıldızları) gözden kaçmakta ve hatalı sonuçların elde edilme ihtimalini ortaya çıkarmaktadır.

Bu çalışmada Roslund 3 ve Ruprecht 174 kümelerine yüksek olasılıklı üye yıldızlardan hesaplanan ortalama trigonometrik paralaksları ve buradan elde edilen uzaklıkları, renk-parlaklık diyagramlarından tayin edilen değerler ile hatalar mertebesinde oldukça uyumludur. Bağımsız iki yöntem sonucu hesaplanan uzaklıkların uyumlu olması, bu çalışmada küme uzaklıklarının duyarlı tayin edildiğini göstermektedir. Ayrıca, renk artığı ve metal bolluklarının yaş ve uzaklık tayininde sabit parametreler olarak kullanılması da, sonuçların duyarlılığını desteklemektedir.

Teşekkür

Bu çalışma, TÜBİTAK 1001 kodlu 122F109 numaralı proje ile desteklenmiştir. Çalışmada kullanılan yer tabanlı CCD gözlemleri TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi tarafından 18CT100-1396 numaralı ve "Seçilmiş Açık Kümelerin CCD UBVRI Gözlemleri - III" isimli gözlem projesiyle gerçekleştirilmiştir.

Kaynaklar

Almeida, A., Monteiro, H., & Dias, W. S., 2023, Revisiting the Mass of Open Clusters with Gaia Data. MNRAS, 525, 2315-2340
Angelo M. S., Corradi W. J. B., Santos J. F. C., Maia F. F. S., Ferreira F. A., 2021, MNRAS, 500, 4338
Bonatto, C., Bica, E., 2010, Characterization of 15 Overlooked Ruprecht Clusters with Ages within 400 Myr and 3 Gyr. MNRAS407, 1728-1738.
Bossini D., Vallenari A., Bragaglia A., Cantat-Gaudin T., Sordo R., Balaguer-Núñez L., Jordi C., et al., 2019, A&A, 623, A108
Bressan, A., Marigo, P., Girardi, L., Salasnich, B., Dal Cero, C., Rubele, S. Nanni, A., 2012, MNRAS, 427, 127
Çakmak H., Yontan T., Bilir S., Banks T. S., Michel R., Soydugan E., Koç S., et al., 2024, AN, 345
Cantat-Gaudin, T., Jordi, C., Vallenari, A., ve diğ., 2018, A&A, 618, A93
Cantat-Gaudin, T., Anders, F., Castro-Ginard, A., ve diğ., 2020, A&A, 640, A1
Dias W. S., Alessi B. S., Moitinho A., Lépine J. R. D., 2002, A&A, 389, 871
Dias, W. S., Monteiro, H., Moitinho, A., Lepine, J. R. D., Carraro, G., Paunzen, E., Alessi, B., Villela, L., 2021, A&A, 564, 8
Eker, Z., Bakış, V., Bilir, S., ve diğ., 2018, MNRAS, 479, 5491
ESA, 1997, ESASP, 1200
Gaia Collaboration, Vallenari A., Brown A. G. A., Prusti T., de Bruijne J. H. J., Arenou F., Babusiaux C., et al., 2023, A&A, 674, A1
Hunt E. L., Reffert S., 2024, A&A, 686, A42
Kharchenko N. V., Piskunov A. E., Röser S., Schilbach E., Scholz R.-D., 2005, A&A, 440, 403
Kharchenko, N. V., Piskunov, A. E., Schilbach, E., Roeser, S., Scholz, R. -D., 2013, A&A, 558, 8
Garcia, B., Claria, J. J. Levato, H., 1988, Ap&SS, 143, 317
Karaali, S., Bilir, S., Ak, S., Yaz, E., Coşkunoğlu, B. 2011, PASA, 28, 95
Krone-Martins, Moitinho, A., 2014, A&A, 561, 57
Landolt, A. U., 2009, AJ, 137, 4186
Liu, L., Pang, X., 2019, ApJS, 245, 32
Loktin A. V., Popova M. E., 2017, AstBu, 72, 257
Ray A. E., Frinchaboy P. M., Donor J., Chojnowski S. D., Melendez M., 2022, AJ, 163, 195
Roeser S., Demleitner M., Schilbach E., 2010, AJ, 139, 2440
Stetson, P. B., 1987, PASP, 99, 191
Sung, H., Lim, B., Bessell, M. S., Kim, J. S., Hur, H., Chun, M. Park, B., 2013, JKAS, 46, 103
Skrutskie M. F., Cutri R. M., Stiening R., Weinberg M. D., Schneider S., Carpenter J. M., Beichman C., et al., 2006, AJ, 131, 1163
Turner, R. K., Pearce, D. W., and Bateman, I., 1993, Nature
Wu Z.-Y., Zhou X., Ma J., Du C.-H., 2009, MNRAS, 399, 2146
Yontan T., Bilir S., Bostancı Z. F., Ak T., Karaali S., Güver T., Ak S., et al., 2015, Ap&SS, 355, 267

Access:
M25-0324: Turkish J.A&A — Vol.6, Issue 3.

TJAA Vol. **6**, *Special Issue*, *p.*407–410 (2025). DOI: 10.55064/tjaa.1593971 *Research Article*

Güneş Aktivitesi Tahmini Üzerine Makine Öğrenmesi Uygulamaları

Mirkan Yusuf Kalkan[1] ⋆, Diaa E. Fawzy[2], Metin Yavuz[3]

[1] *Ondokuz Mayıs Üniversitesi, Lisansüstü Eğitim Enstitüsü, Fizik Anabilim Dalı, Samsun 55200, Türkiye*

[2] *İzmir Ekonomi Üniversitesi, Mühendislik Fakültesi, Havacılık ve Uzay Mühendisliği Bölümü, İzmir 35330, Türkiye*

[3] *Ondokuz Mayıs Üniversitesi, Fen Fakültesi, Fizik Bölümü, Samsun 55200, Türkiye*

Accepted: May 12, 2025. Revised: May 12, 2025. Received: November 30, 2024.

Özet

Son zamanlarda makine öğrenmesi (ML) birçok alanda uygulanmaya başlanmıştır. Bu yöntemle, problemlere karşı daha hızlı ve daha kapsamlı çözümler üretilmesi amaçlanmıştır. Güneş Aktivitesinin (GA) 1700 yılından beri çevrimsel değişiminin takibiyle, farklı tahmin senaryoları oluşturabilmek için çeşitli ML algoritmaları kullanılmaktadır. Bu çalışmada, çeşitli ML algoritmalarıyla 25. Güneş Çevrimi'nin tahmin edilmesi ve literatürdeki diğer çalışmalarla birlikte, GA'nın ML uygulamalarıyla tahmin çalışmalarına yönelik farkındalık yaratılması amaçlanmıştır. Güneş Aktivitesinin en önemli göstergelerinden biri olan Güneş Lekesi Sayısı (SSN) temel alınarak, NAR (Doğrusal Olmayan Otoregresif) modeli ile 25. Güneş Çevrimi'nin aylık değerlerinin tahmini gerçekleştirilmiştir. Bu tahminler, ML algoritmalarından Destek Vektör Makinesi (SVM), Rastgele Orman (RF), k-En Yakın Komşular (kNN) ve Gradyan Arttırma (GB) kullanılarak yapılmıştır. Sonuçlar, Ortalama Karekök Hata (RMSE), Ortalama Mutlak Hata (MAE), Pearson Korelasyon Katsayısı (PCC) ve Nash-Sutcliffe Etkililik Katsayısı (NSE) ile değerlendirilerek, çevrim değerlerinin tahmin sonuçlarıyla karşılaştırılmıştır. Oluşturulan modeller, ilk adımda NAR ve sonraki adımlarda SVM, kNN, GB olmak üzere sırasıyla NAR-SVM, NAR-RF, NAR-kNN ve NAR-GB şeklinde adlandırılmıştır. Modellerin tahmin ettiği maksimum değerler 117.43-117.99 aralığında değişmektedir (NAR ile maksimum değer 118.13 olarak üretilmiştir). RMSE değerleri 0.08–0.72, MAE değerleri 0.07–0.47 arasındadır. PCC değerleri 0.99 ve NSE değerleri de 0.99 olarak bulunmuştur. Sonuçlar, literatürdeki diğer çalışmaların sonuçlarıyla karşılaştırılmıştır.

Abstract

Recently, machine learning (ML) has been applied in many areas. With this method, it is aimed to produce faster and more comprehensive solutions to problems. Various ML algorithms are used to create different prediction scenarios by following the cyclical changes of Solar Activity (SA) since 1700. In this study, it is aimed to predict the 25th Solar Cycle with various ML algorithms and to create awareness about prediction studies with ML applications of SA together with other studies in the literature. Based on Sunspot Number (SSN), one of the most important indicators of Solar Activity, the monthly values of the 25th Solar Cycle were estimated with the NAR (Nonlinear Autoregressive) Model. These estimates were made using the ML algorithms Support Vector Machine (SVM), Random Forest (RF), k-Nearest Neighbors (kNN) and Gradient Boosting (GB). The results were evaluated with Root Mean Square Error (RMSE), Mean Absolute Error (MAE), Pearson Correlation Coefficient (PCC) and Nash-Sutcliffe Efficiency Coefficient (NSE) and compared with the predicted results of the conversion values. The created models were named as NAR in the first step and SVM, kNN, GB in the following steps, respectively as NAR-SVM, NAR-RF, NAR-kNN and NAR-GB. The maximum values predicted by the models range from 117.43 to 117.99 (the maximum value was produced as 118.13 with NAR). RMSE values range from 0.08 to 0.72, MAE values range from 0.07 to 0.47. PCC values were found as 0.99 and NSE values were found as 0.99. The results were compared with the results of other studies in the literature.

Anahtar Kelimeler: solar cycle – time series prediction – machine learning

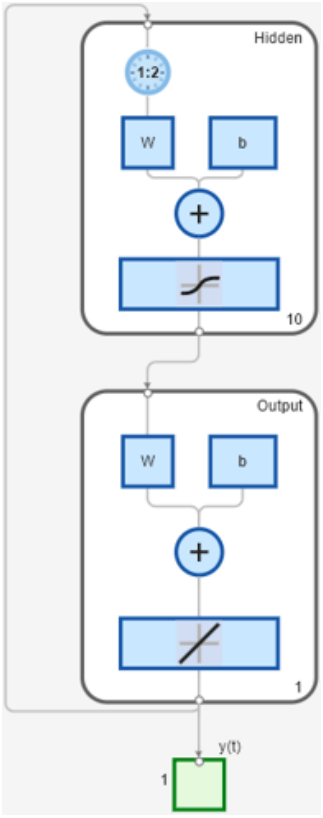
1 Güneş Aktivitesinin (GA) Çevrimsel Tahmini

İlk defa Carrington (1859) ve Hodgson (1859) tarafından gözlemlenen X45 sınıfı Güneş Parlamasının (Cliver ve Dietrich 2013) dikkat çekmesi sonucu, günümüze doğru GA'nin bileşenleri gözlemler geliştikçe sayıca artmış ve bu bileşenler takip edildiğinde çevrimsel periyodik değişimler tespit edilmiştir. 9-11 yıl arasında bir periyoda sahip Güneş Çevrimleri'nin, hem Dünya'nın manyetik alanındaki (jeomanyetizma) (Pesnell 2020) değişimler hem de Dünya iklimindeki (Haigh 2007) değişimlerle ilişkili olduğu saptanmıştır. Bu sayede, Güneş Çevrimlerinin devamlı incelenmesi ve tahmin edilmesi, Dünya'yı manyetik ve iklimsel açıdan gerçekleşebilecek etkilerine karşı tedbir alınmasında önemli bir rol oynamaktadır.

GA'ndeki çevrimsel değişimlerinin en iyi temsilcilerinden biri olan SSN, 17. yüzyıldan beri kayıt altına alınmaktadır; ancak Güneş Çevrimleri'nin miladı resmi olarak 1755 yılı belirlenmiştir (Kane 2002). Ocak 2020'den itibaren Güneş Çevrimlerinden 25.si gerçekleşmektedir ve günümüzde çevrimlerin sadece kaydı tutulmayıp, çeşitli tahmin yöntemleri geliştirilmiştir ve bu yöntemler birçok çalışmada kullanılmıştır

⋆ mirkanyusufkalkan@gmail.com

© 2025 Turkish Astronomical Society (TAD)



Şekil 1. MATLAB yazılımından varsayılan ayarlarda oluşturulmuş NAR sinir ağı örneği. 1:2; Gecikme kutusu, w ağırlıklar, b gürültü, gizli ve çıkış katmanlarının alt bölümündeki blok aktivasyon fonksiyonu, gizli ve çıkış katmanları çerçevelerinin sağ alt köşesindeki sayılar katman sayısını ve $y(t)$ tahmin sonuçları bloğunu ifade eder.

(Du 2020; Svalgaard 2020; Wu ve Qin 2021; Kalkan ve diğ. 2022, 2023; Penza ve diğ. 2021; Aparicio ve diğ. 2023; Cao ve diğ. 2024).

GA'nin çevrimsel tahmin yöntemleri üç ana başlık altındadır: öncü, model temelli ve ekstrapolasyon (Petrovay 2020). Bu çalışmada model temelli yöntemlerden ML yöntemi kullanılmıştır. Bir sonraki bölümde ML yöntemleri ele alınmıştır.

2 Makine Öğrenmesi (ML) Uygulamaları

2.1 Doğrusal Olmayan Otoregresif (NAR) Sinir Ağları

NAR, ağın birkaç katmanını içeren geri besleme (tahmin hatasını minimum değere yaklaştırmak için kullanılan yöntem) (Munro 2010) bağlantılarına sahip dinamik bir tekrarlayan ağdır. Çıktı değeri önceki değerlerin regresyonundan çıkartılır. NAR sinir ağları birden fazla döneme ait sonuçları elde etmek için kapalı döngü kullanır (Benmouiza ve Cheknane 2016):

$$\widehat{y}(t+p) = f\left(y(t-1) + y(t-2) + \cdots + y(t-d)\right) \quad (1)$$

Denklemde $\widehat{y}(t)$ ifadesi bir y değerinin t zamanındaki tahmin sonucunu, eşitliğin sağındaki ifade herhangi bir doğrusal olmayan fonksiyonu, $t-d$ ise t zamanından ne kadar önce verilerin başladığını temsil eder ve diyagram olarak da Şekil 1'de gösterilmiştir.

Bir sinir ağının çalışmasının önemli bir parçası eğitim adımıdır; eğitim için kullanılan giriş verileri ağın tahmin süreci uygulandığında sonuçlar ve bu sonuçlar giriş verileriyle karşılaştırılıp ağırlıklar yaratılır. Ağırlıklar, çıktı verilerinin örnek verilerden ne kadar farklı değerde diğer bir değişle ne kadar "iyi" tahmin ettiğini temsil etmektedir. Ağırlık değerleri eksi veya artı değerleri farketmeksizin sıfıra olabildiğince yakınlaştırarak optimum tahmin sonucu için tekrar tekrar üretilir.

2.2 Destek Vektör Makineleri (SVM)

Cortes ve Vapnik (1995) tarafından geliştirilen bir ML yöntemi olan SVM, verileri en uyumlu bir hiperdüzlem üzerinde konumlandırıp bu düzenleme işlemi ile hem sınıflandırma hem de regresyon problemlerinde uygulanan denetimli öğrenmeye yönelik bir ML yöntemidir (Shmilovici 2010). SVM yöntemi, istatistiksel öğrenme teorisinde, deneysel risk adı verilen bilinen ve sabit bir veri kümesi üzerindeki performansını değerlendirmeye dayalı öğrenme algoritmaları ailesini tanımlayan bir ilke olan "deneysel risk" (Cherkassky 1997) ve "güvenirlik riski" (Bansal ve Shaliastovich 2010) adı verilen veri dağılımındaki düzensizliği en aza indiren işlemlerin toplamıdır.

$$I_z = \sum_{i=1}^{N} \alpha_i z_i z + b_0 \quad (2)$$

Denklemde I_z, algoritmanın tahmin ettiği sonuçları, $\alpha_i z_i$ bir z düzlemindeki verilerin $(i{=}1, 2, \ldots, N)$ doğrusal kombinasyonunu ifade eder ve b_0 destek vektörlerinin hata değerini ifade etmektedir (Cortes ve Vapnik 1995).

2.3 Rasgele Orman (RF)

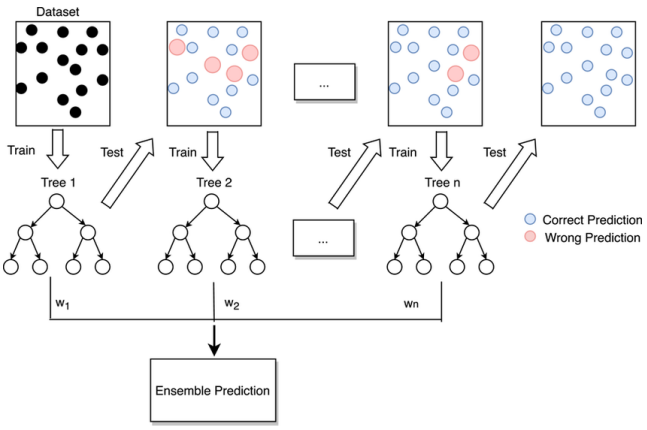
RF, karar ağaçları tabanlı bir "Toplu Denetlenen ML" tekniğidir. Betimleyici ve öngörücü kategorilere ayrılan veri madenciliğinde uygulamalar bulur. Betimleyici veri madenciliği, verileri kategorize etmeye ve özetlemeye odaklanırken, öngörücü veri madenciliği geçmiş verilere dayanarak gelecekteki eğilimleri tahmin eder. İstatistiksel model oluşturmaya, hipotezler üretmek için öngörücü değişkenleri analiz etmeye dayanır. Bu hipotezler doğrulama için test edilir. Doğruluk değerlendirmesi çeşitli hata tahmin tekniklerinin kullanılmasını içerir. Betimleyici veri madenciliği genellikle denetlenmeyen makine öğrenimini kullanırken, öngörücü veri madenciliği denetlenen teknikleri kullanır (Kulkarni ve Pradeep 2012).

2.4 k-En Yakın Komşu (kNN)

kNN en basit ML algoritmalarından biri olarak kabul edilir (Cover ve Hart 1967). kNN algoritması, aynı sınıfa ait benzer örneklerin her test örneği için önce kendisine en yakın komşuyu (veriyi) seçmek, ardından algoritmanın öğrendiği en yakın komşuyu kullanarak bu test örneğini tahmin etmektir (Zhang ve diğ. 2018). kNN algoritmasında, her bir örneğe ait optimum yakın komşu sayısını belirlemek optimum tahmin sonuçları gösterecektir.

2.5 Gradyan Artırımı (GB)

Herhangi bir uyum kriterine dayalı eklemeli genişlemeler için genel bir GB paradigması geliştirilmiştir (Friedman 2001). GB yöntemi, karar ağaçlarının en uygun kombinasyonunu stratejik olarak bulmak için eğitim verilerinin ağırlıklı bir sürümünden temel modelleri ardışık olarak üretir yani GB bir karar ağacı türüdür (Breiman 2001; Zhang ve Haghani 2015). GB, ağaçların yani zayıf tahmin edicilerin birleştirilerek güçlü bir tahmin edici oluşturulması stratejisi ile çalışmaktadır. Veri



Şekil 2. Bir GB karar ağacının tahmin akışı diyagramı (Zhang ve Haghani 2015).

seti tekrar tekrar karar ağaçlarına öğretilir ve ağırlık değeri (w) çıkartılır. Ağırlık değerleri doğru tahmin değerleri sayısını arttırana kadar yani w değerleri sıfıra yaklaşana kadar üretilir (Şekil 2). Karar ağaçları ML algoritmalarının ortak çalışma prensibinde olduğu gibi optimum ağaç sayısı ya da ormanın büyüklüğü seçildiğinde amaca göre duyarlı sonuçlar elde etmeyi sağlamaktadır.

GB, RF'den farklı olarak, karar ağaçlarını bağımsız olarak eğiten "bagging" (*bootstrap aggregating*) yöntemi yerine, önceki karar ağacının sonucuna göre bir sonraki ağacı eğiten "boosting" yöntemini kullanır (yani sıralı öğrenme) (Cha ve diğ. 2021).

3 Doğrulama Yöntemleri

ML algoritmalarında tahmin performansını ölçmek için istatistiksel hata analizi doğrulama yöntemleri kullanılmalıdır. Bu şekilde modelin sonuçlarının giriş verileri ile ne kadar tutarlılık gösterdiği gözlenir. Doğrulama yöntemleri ML algoritmalarının çözülmesi amaçlanan probleme göre (regresyon, sınıflandırma veya kümeleme) değişiklik gösterir. Bunun yanı sıra ortalama karekök hata (RMSE), ortalama mutlak hata (MAE) gibi doğrulama yöntemleri bu problemler için ortak araç olarak kullanılabilmektedir. Bu çalışmada, RMSE (Denklem 3), MAE (Denklem 4), Pearson Korelasyon Katsayısı (PCC) (Denklem 5) ve Nash-Sutcliffe Etkililik Katsayısı (NSE) (Denklem 6; Nash ve Sutcliffe (1970)) tahmin modellerimizin performansını teyit edilmesi için kullanılmıştır. RMSE ve MAE doğrulama tekniklerinin 0'a yakın, PCC ve NSE doğrulama tekniklerinin 1'e yakın olması tahmin modellerinin "doğru"ya yakın olması ve modellerin öğrenme ve test etme parametrelerinin "optimum" olarak seçildiği anlamını taşımaktadır.

$$\mathrm{RMSE} = \frac{\sqrt{\sum_{t=1}^{n}(y_t - o_t)^2}}{n} \tag{3}$$

$$\mathrm{MAE} = \frac{\sum_{i=0}^{N-1}|y_i - o_i|}{n} \tag{4}$$

$$r = \frac{\sum_{t=1}^{n}(y-\bar{y})(o_t-\bar{o})}{\sqrt{\sum_{t=1}^{n}(y-\bar{y})^2}\sqrt{\sum_{t=1}^{n}(o_t-\bar{o})^2}} \tag{5}$$

$$\mathrm{NSE} = 1 - \frac{\sum_{t=1}^{n}(y_t - o_t)^2}{\sum_{t=1}^{n}(o_t-\bar{o})^2} \tag{6}$$

Çizelge 1. ML Modellerinin tahmin sonuçları (RMSE, MAE, PCC, NSE) ve tahmin performansları (G/N: "/" sonrasındaki değer). Tüm değerler için TEMT: Temmuz 2024.

Model	TEMD	RMSE	MAE	PCC	NSE
NAR	118.13	24.45/-	19.14/-	0.98/-	0.75/-
NAR-SVM	117.99	24.71/0.08	19.51/0.07	0.98/0.99	0.74/0.99
NAR-RF	117.43	24.69/0.24	19.51/0.16	0.98/0.99	0.74/0.99
NAR-kNN	117.79	24.70/0.40	19.51/0.25	0.98/0.99	0.74/0.99
NAR-GB	117.61	24.63/0.72	19.45/0.47	0.98/0.99	0.74/0.99

Denklemlerde, y, tahmin sonuçlarını o ise giriş verilerini temsil etmektedir.

4 Sonuçlar ve Yorum

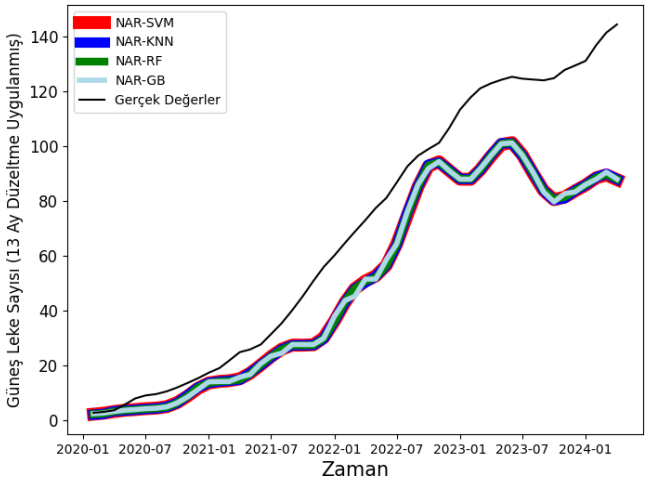
SIDC ("Solar Influences Data Center") tarafından sağlanan SILSO ("Sunspot Index and Long-term Solar Observations") veri paketi kullanılarak, 1759-2019 yıllarına ait SSN verileri analiz edilmiştir. Bu veriler, 25. Güneş Çevrimi periyodunda, NAR, SVM, RF, kNN ve GB gibi makine öğrenimi algoritmalarıyla tahmin edilmiştir. SSN_{25}, ilk olarak NAR algoritmasıyla 1-10-1 (1 giriş katmanı, 10 sinir hücresi, 1 çıkış katmanı) mimarisiyle tahmin edilerek, bu tahminlerden elde edilen sonuç verileri de SVM, RF, kNN ve GB algoritmalarına giriş verisi olarak tanımlanmıştır. Bu şekilde Çizelge 1'deki gibi NAR-SVM, NAR-RF,NAR-kNN ve NAR-GB algoritma kombinasyonları oluşturulmuştur. NAR ve NAR kombinasyonlarının tahmin sonuçları RMSE, MAE, r ve NSE ile hata analizi işlemleri yapılarak tahmin performansları denetlenmiştir.

Çizelge 1'de ML moodellerinin "Tahmin Edilen Maksimum Değer" (TEMD), "Tahmin Edilen Makismumun Tarihi" (TEMT) ve RMSE, MAE, r ve NSE hata analizi doğrulama tekniklerinin gerçek değerlere (G) ve NAR'ın tahmin ettiği değerlere (N) karşılaştırmalı olarak verilmiştir (G/N). Bütün doğrulama tekniği karşılaştırmaları Ocak 2020 ile Nisan 2023 tarihleri arasındaki SSN değerleri üzerinden yapılmıştır ve tüm tahminler sabit Güneş çevrimi periyodu olup ortalama 132 aylık ya da 11 yıllık hesaplanmıştır.

İlk olarak NAR'ın performansı gerçek verilere Temmuz 2022'ye kadar yakın bir trend yakalamıştır. Fakat bu tarihten sonra gerçek verilerin yükseliş eğimi ile tahmin sonuçları eğrileri ayrılmıştır (Şekil 3). Bu fark RMSE (G) ve MAE (G) hata değerlerinde gözükse de PCC (G) ve NSE (G) uyumluluk değerlerinde bu uzaklık gözlenmemektedir. NAR kombinasyonları için sonuçlar hem gerçek değerlere göre hem de NAR'ın tahmin sonuçlarına göre karşılaştırıldığında NAR sonuçlarıyla benzer ve NAR tahmin sonuçlarına "sadık" olduğu gözlenmiştir. NAR kombinasyonlarının NAR'a göre hata değerlerine (RMSE ve MAE) bakıldığında oldukça düşük hata değerine, değer uyumluluklarına (r ve NSE) bakıldığında ise oldukça yüksek uyumluluk gözlenmiştir (Çizelge 1).

Kombinasyonlardan NAR-SVM, NAR'ın tahmin ettiği SSN_{25}(NAR)=118.13 (Temmuz 2024) değerine en yakın değer tahminini SSN_{25}(NAR-SVM)=117.99 (Temmuz 2024) olarak bulmasından, hata değerlerinin ve uyumluluk değerlerininden dolayı en başarılı tahmin kombinasyonu seçilmiştir.

Şekil 3'teki ayrılık 25. Güneş Çevriminin 132 aylık (11 yıl) bir periyottan daha az olabileceği ihtimalini oluşturabilir. Bunun için de NAR-NAR kombinasyonu tahmin zincirinde tahmin



Şekil 3. NAR ve NAR kombinasyonlarının gerçek SSN değerleri ile karşılaştırılması.

edicilerinde parametre değişikliği yapılarak güncel değerleri takip ederek bu değerlere yakın tahmin sonuçları elde edilmesi amaçlanmaktadır. Modeller halen geliştirilmekte ve takip edilen Güneş Leke Sayılarına göre güncellenmektedir.

Kaynaklar

Aparicio, A. J. P., Carrasco ve diğ., 2023, Solar Physics, 298(8), 100. https://doi.org/10.1007/s11207-023-02194-7

Bansal, R, ve Shaliastovich, I.A, 2010, The American Economic Review, 100, 537-541.

Benmouiza, K, and Cheknane, A., 2016, Theoretical and Applied Climatology, 124, 945-958. doi:10.1007/s00704-015-1469-z.

Breiman, Leo. Machine Learning, 2001, 45, 5-32. doi:10.1023/A:1010933404324.

Cao, J., Xu, T., Deng, L., Zhou, X., Li, S., Liu, Y., Wang, W., & Zhou, W., 2024, The Astrophysical Journal, 969(2), 120. https://doi.org/10.3847/1538-4357/ad4551

Carrington, R. C., 1859, Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, 20, 13-15. doi:10.1093/mnras/20.1.13.

Cha, G.W., Moon, H.J., Kim, Y.C., 2021, Int J Environ Res Public Health, 18(16), 8530. doi:10.3390/ijerph18168530.

Cherkassky, V., 1997, IEEE Transactions on Neural Networks, 8(6), 1564.

Cliver, E. W. ve Dietrich, W. F., 2013, Journal of Space Weather and Space Climate, 3, A31. doi:10.1051/swsc/2013053.

Cover, T. ve Hart, P., 1967, IEEE Transactions on Information Theory, 13(1), 21-27.

Cortes, C ve Vapnik, V., 1995, Machine Learning, 20(3), 273-295.

Du, Z. L., 2020, Astrophysics and Space Science, 365(6), 134. doi:10.1007/s10509-020-03818-1.

Friedman, J. H., 2001, The Annals of Statistics, 29(5), 1189–1232. doi:10.1214/aos/1013203451.

Haigh, J. D., 2007, Living Reviews in Solar Physics, 4(1), article 2. doi:10.12942/lrsp-2007-2.

Hodgson, R., 1859, Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, 20(1), 15-16. doi:10.1093/mnras/20.1.15a.

Kalkan, M. Y., Saygaç, A. T., & Fawzy, D. E., 2022, Turkish Journal of Astronomy and Astrophysics, 3(3), 57-60. doi:10.55064/tjaa.1037256.

Kalkan, M. Y., Fawzy, D. E., & Saygac, A. T., 2023, Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, 523(1), 1175-1181. doi:10.1093/mnras/stad1460.

Kane, R. P., 2002, Solar Physics, 205(2), 383-401, doi:10.1023/A:1014296529097.

Kulkarni, V. Y. ve Pradeep K. S., 2012, 2012 International Conference on Data Science & Engineering (ICDSE), IEEE, 64-68. doi:10.1109/ICDSE.2012.6282329.

Munro, P., 2010, In C. Sammut & G. I. Webb (Eds.), Encyclopedia of Machine Learning, 73–73. Springer US, Boston, MA. https://doi.org/10.1007/978-0-387-30164-8_51

Nash, J.E., ve J.V. Sutcliffe, 1970, Journal of Hydrology, 10(3), 282-290. doi:10.1016/0022-1694(70)90255-6.

Penza, V., Berrilli, F., Bertello, L., Cantoresi, M., & Criscuoli, S., 2021, The Astrophysical Journal Letters, 922, L12. https://doi.org/10.3847/2041-8213/ac3663

Pesnell, W., 2020, Journal of Space Weather and Space Climate, 10. doi:10.1051/swsc/2020060.

Petrovay, K., 2020, Living Reviews in Solar Physics, 17(1), 2.

Shmilovici, A., 2010, Data mining and knowledge discovery handbook, 231-247. Springer.

Svalgaard, L., 2020, arXiv. doi:10.48550/arXiv.2010.02370.

Wu, S.-S. ve Qin, G., 2021, arXiv. doi:10.48550/arXiv.2102.06001.

Zhang, S, ve diğ., 2018, Pattern Recognition Letters, 109, 44-54. doi:10.1016/j.patrec.2017.09.036.

Zhang, Y. ve Haghani, A., 2015, Transportation Research Part C: Emerging Technologies, 58, 308-324. doi:10.1016/j.trc.2015.02.019.

Access:
M25-0335: Turkish J.A&A — Vol.6, Issue 3.

TJAA Vol. **6**, *Special Issue*, *p.*411–415 (2025). DOI: 10.55064/tjaa.1597066 *Research Article*

Yakın Erken-Tür Galaksilerin Fotometrik Verileriyle TED Modelleme Yöntemlerinin Karşılaştırması: NGC 680

Merve Şahin[1] ⋆, Mustafa Kürşad Yıldız[2,3]

[1] *Erciyes Üniversitesi, Fen Bilimleri Enstitüsü, Astronomi ve Uzay Bilimleri Ana Bilim Dalı, 38039, Kayseri, Türkiye*
[2] *Erciyes Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Ana Bilim Dalı, 38039, Kayseri, Türkiye*
[3] *Erciyes Üniversitesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Gözlemevi Uygulama ve Araştırma Merkezi (UZAYBİMER), 38281, Kayseri, Türkiye*

Accepted: May 9, 2025. Revised: May 9, 2025. Received: December 5, 2024.

Özet

Erken-tür galaksilerin yıldız oluşum süreci genellikle düşük seviyelerde olduğu düşünülmektedir. Ancak bu galaksilerde gaz ve diğer yıldız oluşum malzemelerinin varlığı, düşük seviyede de olsa yıldız oluşumunun devam ettiğini göstermektedir. Bu çalışmada, ATLAS^{3D} projesinde yer alan yakın erken-tür galaksilerden ve H I bakımından zengin olan NGC 680'in yıldız oluşum geçmişi ve süreçleri analiz edilmiştir. AKARI ve WISE teleskoplarından elde edilen orta ve uzak kızılötesi fotometrik veriler kullanılarak galaksinin Tayfsal Enerji Dağılımı (TED) modellenmiştir. Ayrıca çalışmada kullanılan otomatik TED modelleme algoritmasının etkinliği değerlendirilmiş ve manuel yöntemle yapılan modelleme ile karşılaştırılmıştır. Modelleme sonucunda, NGC 680 galaksisinin genel yıldız oluşum oranı $(1.20\pm1.82)\times10^{-14}\,M_\odot\ yr^{-1}$ olarak hesaplanmıştır. Yıldız oluşum geçmişi çıktıları incelendiğinde, son 100 milyon yılda yıldız oluşum oranında artış gözlemlenirken, son 10 milyon yılda bu oranın azaldığı tespit edilmiştir. Sonuçlar, zaman aralıkların güncel yıldız oluşum oranları olarak hesaplanmıştır. Bu nedenle, söz konusu bulgular, erken-tür galaksilerin geneline değil, yalnızca NGC 680'e özgüdür. Ancak daha geniş bir galaksi örneklemi ile erken-tür galaksilerdeki yıldız oluşum süreçlerinin evrimi hakkında çıkarımlar yapmak mümkündür.

Abstract

Star formation in early-type galaxies is generally thought to occur at low levels. However, the presence of gas and other star-forming materials in these galaxies indicates that star formation may persist, even if at slower rate. In this study, the star formation history and processes of NGC 680, one of the nearby early-type and H I rich galaxies included in the ATLAS^{3D} project, was analyzed. The Spectral Energy Distribution (SED) of the galaxy was modeled using mid- and far-infrared photometric data obtained from the AKARI and WISE telescopes. Additionally, the effectiveness of the automated SED modeling algorithm used in this study was evaluated and compared with a manually conducted modeling method. As a result of the modeling, the overall star formation rate of NGC 680 was calculated as $(1.20\pm1.82)\times10^{-14}\,M_\odot\ yr^{-1}$. Star formation increased in the last 100 million years but decreased significantly in the last 10 million years. The results have been calculated as recent star formation rates over the specified time intervals. Therefore, these findings are specific to NGC 680 and should not be generalized to early-type galaxies as a whole. However, broader conclusions about the evolution of star formation processes in early-type galaxies could be drawn through the analysis of a larger galaxy sample.

Anahtar Kelimeler:
galaxies: elliptical and lenticular, cD; galaxies; ISM, galaxies: star formation

1 Giriş

Erken-tür galaksilerin yıldız popülasyonu oranı genellikle yaşlı yıldızlardan oluştuğu ve soğuk yıldızlararası ortamın bulunmadığı düşünülmektedir. Ancak, son yüz yılda çoklu dalga boyu gözlemlerin gelişmesiyle bu anlayış yıkılmıştır. Erken-tür galaksiler, soğuk (Knapp ve diğ. 1985; Wardle & Knapp 1986)), ılık (Caldwell 1984; Phillips ve diğ. 1986; de Zeeuw 1987) ve sıcak (Forman ve diğ. 1985; Canizares ve diğ. 1987) gazlar gibi çok fazla yıldızlararası ortama sahiptir.

Yıldızlararası toz, yıldızların ürettiği yüksek enerjili fotonları soğurarak kızılötede yeniden yaymaktadır. Bu tozun etkisi, yıldız oluşumunu dolaylı olarak izlemek için önemli bir araçtır (Draine & Li 2007). Yıldız oluşum süreçlerini, erken-tür galaksilerin enerji dağılımlarını incelenmesiyle daha iyi anlaşılır.

SDSS (York ve diğ. 2000) ve 2MASS (Skrutskie ve diğ. 2006) yer tabanlı teleskoplarla yakın, Spitzer (Werner ve diğ. 2004), WISE (Wright ve diğ. 2010) ve AKARI (Murakami ve diğ. 2007) uzay teleskoplarıyla da orta ve uzak kızılöte gözlemlerin artışıyla yıldızlararası ortama tozun etkisi de görülmüştür. Bununla birlikte tozun farklı derecelerde sıcaklığa sahip olduğu tespit edilmiştir. Uzak kızılötesi gözlemler, birçok erken-tür galaksinin yayılmış ve soğuk bir toz bileşeni içerdiğini göstermiştir (Jura ve diğ. 1987; Knapp ve diğ. 1989). Orta kızılötesi araştırmalarında ise erken-tür galaksilerdeki yıldızların beklenenden fazla akıya sahip oldukları tespit edilmiş ve bu fazla akının polisiklik aromatik hidrokarbon (PAH) veya çok küçük toz tanelerinden kaynaklandığı öne sürülmüştür (Tielens ve diğ. 1999; Ferrari ve diğ. 2002; Pahre ve diğ. 2004; Xilouris ve diğ. 2004). Bu PAH'lar yıldızlardan gelen morötesi ışın tarafından uyarıldıkları için yıldız oluşumunun bir göstergesi olarak kabul edilir. Dolayısıyla erken-tür galaksilerde yıldız oluşumunun devam ettiği açık bir şekilde görülmektedir.

⋆ merve_sahin@live.at

© 2025 Turkish Astronomical Society (TAD)

Çizelge 1. NGC 680'e ait genel özelliklerin sırasıyla değerleri, birimleri ve referanslarıdır. Referanslar: **(1)**: Sulentic ve diğ. (1973), **(2)**: Yu ve diğ. (2022), **(3)**: Haynes ve diğ. (2018), **(4)**: Cappellari ve diğ. (2011), **(5)**: Serra ve diğ. (2012), **(6)**: Young ve diğ. (2011), **(7)**: Cappellari ve diğ. (2013a), **(8)**: Cappellari ve diğ. (2013b).

Özellik	Birim	Değer	Ref.
RA (J2000)		$01^h49^m47^s.1$	(1)
DEC (J2000)		$+21°58'15''$	(1)
Hız	(km s^{-1})	2728±4	(2)
Uzaklık	(Mpc)	38.4±4.2	(3)
M_K	(kadir)	-24.17	(4)
A_B	(kadir)	0.34	(4)
Etkin Yarıçap	($''$)	1.16	(4)
$\log M$(H I)	($M_\odot$)	9.47	(5)
$\log M(H_2)$	($M_\odot$)	7.87	(6)
$\log L$(r)	($L_\odot$)	10.276	(7)
$\log(M_\odot/L_\odot)$		0.713	(8)

Young ve diğ. (2011), ATLAS^{3D}[1] örneklemindeki (Cappellari ve diğ. 2011) yakın çevredeki yerel erken-tür galaksilerin oluşum ve evrim süreçlerini incelemek adına moleküler gaz bileşenini araştırmışlardır. Araştırma sonucu, yakın erken-tür galaksilerin ∼%22'sinde moleküler gaz tespit etmişlerdir ve bu da erken-tür galaksilerin halen yıldız oluşturabildiklerini göstermiştir.

Ayrıca, yine ATLAS^{3D}'nin bir parçası olan Serra ve diğ. (2012) çalışması nötr Hidrojenin (H I) erken-tür galaksilerde bol miktarda bulunduğunu ve bunun yıldız oluşumu için gerekli malzemeyi sağlayabileceğini göstermektedir (örn., Yıldız ve diğ. 2015). Özellikle galaksi merkezi etrafında yaklaşık bir etkin yarıçap içinde H I bulunan erken-tür galaksilerin ∼%70'inde aktif yıldız oluşumu belirtileri gözlenmiştir. Bu oran, merkezi H I barındırmayan galaksilerde gözlemlenen yıldız oluşumu oranınndan beş kat daha yüksektir. Bu, H I varlığının yıldız oluşum sürecini doğrudan etkilendiğini ifade etmektedir.

Erken-tür galaksiler, dış bölgelerinde H I disk ya da yüzük yapısı gösterebilirler. Erken-tür galaksilerin dış bölgelerindeki yıldız oluşum etkinliğinin ise sarmal ve cüce galaksilerin dış bölgelerindeki yıldız oluşum etkinliğine benzediği literatürde gösterilmiştir (Yıldız ve diğ. 2017).

Kokusho ve diğ. (2017) ise ATLAS^{3D} erken-tür galaksilerinin orta kızılötesi parlaklıklarının, moleküler gaz kütleleri ile sıkı bir korelasyon gösterdiğini ve bu galaksilerin halen düşük seviyelerde de olsa yıldız oluşum sürecine devam ettiğini ortaya koymuştur. Bunun için, her bir galaksinin Tayfsal Enerji Dağılımını (TED) oluşturmuşlar ve bu dağılımlardan PAH, toz ve yıldızlardan kaynaklanan akıyı modelleyerek yıldız oluşum oranlarını tahmin etmişlerdir.

Manuel TED modellemesi mümkündür, ancak süreç oldukça zahmetli ve zaman alıcıdır. Bu nedenle günümüzde birçok otomatik olan farklı ve komplike TED modelleri bulunmaktadır (örn. `CIGALE`: Boquien ve diğ. 2019, `Prospector`: Johnson ve diğ. 2021, `Bagpipes`: Carnall ve diğ. 2018, `MAGPHYS`: Poglitsch ve diğ. 2010, `BEAGLE`: Chevallard & Charlot 2016). Bu çalışmamızda belirli bir galaksi için otomatik ve manuel TED modellerinin farklılıklarını deneme vakası olarak çalıştık. §2'de ATLAS^{3D} projesinden seçilen NGC 680 için orta ile uzak kızılötesi fotometrik veriler kullanılarak TED'ini çıkardık. §3'te elde edilen yıldız oluşum oranları analiz edip otomatik TED modelleme algoritmasını manuel modelleme yöntemiyle karşılaştırdık. Son olarak gelecekteki çalışmalara yönelik önerilerimizi sunduk.

[1] ATLAS^{3D} projesi, morfolojisine göre seçilen ve M_K<-21.5 olan 260 yerel erken-tür galaksiyi 42 Mpc içinde incelemeyi hedeflemiştir.

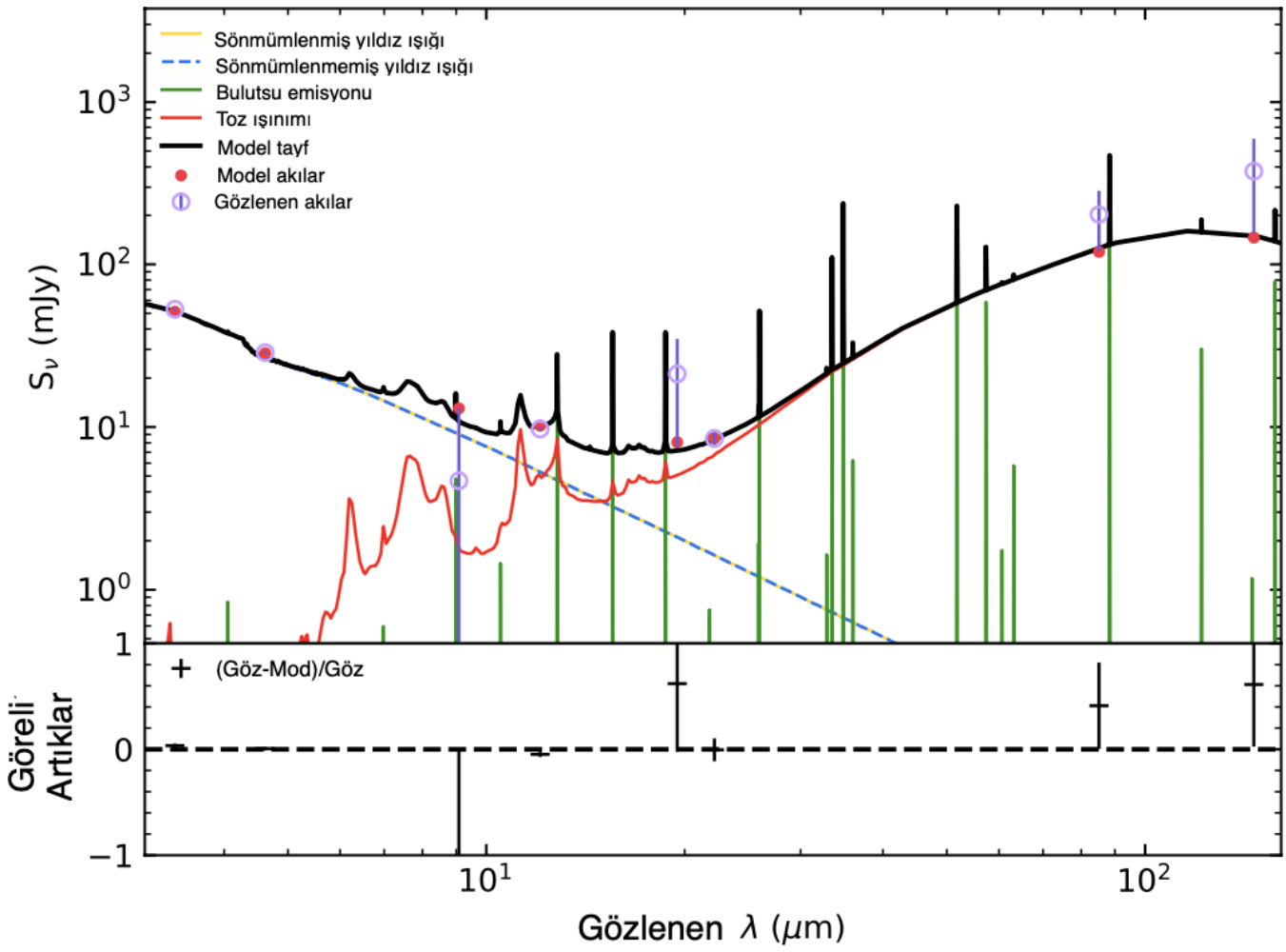
Çizelge 2. NGC 680 galaksisine ait farklı dalgaboylarında ve teleskoplarla ölçülmüş fotometrik akı değerleridir. AKARI 9, 18, 90 ve 140 μm dalga boylarından alınan veriler ile kalibrasyon sonucu elde edilen WISE teleskobu 3.4, 4.6, 12 ve 22 μm dalga boylarındaki veriler sırasıyla listelenmiştir. Her ölçüm için akı değerleri mJy biriminden sunulmuş olup hata payları da belirtilmiştir.

Bant	λ_{et} (μm)	Teleskop	Akı (mJy)	Belirsizlik (mJy)
S9W	9	AKARI	4.68	8.38
L18W	18	AKARI	21.22	13.66
Wide-S	90	AKARI	202.88	82.63
Wide-L	140	AKARI	376.06	220.11
W1	3.4	WISE	52.96	1.07
W2	4.6	WISE	28.67	0.53
W3	12	WISE	9.73	0.24
W4	22	WISE	8.50	0.92

2 Yöntem

Bu çalışmada incelenen NGC 680 galaksisi, 260 erken-tür galaksinin detaylı bir analizini içeren ATLAS^{3D} araştırmasından seçildi. Bu galaksiler arasından, Serra ve diğ. (2012) çalışması, 166 galaksi için H I kütlelerini sunmaktadır. Bu değerler, Toribio ve diğ. (2011)'in algılama limiti analiziyle karşılaştırıldı ve H I kütlesi 10^9 $M_\odot$ üzerinde olup, önemli gaz rezervlerine sahip galaksilerin seçilmesi güvenilir bir ölçüt olarak kabul edildi. Böylece 260 galaksi içerisinden H I kütlesi 10^9 $M_\odot$ üzerinde olan 12 tane aşırı H I zengini erken-tür tespit ettik ve bir ön-örneklem grubu oluşturduk. Yıldız oluşumu sırasında moleküler gaz ve tozun büyük rol oynaması nedeniyle, aralarından H I bakımından zengin olan NGC 680 galaksisini bu çalışmada inceledik ve genel özelliklerini Çizelge 1'de gösterdik.

Yıldızlararası toz, özellikle büyük ve sıcak yıldızlardan gelen morötesi ve optik aralıklarındaki ışığı soğurarak galaksinin TED'inin değişmesine neden olur. Normalde galaksilerdeki yıldızların morötesi, optik ve yakın kızılötesi olarak yaydıkları enerjinin önemli bir kısmı toz tarafından soğurulur ve daha uzun dalgaboylarında (5 μm-1 mm aralığında orta ve uzak kızılötede) yeniden yayılır. Bu da galaksinin toplam enerjisinin ciddi bir kısmının kızılöte bölgede ortaya çıkmasına neden olur. Galaksinin TED'ini doğru bir şekilde modellemek ve yorumlamak için tozun kızılötesi özellikleri dikkate almak esastır (Conroy 2013). Bu nedenle, yıldız oluşumun önemli bir göstergesi olan tozun etkilerini incelemek için orta ve uzak kızılötesi fotometrik ölçümler kullanmak önemlidir. Çizelge 2'de NGC 680 için kullandığımız kızılötesi fotometrik akı değerlerini sıralanmıştır. Kokusho ve diğ. (2017) tarafından derlenen orta kızılötesi ve uzak kızılötesi fotometrik verilerini kullandık. Burada AKARI ile elde edilen 9, 18, 90 ve 140 μm dalga boylarında fotometrik akı ölçümleri ve hata değerleri yer almaktadır. Her bir ölçüm mJy cinsinden verilmiştir. Ayrıca WISE All-Sky (WISE Team 2020) kataloğundan 3.4 μm (W1), 4.6 μm (W2), 12 μm (W3), 24 μm (W4) dalgaboylarındaki değerlerini kullanarak orta kızılötesi verilerini elde ettik. Bu orta kızılöte değerler kullanılarak, fotometrik ölçümleri Jy cinsinden akı değerlerine (F_ν) dönüştürmek için aşağıdaki denklemi



Şekil 1. NGC 680 için en iyi TED modeli gösterilmiştir. Yatay eksende μm biriminde dalga boyu, düşey eksende ise mJy biriminde akı değerleri yer almaktadır. En iyi TED modelinden elden edilen χ^2 değeri (0.61) başlık altında verilmiştir. Mor noktalar gözlenen akı değerleri, kırmızı noktalar ise hesaplanan model akı değerleridir. TED'in modellenmesinde etki eden bileşenler çeşitli renklerde sunulmuştur. Artık grafiği (alt panel), model akıları ile gözlenen akıların arasındaki bağıl farkı göstermektedir.

uyguladık:

$$F_\nu(\mathrm{Jy}) = \left(\frac{F_{\nu 0}}{f_c}\right) 10^{-\frac{m_{\mathrm{vega}}}{2.5}} \qquad (1)$$

Burada $F_{\nu 0}$, sıfır büyüklüğüne karşılık gelen akı değerlerini ve f_c ise renk düzeltme faktörlerini temsil etmektedir. W1, W2, W3 ve W4 bantlarındaki sıfır büyüklüğüne karşılık gelen akı değerlerini sırasıyla 309.540, 171.781, 31.674 ve 8.363 Jy olarak aldık. Renk düzeltme faktörleri ise sırasıyla 1.0086, 1.0328, 1.9737 ve 2.9882 olarak kabul edilmiştir (Cutri ve diğ. 2012).

Verilerin modellenmesi için `CIGALE` algoritması kullandık. `CIGALE` bir TED modelleyicisidir; galaksilerdeki gaz miktarını tahmin etmek için enerji dengesini kullanmaktadır. Morötesinde toz tarafından soğurulan ve daha sonra kızılötesinde yayılan enerjiye tekil yıldız popülasyon modelini uydurmaktadır. Böylelikle galaksideki toz miktarından yıldız oluşum oranını tahmin etmektedir.

Seçtiğimiz galaksi için orta ve uzak kızılötesi fotometrik verilerle birlikte farklı modeller ve parametreler kullanılarak en iyi model uyumu aradık. Bu uyum χ^2 ifadesinin 1 değerinin altında olmasını yeterli olarak kabul ettik. Sonuç olarak elde edilen en iyi TED modeli ve artık grafiği Şekil 1'de gösterilmiştir. NGC 680'a ait en iyi TED modeli (siyah) gösterilmiştir. Bu çalışmadaki galaksiyi modellerken elde edilen en iyi sonuçta, `CIGALE` algoritmasında yer alan aşağıdaki modellerden faydalandık:

- Yıldız oluşum geçmişi için gecikmeli yıldız oluşum oranı (Eşitlik 2),
- Tekil yıldız popülasyonu için Bruzual & Charlot (2003).
- Bulutsu emisyonu için Inoue (2011) (yeşil).
- Toz sönümlemesi için Charlot & Fall (2000) (sönümleme etkisinden arındırılmış TED sarı ile gösterilmektedir).
- Toz ışınımı Dale ve diğ. (2014) (kırmızı).
- Durağan çerçeve parametreleri.
- Kırmızıya kayma.

ATLAS^{3D}'deki galaksi grubu 42 Mpc'ten daha yakın galaksiler olduklarından, kırmızıya kayma değerleri TED'e herhangi bir etki etmemektedir. Bu nedenle z=0 olarak alınmıştır.

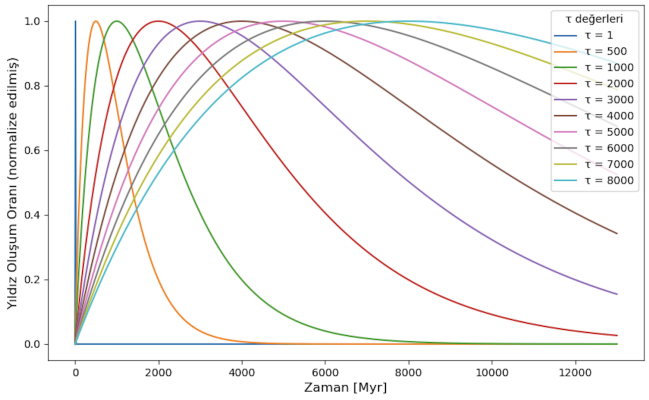
Çizelge 3. NGC 680 için son 100 milyon yıllık ve son 10 milyon yıllık zaman dilimleri için hesaplanan yıldız oluşum oranları gösterilmiştir.

Zaman Aralığı	Yıldız Oluşum Oranı ($M_\odot$ yr^{-1})
Son 100 milyon yıl	2.56×10^{-12}
Son 10 milyon yıl	3.37×10^{-19}

Galaksinin zamanla nasıl değiştiğini gecikmeli yıldız oluşum oranı modelleri ile anlarız. Bu da şöyle verilmiştir:

$$\mathrm{SFR}(t) \propto \frac{t}{\tau^2}\exp\left(-\frac{t}{\tau}\right) \quad | \quad 0 \leq t \leq t_0 \qquad (2)$$

Burada t_0 yıldız oluşumun başlangıç yaşını, t zamandaki herhangi bir anı ve τ yıldız oluşum oranını maksimuma ulaştığı zamanı ifade etmektedir. Bu model, yıldız oluşum oranının doğrusal bir artış göstermesini sağladıktan sonra $t{=}\tau$'da zirve yaparak yavaşça düşmesini sağlamaktadır (Małek ve diğ. 2018).



Şekil 2. Farklı τ değerleri için gecikmeli yıldız oluşum geçmişi modelidir. Yıldız oluşum oranı normalize edilmiş ve zaman 13 milyar yıl ile sınırlandırılmıştır. τ arttıkça yıldız oluşum oranı daha da uzun süre yüksek kalır ve daha yavaş azalır.

3 Sonuçlar ve Tartışma

Bu çalışmada, ATLAS^{3D} örneklemindeki erken-tür galaksiler arasından NGC 680 için TED modellemesini gerçekleştirdik ve yıldız oluşum süreçlerini inceledik.

NGC 680 galaksisinin son 100 milyon yılda yıldız oluşum oranında önemli bir artış gözlemlenmiş ve bu oran $2.56\times10^{-12}\,M_\odot$ yr^{-1} olmuştur. Ancak, son 10 milyon yıllık dönemde bu oran $3.37\times10^{-19}\,M_\odot$ yr^{-1} düşmüştür[1]. Bu düşüş, galakside yıldız oluşumunun tarihsel olarak daha aktif olduğunu ancak son dönemlerde yavaşladığını göstermektedir. Buna rağmen, bu tür galaksilerde yıldız oluşumu hala devam etmekte ancak önemli bir yıldız popülasyonu oluşumunun erken dönemde gerçekleştiği söylenebilir. NGC 680 için belirli zaman aralıklarında hesaplanan yıldız oluşum oranları Çizelge 3'de verilmiştir. Gecikmeli yıldız oluşum oranı modeli için girdiğimiz τ değerleri için yıldız oluşum geçmişi Şekil 2'de gösterilmiştir. Bu modelde yıldız oluşum hızı başlangıçta artar ve zamanla doğal olarak azalır. NGC 680 için en iyi τ değeri `CIGALE` tarafından 1 olarak hesaplanmıştır. NGC 680 için bu düşük τ değeri, yıldız oluşumunun erken evrelerde hızlı gerçekleştiğini gösterir. Ancak burada belirtmemiz gerekir ki TED modellemesi sırasında morötesi verileri kullanılmadığı için hesaplanan değerler literatürdeki erken-tür galaksilerin yıldız oluşum oranı değerlerinden farklı çıkmaktadır (örn., Kokusho ve diğ. 2019). Örneğin, Yıldız ve diğ. (2017) erken-tür galaksilerin dış bölgelerindeki yıldız oluşum oranlarını 10^{-1}–$10^{-6}\,M_\odot$ yr^{-1} olarak hesaplamışlardır. İleri çalışmalarda morötesi bantları da TED modellemesine katılarak daha doğru yıldız oluşum oranları hesaplanacaktır.

Çizelge 1'de verilen özelliklerden $\log(M_\odot/M(\mathrm{H\,I}))$ değeri 1.160 şeklindedir. `CIGALE` ile yapılan analizde $M_\odot/M_{\mathrm{gaz}}$ değeri 1.115 olarak hesaplanmıştır. Bu iki değer arasındaki uyum, modelleme sonucunun güvenilir ve fiziksel gerçeklik ile tutarlı olduğunu göstermektedir.

Otomatik modelleme yöntemi, yıldız oluşum geçmişi için gecikmeli yıldız oluşum geçmişi, tekil yıldız popülasyonu için Bruzual & Charlot (2003), bulutsu emisyonu için Inoue (2011), toz sönümlemesi için Charlot & Fall (2000), toz ışınımı Dale ve diğ. (2014) ve son olarak durağan çerçeve parametreleri ile kırmızıya kayma modelleri gibi farklı parametreyi kullanarak geniş kapsamlı bir analiz sunmuştur. `CIGALE` algoritması ile, hata analizi imkanı sağlayarak $\chi^2{=}0.61$ ile model uyumunu değerlendirdik (Şekil 1). Buna karşılık, Kokusho ve diğ. (2017) manuel modelleme yöntemi için yıldız akısı için süreklilik soğurma güç yasası, PAH'lar için Draine & Li (2007) ve sıcak ile soğuk toz için karacisim modeli olmak üzere dört parametre ile sınırlı kalmakta ve herhangi bir hata analizi sunmamaktadır.

Kokusho ve diğ. (2017) çalışması modelleme işlemini manuel olarak gerçekleştirmiştir ancak biz otomatik modelleme aracını kullanıyoruz. Otomatik modelleme yöntemi, daha hızlı veri işleme ve kolay kullanım gibi avantajlar sunarken, manuel modelleme yöntemi daha yavaş veri işleme ve daha yorucu bir süreç olarak öne çıkmıştır. `CIGALE` algoritmasının sağladığı hız ve hata analizi, büyük örneklemlerle çalışırken önemli bir avantaj sağlayacaktır.

Sonuç olarak, bu çalışma, `CIGALE` algoritmasının erken-tür galaksilerde yıldız oluşum süreçlerini modellemek için etkin ve güvenilir bir araç olduğunu göstermektedir.

Gelecekteki çalışmalarımızda, ATLAS^{3D} projesindeki tüm galaksileri detaylı bir şekilde incelemeyi ve H I zengini bir alt örneklem oluşturarak bu galaksiler üzerinde geniş kapsamlı analizler yapmayı planlıyoruz. Bu alt örneklemde yer alan H I zengini galaksiler ile H I açısından zengin olmayan galaksilerin TED'lerini ve yıldız oluşum oranlarını karşılaştırarak, farklı gaz içeriklerinin galaksi evrimindeki rolünü anlamayı hedefliyoruz.

Bu hedefler doğrultusunda, hem galaksilerin yıldız oluşum geçmişini daha iyi anlamayı hem de bu süreçlerin modelleme yöntemleriyle nasıl daha hassas bir şekilde ortaya konulabileceğini araştırmayı amaçlıyoruz.

[1] `CIGALE` modelleme aracında, 10 milyon ve 100 milyon yıl zaman dilimlerinde yıldız oluşum geçmişini analiz etme yeteneğine sahiptir. Bu ölçekler, gözlemsel verilerle model sonuçlarını karşılaştırmada standart olarak kullanılır.

Teşekkür

Bu çalışma Erciyes Üniversitesi Bilimsel Araştırma Projeleri Birimi tarafından FYL-2024-13883 numaralı Lisansüstü ve Uzmanlık Tez Projesi ile desteklenmiştir. Projeye verdiği destekten ötürü Erciyes Üniversitesi'ne teşekkürlerimizi sunarız.

Kaynaklar

Boquien M., Burgarella D., Roehlly Y., Buat V., Ciesla L., Corre D.,

Inoue A. K., Salas H., 2019, A&A, 622, A103
Bruzual G., Charlot S., 2003, MNRAS, 344, 1000
Caldwell N., 1984, PASP, 96, 287
Canizares C. R., Fabbiano G., Trinchieri G., 1987, ApJ, 312, 503
Cappellari M., ve diğ., 2011, MNRAS, 413, 813
Cappellari M., ve diğ., 2013a, MNRAS, 432, 1709
Cappellari M., ve diğ., 2013b, MNRAS, 432, 1862
Carnall A. C., McLure R. J., Dunlop J. S., Davé R., 2018, MNRAS, 480, 4379
Charlot S., Fall S. M., 2000, ApJ, 539, 718
Chevallard J., Charlot S., 2016, MNRAS, 462, 1415
Conroy C., 2013, ARA&A, 51, 393
Cutri R. M., ve diğ., 2012, Explanatory Supplement to the WISE All-Sky Data Release Products, Explanatory Supplement to the WISE All-Sky Data Release Products
Dale D. A., Helou G., Magdis G. E., Armus L., Díaz-Santos T., Shi Y., 2014, ApJ, 784, 83
Draine B. T., Li A., 2007, ApJ, 657, 810
Ferrari F., Pastoriza M. G., Macchetto F. D., Bonatto C., Panagia N., Sparks W. B., 2002, A&A, 389, 355
Forman W., Jones C., Tucker W., 1985, ApJ, 293, 102
Haynes M. P., ve diğ., 2018, ApJ, 861, 49
Inoue A. K., 2011, MNRAS, 415, 2920
Johnson B. D., Leja J., Conroy C., Speagle J. S., 2021, ApJS, 254, 22
Jura M., Kim D. W., Knapp G. R., Guhathakurta P., 1987, ApJ, 312, L11
Knapp G. R., Turner E. L., Cunniffe P. E., 1985, AJ, 90, 454
Knapp G. R., Guhathakurta P., Kim D.-W., Jura M. A., 1989, ApJS, 70, 329
Kokusho T., Kaneda H., Bureau M., Suzuki T., Murata K., Kondo A., Yamagishi M., 2017, A&A, 605, A74
Kokusho T., ve diğ., 2019, A&A, 622, A87
Małek K., ve diğ., 2018, A&A, 620, A50
Murakami H., ve diğ., 2007, Publications of the Astronomical Society of Japan, 59, S369
Pahre M. A., Ashby M., Fazio G., Willner S., 2004, The Astrophysical Journal Supplement Series, 154, 229
Phillips M. M., Jenkins C. R., Dopita M. A., Sadler E. M., Binette L., 1986, AJ, 91, 1062
Poglitsch A., ve diğ., 2010, A&A, 518, L2
Serra P., ve diğ., 2012, MNRAS, 422, 1835
Skrutskie M., ve diğ., 2006, The Astronomical Journal, 131, 1163
Sulentic J. W., Tifft W. G., Dreyer J. L. E., 1973, The revised new catalogue of nonstellar astronomical objects. University of Arizona Press
Tielens A., Hony S., Van Kerckhoven C., Peeters E., 1999, ESA-SP, 427
Toribio M. C., Solanes J. M., Giovanelli R., Haynes M. P., Martin A. M., 2011, ApJ, 732, 93
WISE Team 2020, WISE All-Sky Source Catalog, NASA IPAC DataSet, IRSA142, doi:10.26131/IRSA142
Wardle M., Knapp G. R., 1986, AJ, 91, 23
Werner M. W., ve diğ., 2004, The Astrophysical Journal Supplement Series, 154, 1
Wright E. L., ve diğ., 2010, AJ, 140, 1868
Xilouris E. M., Madden S., Galliano F., Vigroux L., Sauvage M., 2004, Astronomy & Astrophysics, 416, 41
Yıldız M. K., Serra P., Oosterloo T. A., Peletier R. F., Morganti R., Duc P.-A., Cuillandre J.-C., Karabal E., 2015, MNRAS, 451, 103
Yıldız M. K., Serra P., Peletier R. F., Oosterloo T. A., Duc P.-A., 2017, MNRAS, 464, 329
York D. G., ve diğ., 2000, The Astronomical Journal, 120, 1579
Young L. M., ve diğ., 2011, MNRAS, 414, 940
Yu N., Ho L. C., Wang J., Li H., 2022, ApJS, 261, 21
de Zeeuw P. T., ed. 1987, Structure and dynamics of elliptical galaxies Proceedings of the 127th International Astronomical Union (IAU) Symposium Vol. 127, doi:10.1007/978-94-009-3971-4.

Access:
M25-0341: Turkish J.A&A — Vol.6, Issue 3.

TJAA Vol. **6**, *Special Issue*, *p.*416–421 (2025). DOI: 10.55064/tjaa.1593752 *Research Article*

Açık Küme Üyesi Sefeid Yıldızlarının Dönem Değişimlerinden Evrim Durumlarının Belirlenmesi

Ebrar Taç[1] ⋆, Esin Sipahi[1]
[1] *Ege Üniversitesi Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 35100 Bornova İzmir*

Accepted: May 7, 2025. Revised: May 7, 2025. Received: November 29, 2024.

Özet
Bu çalışmada, açık küme üyesi Sefeid değişenlerinin dönem değişimleri incelenmiştir. Berdnikov (2008) kataloğundan seçilen 64 Sefeid yıldızının V bandındaki fotometrik verileri, PERIOD04 programı kullanılarak Fourier analizi yöntemiyle değerlendirilmiştir. Maksimum zamanlarına dayalı olarak O-C diyagramları oluşturulmuş ve yıldızların dönem değişimleri incelenmiştir. Çalışma sonucunda, yedi yıldızın anlamlı dönem değişimleri sergilediği belirlenmiş, bunlardan T Mon ve GY Sge'de ikinci bir zonklama döneminin varlığı tespit edilmiştir. Hesaplanan dönem değişim miktarları ve oranları, Sefeidlerin kararsızlık kuşağındaki evrimsel konumlarını değerlendirmek için kullanılmıştır. Bono ve diğ. (2000) modeline dayanarak, dönem değişimi gösterdiği ortaya koyulan yedi yıldızdan, beş yıldızın kararsızlık kuşağındaki üçüncü, iki yıldızın ise ikinci geçişlerini gerçekleştirdiği ortaya konulmuştur. Bu bulgular, açık kümelerdeki Sefeidlerin evrimsel süreçlerini ve gökada diskinin yapısı ve kimyasal evriminin anlaşılması için önemlidir.

Abstract
This study investigates the period variations of Cepheid variables in open clusters. Photometric data in the V band for 64 Cepheid stars, selected from the Berdnikov (2008) catalog, were analyzed using Fourier techniques implemented in the PERIOD04 program. Based on the times of maxima, O-C diagrams were constructed to examine period changes. The analysis revealed significant period variations in seven stars, with evidence of a secondary pulsation period identified in T Mon and GY Sge. Period change rates and amplitudes were calculated to assess the evolutionary stages of the Cepheids within the instability strip. Utilizing the model proposed by Bono ve diğ. (2000), it was determined that five of these stars are undergoing their third crossing of the instability strip, while the remaining two are in their second crossing. These findings provide critical insights into the evolutionary tracks of Cepheids in open clusters and contribute to a deeper understanding of the structure and chemical evolution of the Galactic disk.

Anahtar Kelimeler: Cepheid – O-C – Period Change

1 Giriş

Gökadamızda bulunan yıldız topluluklarının hepsi küresel kümeler gibi düzenli bir yapıda değildir. Daha dağınık yapı gösteren yıldız toplulukları "açık küme" olarak bilinir. Açık kümeler, yıldızlararası maddenin ve genç Öbek I yıldızlarının bulunduğu gökada diskinde yoğunlaşmışlardır. Bu nedenle açık kümeler bazen galaktik kümeler olarak da adlandırılırlar ve küresel kümelere göre gökada düzlemine daha yakındırlar. Bu yüzden açık yıldız kümeleri gökada diskinin yapısı ve kimyasal evriminin en iyi göstergesi olarak bilinir. Açık kümelerin Hertzsprung-Russell diyagramında yıldızlar genellikle anakolda toplanmıştır. Anakol genç kümeler için mavi devlere kadar uzanırken, daha yaşlı kümelerin çok sayıda kırmızı dev içerdiği görülür.

Kümelerde bulunan yıldızlar aynı gaz ve toz bulutunda oluşur ve bu nedenle kimyasal kompozisyon, yaş ve uzaklık gibi parametreleri benzer olur (van den Bergh 1957; Efremov 1975; Tsarevsky ve diğ. 1966; Turner 1986; Turner ve diğ. 1993; Baumgardt ve diğ. 2000; Hoyle ve diğ. 2003a; An ve diğ. 2007; Majaess ve diğ. 2008; Turner 2010). Buna benzer özellikleri kullanarak teorik modellerden küme yıldızlarına ait kütle, metal bolluğu, uzaklık gibi astrofiziksel parametrelere ulaşılabilir.

Diğer yandan bir küme içerisinde Sefeid türü zonklayan bir değişenin yer alması özel bir durumdur. Çünkü Sefeid değişenleri uzaklık belirlemek için astrofiziksel açıdan büyük önem taşır. Kümelerin uzaklıkları farklı yollarla da belirlenebilir. Böylece Sefeid değişenleri kullanılarak elde edilen uzaklık ölçümleri diğer yöntemlerle karşılaştırılarak kümenin uzaklığı test edilebilir. Sefeid değişenleri kararsızlık kuşağı içerisinde bulunan, büyük ışıtmalara sahip, çoğunlukla büyük genlikli zonklayan yıldızlardır. Evrim süreçleri içerisinde birkaç kez kararsız hale gelerek zonklama değişimleri gösterirler. Kararsızlık kuşağı içerisindeki evrim süreçleri Sefeidlerin dönem değişiminden belirlenebilmektedir.

Bu çalışmada açık küme üyesi olduğu bilinen 64 Sefeid değişeninin Berdnikov (2008) kataloğundan fotometrik verileri alınmıştır. Yıldızların dönem analizleri yapılarak, O-C diyagramları oluşturulmuş ve dönem değişimi gösterdiği belirlenen yıldızların dönem değişim oranları hesaplanarak kararsızlık kuşağı içerisinden kaçıncı geçişini yaptığı ortaya konmuştur.

⋆ E-mail:tacebrar@gmail.com

© 2025 Turkish Astronomical Society (TAD)

2 Veri ve Analizler

Bu çalışma için literatürden açık küme üyesi Sefeid yıldızı olduğu bilinen 64 yıldız seçilmiştir. Bu 64 yıldızın bazı parametreleri Çizelge 1'de verilmiştir. Seçilen yıldızların Berdnikov (2008) kataloğunda belli bir dönem ve tek renkte olsa gözlem verileri mevcuttur. Bu çalışma kapsamında yıldızların V bandındaki fotometrik verileri Berdnikov (2008) kataloğundan alınmıştır.

Zaman serisi analizinde en çok kullanılan yöntem Fourier analizidir. Bu çalışmada Fourier analizi için PERIOD04 (Lenz & Breger 2005) programı kullanılmıştır. Programın avantajı birden fazla frekans içeren ışık değişimleri için gözlem verileri üzerine kuramsal temsil yapabilmesidir. Kuramsal temsil aşağıdaki ifadesi ile belirlenmektedir:

$$f(t) = Z + \sum A_i \sin(2\pi(\omega t + \phi i)) \qquad (1)$$

Bu ifadede $f(t)$ hesaplanan parlaklık değerini, Z ışık değişiminin sıfır noktasını, A_i ışık değişiminin genliğini, ω frekansı ve ϕ_i evreyi temsil eder. Breger ve diğ. (1993) tarafından duyarlılık sınırı için sinyal bölü gürültü (S/N) oranı dört ve üstünde olan frekansların kabul edilmesinin daha güvenilir olduğu belirtilmiştir. Bu çalışmada bu kabul ile analizler yapılmıştır. Bu çalışmada, PERIOD04 programı kullanılarak veriler üzerinde dönem analizi gerçekleştirdikten sonra elde edilen Fourier temsilleri gözlem verileri ile karşılaştırarak ışık değişimlerinin maksimum zamanları belirlendi. Zonklayan yıldızlarda dönem değişiminin belirlenmesi için maksimum zamanları kullanılır. Bu amaçla Sefeid yıldızlarının belirlenen maksimum zamanları ile O-C diyagramları oluşturuldu. Bazı yıldızların O-C diyagramlarında az sayıda veri olması nedeniyle herhangi bir temsil yapılamamıştır.

3 Dönem Değişimi

Sefeidlerde dönem değişiminin varlığı O-C diyagramında kendini parabol değişimi ile gösterir. Parabolün kollarının aşağı yönlü olması dönemde azalmaya karşılık gelirken, dönemde artma söz konusu ise parabolün kolları yukarı yönlü olmaktadır. Seçilen 64 yıldızdan dönemde artma ya da azalmanın söz konusu olduğu yedi yıldız belirlenmiştir. Çalışmanın bundan sonraki analizleri dönem değişimi gösteren bu yedi yıldız üzerinden devam ettirilmiştir. Dönem değişimi belirlenen bu yıldızlara ilişkin O-C diyagramları Şekil 1'de gösterilmiştir.

Sefeid türü zonklama gösteren bu yedi yıldızın ışık değişimleri incelenmiş ve ışık değişimlerinin klasik Sefeid türü zonklayan yıldızların ışık eğrilerinin özelliklerini sergilediği görülmüştür. Bazı yıldızlarda ikinci dönemin varlığını gösteren çıkıntı benzeri yapılar görülmüştür. Elde edilen veriler üzerinden oluşturulmuş ışık değişimlerinde maksimum ve minimum noktalar belirlenerek yıldızın ışık eğrisine ilişkin genlikler belirlenmiştir. İncelenen yıldızlara ilişkin V bandındaki ışık değişimleri Şekil 2'de gösterilmiştir.

PERIOD04 programı için Breger ve diğ. (1993) tarafından duyarlılık sınırı S/N oranı dört ve üstünde olan frekansların kabul edilmesinin daha güvenilir olduğu belirtilmiştir. Bu çalışmada ikinci dönemin varlığına ilişkin analizler sırasında bu yedi yıldız arasından S/N oranı dört ve üzeri olan iki yıldız belirlenmiştir. Bu durum bu iki yıldızın zonklama değişimine ilişkin ikinci bir zonklama döneminin varlığını göstermektedir. Yıldızlara ait dönem, genlik ve ikinci dönemin varlığına ilişkin veriler Çizelge 2'de listelenmiştir.

Dönem değişimi gösterdiği tespit edilen yıldızların Fourier analizi ile belirlenen maksimum zamanları kullanılarak dönem değişim oranları hesaplanmıştır. Parabolik dönem değişimi kuramsal temsili için aşağıdaki bağıntı kullanılmıştır.

$$\Delta T = \Delta T_0 + E \cdot \Delta P + E^2 \cdot \Delta P' \qquad (2)$$

Burada, T hesaplanan minimum zamanını, P dönemi, T_0 başlangıç minimum zamanını, E çevrim sayısını ve $P\prime$ dönem değişim miktarını belirtmektedir. Bağıntı en küçük kareler yöntemi uygulanarak çözülmüştür. Çözüm sonucunda dönem değişimi gösteren yıldızlara ilişkin dönem değişim miktarları ve dönem değişim oranları hataları ile hesaplanmıştır. Bu parametrelere ilişkin hesaplanan değerler Çizelge 3'de listelenmiştir.

Çizelge 3'de dönem değişim oranları hatalarının belirlenmesini etkileyen bazı faktörler bulunmaktadır. Bu faktörler Sefeid yıldızlarının ışık değişimlerinden maksimum zamanlarının belirlenmesindeki belirsizlikler, ikinci bir dönemin varlığı, hesaplamalarda kullanılan kuramsal yaklaşımların doğruluğu, gözlem verilerinin düzensiz aralıklar ile alınması ve gözlemlerin uzun zaman aralıklarında sürdürülmesi olarak sıralanabilir. Dolayısı ile bu çalışmamızda seçilen yıldızların uzun döneme sahip olması nedeni ile hata oranlarının belirlenmesinde yukarıda ifade edilen faktörler etkili olmaktadır.

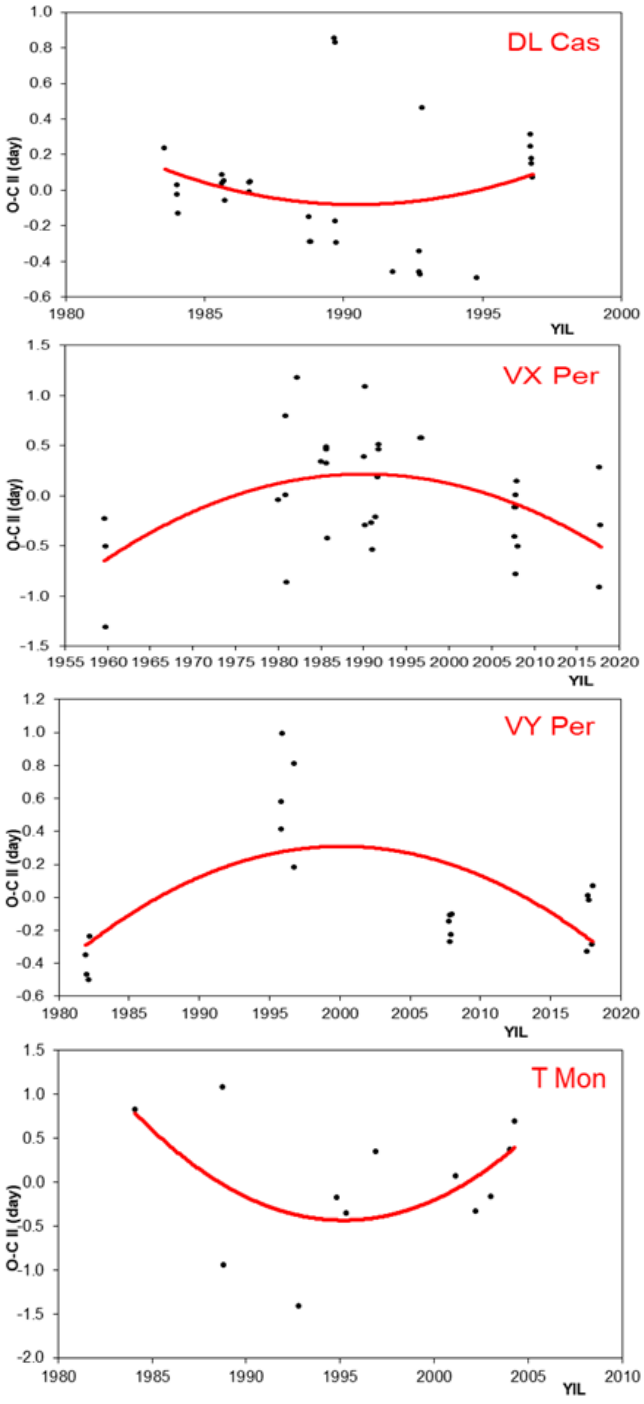
4 Sonuçlar ve Tartışma

Bu çalışmada belirlenen 64 açık küme üyesi Sefeid değişeninin dönem analizi yapılmıştır. Fourier ile temsil edilen gözlem verileri üzerinden maksimum zamanları okunarak O-C diyagramları oluşturulup dönem değişimi gösterip göstermedikleri incelenmiştir. İnceleme sonucu 64 yıldızdan yedi yıldızın dönem değişimi gösterdiği görülmüştür. Dönem değişimi gösterdiği belirlenen bu yedi yıldızın V bandındaki ışık değişimlerinden zonklama genlikleri hesaplanmıştır. Çalışmadaki öncelikli amacımız Sefeid yıldızlarının dönem değişimini inceleyerek kararsızlık kuşağından kaçıncı geçişlerini yaptıklarını belirlemektir. Dönem değişimini belirleyebilmek için mümkün olduğunca fazla gözlem noktasına ihtiyaç vardır. Seçilen yıldızlar için veri arşivlerinde sadece V bandında daha fazla veri bulunmuştur. Bu nedenle analizler V bandı verileri üzerinden yapılmıştır. Farklı dalgaboylarındaki verilerin kullanılması ile seçilen yıldızların genlik ve sıcaklıkları belirlenebilirdi. Bu çalışma seçilen yıldızlar için Sipahi & Ak (2020) tarafından yapılmıştır.

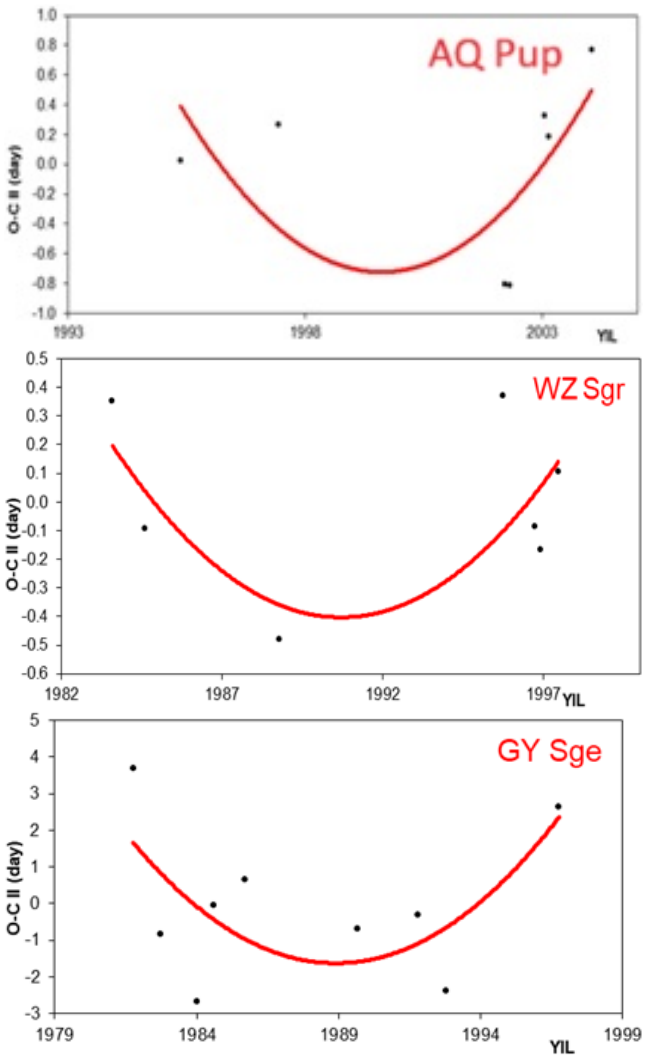
Bu çalışmada eldeki veriler üzerinden oluşturulan O-C diyagramlarının analizinden DL Cas, T Mon, WZ Sgr, GY Sge, VY Per, VX Per ve AQ Pup yıldızlarında zonklama döneminin değiştiği belirlenmiştir. Sefeidlerin dönem değişimi üzerine literatürdeki çalışmalar incelendiğinde maksimum zamanlarının elde edilmesindeki güçlükler nedeniyle O-C diyagramlarında veri sayısının azlığı göze çarpmaktadır. Vinko (1991) tarafından yapılan çalışmada yer alan RY CMa, TW CMa, TX Cen ve CP Cep Sefeid yıldızlarının O-C değişimleri bu çalışmada yer alan yıldızlarınki ile benzerdir. Turner (1998)'de döneminde artma ve azalma gösteren Sefeid yıldızlarına ilişkin dönem değişim oranları verilmiştir. Bu çalışmada AQ Pup ve GY Sge Sefeidleri için verilen dönem değişim oranları bizim çalışmamızdakiler ile uyumludur. Ne yazık ki veri sayısının az olması nedeniyle hata değerleri yüksektir. Sonraki çalışmalarda bu yıldızların dönem değişim oranları tekrar değerlendirilmelidir. Boistel (2022) SV Vul Sefeidinin 1913-2022 yılları arasındaki

Çizelge 1. Literatürde küme Sefeidi olduğu bilinen yıldızların bazı parametreleri. **(1)**: Turner (1996), **(2)**: Gieren (1988), **(3)**: Usenko ve diğ. (2001) **(4)**: Turner & Burke (2002). **(5)**: Hoyle ve diğ. (2003b), **(6)**: Turner (2010), **(7)**: Anderson ve diğ. (2013), **(8)**: Chen ve diğ. (2015).

Yıldız	α_{2000}	δ_{2000}	V (kadir)	P (gün)	Küme	Kaynak
CG Cas	00 00 59.250	+60 57 32.21	11.28	4.37	Berkeley 58	6
DL Cas	00 29 58.589	+60 12 43.06	8.63	8	NGC 129	1
BY Cas	01 47 11.920	+61 25 20.98	10.41	3.22	NGC 663	3
VX Per	02 07 48.479	+58 26 36.72	9.37	10.89	h,x Per	3
V440 Per	02 23 51.745	+55 21 53.50	6.3	7.57	h,x Per	3
SZ Cas	02 27 13.766	+59 27 38.17	9.6	13.63	h,x Per	3
VY Per	02 27 35.437	+58 55 01.98	11.32	5.53	h,x Per	3
alpha UMi	02 31 49.095	+89 15 50.79	2.02	3.97	ADS 1477	6
UY Per	02 34 31.292	+58 49 54.06	11.18	5.37	Czernik 8	4
SU Cas	02 51 58.751	+68 53 18.60	5.8	1.95	Cas R2	4
SZ Tau	04 37 14.779	+18 32 34.92	6.37	4.48	NGC 1647	1
T Mon	06 25 13.000	+07 05 08.56	5.98	27.04	Mon OB2	4
CV Mon	06 37 04.842	+03 03 50.25	9.9	5.38	van den Bergh 1	6
AC Mon	07 00 59.821	-08 42 32.36	10.29	8.01	NGC 2323	3
zet Gem	07 04 06.531	+20 34 13.07	3.79	10.15	ADS 5742	6
TV CMa	07 09 15.411	-13 47 09.93	10.59	4.67	NGC 2345	4
AQ Pup	07 58 22.092	-29 07 48.32	8.54	30.13	Pup OB3	4
AH Vel	08 11 59.968	-46 38 39.67	5.76	4.22	Cr 173	3
RS Pup	08 13 04.216	-34 34 42.70	6.7	41.4	PupR3	4
RZ Vel	08 37 01.303	-44 06 52.83	7.128	20.4	Vel OB1	2
SW Vel	08 43 38.688	-47 24 11.21	8.32	23.44	Vel OB5	1
T Ant	09 33 50.859	-36 36 56.75	9.26	5.9	C0929-364	4
CS Vel	09 41 10.260	-53 48 57.80	11.24	5.9	Ruprecht 79	4
AQ Car	10 21 22.976	-61 04 26.73	8.84	9.77	Pup OB2	3
UW Car	10 26 50.877	-59 40 10.36	9.47	5.35	Collinder 220	7
VY Car	10 44 32.691	-57 33 55.32	6.87	18.93	Car OB1	2
SX Car	10 46 05.840	-57 32 51.13	9.06	4.86	ASCC 61	7
U Car	10 57 48.187	-59 43 55.89	6.11	38.82	CarOB1	4
GT Car	10 59 26.060	-59 29 10.90	11.57	13.16	Anon. Car OB	1
GH Car	11 10 44.593	-60 45 01.00	9.04	5.73	Trumpler 18	4
V810 Cen	11 43 31.193	-62 29 21.82	5.03	152.76	Stock 14	4
S Mus	12 12 47.018	-70 09 06.44	6.17	9.66	ASCC 69	7
T Cru	12 21 21.130	-62 16 53.88	6.57	6.73	NGC 4349	4
R Cru	12 23 37.689	-61 37 44.85	6.42	5.82	NGC 4349	4
V Cen	14 32 33.083	-56 53 15.78	6.93	5.49	NGC 5662	6
TW Nor	16 04 55.220	-51 57 12.71	11.17	10.79	Lynga 6	5
QZ Nor	16 11 20.460	-54 21 14.77	8.71	5.37	NGC 6067	5
V340 Nor	16 13 17.682	-54 14 05.06	8.25	11.3	NGC 6067	4
GU Nor	16 14 54.749	-53 20 18.35	10.08	3.45	NGC 6067	3
S Nor	16 18 51.834	-57 53 59.23	6.49	9.75	NGC 6087	4
KQ Sco	16 51 38.550	-45 25 36.08	9.31	28.71	R103abOB	4
WZ Sgr	18 16 59.716	-19 04 32.97	7.45	21.85	Turner 2	6
XX Sgr	18 24 44.504	-16 47 49.83	8.41	6.43	Dolidze 52	8
U Sgr	18 31 53.331	-19 07 30.26	6.68	6.61	IC 4725	6
V367 Sct	18 33 35.240	-10 25 38.00	11.58	6.29	NGC 6649	6
EV Sct	18 36 39.602	-08 11 05.35	9.9	3.09	NGC 6664	4
CK Sct	18 41 00.665	-06 05 50.01	10.72	7.41	NGC 6683	8
RU Sct	18 41 56.382	-04 06 38.40	8.82	19.7	Trumpler 35	6
TY Sct	18 42 07.916	-04 17 36.55	11	11.04	Dolidze 34	8
CN Sct	18 42 30.490	-04 19 50.50	12.13	10	Dolidze 34	8
BB Sgr	18 50 59.872	-20 17 42.83	6.69	6.64	Collinder 394	6
GY Sge	19 35 13.628	+19 12 08.60	9.84	51.64	Sge OB1	4
SU Cyg	19 44 48.734	+29 15 52.88	6.44	3.85	Turner 9	6
S Vul	19 48 23.807	+27 17 11.39	8.69	68.87	Vul OB2	4
SV Vul	19 51 30.906	+27 27 36.83	6.74	45.08	Vul OB1	6
X Cyg	20 43 24.192	+35 35 16.08	6.47	16.27	Ruprecht 175	6
V1334 Cyg	21 19 22.180	+38 14 14.91	5.893	4.76	Dolidze 45	6
V1726 Cyg	21 29 38.963	+48 58 08.28	8.91	4.24	Platais 1	6
IR Cep	21 57 51.926	+61 01 07.91	7.86	2.11	Per OB1	3
delta Cep	22 29 10.265	+58 24 54.71	3.75	5.37	Cep OB6	4
CE CasB	23 58 09.313	+61 12 49.26	10.63	4.48	NGC 7790	1
CE CasA	23 58 09.313	+61 12 49.26	10.63	5.14	NGC 7790	1
CF Cas	23 58 17.980	+61 13 15.82	10.8	4.88	NGC 7790	1



Şekil 1. Dönem değişimi gösterdiği belirlenen yedi Sefeid yıldızına ilişkin O-C diyagramları.



Şekil 1 – *devamı.*

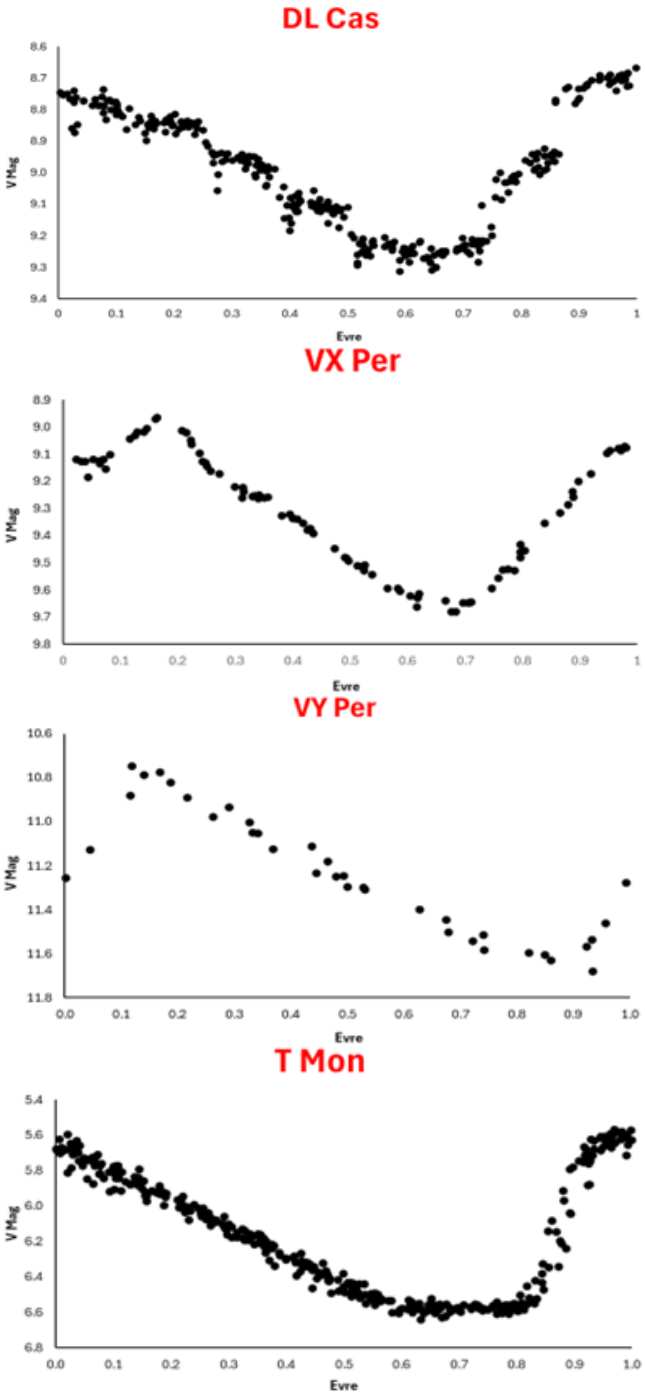
Çizelge 2. Dönem değişimi belirlenen yedi yıldıza ilişkin V (kadir) parlaklığı, hesaplanan P (gün) ve genlik parametreleri ve ikinci dönemin varlığına ($P2$) ilişkin durum.

Yıldız	V	P	Genlik	$P2$
DL Cas	8.63	8.0005	0.595	Yok
VX Per	9.37	10.89	0.713	Yok
VY Per	11.32	5.54	0.89	Yok
T Mon	5.98	27.03	1.001	Var
AQ Pup	8.54	30.12	1.185	Yok
WZ Sgr	7.45	21.85	1.073	Yok
GY Sge	9.84	51.63	0.65	Var

minimum zamanlarını kullanarak dönem değişimini incelemiştir. Bu çalışma Sefeidlerin dönem değişimi çalışmalarında uzun dönemli verinin ne kadar önemli olduğunu göstermiştir.

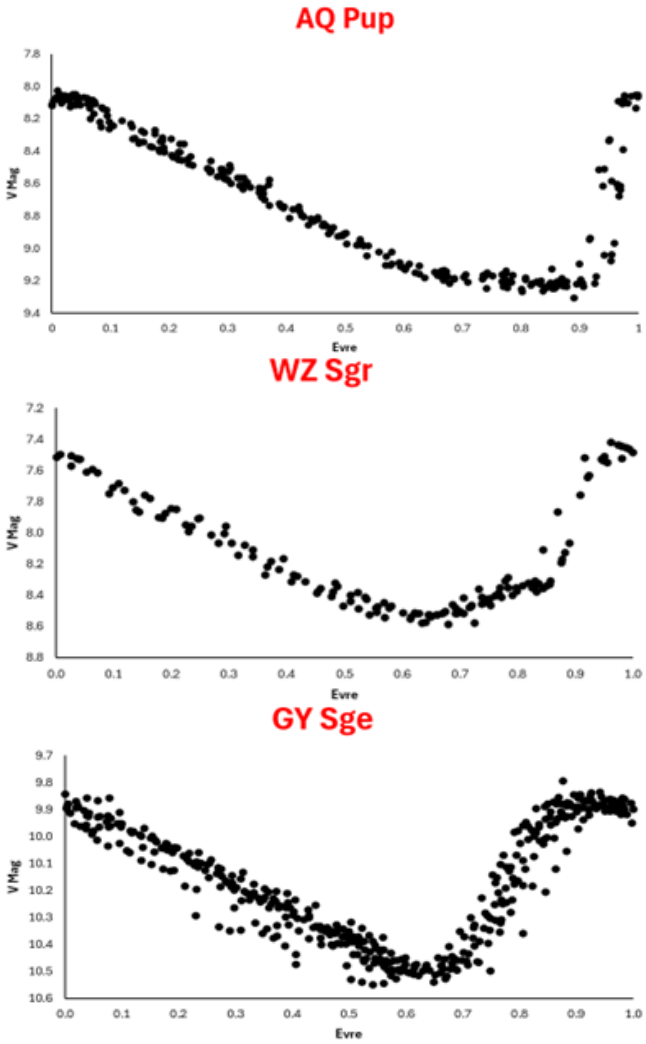
PERIOD04 programı üzerinden yapılan dönem analizi sonucunda ikinci dönemin varlığına ilişkin S/N oranına bakılmıştır. S/N oranı dört ve üzeri olan sinyaller anlamlı kabul edilmiş ve zonklama dönemine ilişkin ikinci dönemin varlığının olduğu anlamına geldiği kabul edilmiştir. Bu analiz sonucunda dönem değişimi gösteren yıldızlar arasında T Mon ve GY Sge'de ikinci dönemin varlığı görülmüştür. Ardından elde edilen maksimum zamanları ile en küçük kareler yöntemi kullanılarak dönem değişim miktarları hesaplanmıştır. Hesaplanan bu değerler üzerinden dönem değişimi belirlenen Sefeidlerin kararsızlık kuşağındaki konumları belirlenmiştir.

Sefeid yıldızlarında ikinci dönemin varlığı, yıldızın temel zonklama döneminin yanında bir başka dönemli modda da zonkladığı durumu ifade eder. Bu ikinci dönemin varlığı, yıldızın iç yapısı ve evrimsel durumu hakkında bazı bilgiler sunar.



Şekil 2. Dönem değişimi gösterdiği belirlenen yedi yıldızın V bandındaki ışık değişimi.

İkinci bir zonklama dönemine sahip yıldızların çalışılması ile bu yıldızların iç yoğunluk dağılımını, zonklama mekanizmasının farklı derinliklerde nasıl işlediğini ve bu süreçlerin yıldızın evrim yolunu nasıl etkilediği konularında tartışma imkânı sunar. Sefeid yıldızlarında ikinci dönem bazen yıldızın temel modunun bir harmoniği olarak görülürken bazen de farklı bir fiziksel süreçten kaynaklanabilir. Örneğin, yıldızın manyetik alanı ve dönmesi nedeniyle ikinci bir dönemi oluşturacak yapılar görülebilir. Ya da Sefeid yıldızı bir çift sistemin üyesi olabilir ve gelgit etkisi



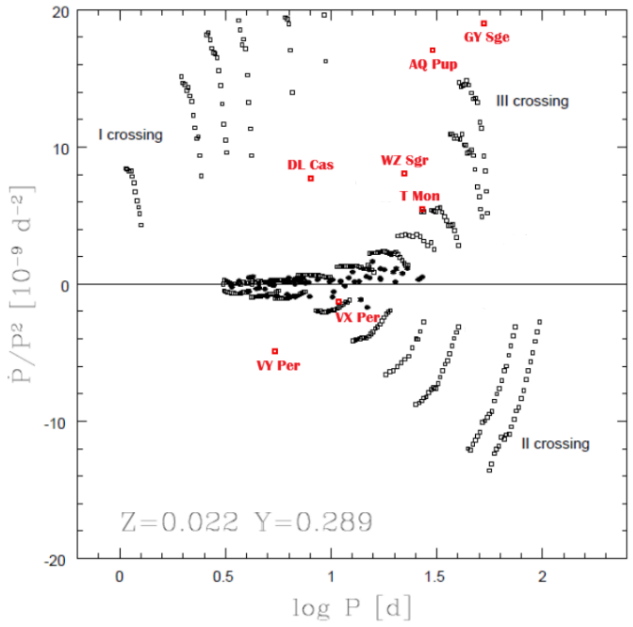
Şekil 2 – *devamı.*

Çizelge 3. Dönem değişimi gösteren yıldızların en küçük kareler yöntemi ile hesaplanan dönem değişim oranları ($\dot{P}/P$) ve hataları.

Yıldız	$\dot{P}/P$ (gün^{-2})	Hata
DL Cas	7.83×10^{-9}	7.45×10^{-9}
VX Per	-1.29×10^{-9}	3.95×10^{-10}
VY Per	-4.90×10^{-9}	1.58×10^{-9}
T Mon	5.53×10^{-9}	2.90×10^{-9}
AQ Pup	1.70×10^{-8}	3.61×10^{-8}
WZ Sgr	8.15×10^{-9}	4.33×10^{-9}
GY Sge	1.99×10^{-8}	1.01×10^{-8}

ile yıldız sadece temel modda değil daha yüksek frekanslı bir zonklama da sergileyebilir. Ayrıca ikinci dönemin görülmesinde metal bolluğunun etkisinin tartışıldığı çalışmalar da literatürde yer almaktadır (Alcock ve diğ. 1995; Szilàdi ve diğ. 2018). Sefeidlerdeki ikinci dönemlerin doğası, henüz tam olarak anlaşılmış değildir. Yeni gözlemler ve modellemeler, Sefeid yıldızlarındaki zonklamaların daha karmaşık bir yapıya sahip olduğunu ve mevcut kuramların yeniden gözden geçirilmesi gerektiğini ortaya koyabilir.

Literatürde Sefeid değişenlerinin evrimi üzerine yapılan



Şekil 3. Bono ve diğ. (2000) tarafından Sefeidlerin dönem değişim oranlarından kararsızlık kuşağı içerisindeki geçişlerini gösteren modeller. Modeller üzerindeki kırmızı kareler bu çalışmada dönem değişimi gösterdiği belirlenen yıldızlardır.

çalışmalarda görüldüğü üzere Sefeidlerin dönem değişim miktarlarından yola çıkarak kararsızlık kuşağı içerisinde kaçıncı geçişlerini yaptıklarını belirlemek mümkündür. Bono ve diğ. (2000) yapmış olduğu çalışmada Sefeid değişenlerinin kararsızlık kuşağı içerisindeki geçişlerini dönem değişim miktarları ile modellemiştir. Bu çalışmamızda, Bono ve diğ. (2000)'nın yapmış olduğu modeli kullanarak elde etmiş olduğumuz dönem değişim miktarları ile Sefeid değişenlerimizin kararsızlık kuşağı içerisinde kaçıncı geçişini yaptıklarını inceledik. Yapmış olduğumuz analizler sonucunda dönem değişimi gösterdiğini belirlediğimiz Sefeid yıldızlardan DL Cas, AQ Pup, T Mon, WZ Sgr ve GY Sge'de dönemde artma görülüp kararsızlık kuşağı üzerinden üçüncü geçişlerini yaptıkları belirlenmiştir. VY Per, VX Per yıldızlarında ise dönemde azalma görülüp kararsızlık kuşağından ikinci geçişlerini yaptıkları belirlenmiştir. Modeller kullanılarak yapılan bu belirlemelere ilişkin veriler Şekil 3'de görülmektedir. Şekil 3'te modele ilişkin veriler grafik okuma yöntemi ile çizilmiştir.

Literatürde Sefeidlerin dönem analizi çalışmalarına bakıldığında çok fazla olmadığı görülür. Bunun nedeni bu yıldızların gözlemlerinde belli bir dalgaboyunda sürekli bir veri seti bulmanın güçlüğü ve özellikle uzun dönemli Sefeidlerde maksimum zamanını belirlemedeki güçlük yatmaktadır. Tek bir gecede alınamayan gözlem noktaları üzerinden maksimum zamanı belirlemek için ışık değişimi genellikle Fourier serisi ile temsil edilmekte ve maksimum zamanı bu temsil kullanılarak belirlenmektedir. Gerek nokta sayısı gerekse de veri uzunluğu maksimum zamanını hesaplamada belirsizlik getirmektedir.

Bu çalışma TÜBİTAK 2209-A Öğrenci Projesi olarak yürütülmüştür. Proje süresinin kısıtlı olması nedeniyle seçilen yıldızların küme üyeliği literatürdeki kaynaklarda verildiği şekilde kabul edilmiş ve küme üyeliklerinin test edildiği bir çalışma yapılmamıştır. Literatürde dönem değişimi gösteren Sefeidlerin tartışıldığı çalışmalara bir örnek daha kazandırılması hedeflenmiştir. Ayrıca bu çalışmanın sonuçları yeni gözlem verileri ile desteklenmelidir. Sefeidlerin kararsızlık kuşağı üzerindeki evrimsel süreçlerinin daha ayrıntılı tartışması için Sefeid yıldızlarının küme üyeliklerinin, kütlelerinin, metal bolluklarının, yaşlarının ve farklı dalgaboylarındaki ışık değişimlerinin birlikte değerlendirileceği bir çalışmanın yapılması daha sonraki zamanlar için planlanmaktadır.

Teşekkür

Bu çalışma, TÜBİTAK Bilim İnsanı Destek Programları Başkanlığı (BİDEB) tarafından yürütülen 2209-A Üniversite Öğrencileri Araştırma Projeleri Destekleme Programı kapsamında TÜBİTAK-2209A-1919B012208768 Numaralı proje ile desteklenmiştir. Projemize verdiği destekten dolayı TÜBİTAK'a teşekkür ederiz.

Kaynaklar

Alcock C., ve diğ., 1995, AJ, 109, 1653
An D., Terndrup D. M., Pinsonneault M. H., 2007, ApJ, 671, 1640
Anderson R. I., Eyer L., Mowlavi N., 2013, MNRAS, 434, 2238
Baumgardt H., Dettbarn C., Wielen R., 2000, A&AS, 146, 251
Berdnikov L. N., 2008, VizieR Online Data Catalog: Photoelectric observations of Cepheids in UBV(RI)c (Berdnikov, 2008), VizieR On-line Data Catalog: II/285. Originally published in: 2008yCat.2285....0B
Boistel G., 2022, preprint, (arXiv:2211.16025)
Bono G., Caputo F., Cassisi S., Marconi M., Piersanti L., Tornambè A., 2000, ApJ, 543, 955
Breger M., ve diğ., 1993, A&A, 271, 482, ADS
Chen X., de Grijs R., Deng L., 2015, MNRAS, 446, 1268
Efremov Y. N., 1975, in Kukarkin B. V., ed., , Pulsating Stars. John Wiley & Sons, p. 42
Gieren W. P., 1988, ApJ, 329, 790
Hoyle F., Shanks T., Tanvir N. R., 2003a, MNRAS, 345, 269
Hoyle F., Shanks T., Tanvir N. R., 2003b, MNRAS, 345, 269
Lenz P., Breger M., 2005, Communications in Asteroseismology, 146, 53
Majaess D. J., Turner D. G., Lane D. J., 2008, MNRAS, 390, 1539
Sipahi E., Ak T., 2020, Turkish Journal of Astronomy and Astrophysics, 1, 505–508
Szilàdi K., Vinkò J., Szabados L., 2018, Acta Astron., 68, 111
Tsarevsky G. S., Ureche V., Efremov Y. N., 1966, Astronomicheskij Tsirkulyar, 367, 1, ADS
Turner D. G., 1986, AJ, 92, 111
Turner D. G., 1996, J. R. Astron. Soc. Canada, 90, 82, ADS
Turner D. G., 1998, JAAVSO, 26, 101, ADS
Turner D. G., 2010, Ap&SS, 326, 219
Turner D. G., Burke J. F., 2002, AJ, 124, 2931
Turner D. G., van den Bergh S., Younger P. F., Danks T. A., Forbes D., 1993, ApJS, 85, 119
Usenko I. A., Kovtyukh V. V., Klochkova V. G., Panchuk V. E., Yermakov S. V., 2001, A&A, 367, 831
Vinko J., 1991, Ap&SS, 183, 17
van den Bergh S., 1957, ApJ, 126, 323

Access:
M25-0328: Turkish J.A&A — Vol.6, Issue 3.

TJAA Vol. **6**, *Special Issue*, *p.*422–429 (2025). DOI: 10.55064/tjaa.1598220 *Research Article*

2004-2022 Yılları Arasındaki Ulusal Astronomi Kongrelerinde Yayınlanan Bildirilerin Konularına Göre İncelenmesi

Melike İlayda Eryılmaz[1] ⋆, Sinan Aliş[1]
[1] *İstanbul Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 34116 İstanbul, Türkiye*

Accepted: May 15, 2025. Revised: May 15, 2025. Received: December 8, 2024.

Özet
Bu çalışmada 2004-2022 yılları arasında düzenlenen Ulusal Astronomi Kongreleri'nde (UAK) sunulan bildirilerin UAK konu alanlarına göre dağılımları verilmektedir. Bu kongrelerde özet veya tam metni yayınlanmış toplam 1068 bildiri dikkate alınmıştır ve sınıflandırılmıştır. Ayrıca, UAK alanlarına göre bildiri sayılarının ve oranlarının yıllara göre değişimi de sunulmaktadır.

Abstract
In this work, contributions made in the National Astronomy Meetings between 2004-2022 are presented with their distributions classified according to the UAK scientific categories. We only take into account 1068 contributions which have published abstracts or full texts. In addition, we present the yearly variation of numbers and percentages for these contributions.

Anahtar Kelimeler: publications – bibliography – miscellaneous

1 Giriş

Bir ülkede, belirli bir bilim dalında yayınlanan çalışmaları incelemek, o ülkenin, bu bilim dalındaki gelişimini, geçmişten bugüne geldiği durumu, araştırmacıların performansını, bilim dalında karşılaşılan eksikleri ve sorunları tespit etmemize yardımcı olur. Türkiye'de modern astronomi araştırmaları, 1933 Üniversite Reformu sayesinde temellerini kazanmıştır (Bilir ve diğ. 2012). Türkiye'de astronomi ve astrofizik çalışmaları, yayın sayıları, yayın performansları, üretkenlik, atıf indeksi, işbirliği eğilimleri gibi başlıklar altında incelenerek farklı yayınlarda ele alınmıştır (Bilir ve diğ. 2012, 2022; Yontan ve diğ. 2023). Bununla birlikte, her iki yılda bir düzenlenen Ulusal Astronomi Kongreleri'nde sunulan bildirilerin sistematik olarak incelenmesi sınırlı kalmıştır (Özkan 2004; Demircan 2008).

Ulusal Astronomi Kongreleri Türkiye'de astronomi ve astrofizik alanında 1968'den beri düzenlenen en eski ve en kapsamlı etkinliktir. Türk Astronomi Derneği'nin himayesinde gerçekleştirilen kongreler her iki yılda bir başka bir kurumun evsahipliğinde düzenlenmektedir. UAK'lara çoğunlukla Türkiye'deki araştırmacılar katılmakta ancak zaman zaman uluslararası misafirler de UAK'larda bildiri sunmaktadır. 2000 yılından beri lisans öğrencileri için UAK bünyesinde Ulusal Astronomi Öğrenci Kongresi düzenlenmektedir. Bunun dışında, lisansüstü öğrenciler genellikle ana kongrede çalışmalarını sunmaktadırlar. Geçmişte bu kitlenin öğrenci kongresini daha çok tercih ettiği görülmekle birlikte, günümüzde ana kongrede hem katılımcı sayısı bakımından hem de sunulan çalışmalar bakımından lisansüstü öğrencilerin ağırlığı dikkat çekmektedir (UAK).

Bu çalışmada amacımız, Türkiye'de astronomi ve astrofizik alanında gerçekleştirilen çalışmaları Ulusal Astronomi Kongreleri penceresinden incelemektir. 2004'den bu yana Ulusal Astronomi Kongreleri'nde sunulmuş sözlü ve poster bildiriler bilimsel çalışma alanlarına göre sınıflandırılmıştır. Ağırlıkla çalışılan bilimsel alanlar, her bir alandaki bildiri sayısının kongrelerdeki kesirsel oranı, kümülatif sayılar ve yıllara göre değişim değerleri verilmektedir. Yayınlanan bildiriler ışığında, önceki çalışmalara ek olarak, astronomi ve astrofizik alanındaki konularla ilgili eğilimler, bu eğilimlerin ana ve alt kategorilere ayrılarak yıllar içindeki değişimi verilmektedir. Böylece, son dokuz kongrede, Türkiye'deki araştırmacıların hangi konularda çalışmalar gerçekleştirdiklerinin belirlenmesi ve daha önemlisi bu alanların yıllara göre nasıl değiştiğinin incelenmesi amaçlanmıştır.

2 Veriler

2004-2022 yılları arasında Ulusal Astronomi Kongreleri'nde sunulan ve yayınlanan sözlü bildiriler ve posterlerin incelenmesi için uak.info.tr web sitesinde 'Bildiriler' sekmesinde yer alan kongre kitapçıkları kullanılmıştır. 2024 yılına ait veriler için ise kongre sayfasındaki 'Sayılarla Kongre' sekmesi kullanılmıştır. 2015, 2018 ve 2022 yıllarındaki kongreler Turkish Journal of Astronomy and Astrophysics (TJAA) dergisinde yayınlanmıştır. Bundan sonraki UAK'ların da aynı şekilde TJAA'da yayınlanmasına devam edilmektedir.

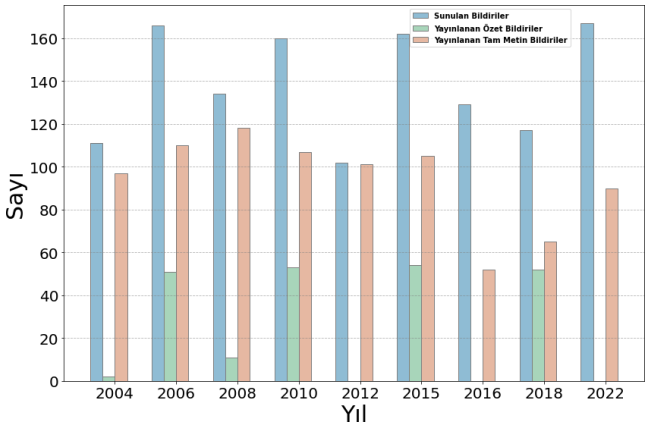
2004-2022 yılları arasında 1248 sözlü bildiri ve poster sunulmuş, bu bildirilerin 1068'i yayınlanmıştır. Yayınlanan bildirilerin 223'ünün yalnızca özet metni, 845'inin tam metni yayınlanmıştır. Yayınlanan sözlü bildiri ve posterler, UAK-2024 kapsamında güncellenen alanlara göre sınıflandırılmıştır. Bu alanlar, SOLAR (Güneş Sistemi Astronomisi ve Güneş Fiziği), STARS (Yıldızlar Astrofiziği), EXO (Ötegezegenler ve Gezegen Sistemleri), COMP (Sıkı Nesneler ve Kara Delikler), GAL (Samanyolu, Galaksiler, Kuazarlar, Kozmoloji), BIO (Astrobiyoloji), PART (Parçacık Astrofiziği), INST (Gözlemevleri, Teleskoplar, Aletler, Yazılım), SPACE (Uzay Araçları, Uydu Sistemleri, İtki Sistemleri, Uzay Teleskopları,

⋆ eryilmazmelike@gmail.com

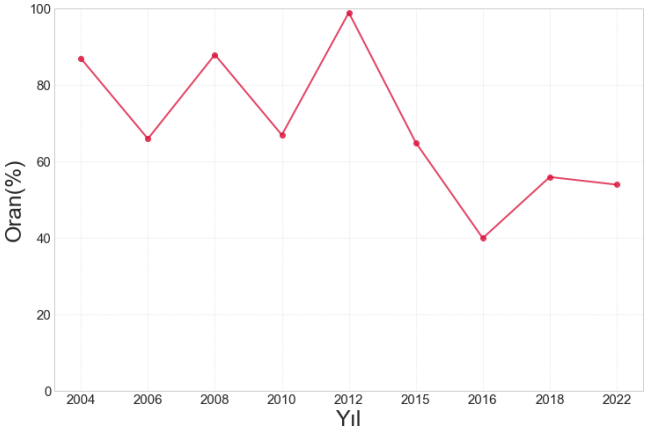
© 2025 Turkish Astronomical Society (TAD)

Çizelge 1. Ulusal Astronomi Kongrelerinde sunulan bildirilerin ve yayınlanan metinlerin (özet veya tam metin) sayısı (N) ve sunulan toplam bildiriler içindeki yüzdece oranı (O) verilmektedir.

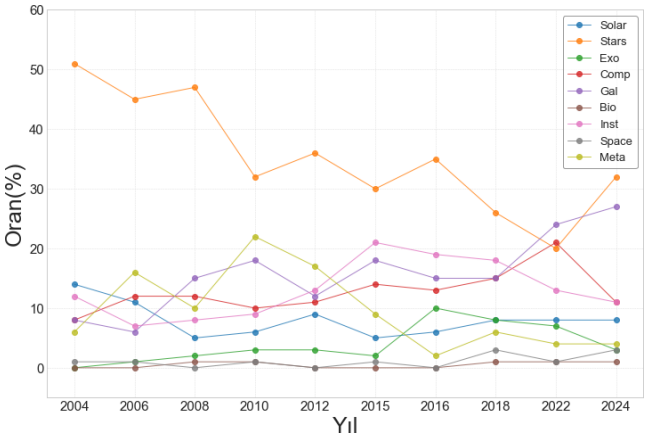
Yıl	Bildiri Sayısı	Yayınlanan Özet		Yayınlanan Bildiri	
		N	O (%)	N	O (%)
2004	111	2	2	97	87
2006	166	51	31	110	66
2008	134	11	8	118	88
2010	160	53	33	107	67
2012	102	-	-	101	99
2015	162	54	33	105	65
2016	129	-	-	52	40
2018	117	52	44	65	56
2022	167	-	-	90	54



Şekil 1. Yıllara göre sunulan ve yayınlanan bildirilerin sayısı.



Şekil 2. Tam metni yayınlanan bildirilerin tüm bildiriler içindeki oranının yıllara göre değişimi.



Şekil 3. UAK alanlarındaki bildirilerin, her bir kongrede yayınlanan toplam bildiri sayısına oranı.

Uzay Havası), META (Tarih, Eğitim, Bilim-Toplum, Politikalar, Hukuk ve İdari Konular) şeklinde verilmektedir.

3 Yıllara Göre Bildiri Sayılarının Değişimi

2004'ten itibaren gerçekleştirilen kongrelerde sunulan bildiri sayıları UAK portalında her kongreye özel sayfalardaki programlardan yararlanılarak derlenmiştir. Kongre kitapları ve TJAA özel sayılarının tek tek incelenmesiyle özet veya tam metni yayınlanan bildiri sayıları elde edilmiştir. Çizelge 1'de 2004-2022 yılları arasındaki kongrelerde sunulan bildirilerin sayısı, yayınlanan özet veya tam metin bildirilerin sayıları ve toplam bildiri sayısına oranları verilmektedir.

Bildiri sayılarının özellikle paralel oturum yapılan yıllarda maksimuma ulaştığı görülmektedir. Son dokuz kongrede ulaşılan maksimum bildiri sayısı 167 bildiri ile 2022 yılındaki 22. Ulusal Astronomi Kongresi'dir. Poster bildiri veya kısa bildiri olanağı sunulan yıllarda da bildiri sayılarının 120-130 civarında olduğu görülmektedir. Henüz yayınlanma süreci devam eden son UAK, 23. Ulusal Astronomi Kongresi, 184 kabul edilen bildiri ile bir rekora ulaşmıştır. Bununla birlikte son resmi duyuruda verilen sayılara göre, çeşitli nedenlerle kongreye katılamayan kişiler sonucunda sunulan bildiri sayısı 165'e düşmüştür.

Kongrelerde sunulan ve yayınlanan bildiri sayıları Şekil 1'de verilmektedir. Kongre bildiri kitabı veya TJAA'da yalnızca özeti yayınlanan çalışmalara ait sayı ve oranlar Çizelge 1'de üçüncü ve dördüncü sütunlarda, tam metni yayınlanan çalışmalar ise beşinci ve altıncı sütunlarda verilmektedir. Çizelgede verilen oranlar, ilgili sayının o yıl sunulan toplam bildiri sayısına oranıdır.

Bildiri sayılarında genel bir artış görülmekle birlikte, yayınlanan tam metin oranlarında bir düşüş tespit edilmektedir. Bu durum Şekil 2'de ayrıntılı olarak sunulmaktadır. Özellikle 2016 yılında sunulan bildirilerin yarısından azının tam metne dönüştürülmüş olması dikkat çekicidir.

4 Bildirilerin UAK Alanlarına Göre Dağılımı

Yayınlanan 1068 bildiri UAK-2024 için güncellenen alanlara göre sınıflandırılmış ve Çizelge 2'de sunulmuştur. Çizelgede ana kategorilerin yanında yayınlanan toplam bildiri sayıları verilmektedir. Her bir UAK alanı için belirlenmiş olan alt kategorilerdeki bildiri sayıları ve oranları her bir kongre için ayrı ayrı olarak çizelgede sunulmaktadır. Çizelgede UAK-2024 için sayılar başvuru bilgilerinden alınmış ve fikir vermesi açısından sunulmuştur. Henüz yayın süreci devam ettiği için alt kategorilere ait sınıflama yapılmamıştır.

Çizelge 2'de sunulan veriler Şekil 3'ten de incelenebilir. Şekilde UAK alanlarına göre bildiri oranlarının yıllara göre değişimi gösterilmektedir.

Çizelge 2. 2004-2022 yılları arasındaki Ulusal Astronomi Kongrelerinde yayınlanan bildirilerin sayıları ve toplam bildiriler içindeki oranları. Bildiri sayıları N sütununda, oranları ise O sütununda gösterilmektedir. O sütununda verilen sayılar yüzdelik (%) değerlerdir. Bildiri sayıları alt kategoriler için ayrı ayrı verilmektedir. Büyük ve kalın harfle yazılmış ana kategori satırında o kategorideki toplam bildiri sayıları verilmektedir. 2024 yılında düzenlenen 23. Ulusal Astronomi Kongresi için verilen sayılar yalnızca başvuru aşamasındaki sayıları göstermektedir.

YIL	2004		2006		2008		2010		2012		2015		2016		2018		2022		2024	
	N	O	N	O	N	O	N	O	N	O	N	O	N	O	N	O	N	O	N	O
SOLAR	**14**	**14**	**18**	**11**	**7**	**5**	**9**	**6**	**9**	**9**	**8**	**5**	**3**	**6**	**9**	**8**	**7**	**8**	**15**	**8**
Güneş Fiziği	11	11	11	7	3	2	6	4	1	1	5	3	1	2	7	6	6	7		
Ay	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	1	1		
Göktaşları	-	-	2	1	1	1	1	1	1	1	-	-	1	2	1	1	-	-		
Gezegen Bilimi	3	3	2	1	-	-	2	1	1	1	1	1	-	-	-	-	-	-		
Küçük Cisimler	-	-	2	1	3	2	-	-	6	6	2	1	1	2	1	1	-	-		
Yer- Güneş İlişkisi	-	-	1	1	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-		
STARS	**50**	**51**	**73**	**45**	**61**	**47**	**51**	**32**	**36**	**36**	**47**	**30**	**18**	**35**	**31**	**26**	**18**	**20**	**58**	**32**
Yıldız Atmosferleri	5	5	6	4	10	8	8	5	6	6	9	6	7	13	5	4	4	4		
Çift Yıldızlar	31	31	42	26	38	29	24	15	20	20	17	11	7	13	16	14	7	8		
Değişen Yıldızlar	12	12	14	9	10	8	15	9	7	7	15	9	-	-	9	8	5	6		
Yıldız Evrimi	2	2	11	7	3	2	4	3	3	3	6	4	4	8	1	1	2	2		
EXO	-	-	**2**	**1**	**2**	**2**	**5**	**3**	**3**	**3**	**3**	**2**	**5**	**10**	**9**	**8**	**6**	**7**	**6**	**3**
COMP	**8**	**8**	**20**	**12**	**16**	**12**	**16**	**10**	**11**	**11**	**23**	**14**	**7**	**13**	**18**	**15**	**19**	**21**	**21**	**11**
Gama-ışını Patlamaları	1	1	2	1	5	4	2	1	-	-	7	4	-	-	-	-	1	1		
Süpernova Kalıntıları	1	1	3	2	-	-	3	2	3	3	2	1	-	-	3	3	4	4		
Nötron Yıldızı/Pulsar	1	1	6	4	5	4	4	3	2	2	9	6	3	6	5	4	5	6		
Karadelik	1	1	2	1	-	-	1	1	1	1	1	1	2	4	5	4	4	4		
Kataklismik Değişenler	4	4	7	4	6	5	6	4	5	5	4	3	2	4	5	4	5	6		
GAL	**8**	**8**	**10**	**6**	**19**	**15**	**28**	**18**	**12**	**12**	**28**	**18**	**8**	**15**	**18**	**15**	**22**	**24**	**49**	**27**
Yıldız Kümeleri	-	-	-	-	2	2	5	3	2	2	5	3	2	4	2	2	6	7		
AGN/Kuazar	1	1	-	-	1	1	3	2	-	-	5	3	3	6	1	1	3	3		
Samanyolu	3	3	1	1	2	2	3	2	4	4	5	3	-	-	2	2	3	3		
Bulutsular	-	-	-	-	2	2	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	3	3		
Galaksiler	2	2	7	4	8	6	12	8	5	5	11	7	2	4	9	8	7	8		
Kozmoloji	2	2	2	1	4	3	5	3	1	1	2	1	1	2	4	3	-	-		
BIO	-	-	-	-	**1**	**1**	**1**	**1**	-	-	-	-	-	-	**1**	**1**	**1**	**1**	**1**	**1**
INST	**12**	**12**	**11**	**7**	**10**	**8**	**14**	**9**	**13**	**13**	**34**	**21**	**10**	**19**	**21**	**18**	**12**	**13**	**21**	**11**
Gözlemevleri	5	5	4	2	3	2	3	2	3	3	12	8	4	8	7	6	2	2		
Teleskoplar	1	1	3	2	2	2	5	3	2	2	6	4	1	2	7	6	3	3		
Aletler	5	5	3	2	1	1	1	1	2	2	7	4	3	6	6	5	3	3		
Yazılım	1	1	1	1	4	3	5	3	6	6	9	6	2	4	1	1	4	4		
SPACE	**1**	**1**	**2**	**1**	-	-	**1**	**1**	-	-	**1**	**1**	-	-	**3**	**3**	**1**	**1**	**6**	**3**
META	**6**	**6**	**25**	**16**	**13**	**10**	**35**	**22**	**17**	**17**	**15**	**9**	**1**	**2**	**7**	**6**	**4**	**4**	**7**	**4**
Eğitim	1	1	4	2	6	5	12	8	6	6	6	4	-	-	2	2	2	2		
Metrik	-	-	-	-	-	-	1	1	3	3	2	1	-	-	-	-	2	2		
Bilim-Toplum	1	1	3	2	2	2	5	3	1	1	4	3	-	-	4	3	-	-		
Bilim Felsefesi	2	2	1	1	-	-	3	2	-	-	-	-	1	2	1	1	-	-		
Tarih	2	2	15	9	5	4	14	9	6	6	3	2	-	-	-	-	-	-		
Politika/Hukuk/İdari	-	-	2	1	-	-	-	-	1	1	-	-	-	-	-	-	-	-		
Toplam	**99**		**161**		**129**		**160**		**101**		**159**		**52**		**117**		**90**		**184**	

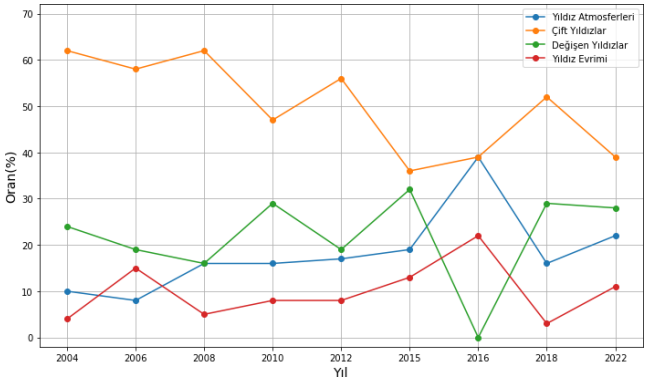
Şekil 3'te sunulan sonuçlar içinde en dikkat çekici olanı STARS (Yıldız Astrofiziği) alanındaki bildirilerin yayınlanan toplam bildiriler içindeki oranının kararlı bir biçimde azalmasıdır. 2004'te toplam bildiriler içindeki oranı %50 olan STARS alanı, 2022'de %20'nin altına inmiştir.

Güneş Sistemi Astronomisi ve Güneş Fiziği alanı 2004'teki kongrede %20'ye yaklaşmış görünmektedir. Bunun nedeni 1999 tam Güneş tutulması ile ilgili çalışmaların sonraki iki kongrede sunulmuş olması gibi görünmektedir. Devam eden yıllarda bu alanda belirgin bir değişim gözlenmemiştir.

Bunun yanında, 2004-2022 yıllara arasında oransal olarak artış gösteren alanların başında GAL ve COMP alanları gelmektedir. Ayrıca, INST alanı da 2004'ten itibaren artışa geçmiş ve 2015'te maksimum değerine ulaşmıştır.

Diğer yandan astrobiyoloji (BIO) ve ötegezegenler (EXO) alanlarındaki çalışmalarda da bir artış gözlenmektedir.

2010 yılındaki kongrede gerçekleşen "emek verenler" oturumunda yapılan konuşmalara ait bildiriler META alanının o yılki kongredeki oranını yükseltmiştir. Bunun sonucunda META alanı 2010 yılında son dokuz kongredeki en yüksek oranına ulaşmıştır.



Şekil 4. STARS alanının alt kategorilerindeki bildirilerin oranının yıllara göre değişimi.

4.1 Alt Kategorilerdeki Bildiri Sayılarının Yıllara Göre Değişimi

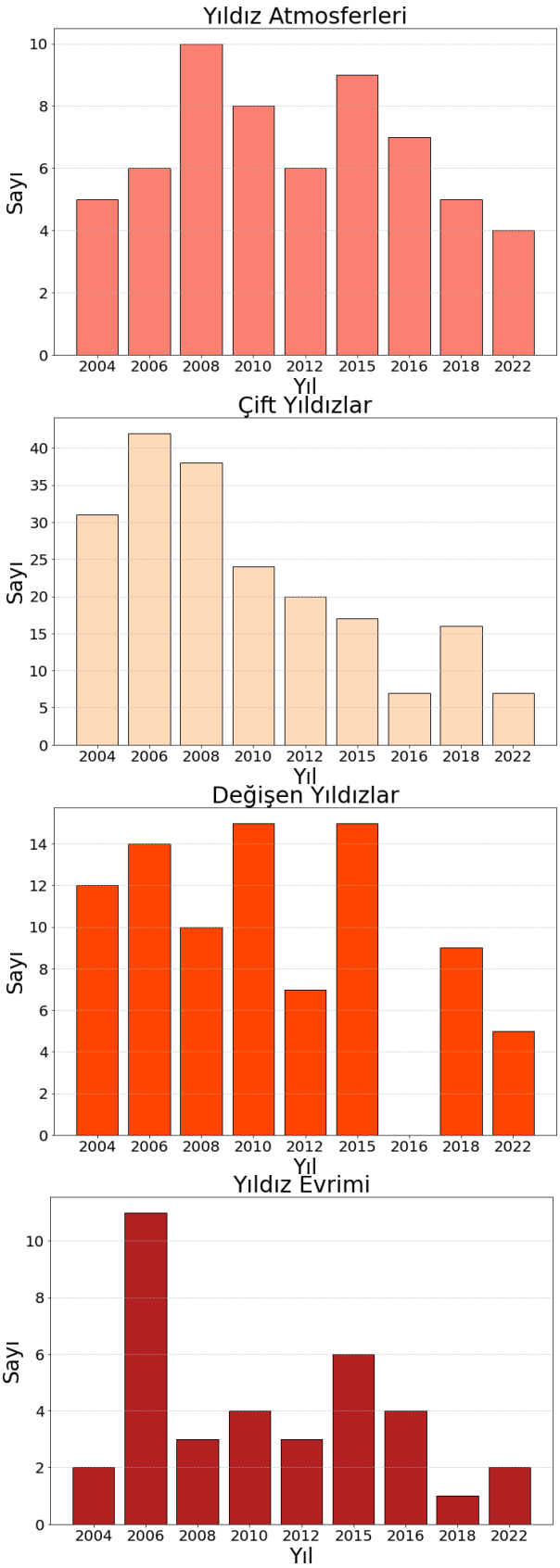
Alt kategorilerinde belirgin değişim gösterdiğini tespit ettiğimiz UAK alanları şunlardır: Yıldızlar Astrofiziği (STARS), Sıkı Nesneler ve Kara Delikler (COMP), Samanyolu, Galaksiler, Kuazarlar, Kozmoloji (GAL), Gözlemevleri, Teleskoplar, Aletler, Yazılım (INST) şeklindedir.

Şekil 4'te STARS alanının alt kategorilerindeki bildirilerin oranlarının yıllara göre değişimi verilmektedir.

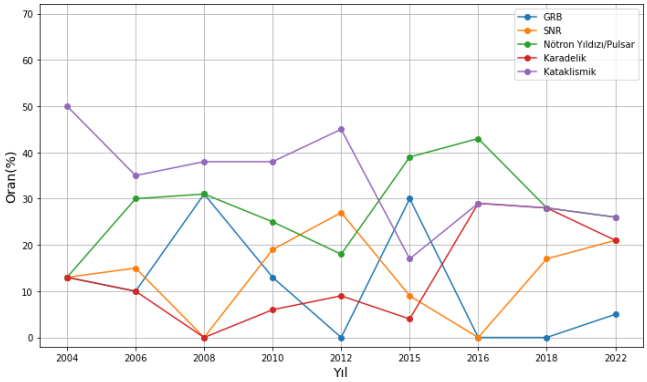
Yıldızlar Astrofiziği konusunun alt kategorileri, bildirilerde en çok karşılaştığımız ortak konu başlıkları altında sınıflandırılmıştır: Yıldız Atmosferleri, Çift Yıldızlar, Değişen Yıldızlar, Yıldız Evrimi. Her ne kadar çift yıldızlar kategorisi ile değişen yıldızlar birbirlerine çok yakın ve bazen iç içe geçen alanlar olsa da, Türkiye'deki araştırma geleneği göz önüne alındığında ayrı ayrı incelenmesinin daha önemli olduğunu düşünmekteyiz. Bu nedenle, konusu itibariyle incelediği cisim çift yıldız olan çalışmalar (ışık değişimi vb. olsa da) Çift Yıldızlar alt başlığında değerlendirilmiştir. Alt konu başlıklarındaki değişimi ele aldığımızda, Şekil 5'den görülebileceği üzere, tüm yıllar için en büyük pay genelde Çift Yıldızlar konusuna aittir. Ancak bu çalışma alanındaki bildiri sayılarında belirgin bir azalış gözlenmektedir.

Sıkı Nesneler ve Karacisimler konusunun alt kategorileri şu şekilde sınıflandırılmıştır: GRB (Gama Işın Patlamaları), SNR (Süpernova Kalıntıları), Nötron Yıldızı/Pulsar, Karadelik, Kataklismik Değişenler. Şekil 6'da, çalışmaların ele alınan ilk yıllarda Kataklismik Değişenler konusu üzerinde yoğunlaştığı, ancak zaman içinde bu odağın Nötron Yıldızı/Pulsar çalışmalarına kaydığı gözlenmektedir. Şekil 6'da oransal dağılımı verilen alt kategorilere ait bildiri sayılarındaki değişim ise Şekil 7'de sayısal olarak gösterilmiştir.

UAK GAL kategorisi (Samanyolu, Galaksiler, Kuazarlar, Kozmoloji) bu çalışmada Yıldız Kümeleri, AGN/Kuazar, Samanyolu, Bulutsular, Galaksiler ve Kozmoloji alt kategorileri şeklinde gruplandırılmış ve istatistikler bu alt konu başlıklarına göre verilmiştir. Şekil 8'de bu alt başlıklarda yayınlanan bildirilerin oranlarının yıllara göre değişimi, Şekil 9'da ise her bir alt başlıkta yayınlanan bildiri sayılarının yıllara göre değişimi verilmektedir. Genel olarak galaksi dışı kaynaklara ilişkin çalışmaların oranı bu konu başlığında daha baskındır. Bununla birlikte, Samanyolu çalışmalarında 2006-2015 arasında belirgin bir artış sonra azalma görülmektedir. Uzun bir aradan



Şekil 5. STARS alanının alt kategorilerindeki bildiri sayılarının yıllara göre değişimi. Şekilde Yıldız Atmosferleri, Çift Yıldızlar, Değişen Yıldızlar ve Yıldız Evrimi alt kategorileri gösterilmektedir.



Şekil 6. COMP alanının alt kategorilerindeki bildirilerin oranının yıllara göre değişimi.

sonra 2022'de bulutsular konusunda çalışma yayınlandığı da gözlenmiştir.

Instrumentation başlığı altındaki kategoriler: Gözlemevleri, Teleskoplar, Aletler, Yazılım. Alt kategorilerden Yazılım çalışma alanında zaman içinde belirgin bir gelişim olmuş ve bu durum Ulusal Astronomi Kongreleri'nde sunulan bildirilere de yansımıştır. Şekil 10'da Doğu Anadolu Gözlemevi'nin kuruluş sürecine paralel olarak Gözlemevleri ve Aletler alt kategorilerinde belirgin bir artış gözlemlenirken, genel eğilime bakıldığında Yazılım alt kategorisinin artışta olduğu dikkat çekmektedir. Bu alt kategorilere ait yıllık bildiri sayılarına ilişkin sayısal değişim ise Şekil 11'de sunulmuştur.

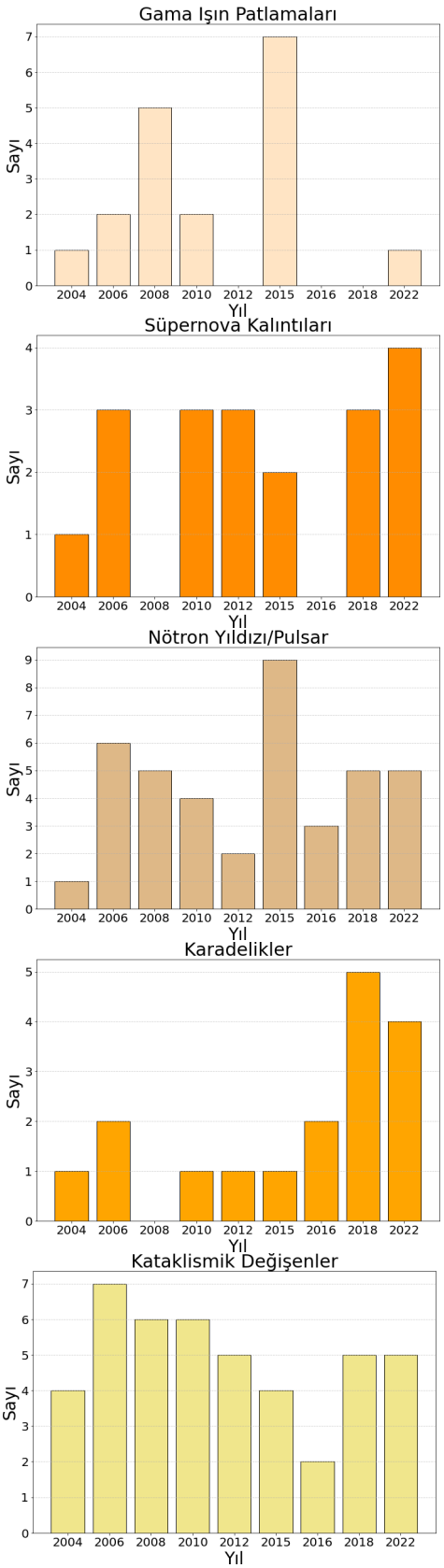
5 Tartışma ve Sonuçlar

Bu çalışmada, 2004-2022 yılları arasında Ulusal Astronomi Kongreleri'nde sunulan ve özeti veya tam metni yayınlanan bildirilerin konuları incelenmiştir. Bu bildiriler, 2024 yılında 23. Ulusal Astronomi Kongresi başvuru sürecinde güncellenen konu kategorilerine göre sınıflandırılarak, Türkiye'deki astronomların araştırma konularındaki değişimler saptanmaya çalışılmıştır.

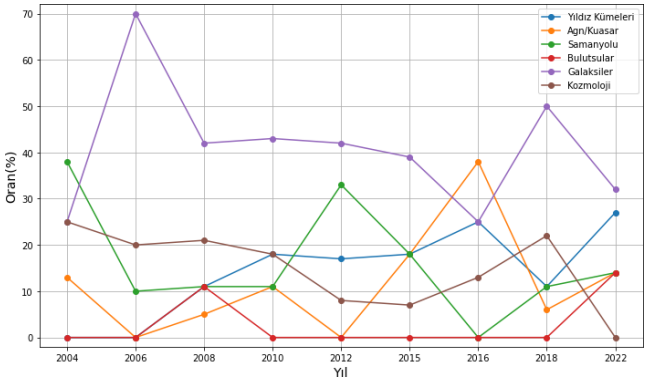
Son dokuz kongrede sunulan 1248 bildiriden 1068'i yayınlanmıştır. İncelenen 1068 bildiriden tespit ettiğimiz belirgin sonuçlar şunlardır:

- Yıllar içinde kongrelere başvuru sunulan bildiri sayısında artış olduğu gözlenmektedir.
- Bununla birlikte, tam metni yayınlanan bildiri oranında dikkate değer bir azalma görülmektedir.
- Poster sunumlarının da zamanla artış gösterdiği tespit edilmiştir. Bu durum kongre başvurularındaki artışa paralel, değerlendirme sürecinde bildiri başvurularının postere dönüştürülmesinin de bir sonucu olabilir. Yine de başta öğrenciler olmak üzere poster başvurularda belirgin bir artış görülmektedir.
- Ulusal Astronomi Kongreleri'nde sunulan bildiriler çerçevesinde Türk astronomisindeki çalışmaların ekstragalaktik astronomi alanına yöneldiği, Doğu Anadolu Gözlemevi (yeni adıyla Türkiye Ulusal Gözlemevleri) kuruluş sürecinin de bilimsel aygıt ve yazılım geliştirme alanlarına ivme kazandırdığı gözlenmektedir.

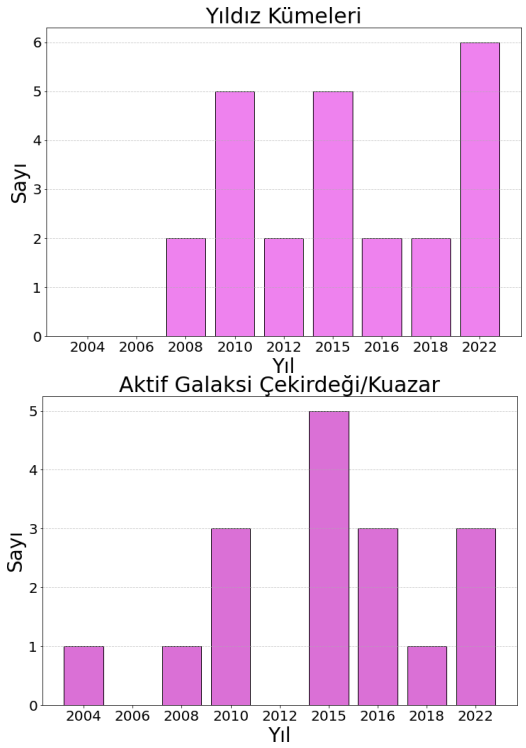
Ulusal Astronomi Kongreleri'ne katılım ve bildiri sunma eğiliminde bir artış görülmektedir. Bu çalışmanın konusu olmamakla birlikte, katılım sayısındaki artışın daha çok öğrencilerden olduğu yerel düzenleme kurullarının açıklamaları



Şekil 7. COMP alanının alt kategorilerindeki bildiri sayılarının yıllara göre değişimi. Şekilde Gama-ışını Patlamaları, Süpernova Kalıntıları, Nötron Yıldızı / Pulsar, Karadelikler ve Kataklismik Değişenler alt kategorileri gösterilmektedir.



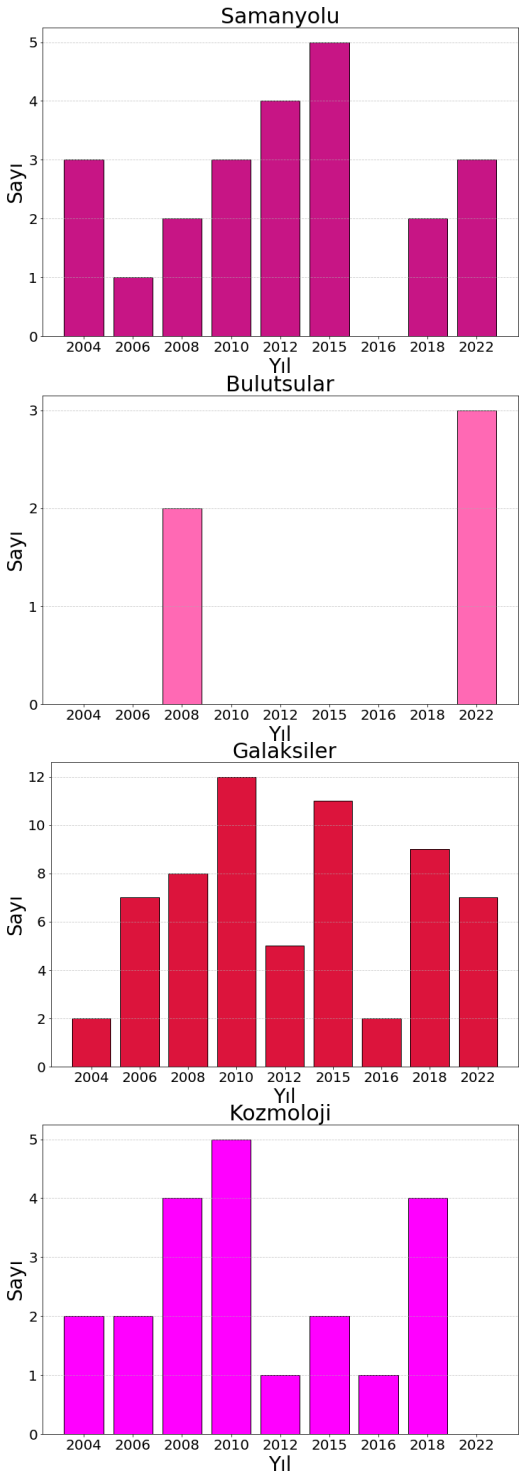
Şekil 8. GAL alanının alt kategorilerindeki bildirilerin oranının yıllara göre değişimi.



Şekil 9. GAL alanının alt kategorilerindeki bildiri sayılarının yıllara göre değişimi. Şekilde Yıldız Kümeleri, Aktif Galaksi Çekirdeği / Kuazar, Samanyolu, Bulutsular, Galaksiler ve Kozmoloji alt kategorileri gösterilmektedir.

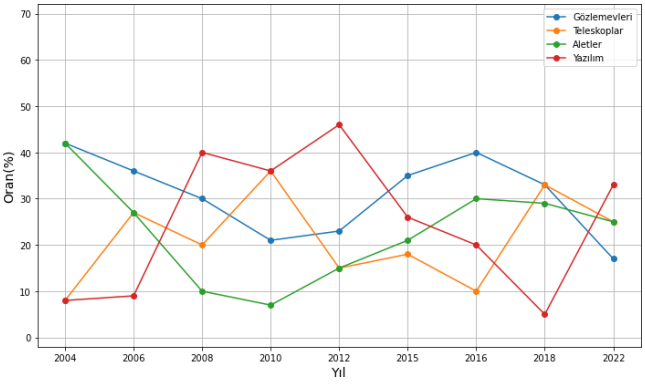
ve duyurularından anlaşılmaktadır. Yine de sunulan bildiri sayıları dikkate alındığında, en yüksek bildiri sayısına sahip beş kongrenin (2006, 2010, 2015, 2022, 2024) bildiri sayısı ortalaması 164'tür. Bu sayı beş günlük bir kongrede ulaşılabilecek bildiri sayısı için oldukça yüksektir ve Türk astronomisinin ulaştığı potansiyeli de gözler önüne sermektedir. Her kongre sırasında sıklıkla konuşulsa da, henüz farklı konularda farklı zamanlarda kongreler düzenlenmesine gidilmemektedir. Bunun en önemli nedeni olarak ekonomik nedenler gösterilebilir.

Çizelge 1 ve Şekil 2'den de görülebileceği gibi son yıllarda tam metni yayınlanan bildiri sayısı ve oranında dikkate değer bir azalma görülmektedir. Bu azalmanın bildiri



Şekil 9 – *devamı.*

kitabında veya TJAA'da yayın yapmanın getirdiği avantajların sınırlı olmasıyla bir ilişkisi olabilir. Son yıllarda, akademik teşvik, atama ve yükseltme kriterleri veya doçentlik başvuru koşullarındaki değişimlerin etkisi olabilir. Araştırmacılar, dikkate değer bir "puan" getirmeyen bu akademik faaliyet için zaman harcamamayı tercih etmektedirler. Kongrede sunulan çalışmaların önemli bir kısmının uluslararası dergilerde yayınlanan çalışmalardan oluştuğu ve bu nedenle de



Şekil 10. INST alanının alt kategorilerindeki bildirilerin oranının yıllara göre değişimi.

yayınlanmasına gerek duyulmadığı düşünülebilir. Ancak, yine de, Türkçe olarak da çalışmaların erişilebilir olmasının Türk astronomisinin gelişmesine katkısı olduğunu düşünüyoruz. Lisans ve lisansüstünde yetişmekte olan öğrencilerin uluslararası hakemli dergilerde yapılan yayınları okuma ve anlama potansiyeli istenilen düzeylerde değildir. Ulusal Astronomi Kongrelerinin bildiri kitapları veya TJAA özel sayıları önemli bir bilgi kaynağı olarak durmaktadır.

Uzak galaksileri ve galaksimizi incelerken kullanılan teleskop, donanım ve dedektörlerin gelişmesi, Sloan Digital Sky Survey (SDSS), Dark Energy Survey (DES), Euclid Uzay Teleskobu, Event Horizon Telescope (EHT), SRG X-ışın uydusu (eROSITA ve ART/XC detektörleri), XMM-Newton X-ışın uydusu, FERMI Gamma-ışın uzay teleskobu (York ve diğ. 2000; The Dark Energy Survey Collaboration 2005; Falcke ve diğ. 2012; Jansen & Laine 1997; Thompson & Wilson-Hodge 2022; Euclid Collaboration ve diğ. 2024) gibi projelerin veya altyapıların artması, Türk araştırmacıların bu projelerle kurdukları uluslararası işbirlikleri ve nihayetinde araştırma projelerinin sayılarında yaşanan artışa paralel olarak galaksi-dışı astronomi ile sıkı nesneler alanlarında yapılan araştırmaların toplam araştırmalar içindeki oranı artış göstermiştir.

UAK'larda bildiri sayısı veya oranı açısından en altta yer alan alanlar SOLAR ve META alanlarıdır. Son yıllarda uzay havası çalışmalarında bir artış gözlenmektedir ve bu artış SOLAR kategorisinin kongrelerdeki payını artırmaktadır. Ancak META alanına ilgi genel olarak çok düşüktür. Astronomi tarihi veya eğitimi konularının ele alındığı ayrı toplantılar düzenlenmesi verimli olabilir.

Teşekkür

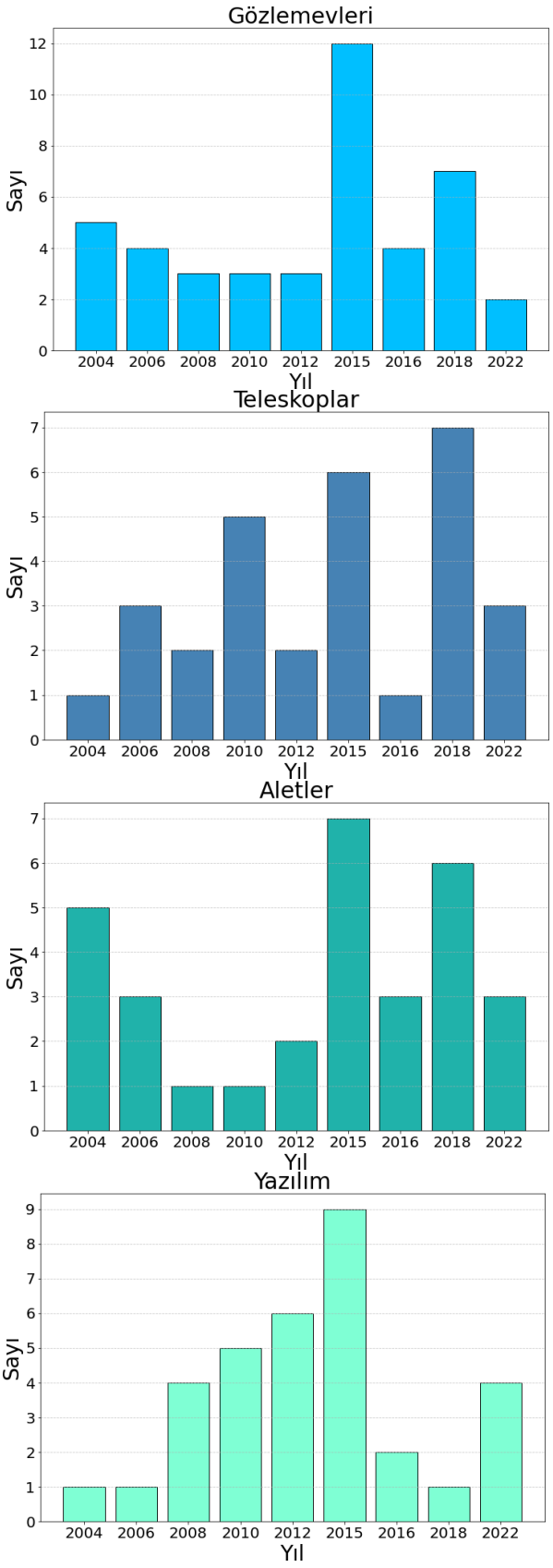
Ulusal Astronomi Kongreleri (uak.info.tr) portalını geliştiren ve tarihsel bilginin kaybolmasına fırsat vermeyen Sinan Kaan Yerli'ye şükranlarımızı sunarız. Kongrelerin düzenlenmesinde ve 2015'den beri bildirilerin TJAA'da yayımlanmasında itici güç olan Türk Astronomi Derneği'ne teşekkür ederiz.

Kaynaklar

Bilir S., Gogus E., Onal O., Ozturkmen N. D., Yontan T., 2012, preprint, (arXiv:1211.4574)

Bilir S., Göğüş E., Soydugan F., Dursun D. C., Öztürk B. T., Özel C., 2022, Turkish Journal of Astronomy and Astrophysics, 3, 1

Demircan O., 2008, Türkiye'de Astronomi Çalışmaları: 2006-



Şekil 11. INST alanının alt kategorilerindeki bildiri sayılarının yıllara göre değişimi. Şekilde Gözlemevleri, Teleskoplar, Aletler ve Yazılım alt kategorileri gösterilmektedir.

2007, https://kitap.uak.info.tr/2008/2008UAK..2008...3D.pdf

Euclid Collaboration ve diğ., 2024, preprint, (arXiv:2405.13491)

Falcke H., Laing R., Testi L., Zensus A., 2012, The Messenger, 149, 50, ADS

Jansen F. A., Laine R., 1997, in American Astronomical Society Meeting Abstracts. p. 96.01

The Dark Energy Survey Collaboration 2005, preprint, (arXiv:astro-ph/0510346)

Thompson D. J., Wilson-Hodge C. A., 2022, in Bambi C., Sangangelo A., eds, , Handbook of X-ray and Gamma-ray Astrophysics. Springer Living Reference Work, p. 29, doi:10.1007/978-981-16-4544-0_58-1

Yontan T., Gogus E., Bilir S., Dursun D. C., Tanik Öztürk B., Canbay R., Özel C., 2023, Turkish Journal of Astronomy and Astrophysics, 4, 273

York D. G., ve diğ., 2000, AJ, 120, 1579

Özkan M. T., 2004, 1933 – 2003 Arası Türkiye'de Astronominin Gelişimi, https://kitap.uak.info.tr/2004/2004UAK..2004..1410.pdf

Access:

M25-0354: Turkish J.A&A — Vol.6, Issue 3.

TJAA Vol. **6**, *Special Issue*, *p.*430–433 (2025). DOI: 10.55064/tjaa.1593821 *Conference Paper*

VZ CVn Sisteminin γ Dor Türü Zonklama Doğası

Mehmet Geldi[1] ⋆, Esin Sipahi[1]
[1] *Ege Üniversitesi Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 35100 Bornova İzmir*

Accepted: May 23, 2025. Revised: May 23, 2025. Received: November 30, 2024.

Özet
VZ CVn, β Lyr türü örten bir çift sistemdir. Değişen yıldız olduğu 1931 yılında belirlenmesine rağmen γ Dor türü bir bileşene sahip olduğu 2007 yılında literatüre kazandırılmıştır. Farklı araştırmacılar tarafından sistemin ışık eğrileri analiz edilmiştir. VZ CVn sisteminin 2023-2024 yılları gözlem sezonunda Ege Üniversitesi Gözlemevi'nde çok renk ışık eğrileri elde edilmiştir. Bu çalışmada VZ CVn sisteminin yeni gözlemleri ve TESS uydusunun verileri birlikte kullanılarak sistemin ışık değişimi, dönem değişimi ve baş bileşenin zonklama doğası incelenmiştir.

Abstract
VZ CVn is an eclipsing binary system of type β Lyr. Although it was identified as a variable star in 1931, it was recognized as having a γ Dor type component in 2007. The light curves of the system have been analyzed by different researchers. Multicolor light curves of the VZ CVn system were obtained at Ege University Observatory during the 2023-2024 observing season. In this study, the new observations of the VZ CVn system and the TESS satellite data are used together to analyze the light variation, period variation and pulsation nature of the primary component.

Anahtar Kelimeler: stars: binaries: eclipsing – stars: oscillations – stars: individual: VZ CVn

1 Giriş

VZ CVn sisteminin değişen olduğu Strohmeier (1960) tarafından keşfedildi. Bu çalışmada sistemin genliği 0.7 kadir olarak verildi. Strohmeier (1962) tarafından sistem β Lyr türü bir örten çift sistem olarak sınıflandı ve yörünge dönemi 0.842 gün olarak verildi. Sistemin B ve V renklerindeki ışıkölçümü Harris (1968), Ibanoglu (1974) ve Cester ve diğ. (1977) tarafından yayınlandı. Her üç çalışmada da sistemin ışık eğrilerinde tutulmalar dışı ışık değişimi görülmektedir fakat yazarlar tarafından bu değişimlerin kaynağı net olarak açıklanamamıştır. Sistemin ilk tayfsal gözlemleri Popper (1988) tarafından elde edilmiş ve dikine hız eğrisi verilmiştir. VZ CVn sistemi Krisciunas & Handler (1995) tarafından γ Dor türü değişim sergileyen yıldızlar listesine dahil edilmiştir. Ibanoğlu ve diğ. (2007) VZ CVn sisteminin baş bileşeninin γ Dor türü zonklama değişimi gösterdiğini ve zonklama döneminin 1.06876 gün olduğunu ifade etmiştir. Latkovic (2012) sistemin WASP ışık eğrileri üzerinden yaptığı analizde baş bileşenin zonklama dönemini 1.0353 gün olarak vermiştir. Bu çalışmada VZ CVn sisteminin $BVRI$ gözlemleri yapılarak ışık eğrileri elde edilmiştir. Bu ışık eğrileri kullanılarak sistemin minimum zamanları hesaplanmış ve O-C diyagramı oluşturulmuştur. Bu çalışmada elde edilen ışık değişimleri literatürdeki tüm ışık değişimleri ile birlikte değerlendirilerek sistemin dönem değişimi, ışık değişimleri ve zonklama doğası tartışılmıştır.

2 Gözlemler

VZ CVn sistemi Ege Üniversitesi Gözlemevinde 40 cm teleskop ve CCD kamera ile $BVRI$ filtrelerinde 14 gece gözlenmiştir. Gözlemler `MaxIm DL` programı ile indirgenmiş ve gözlem zamanları Güneş merkezine taşınmıştır. Sistemin $BVRI$ renklerinde elde edilen ışık eğrileri Şekil 1'de verilmiştir. Işık eğrisinde tutulma dışı değişimler kendini göstermektedir. I renginde baş minimum derinliği 0.43 kadir, yan minimum derinliği ise 0.30 kadirdir. Diğer renklerde elde edilen ışık eğrilerinden belirlenen genlikler Çizelge 1'de verilmiştir.

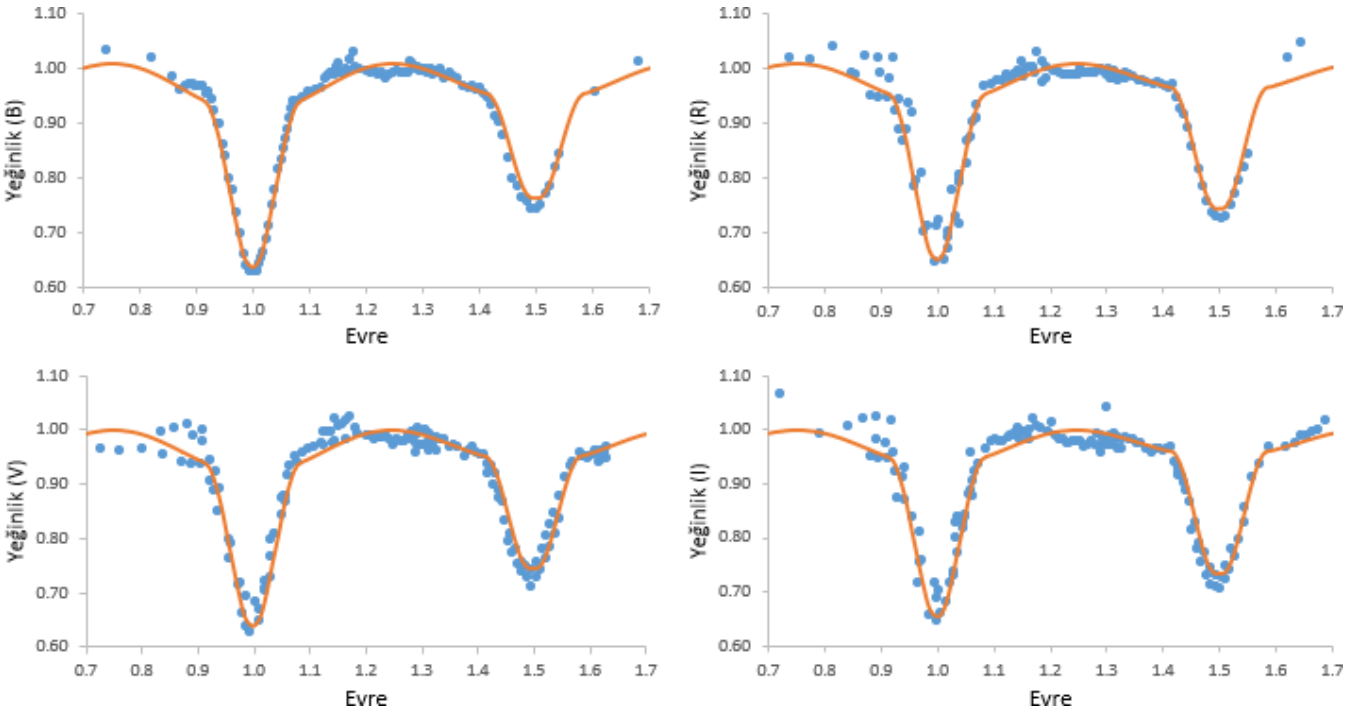
Bu çalışmada elde edilen ışık eğrileri ile literatürdeki ışık eğrilerinin verildiği çalışmalar karşılaştırıldığında baş ve yan minimum derinliklerinde farklılıklar olduğu görülmüştür. Bu durum sonraki bölümlerde anlatılacağı gibi baş bileşenin zonklama değişiminden kaynaklanmaktadır.

3 Işık Eğrisi Analizi

VZ CVn sisteminin ışık eğrisi analizleri `PHOEBE` V.0.32 programı (Prša & Zwitter 2005) kullanılarak yapılmıştır. Bu programda, Wilson-Devinney kodunun 2014 versiyonundaki yöntem kullanılmaktadır (Wilson & Devinney 2015). VZ CVn sisteminin literatürdeki ışık eğrisi çözümü ve salt parametreleri Ibanoğlu ve diğ. (2007) tarafından verilmiştir. Bu çalışmada elde edilen ışık eğrilerinin analizinde Ibanoğlu ve diğ. (2007) tarafından verilen parametrelere çok yakın değerler elde edilmiştir. Ayrıca Ibanoğlu ve diğ. (2007) tarafından verilen ışık eğrileri ile bu çalışmada elde edilen ışık eğrileri tutulma dışı değişimler haricinde minimum derinlikleri olarak uyumludur. Yıldızın gözlem sezonu kış aylarına denk geldiğinden yeni elde edilen ışık eğrilerinde bazı evrelerde veri eksiktir. Bu çalışmada elde edilen ışık eğrileri ve yıldızın TESS ışık eğrisi birlikte analiz edilmiştir. Şekil 1'de $BVRI$ ve TESS ışık eğrileri ile kuramsal temsiller birlikte görülmektedir. Çizelge 2'de sistemin ışık eğrisi analizinden elde edilen parametreler verilmiştir. Sistemin baş bileşeninin zonklama doğasını ortaya koymak amacıyla zonklama dönemi analizlerinde mevcut gözlem verilerine TESS (Ricker ve diğ. 2015) verilerinin de eklenmesi uygun görülmüştür. TESS gözlem verileri, MAST (Mikulski Archive for Space Telescopes) veri tabanından 2020 yılı için Sector

⋆ mehmetgeldi03@gmail.com

© 2025 Turkish Astronomical Society (TAD)



Şekil 1. VZ CVn sisteminin 2023-2024 gözlem sezonunda Ege Üniversitesi Gözlemevi'nde elde edilen $BVRI$ renklerindeki ışık eğrileri ve kuramsal modeller.

Çizelge 1. VZ CVn sisteminin baş ve yan minimum derinlikleri.

	Genlik	
Filtre	Minimum I	Minimum II
B	0.47	0.28
V	0.45	0.29
R	0.43	0.30
I	0.43	0.32

23'den ve 2022 yılı için ise Sector 50'den alınmıştır. Işık eğrileri, veri tabanında verilen `SAP_FLUX` ölçümleri kullanılarak oluşturulmuştur. Işık eğrisi oluşturulurken, veri tabanında en duyarlı gözlem noktaları olarak belirtilen `QUALITY=0` gözlemleri kullanılmıştır.

Şekil 2'de TESS ışık eğrileri ile model parametrelerinin uyumu ve ışık eğrisinin kuramsal temsilden alınan farkları görülmektedir. Sistemin baş bileşeninin γ Dor türü zonklama değişimi gösterdiği bilinmektedir. Mevcut tüm ışık eğrileri üzerinden bir analiz yapmak üzere sistemin yörünge öğeleri ile oluşturulan kuramsal temsil gözlemlerden çıkartılmış ve farklar elde edilmiştir. Elde edilen fark ışık değişimleri `PERIOD04` (Lenz & Breger 2005) programı ile analiz edilmiştir. Elde edilen frekanslar Çizelge 3'te, güç tayfı ise Şekil 3'te verilmiştir. S/N, 4 ve üstü olan frekanslar kabul edilmiştir (Breger ve diğ. 1993).

4 Dönem Değişimi

Sistemin gözlemlerinden elde edilen minimum zamanları Çizelge 4'de yer almaktadır. Literatürde yer alan diğer minimum zamanları ve bu çalışmada elde edilen minimum zamanları kullanılarak sisteme ait O-C diyagramı oluşturuldu. Sisteme ait

Çizelge 2. Sistemin ışık eğrisi analizi ile elde edilen parametreleri.

Parametre		Birim	Değer
q	(sabit)		0.777
i		(°)	83.49±0.05
T_1	(sabit)	(K)	7000
T_2		(K)	6201±10
Ω_1			4.014±0.005
Ω_2			5.277±0.007
L_1/L_T		(B)	0.85±0.02
L_1/L_T		(V)	0.82±0.02
L_1/L_T		(R)	0.81±0.02
L_1/L_T		(I)	0.79±0.02
L_1/L_T		(TESS)	0.79±0.02
g_1, g_2	(sabit)		1.0, 1.0
A_1, A_2	(sabit)		1.0, 1.0
$x_{1,\mathrm{bol}}$, $x_{2,\mathrm{bol}}$	(sabit)		0.69, 0.70
$\langle r_1 \rangle$			0.319±0.001
$\langle r_2 \rangle$			0.188±0.001

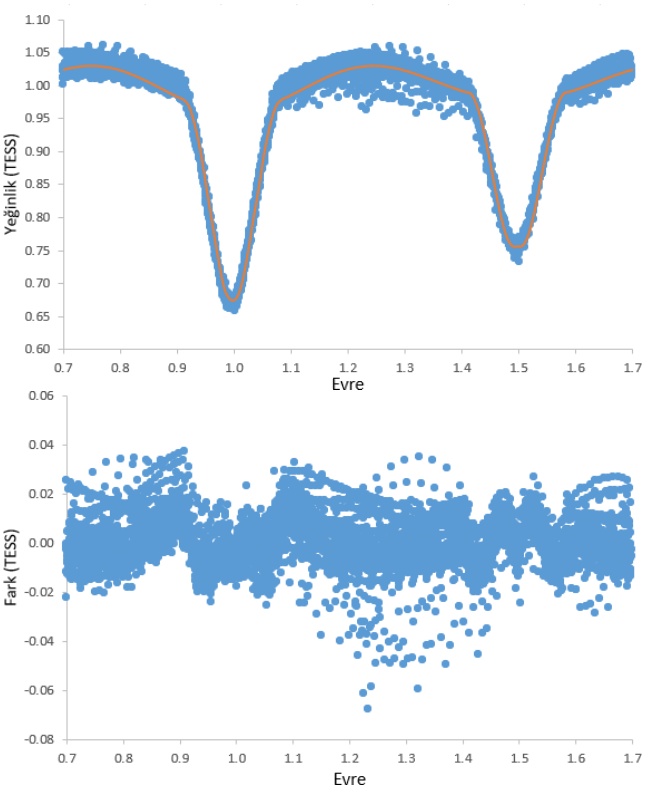
O-C diyagramı Şekil 4'de görülmektedir. Sistemin düzeltilmiş ışık öğeleri aşağıdaki ifade ile verilmiştir.

$$\mathrm{HJD(Min\ I)} = 2460373.4633(21) + 0\overset{\mathrm{d}}{.}84246183(8) \qquad (1)$$

Yapılan O-C analizinde sistemin yörünge dönemi değişimine ilişkin bulguya rastlanmamıştır.

5 Sonuçlar ve Tartışma

VZ CVn sisteminin bu çalışmada elde edilen ışık eğrileri, literatürde yer alan diğer ışık eğrileri ile karşılaştırıldığında tutulmalar dışı değişimler haricinde sistemin minimum derinliklerinde ya da biçiminde bir değişim göstermediği



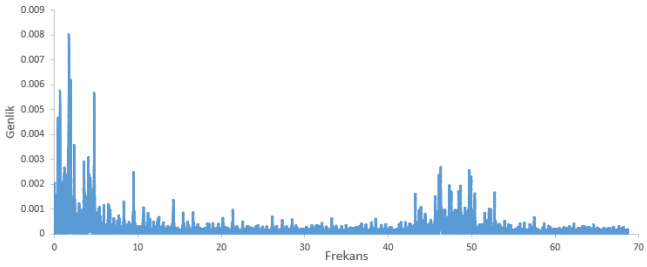
Şekil 2. (Üst panel) VZ CVn sisteminin TESS ışık eğrisi ve kuramsal temsili (Mavi noktalar gözlem, kırmızı çizgi kuramsal model). (Alt panel) TESS verisiyle kuramsal eğri arasındaki farklar.

belirlenmiştir. O-C analizinde sisteminin yörünge döneminin değişmediği görülmüştür. Sistemin bu çalışmada elde edilen ışık eğrileri ve TESS ışık eğrileri zonklama analizi için birlikte değerlendirilmiştir. Sistemin ışık eğrisi çözüm sonuçları ile oluşturulan kuramsal temsilden gözlemlerin farkı alınmıştır. Elde edilen fark değişimi kullanılarak baş bileşene ilişkin zonklama dönemi analizi yapılmıştır. Literatürde sistemin baş bileşenin γ Dor türü zonklama değişimi gösterdiği ifade edilmiş ve dönemi bir gün civarında verilmiştir. Çok daha fazla veri kullanılarak dönem analizi yapılan bu çalışmada sistemin baş bileşeninin γ Dor türü zonklamalar dışında δ Scuti türü değişim de gösterdiği ilk kez tespit edilmiştir. Çalışmanın ilk bulguları sistemin baş bileşeninin hibrit zonklamalar gösterdiğini ortaya koymuştur.

Bu çalışmada elde edilen ışık eğrilerinin analiz sonuçları Ibanoğlu ve diğ. (2007) ve Latkovic (2012)'de verilen sonuçlar ile uyumludur. Sistemin zonklama doğası gereği ışık eğrileri tüm çalışmalarda farklı saçılmalarda görülmektedir. Ayrıca bu tür ışık eğrilerine sahip yıldızların farklı filtrelerde elde edilmiş ışık eğrilerini birlikte analiz etmek zordur. Bu çalışmada elde edilen ışık eğrileri ve TESS eğrisinin birlikte analizi iyi sonuçlar vermiştir. Sistemin bu çalışmada elde edilen zonklama frekansları Ibanoğlu ve diğ. (2007) ve Latkovic (2012)'de verilen sonuçlar ile farklılık göstermektedir. Daha hassas gözlem verisi olan TESS ışık eğrisinin kullanılması ile bu çalışmada dört zonklama frekansı belirlenmiştir. Çizelge 3'te yer alan frekanslardan F1 ve F3 frakansları γ Dor türüne karşılık gelirken F2 ve F4 frekansları δ Scuti türü zonklama frekanslarına karşılık gelmektedir. Ibanoğlu ve diğ. (2007) ve Latkovic (2012)'e

Çizelge 3. VZ CVn sisteminin zonklama dönem analizinden elde edilen parametreler. Parantez içindeki sayılar, son basamaktaki 1σ belirsizliği göstermektedir.

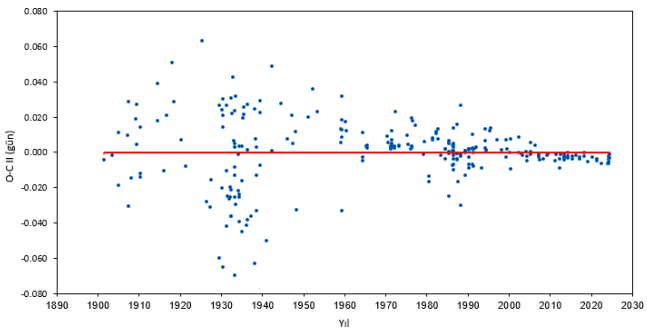
Frekans		Genlik	Evre	Dönem	S/N
$F1$	1.71273(1)	0.00619(9)	0.296(2)	0.583863(7)	4.4
$F2$	4.74934(1)	0.00678(9)	0.227(3)	0.210556(1)	9.2
$F3$	1.937549(9)	0.00589(9)	0.163(2)	0.516116(5)	4.3
$F4$	7.120613(5)	0.00244(9)	0.459(1)	0.140437(2)	7.2



Şekil 3. VZ CVn sisteminin dönem analizi güç tayfı.

Çizelge 4. VZ CVn sisteminin bu çalışmada elde edilen minimum zamanları.

HJD (+2400000)	Minimum Türü
60333.4396±0.0005	II
60347.3404±0.0004	I
60373.4593±0.0001	I
60400.4165±0.0003	I
60401.2622±0.0005	I
60443.3862±0.0001	I
60456.4423±0.0002	II



Şekil 4. VZ CVn sisteminin O-C değişimi.

ait çalışmalardaki sonuçlardan farklı olarak bu çalışmanın bulgularına göre VZ CVn sistemi hibrid zonklama yapmaktadır. Sistemin zonklama doğasının ayrıntılı incelemesi için gözlemlere devam edilecektir.

Teşekkür

Bu çalışma, TÜBİTAK Bilim İnsanı Destek Programları Başkanlığı (BİDEB) tarafından yürütülen 2209-A Üniversite Öğrencileri Araştırma Projeleri Destekleme Programı kapsamında TÜBİTAK-2209A-1919B012334456 numaralı

proje ile desteklenmiştir. Projemize verdiği destekten dolayı TÜBİTAK'a teşekkür ederiz.

Kaynaklar

Breger M., ve diğ., 1993, A&A, 271, 482, ADS
Cester B., Mardirossian F., Pucillo M., 1977, A&A, 56, 75, ADS
Harris A. J., 1968, AJ, 73, 164
Ibanoglu C., 1974, A&AS, 13, 119, ADS
Ibanoğlu C., Taş G., Sipahi E., Evren S., 2007, MNRAS, 376, 573
Krisciunas K., Handler G., 1995, Information Bulletin on Variable Stars, 4195, 1, ADS
Latkovic O., 2012, Serbian Astronomical Journal, 184, 77
Lenz P., Breger M., 2005, Communications in Asteroseismology, 146, 53
Popper D. M., 1988, AJ, 95, 190
Prša A., Zwitter T., 2005, ApJ, 628, 426
Ricker G. R., ve diğ., 2015, Journal of Astronomical Telescopes, Instruments, and Systems, 1, 014003
Strohmeier W., 1960, Veroeffentlichungen der Remeis-Sternwarte zu Bamberg, 27, 6, ADS
Strohmeier W., 1962, Information Bulletin on Variable Stars, 9, 1, ADS
Wilson R. E., Devinney Jr. E. J., 2015, ApJ, 807, 80

Access:
M25-0330: Turkish J.A&A — Vol.6, Issue 3.

TJAA Vol. **6**, *Special Issue*, *p.*434–436 (2025). DOI: 10.55064/tjaa.1593423 *Conference Paper*

V359 Cas'ın Yörünge Dönemi Değişimi

Fatma Betül Karcı[1] ⋆, Mesut Yılmaz[1,2], Hakan Volkan Şenavcı[1,2], İbrahim Özavcı[1,2]

[1] *Ankara Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 06100 Ankara, Türkiye*
[2] *Ankara Üniversitesi Kreiken Rasathanesi, İncek Bulvarı, 06837 Ankara, Türkiye*

Accepted: May 26, 2025. Revised: May 26, 2025. Received: November 29, 2024.

Özet

Bu çalışmada, Beta Lyrae türü örten çift yıldız sistemi V359 Cas'in yörünge dönemi, güncel veriler kullanılarak analiz edildi. Ankara Üniversitesi Kreiken Rasathanesi'nde T35 teleskobu ile yapılan gözlemlerden elde edilen minimum zamanlar, literatürdeki minimum zamanları ve TESS ışık eğrisinden hesaplanan minimum zamanlarla birleştirilerek O-C diyagramı oluşturuldu ve sistemin dönem değişimi incelendi. Diyagramda gözlemlenen yukarı yönlü parabolik değişim, düşük kütleli bileşenden yüksek kütleli bileşene gerçekleşen madde aktarımını, yörünge döneminde bir artışa neden olduğunu göstermektedir. Ayrıca, diyagramda tespit edilen çevrimsel yapı (sinüsoidal değişim), üçüncü bir cismin etkisiyle meydana gelen ışık-zaman etkisi mekanizması ile açıklandı. Bu bulgular doğrultusunda sisteme çekimsel olarak bağlı üçüncü cismin kütlesi yaklaşık 1.7 $M_\odot$ olarak elde edildi. Bunlara ek olarak, literatürde sistemin mutlak parametreleri olmadığı için q-i taraması ve ışık eğrisi analizi de yapılarak bileşenlerin kütleleri belirlendi. Buna göre birinci ve ikinci bileşenin kütleleri sırasıyla 2.9 $M_\odot$ ve 1.6 $M_\odot$ olarak bulundu.

Abstract

In this study, the orbital period of the Beta Lyrae-type eclipsing binary system V359 Cas was analyzed using updated data. Minima times obtained from observations conducted with the T35 telescope at Ankara University Kreiken Observatory were combined with those from the literature minima times and calculated from TESS light curves to construct and analyze the O-C diagram. The upward parabolic trend observed in the diagram indicates that mass transfer from the less massive component to the more massive one is causing an increase in the orbital period. Furthermore, the cyclic structure (sinusoidal variation) identified in the diagram was explained through the light-time effect mechanism induced by a third body. Based on these findings, the mass of the third component derived as 1.7 $M_\odot$. In addition, since the system's absolute parameters are not available in the literature, a q-i search and light curve analysis were performed to determine the masses of the components. As a result, the masses of the primary and secondary components were found to be 2.9 $M_\odot$ and 1.6 $M_\odot$, respectively.

Anahtar Kelimeler: binaries: eclipsing – methods: data analysis – techniques: photometric – stars: individual: V359 Cas

1 Giriş

V359 Cas (GSC 04008-01283; $V_{\max}$=12.$^{\rm m}$47), β Lyrae türü (EB) olarak sınıflandırılmış bir örten çift yıldız sistemidir (Hoffmeister 1949). Literatürde yayınlanan katalogta (Malkov ve diğ. 2006) V359 Cas'ın dönemi 1.3039 gün ve tayf türü A0 olarak sunulmuştur. Bu çalışmada, daha önce çok az çalışması bulunan sistemin yörünge dönem değişimi incelendi ve dönem değişimine ait parametreler elde edildi. Ayrıca Ankara Üniversitesi Kreiken Rasathanesi'nde bulunan T35 teleskobu ile yeni minimum zamanları gözlemlendi ve analize eklendi. Bununla birlikte, mutlak parametreleri bilinmeyen sistem için TESS verilerinden (Ricker ve diğ. 2015) ışık eğrisi analizi yapılarak bileşenlerin fiziksel parametreleri hesaplandı. Işık ve dönem analizi sonucunda, sisteme fiziksel olarak bağlı olan üçüncü cisme ait parametreler belirlendi.

2 Gözlemler ve Verilerin Hazırlanması

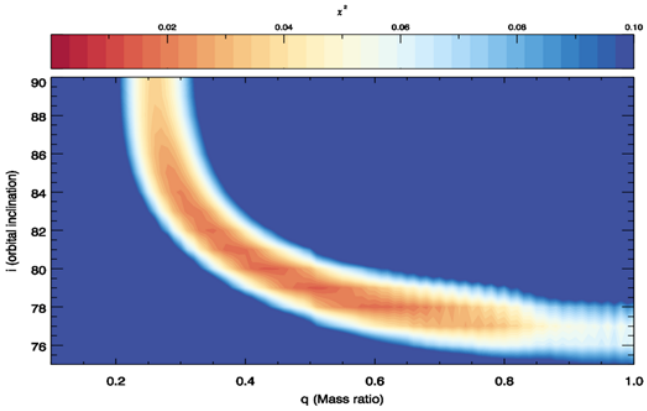
V359 Cas'ın fotometrik gözlemleri, Ankara Üniversitesi Kreiken Rasathanesi'nde bulunan 35 cm çaplı teleskop ve ona bağlı Apogee ALTA U47+ CCD kamera kullanılarak V, R, I filtrelerinde 11 Ekim ile 9 Kasım 2023 tarihleri arasında gerçekleştirildi. Gözlemler sonucunda 2 birinci minimum, 3 ikinci minimum olmak üzere toplam 5 yeni minimum zamanı elde edildi.

Sistemin literatürde mutlak parametreleri olmadığı için, ilk olarak MAST veri tabanından TESS ışık eğrisi alındı ve sistemin fiziksel ve geometrik parametreleri hesaplandı. Bu aşamada, sistemin kütle oranı (q) değeri bilinmediği için, kütle oranı q=0.1 başlayarak 0.05 adımla q=1.0 arasında ve yörünge eğikliği i=75° ile i=90° arasında 1° artımla ışık eğrisi analizleri yapılarak $q-i$ uzayına karşılık gelen χ^2 değerleri elde edildi (bkz. Şekil 1). Işık eğrisi analizleri Wilson-Devinney (Wilson & Devinney 1971) kodunu temel alan `PyWD2015` (Güzel & Özdarcan 2020) programıyla gerçekleştirildi.

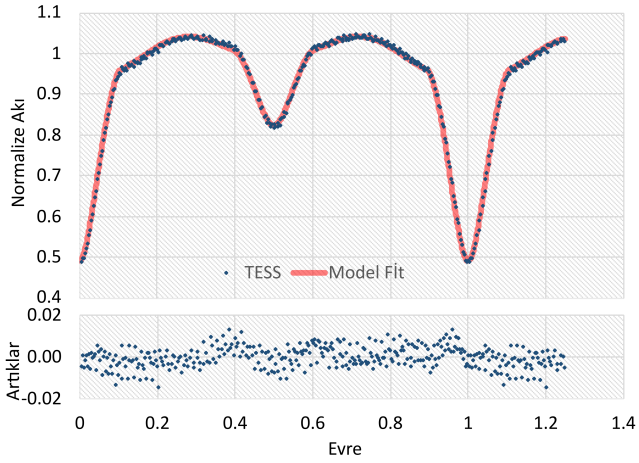
Yapılan tarama sonucunda en uyumlu kütle oranı (taramada elde edilen en küçük χ^2 değeri) q=0.52 ve yörünge eğikliği i=79° olduğu belirlendi. Elde edilen bu değerler başlangıç parametre değerleri olarak kabul edilerek ve ikinci bileşenin sıcaklığı (T_2), yörünge eğikliği i, kütle oranı q, yüzey potansiyelleri (Ω_1, Ω_2) ve birinci bileşenin ışınım şiddeti (L_1) serbest parametre olarak seçilerek nihai çözüm

⋆ betulkrc90@gmail.com

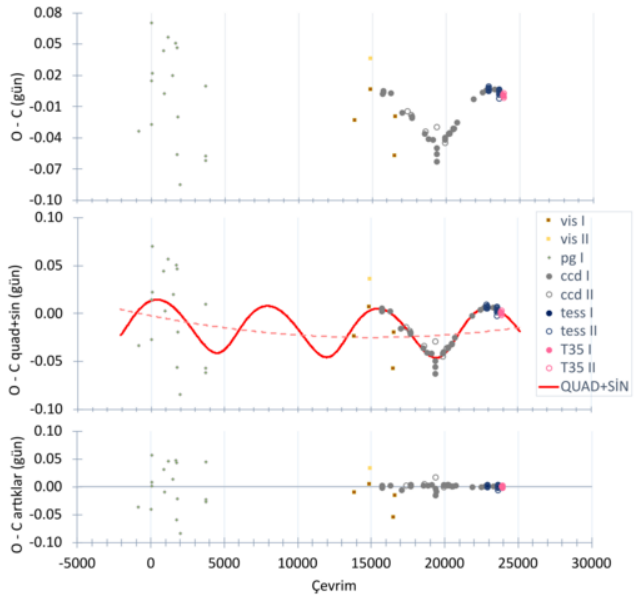
© 2025 Turkish Astronomical Society (TAD)



Şekil 1. V359 Cas'ın q-i taraması. En küçük χ^2 karşılık gelen yer i=79 ve q=0.52 ortaya çıkmakta. Üsteki panel χ^2 değişimini, koyu kırzmızı alanlar χ^2 en küçük olduğu yerleri göstermektedir.



Şekil 2. V359 Cas'ın evrelendirilmiş TESS ışık eğrisi (mavi noktalar) ve elde edilen en iyi model fit (kırmızı)



Şekil 3. V359 Cas'ın O-C değişimi: Tüm minimum zamanlar (üst panel), sistemin O-C değişimine uyan en iyi teorik model fiti (orta panel), fitten kalan artıklar (alt panel)

gerçekleştirildi. Çözümde birinci bileşenin sıcaklığı tayf türüne ve çekim ile yansıma katsayıları da sistemin doğasına uygun olan (ışımasal bir atmosfere sahip olduğu yaklaşımı) değerler girildi. Gözlemsel ışık eğrisine uyarlanan en iyi model fit Şekil 2'de verildi. Sistemin tayfsal gözlemi bulunmadığından ve literatürde dikine hız verileri yer almadığından, ikili sistemin mutlak parametreleri ampirik yöntemlerle belirlendi. Poro ve diğ. (2024) tarafından gerçekleştirilen çalışmalarda, ikili sistemlerin mutlak parametrelerinin tahmini için yörünge periyodu ile yarı-büyük eksen arasındaki ilişkiyi tanımlayan bağıntılar sunulmuştur. Bu çalışmada da, söz konusu bağıntılarda yer alan denklemler kullanılarak mutlak parametreler benzer biçimde hesaplandı. Çalışmada hesaplanan parametrelerden yalnızca kütle değerlerine yer verildi ve bu yarı ayrık sistemin bileşenlerinin kütleleri sırasıyla M_1=2.9 $M_\odot$ ve M_2=1.6 $M_\odot$ olarak sunuldu.

3 Yörünge Dönemi Analizi

V359 Cas'ın yörünge dönemi değişimini incelemek için sistemin O-C (gözlenen ve hesaplanan minimum zamanı arasındaki fark) grafiği oluşturuldu. Analizde, literatürden toplanan minimum zamanlara (Paschke & Brát 2006; Özkardeş 2019) ek olarak, Kwee-Van Woerden yöntemiyle (Kwee & van Woerden 1956) TESS ışık eğrilerinden hesaplanan 75 minimum zaman ve bu çalışmadan elde edilen 5 yeni minimum zamanla birlikte toplamda 137 minimum zaman bir araya getirildi.

O-C diyagramı oluşturulurken Kreiner (2004)'den lineer ışık elemanları temel alındı. Analizde, farklı yöntemlerle elde edilmiş minimum zamanlar ağırlıklandırıldı. Buna göre görsel yöntemlerle edlde edilmiş minimum zamanlara 1, fotoğrafik yöntemlerle elde edilmiş olanlara ise 3, CCD'ler ile elde edilmiş minimum zamanlara da 10 ağırlık değeri verildi. Işık elemanlarında P ve T için lineer düzeltme yapıldı. Aşağıdaki düzeltilmiş ışık elemanları kullanıldı.

$$\mathrm{MinI(HJD)} = 2429079.4791 + 1^{\mathrm{d}}.3038858 \times E \qquad (1)$$

Daha sonrasında ise O-C diyagramının karakteristiğine uygun olarak, kütle aktarımı (parabol fiti) ve ışık-zaman etkisi (sinüs fiti) yaklaşımları uygulandı.

Dönem analizi Python kodlama dilinde yazılmış `OCFit` (Gajdoš & Štefan Parimucha 2019) programı kullanıldı. Bu program, O-C verilerine Monte-Carlo yöntemiyle tanımlanan modeli kullanarak en iyi modellemeyi gerçekleştirmektedir. Bu analiz, LiTE3Quad (üçüncü ışık + kütle transferi) modeli ve çift sisteminin mutlak parametreleri de ışık eğerisinden elde edilen değerler girilerek gerçekleştirildi. O-C diyagramı, uygulanan fit ve artıkları Şekil 3'te gösterilmektedir. Uygulanan fitin artıkları, gözlemsel hata sınırlarının içerisinde kaldığı ve artıklarda başka bir dönemli değişim tespit edilmediği için analiz bu aşamada tamamlandı. Analiz sonucunda Çizelge 1'de görülebileceği üzere kütle aktarımına ve sisteme fiziksel olarak bağlı olan üçüncü cisme ait güncel parametreler elde edildi.

4 Sonuçlar

V359 Cas'ın dönem analizine göre, yörünge döneminde görülen değişimin, bileşenler arasındaki kütle transferinden ve sisteme bağlı üçüncü bir cismin varlığından kaynaklandığı görüldü.

Çizelge 1. V359 Cas'ın O-C analizinden elde edilen parametreler.

Parametre	Birim	Değer	Hata
P	(gün)	1.304	6.58×10^{-7}
P_3	(yıl)	26.7962	0.4874
Q	(gün)	3.33×10^{-11}	2.28×10^{-11}
$a\sin i_3$	(AB)	4.489	0.199
e		0.196	0.106
t_0	(HJD)	29079.48	0.005
t_3	(HJD)	25522.22	1197.78
w_3	(°)	292.29	42.07
M_3	($M_\odot$)	1.73	0.1
dM	($M_\odot$ yıl^{-1})	1.56×10^{-8}	1.20×10^{-8}
$f(M_3)$	$M_\odot$	0.126	0.02

Üçüncü cismin, ikili sistemin etrafında yaklaşık 26.8 yıllık bir yörünge hareketi yaptığı ve ikili sistem ile aynı düzlem üzerinde hareket ettiği varsayımıyla kütlesi yaklaşık 1.7 $M_\odot$ olduğu hesaplandı. Ayrıca, üçüncü cismin dış merkezliğe sahip olduğu ve yörünge basıklığının e=0.196 olduğu anlaşıldı.

Işık eğrisi analizi sistemin yarı ayrık bir sistem, birleşenlerden birinin Roche lobunu doldurduğu gösterdi. Bu sonuç O-C analiz ile de uyumlu olarak bileşenler arasında kütle transferi olduğunu desteklemektedir. Yukarı yönlü parabol, küçük kütleli bileşenden büyük kütleli olana madde aktarıldığını ve dolayısıyla yörünge döneminin arttığını göstermektedir. Yörünge dönemindeki artış hızı 1.86×10^{-8} gün yıl^{-1} ve kütle transfer oranı 1.56×10^{-8} $M_\odot$ yıl^{-1} olarak hesaplandı. Bu yıldıza ilişkin daha önce herhangi bir kütle transferi bilgisi literatürde yer almamış olup, bu çalışma kapsamında ilk kez belirlendi. Hesaplanan kütle transferi parametresi (Q) için elde edilen hata değeri, neredeyse parametrenin kendisiyle aynı büyüklükte çıkmıştığı görüldü. Bunun temel sebebi görsel gözlemlerle elde edilmiş minimumlar (vis) oldukça saçılmış olmasıdır. Dolayısıyla bu durum belirsizliği artırmış ve hatanın beklenenden yüksek çıkmasına sebep olmuştur.

Teşekkür

Bu araştırmadaki veriler, Ankara Üniversitesi Astronomi ve Uzay Bilimleri Araştırma ve Uygulama Merkezi'nde (Kreiken Rasathanesi) yer alan T35 teleskobuyla, 23C.T35.04 numaralı proje kapsamında elde edilmiştir. Minimum zaman hesapları için Dr. Engin Bahar'ın Python programlama dilinde yazılmış MinLight programı kullanılmıştır. Bu çalışma için O-C gateway, Gaia, SIMBAD, BRNO ve MAST veri portalları kaynak olarak kullanılmıştır.

Kaynaklar

Gajdoš P., Štefan Parimucha 2019, OCFit: Python Package for Fitting of O-C Diagrams, Astrophysics Source Code Library, record ascl:1901.002, https://ui.adsabs.harvard.edu/abs/2019ascl.soft01002G

Güzel O., Özdarcan O., 2020, Contributions of the Astronomical Observatory Skalnate Pleso, 50, 535

Hoffmeister C., 1949, Astronomische Abhandlungen, Ergänzungshefte zur Astronomischen Nachrichten, 12, A3

Kreiner J. M., 2004, Acta Astron., 54, 207, ADS

Kwee K. K., van Woerden H., 1956, Bull. Astron. Inst. Netherlands, 12, 327, ADS

Malkov O. Y., Oblak E., Snegireva E. A., Torra J., 2006, A&A, 446, 785

Özkardeş B., 2019, in Proceedings of the Turkish Physical Society 35th International Physics Congress. Muğla, Turkey, pp 145–151

Paschke A., Brát L., 2006, O-C Gateway, http://var2.astro.cz/ocgate/

Poro A., ve diğ., 2024, New Astron., 110, 102227

Ricker G. R., ve diğ., 2015, Journal of Astronomical Telescopes, Instruments, and Systems, 1, 014003

Wilson R. E., Devinney E. J., 1971, ApJ, 166, 605

Access:
M25-0321: Turkish J.A&A — Vol.6, Issue 3.