

20. Ulusal Astronomi Kongresi

9. Ulusal Astronomi Öğrenci Kongresi

5 – 9 Eylül 2016, Atatürk Üniversitesi, Erzurum



Türkiye'de
Kırmızı Öte Astronomisi



EDİTÖRLER

Doç. Dr. Cahit YEŞİLYAPRAK
Dr. Öğr. Üyesi Mehtap ÖZBEY ARABACI
Dr. Tenay SAGUNER RAMBALDI
Araş. Gör. Tuba İKİZ

2016
UAK



UAK
2016

<http://uak.info.tr/2016/>
uak2016@uak.info.tr

Yazar
Cahit Yeşilyaprak

Yayın Yönetmeni
Başak Ergün

Baskı
İkinci Adam Matbaacılık
Moda Caddesi Özgür İş Hanı
No:28 K:3 D:306-307
Kadıköy / İstanbul
Tel 0216 345 95 66

2018

1. Baskı

ISBN 978-605-306-399-5

İKİNCİ ADAM YAYINLARI

Tel: 0216 345 95 66
Fax: 0216 345 95 74

www.ikinciadamyayinlari.com

Bu eserin tüm yayın hakları
İkinci Adam Yayınları'na aittir.



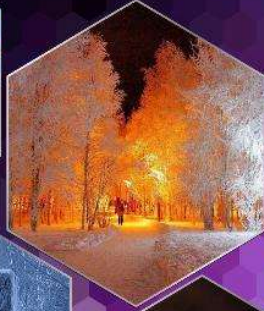
XX. ULUSAL ASTRONOMİ KONGRESİ
IX. ULUSAL ASTRONOMİ ÖĞRENCİ KONGRESİ

UAK
2016

20. Ulusal Astronomi Kongresi

9. Ulusal Astronomi Öğrenci Kongresi

5 – 9 Eylül 2016, Atatürk Üniversitesi, Erzurum



Türkiye'de
Kırmızı Öte Astronomisi



Bilim Kurulu

Tansel AK (İstanbul Üniv.)
Aysun AKYÜZ (Çukurova Üniv.)
Volkan BAKIŞ (Akdeniz Üniv.)
Altan BAYKAL (ODTÜ)
Mehmet Hakan ERKUT (İstanbul Kültür Üniv.)
Onal ERTAN (Sabancı Üniv.)
Akif ESENDER (Akdeniz Üniv.)
Tolga GÜVER (İstanbul Üniv.)
Sıtkı Çağdas INAM (Baskent Üniv.)
Yarol KESKİN (Ege Üniv.)
İbrahim KÜÇÜK (Başkent - Erciyes Üniv.)
Sait ÖZDEMİR (Ankara Üniv.)
Ahmet Talat SAYGAÇ (Başkent - Erciyes Üniv.)
Selim Osman SELAM (Ankara Üniv.)
Faruk SOYDUGAN (Çanakkale Onsekiz Mart Üniv.)
Kadir YAKUT (Ege Üniv.)
Sinan Kaan YERLİ (ODTÜ)
Cahit YEŞİLYAPRAK (Atatürk Üniv.)

Düzenleme Kurulu

Nazım AKSAKER (Çukurova Üniv.)
Sinan ALIŞ (İstanbul Üniv./TAD)
Mehtap ÖZBEY ARABACI (Atatürk Üniv./ATASAM)
Recep BALBAY (Erciyes Üniv.)
Deniz ÇOKER (Ankara Üniv.)
Emre DOĞAN (Atatürk Üniv./ATASAM)
Yavuz GÜNEY (Atatürk Üniv.)
Tuba İKİZ (Atatürk Üniv.)
İlham NASIROĞLU (Atatürk Üniv.)
Mohammed Shameoni NIAE (Atatürk Üniv./ATASAM)
Ferhat Fikri ÖZEREN (Erciyes Üniv.)
İbrahim ÖZTÜRK (Atatürk Üniv./ATASAM)
Yakup PEKÖN (Atılım Üniv.)
Ahmet POLATOĞLU (Atatürk Üniv.)
H. Tuğça ŞENER (Korea Ast. & Space Sciences Inst.)
F. Korhan YELKENÇİ (İstanbul Üniv.)
Erdem YENİSOY (Atatürk Üniv./ATASAM)
Sinan Kaan YERLİ (ODTÜ)
Cahit YEŞİLYAPRAK (Başkan - Atatürk Üniv./ATASAM)
Funda YÜZLÜKOĞLU (Atatürk Üniv.)
AAT (ODTÜ Amatör Astronomi Topluluğu)
ASTER (Erciyes Üniv. Astronomi Kulübü)
ATAK (Atatürk Üniv. Astrofizik Kulübü)
ATASAM (Atatürk Üniv. Astrofizik Araş. ve Uyg. Merkezi)

2016



UAK
2016

<http://uak.info.tr/2016/>
uak2016@uak.info.tr





XX. ULUSAL ASTRONOMİ KONGRESİ
IX. ULUSAL ASTRONOMİ ÖĞRENCİ KONGRESİ

UAK
2016

UAK
2016

XX. ULUSAL ASTRONOMİ KONGRESİ
IX. ULUSAL ASTRONOMİ ÖĞRENCİ KONGRESİ

EDİTÖRLER

Doç. Dr. Cahit YEŞİLYAPRAK
Dr. Öğr. Üyesi Mehtap ÖZBEY ARABACI
Dr. Tenay SAGUNER RAMBALDI
Araş. Gör.Dr. Tuba İKİZ

Atatürk Üniversitesi
2018
Erzurum



XX. ULUSAL ASTRONOMİ KONGRESİ
IX. ULUSAL ASTRONOMİ ÖĞRENCİ KONGRESİ

UAK
2016

BİLİM KURULU (BK)

Ad	Soyad	Kurum
Tansel	Ak	İstanbul Üniversitesi
Aysun	Akyüz	Çukurova Üniversitesi / TAD
Volkan	Bakış	Akdeniz Üniversitesi
Altan	Baykal	ODTÜ
Mehmet Hakan	Erkut	İstanbul Kültür Üniversitesi
Ünal	Ertan	Sabancı Üniversitesi
Akif	Esendemir	Akdeniz Üniversitesi
Tolga	Güver	İstanbul Üniversitesi
Sıtkı Çağdaş	İnam	Başkent Üniversitesi / TAD
Varol	Keskin	Ege Üniversitesi
İbrahim	Küçük (Başkan)	Erciyes Üniversitesi
Sacit	Özdemir	Ankara Üniversitesi
Ahmet Talat	Saygıç	İstanbul Üniversitesi
Selim Osman	Selam	Ankara Üniversitesi
Faruk	Soydugan	Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi
Kadri	Yakut	Ege Üniversitesi
Sinan Kaan	Yerli	ODTÜ
Cahit	Yeşilyaprak	Atatürk Üniversitesi / ATASAM

YEREL DÜZENLEME KURULU (YDK)

Ad	Soyad	Kurum
Nazım	Aksaker	Çukurova Üniversitesi
Sinan	Aliş	İstanbul Üniversitesi / TAD
Recep	Balbay	Erciyes Üniversitesi
Deniz	Çoker	Ankara Üniversitesi
Emre	Doğan	Atatürk Üniversitesi / ATASAM
Yavuz	Güney	Atatürk Üniversitesi
Tuba	İkiz	Atatürk Üniversitesi
İlham	Nasıroğlu	Atatürk Üniversitesi
Mehtap	Özbey Arabacı	Atatürk Üniversitesi / ATASAM
Ferhat Fikri	Özeren	Erciyes Üniversitesi
İbrahim	Öztürk	Atatürk Üniversitesi / ATASAM
Yakup	Pekön	Atılım Üniversitesi
Ahmet	Polatoğlu	Atatürk Üniversitesi
Mohammed	Shameoni Niaei	Atatürk Üniversitesi / ATASAM
Tuğça	Şener	Korea Astr. & Space Sci. Inst.
Korhan	Yelkenci	İstanbul Üniversitesi
Erdem	Yenisoy	Atatürk Üniversitesi / ATASAM
Cahit	Yeşilyaprak (Başkan)	Atatürk Üniversitesi / ATASAM
Funda	Yüzlükoğlu	Atatürk Üniversitesi
AAT - ODTÜ Amatör Astronomi Topluluğu		
ASTER - Erciyes Üniv. Astronomi Kulübü		
ATAK - Atatürk Üniv. Astrofizik Kulübü		
ATASAM (Atatürk Üni. Astrofizik Uyg. ve Arş. Merkezi)		



XX. ULUSAL ASTRONOMİ KONGRESİ
IX. ULUSAL ASTRONOMİ ÖĞRENCİ KONGRESİ

UAK
2016

UAK 2016 KATILIMCI LİSTESİ
(Toplam: 248 Dinleyici: 136 Bildirili: 112)

Ad	Soyad	Kurum
Seda	Acar	Erciyes Üniversitesi (Kayseri)
Melike	Afşar	Ege Üniversitesi (İzmir)
Furkan	Akbaba	İstanbul Üniversitesi (İstanbul)
Hasan	Ak	Erciyes Üniversitesi (Kayseri)
İnci	Akkaya Oralhan	Erciyes Üniversitesi (Kayseri)
İbrahim	Aköz	Ege Üniversitesi (İzmir)
Havva	Aksaç	Ege Üniversitesi (İzmir)
Nazım	Aksaker	Çukurova Üniversitesi (Adana)
Tansel	Ak	İstanbul Üniversitesi (İstanbul)
Haşim	Aktaş	İstanbul Üniversitesi (İstanbul)
Bahadır	Aktuğ	Ankara Üniversitesi (Ankara)
Aysun	Akyüz	Çukurova Üniversitesi (Adana)
Sinan	Aliş	İstanbul Üniversitesi (İstanbul)
Ali Osman	Alpagu	Beşiktaş Atatürk Anadolu Lisesi (İstanbul)
Ayşe Iraz	Alpay	ODTÜ (Ankara)
Sezen	Altuğ	ODTÜ (Ankara)
Sefa	Apaydın	Çukurova Üniversitesi (Adana)
Erdal	Arslan	Ege Üniversitesi (İzmir)
Özgün	Arslan	Erciyes Üniversitesi (Kayseri)
Melike	Aşan	Erciyes Üniversitesi (Kayseri)
Gamze	Aşkın	Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi (Çanakkale)
Betül	Atalay	TÜBİTAK UZAY (Ankara)
Esragül	Atalay	Atatürk Üniversitesi (Erzurum)
Şükran	Ateş	İstanbul Üniversitesi (İstanbul)
Ahmet	Avcı	Erciyes Üniversitesi (Kayseri)
Derya	Avcı	İstanbul Üniversitesi (İstanbul)
Güneş	Avcı	İstanbul Üniversitesi (İstanbul)
Hasan	Avdan	Çukurova Üniversitesi (Adana)
Şenay	Avdan	Çukurova Üniversitesi (Adana)
Mustafa Emre	Aydın	Ankara Üniversitesi (Ankara)
Mehmed Naim	Bağiran	Ankara Üniversitesi (Ankara)
Halil	Bağış	İstanbul Üniversitesi (İstanbul)
Engin	Bahar	Ankara Üniversitesi (Ankara)
Volkan	Bakiş	Akdeniz Üniversitesi (Antalya)
Recep	Balbay	Erciyes Üniversitesi (Kayseri)
İlker	Bal	Ege Üniversitesi (İzmir)
Mustafa Emre	Baltacıoğlu	Erciyes Üniversitesi (Kayseri)
Özgür	Baştürk	Ankara Üniversitesi (Ankara)
Ali	Baygeldi	Havacılık ve Uzay Teknolojileri (ANKARA)
Ayşe	Baykal	İstanbul Üniversitesi (İstanbul)
Özgüç	Bayrak	blog.gozlemevi.org (İstanbul)
Elif	Beklen	Suleyman Demirel Üniversitesi (Isparta)
Havva	Bostan	İstanbul Üniversitesi (İstanbul)
Zeynep	Bozkurt	Ege Üniversitesi (İzmir)
Uğur Gökhan	Bozo	Atatürk Üniversitesi (Erzurum)
Tuğba	Boztepe	İstanbul Üniversitesi (İstanbul)
Utku C.	Bulut	Ege Üniversitesi (İzmir)
Gamze	Cantürk	ODTÜ (Ankara)
Burak Fatih	Cura	Tübitak (Ankara)
Cengiz	Çakmak	UDHB-HUDGM (Ankara)
Semih	Çakmak	ODTÜ (Ankara)
Büşra	Çam	İstanbul Üniversitesi (İstanbul)
Gizem	Çamkerten	Ege Üniversitesi (İzmir)
Hüseyin	Çavuş	Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi (Çanakkale)



XX. ULUSAL ASTRONOMİ KONGRESİ
IX. ULUSAL ASTRONOMİ ÖĞRENCİ KONGRESİ

UAK
2016

Zeynep	Çelik Orhan	Ege Üniversitesi (İzmir)
Yunus	Çetni	Ankara Üniversitesi (Ankara)
Hasan	Çetres	İstanbul Üniversitesi (İstanbul)
Ahmet	Çoban	Akdeniz Üniversitesi (Antalya)
Deniz	Çoker	Ankara Üniversitesi (Ankara)
Kutay Arınç	Çokluk	Ege Üniversitesi (İzmir)
Hasan Ali	Dal	Ege Üniversitesi (İzmir)
Büşra	Daştan	İzmir Yüksek Teknoloji Enstitüsü (İzmir)
Ömer Lütfi	Değirmenci	Ege Üniversitesi (İzmir)
Osman	Demircan	Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi (Çanakkale)
Utku	Demirhan	Kayseri Erciyes Üniversitesi (Kayseri)
Rıdvan	Dermanlı	Huawei Telekom (İstanbul)
Ahmet	Dervişoğlu	Erciyes Üniversitesi (Kayseri)
Şerife	Dirgen	İstanbul Üniversitesi (İstanbul)
Emre	Doğan	Atatürk Üniversitesi (Erzurum)
Evrin	Doğan	Adıyaman Üniversitesi (Adıyaman)
Suzan	Doğan	Ege Üniversitesi (İzmir)
Çağatay Kerem	Dönmez	ODTÜ (Ankara)
Melek	Dülger	Erciyes Üniversitesi (Kayseri)
Ergün	Ege	İstanbul Üniversitesi (İstanbul)
Zeki	Eker	Akdeniz Üniversitesi (Antalya)
Kazım Yavuz	Ekşi	İstanbul Teknik Üniversitesi (İstanbul)
Nuri	Emrahoğlu	Çukurova Üniversitesi (Adana)
Damla	Erakuman	Erciyes Üniversitesi (Kayseri)
Ahmet	Erdem	Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi (Çanakkale)
Melike	Erdi	İstanbul Üniversitesi (İstanbul)
Muhammed Kıyami	Erdim	Yıldız Teknik Üniversitesi (İstanbul)
Saliha	Eren	Akdeniz Üniversitesi (Antalya)
Hüseyin	Er	Atatürk Üniversitesi (Erzurum)
Ünal	Ertan	Sabancıuniv.edu (İstanbul)
Akif	Esendemir	Akdeniz Üniversitesi (Antalya)
Hasan H.	Esenoğlu	İstanbul Üniversitesi (İstanbul)
Hülya	Eser	Erciyes Üniversitesi (Kayseri)
Ekrem Murat	Esmer	Ankara Üniversitesi (Ankara)
Nilüfer	Felek	İstanbul Üniversitesi (İstanbul)
Nurten	Filiz Ak	Erciyes Üniversitesi (Kayseri)
Süleyman	Fişek	İstanbul Üniversitesi (İstanbul)
Çiğdem	Gamsızkan	ODTÜ (Ankara)
Ümit Deniz	Göker	Boğaziçi Üniversitesi (İstanbul)
Sevinç	Gökmen	Akdeniz Üniversitesi (Antalya)
Dilem	Göktaş	Ankara Üniversitesi (Ankara)
Murat İnanç	Gözütok	Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi (Çanakkale)
Nuri	Güçtekin	İstanbul Üniversitesi (İstanbul)
Bilal	Gül	Abant İzzet Baysal Üniversitesi (Bolu)
Mehmet Ali	Gül	İstanbul Aydın Üniversitesi (İstanbul)
Damla	Gümüş	Ankara Üniversitesi (Ankara)
Hatice	Güney	Erciyes Üniversitesi (Kayseri)
Yavuz	Güney	Atatürk Üniversitesi (Erzurum)
Hande	Gürsoytrak	Ankara Üniversitesi (Ankara)
Tolga	Güver	İstanbul Üniversitesi (İstanbul)
Orhan Gazi	Hafif	ODTÜ Teknokent Milvus Robotics (Ankara)
Sema	Harmankaya	Ege Üniversitesi (İzmir)
Aynur	Hasanoğlu	İstanbul Üniversitesi (İstanbul)
Murat	Hudaverdi	Yıldız Teknik Üniversitesi (İstanbul)
Emre	Işık	Max Planck Institute (Göttingen)
Seda	Işık	Boğaziçi Üniversitesi (İstanbul)
Tuğçe	İçli	Ege Üniversitesi (İzmir)
Tuba	İkiz	Atatürk Ün. (Erzurum)



XX. ULUSAL ASTRONOMİ KONGRESİ
IX. ULUSAL ASTRONOMİ ÖĞRENCİ KONGRESİ

UAK
2016

Sıtkı Çağdaş	İnam	Başkent Üniversitesi (Ankara)
Ayşegül	İtan	İstanbul Üniversitesi (İstanbul)
Didem Dilan	İzci	Ankara Üniversitesi (Ankara)
Mustafa	Kabakçı	Erciyes Üniversitesi (Kayseri)
Emrah	Kalemci	Sabancı Üniversitesi (İstanbul)
Ceren	Kamil	Ege Üniversitesi (İzmir)
Cihan	Kanlıgöz	Ulaştırma, Denizcilik ve Haberleşme Bkn. (Ankara)
Dilara	Karadeniz	Erciyes Üniversitesi (Kayseri)
Nazlı	Karaman	Adıyaman Üniversitesi (Adıyaman)
Nurdan	Karapınar	Akdeniz Üniversitesi (Antalya)
Sena	Karataş	Gebze Teknik Üniversitesi (Kocaeli)
Yonca	Karslı	Erciyes Üniversitesi (Kayseri)
Mehmet	Kartal	Erciyes Üniversitesi (Kayseri)
Ahmet Hulusi	Kaya	Kilis 7 aralık üniversitesi (Gaziantep)
Ögetay	Kayalı	Ege Üniversitesi (İzmir)
Erkan	Kayapınar	Ulaştırma Denizcilik ve Haberleşme B.İği (ANKARA)
Burak	Kay	İstanbul Üniversitesi (İstanbul)
Süleyman	Kaynar	Akdeniz Üniversitesi (Antalya)
Taşkin Volkan	Keleş	İstanbul Üniversitesi (İstanbul)
Ahmet	Keskin	Erciyes Üniversitesi (Kayseri)
Onur	Keskin	FMV Işık Üniversitesi (İstanbul)
Varol	Keskin	Ege Üniversitesi (İzmir)
Burak	Keten	Ankara Üniversitesi (Ankara)
Halil	Kırbıyık	TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi (Antalya)
Onur	Kırık	MEB (Hatay)
Nuran	Kızıldaş	Anadolu Üniversitesi (İstanbul)
Tolgahan	Kılıçoğlu	Ankara Üniversitesi (Ankara)
Evrin	Kiran	Ege Üniversitesi (İzmir)
Ümit	Kızıloğlu	ODTÜ (Ankara)
Tuğçe	Kocabıyık	İstanbul Üniversitesi (İstanbul)
Dolunay	Koçak	Ege Üniversitesi (İzmir)
Dicle	Kolukısa	İstanbul Üniversitesi (İstanbul)
Mehmet Özgür	Köksel	İstanbul Üniversitesi (İstanbul)
Mervenur	Kunt	Ege Üniversitesi (İzmir)
Muhammed Akif	Kurtuluş	Akdeniz Üniversitesi (Antalya)
Furkan Ali	Küçük	İstanbul Teknik Üniversitesi (İstanbul)
İbrahim	Küçük	Erciyes Üniversitesi (Kayseri)
Kenan	Latifoğlu	Malatya Üniversitesi (Gaziantep)
Şeyma	Mercimek	İstanbul Üniversitesi (İstanbul)
Berfin Mina	Meşe	ODTÜ (Ankara)
Aliye Bedriye	Mutaf	İstanbul Üniversitesi (İstanbul)
İlham	Nasiroğlu	Atatürk Üniversitesi (Erzurum)
Ali Nur	Nurbaki	TÜRKSAT A.Ş./İstanbul Üniversitesi (Ankara)
Samet	Ok	Ege Üniversitesi (İzmir)
Pelin	Oktay	Ege Üniversitesi (İzmir)
Tunakan	Oktay	Karadeniz Teknik Üniversitesi (Trabzon)
Destan	Olca	Meliksah üniversitesi (kayseri)
Cem	Oran	İstanbul Teknik Üniversitesi (İstanbul)
Aysun	Orman	Ege Üniversitesi (İzmir)
Yucel	Orman	Ankara Üniversitesi (Ankara)
Cihan Yavuz	Örnek	İstanbul Üniversitesi (İstanbul)
Batuhan	Özakın	Ondokuz Mayıs Üniversitesi (Samsun)
Gökçe Zeynep	Özalp	Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi (Çanakkale)
İbrahim	Özavcı	Ankara Üniversitesi (Ankara)
Emrah Emin	Özbaldan	Atatürk Üniversitesi (Erzurum)
Mehtap	Özbey Arabacı	Atatürk Üniversitesi (Erzurum)
Orkun	Özdarcan	Ege Üniversitesi (İzmir)
Sacit	Özdemir	Ankara Üniversitesi (Ankara)



XX. ULUSAL ASTRONOMİ KONGRESİ
IX. ULUSAL ASTRONOMİ ÖĞRENCİ KONGRESİ

UAK
2016

Sergen	Özdemir	Ege Üniversitesi (İzmir)
Sezin	Özdemir	İstanbul Üniversitesi (İstanbul)
Tuncay	Özdemir	İnönü Üniversitesi (Malatya)
Kaan	Özdoğan	İstanbul Teknik Üniversitesi (İstanbul)
Melis Dilara	Özel	Erciyes Üniversitesi (Kayseri)
Elif	Özer	Erciyes Üniversitesi (Kayseri)
Ferhat Fikri	Özeren	Erciyes Üniversitesi (Kayseri)
Görkem K.	Öz	Erciyes Üniversitesi (Kayseri)
Olcaytuğ	Özgüllü	İstanbul Üniversitesi (İstanbul)
İbrahim	Öztürk	Atatürk Üniversitesi (Erzurum)
Özgür Can	Özüdoğru	ODTÜ (Ankara)
Dilek	Pekdoğan	MEB (Gaziantep)
Yakup	Pekön	Atılım Üniversitesi (Ankara)
Ahmet	Polatoğlu	Atatürk Üniversitesi (Erzurum)
Gözde	Saral	Harvard Center for Astrophysics (Cambridge)
Ecem	Sekkin	ODTÜ (Ankara)
Selim Osman	Selam	Ankara Üniversitesi (Ankara)
Timuçin	Sesli	Atatürk Üniversitesi (Erzurum)
Ecem	Seven	Okan Üniversitesi (İstanbul)
Kenan	Seyfi	Ege Üniversitesi (İzmir)
Mohammad	Shameoni Niaei	Atatürk Üniversitesi (Erzurum)
Faruk	Soydugan	Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi (Çanakkale)
Ahmet	Söker	ODTÜ (Ankara)
Derya	Sürgit	Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi (Çanakkale)
Mehmet	Şahan	Gaziantep Üniversitesi (Gaziantep)
Damla	Şahinbaş	ODTÜ (Ankara)
Erkan	Şahmalı	Günarda A.Ş. (Ankara)
Onur	Şatır	Queens University Belfast (Armagh)
Hakan Volkan	Şenavcı	Ankara Üniversitesi (Ankara)
Şeyda	Şen	Atatürk Üniversitesi (Erzurum)
Tunç	Şenyüz	Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi (Çanakkale)
Muhammed Metin	Şeraffettinoğlu	İstanbul Üniversitesi (İstanbul)
Mikail	Şimşek	Atatürk Üniversitesi (Erzurum)
Taner	Tanrıverdi	Niğde Üniversitesi (Niğde)
Mehmet	Tanriver	Erciyes Üniversitesi (Kayseri)
Mahmut	Tekeş	Mezopotamya Astronomi Derneği (Batman)
Utkan	Temiz	Çukurova Üniversitesi (Adana)
Cihan Tuğrul	Tezcan	Ankara Üniversitesi (Ankara)
Serdar	Tezgel	Atatürk Üniversitesi (Erzurum)
Ömer	Timuçin	Ankara Üniversitesi (Ankara)
Furkan	Tomak	Ankara Üniversitesi (Ankara)
Abdullah	Topal	Erciyes Üniversitesi (Kayseri)
Selçuk	Topal	Van YY Üni. (Van)
Derya	Topcuoglu	Meb (Aydın)
Osman	Topçu	Tübitak UZAY (Ankara)
Seda	Tosun	Ege Üniversitesi (İzmir)
Efe	Tuncel	ODTÜ (Ankara)
Sabiha	Tunçel Güçtekin	İstanbul Üniversitesi (İstanbul)
Kevser	Turak	İstanbul Teknik Üniversitesi (İstanbul)
Demet	Tutar Özdarcan	Ege Üniversitesi (İzmir)
Ayşe	Ulubay	İstanbul Üniversitesi (İstanbul)
Kadir	Uluç	TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi (Antalya)
Fatma	Uyanık	Ege Üniversitesi (İzmir)
Murat	Uzundağ	Ankara Üniversitesi (Ankara)
Eyüp Kaan	Ülgen	İstanbul Üniversitesi (İstanbul)
Fatmanur	Ülker	İstanbul Üniversitesi (İstanbul)
Kadri	Yakut	Ege Üniversitesi (İzmir)
Zahide	Yapucu	MEB (Çanakkale)



XX. ULUSAL ASTRONOMİ KONGRESİ
IX. ULUSAL ASTRONOMİ ÖĞRENCİ KONGRESİ

UAK
2016

Melis	Yardımcı	Ege Üniversitesi (İzmir)
Aysun	Yaşar	Çukurova Üniversitesi (Adana)
Ayşegül	Yelkenci	İstanbul Kültür Üniversitesi (İstanbul)
Korhan	Yelkenci	İstanbul Üniversitesi (İstanbul)
Erdem	Yenisoy	Atatürk Üniversitesi (Erzurum)
Sinan Kaan	Yerli	ODTÜ (Ankara)
Süleyman	Yeşil	Ege Üniversitesi (İzmir)
Cahit	Yeşilyaprak	Atatürk Üniversitesi (Erzurum)
F. Başak	Yıldıran	Atatürk Üniversitesi (Erzurum)
Yaşar	Yıldıran	Atılım Üniversitesi (Ankara)
Bayram	Yıldız	TÜRKSAT A.Ş (ANKARA)
Serkan	Yıldız	İstanbul Üniversitesi (İstanbul)
Erkan	Yılan	Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi (Çanakkale)
Semra	Yılmaz	Ege Üniversitesi (İzmir)
Seyda	Yılmaz	Atatürk Üniversitesi (Erzurum)
Gizay	Yolalan	Akdeniz Üniversitesi (Antalya)
Ezgi	Yoldaş	Ege Üniversitesi (İzmir)
Onur	Yörükoğlu	Ankara Üniversitesi (Ankara)
Yusuf	Yurdigül	Atatürk Üniversitesi (Erzurum)
Funda	Yüzlükoğlu	Atatürk Üniversitesi (Erzurum)



KONGRE FOTOĞRAFLARI





XX. ULUSAL ASTRONOMİ KONGRESİ
IX. ULUSAL ASTRONOMİ ÖĞRENCİ KONGRESİ

UAK
2016





KONGRE TÜRÜNE GÖRE KATILIMCI DAĞILIMI

Ulusal Astronomi Kongresi:	232
Ulusal Astronomi Öğrenci Kongresi:	16
TOPLAM:	248

KATILIM TÜRÜNE VE UAK ALANLARINA GÖRE DAĞILIM

	Bşv.	Kbl.		Bşv.	Kbl.
Çağrılı Konuşmacı:	11	11	STARS: Yıldızlar ve Ötegezegenler	19	19
Çağrılı Bildiri:	6	6	SPEC: Yıldız Tayfı	17	17
Bildiri:	74	69	BIN: İkili Yıldızlar	23	22
Kısa Bildiri:	10	14	SOLAR: Güneş Sistemi Astronomisi	8	8
Poster:	32	30	COMP: Sıkı Nesneler	13	13
Dinleyici:	136	140	GAL: Samanyolu, Galaksiler, Kozmoloji	14	14
			IR: Kırmızıöte Astronomisi	4	4
			RAD: Radyo Astronomisi	7	7
			INST: Gözlemevleri, Teleskoplar, Aletler, Yazılım	14	14
			SPACE: Uydu Sistemleri, Uzay Etkinliği, Uzay Politikası, Uzay Hukuku	4	4
			META: Tarih, Eğitim, İdari v.b		
			TOPLAM:	123	122



XX. ULUSAL ASTRONOMİ KONGRESİ
IX. ULUSAL ASTRONOMİ ÖĞRENCİ KONGRESİ

UAK
2016

1.Gün - Pazartesi - 5 Eylül 2016

Oturum 11	Uzay Etkinliği, Uzay Politikası Oturum Başkanı: Aysun Akyüz (2 bildiri - Oturum Süresi: 01:50)
08:30	Açılış Konuşmaları (30 dk)
09:00	<i>Türk Uzay Ajansı Kuruluş Çalışmaları</i> Cihan Kanlıgöz (40 dk)
09:40	<i>Güneş'te ve Benzeri Yıldızlarda Manyetik Etkinlik ve Dinamo Süreçleri</i> Emre Işık (40 dk)
Oturum 12	Güneş Sistemi Astronomisi Oturum Başkanı: İbrahim Küçük (8 bildiri - Oturum Süresi: 02:01)
10:40	<i>Güneş Atmosferinde Ekvator Düzlemi Civarında Bazı Fiziksel Parametrelerin Değişimi</i> Hüseyin Çavuş (20 dk)
11:00	<i>Güneş Leke Aktivitesi ve Jeomanyetik Aktivite İndisleri</i> Saliha Eren (20 dk)
11:20	<i>Güneş'in Tayfsal Radyasyon Salınımında - Yüzey İndislerinde 21-23 Aktivite Çevrimlerindeki Değişiklikler</i> Ümit Deniz Göker (20 dk)
11:40	<i>Meteorlarda DNA ve RNA Bazlarının Oluşumu</i> Cihan Yavuz Örnek (20 dk)
12:00	<i>Atmosferde Meteor Patlamaları</i> Cihan Yavuz Örnek (20 dk)
12:20	<i>W UMa Türü Örtün Çift Sistemler AM Leo ve XY Leo'nun Yörünge Değişimlerinde Olası 3. Cisim Etkisi</i> Gamze Aşkın (7 dk)
12:27	<i>Kepler Alanında Bulunan Bazı Örtün Çift Sistemlerin Yörünge Parametrelerinin Hesaplanması</i> Kutay Arınç Çokluk (7 dk)
12:34	<i>HD199719 Yıldızının H-alfa Çizgi Değişim Analizi</i> Didem Dilan İzci (7 dk)
Oturum 13	Yıldızlar, Kümeler ve Ötegezegenler-1 Oturum Başkanı: Faruk Soyduğan (5 bildiri - Oturum Süresi: 02:10)
13:30	<i>Ötegezegenler ve Geçiş Işık Ölçümü</i> Özgür Baştürk(40 dk)
14:10	<i>İkizlerin ASAS Sayımı: Fotometrik Tarama</i> Volkan Bakış (30 dk)
14:40	<i>Galaksimizin Birinci ve İkinci Çeyreğinde Bulunan 20 Açık Yıldız Kümesinin Temel ve Yapısal Parametrelerinin Belirlenmesi</i> İnci Akkaya Oralhan (20 dk)
15:00	<i>Uzaklık Modülü Belirlemede Hbeta Ölçeğinin Gücü</i> Havva Aksaç (20 dk)
15:20	<i>Güneş-Benzeri Titreşim Yapan Evrimleşmiş Yıldızların Temel Özelliklerinin Titreşim Frekanslarından Bulunması</i> Zeynep Çelik Orhan (20 dk)
Oturum 14	Yıldızlar, Kümeler ve Ötegezegenler-2 Oturum Başkanı: Sıtkı Çağdaş İnam (6 bildiri - Oturum Süresi: 02:07)
16:00	<i>Soğuk Yıldızların Üst Atmosferleri için Moleküler Band Analizi</i> Hakan Volkan Şenavcı (40 dk)
16:40	<i>Ötegezegen Geçiş Işık Eğrilerinin WinFitter ile Analizi</i> Ahmet Erdem (20 dk)
17:00	<i>Ötegezegen Araştırmalarında Zamanlama Yöntemi</i> Ekrem Murat Esmer (20 dk)
17:20	<i>NGC 2323, NGC 2395 ve NGC 2539 Açık Yıldız Kümelerinin Temel ve Yapısal Parametreleri</i> Yonca Karşlı (20 dk)
17:40	<i>Hassas Dikine Hız Ölçümlerinde Yıldız Leke Aktivitesinin Etkisi</i> Orkun Özdarcan (20 dk)
18:00	<i>Python'da Arayüzü Minimum/Maksimum Zamanı Belirleme Programı: XTREMA</i> Engin Bahar (7 dk)



XX. ULUSAL ASTRONOMİ KONGRESİ
IX. ULUSAL ASTRONOMİ ÖĞRENCİ KONGRESİ

UAK
2016

2.Gün - Salı - 6 Eylül 2016

Oturum 21	DAG, Teleskoplar, Aletler-1 Oturum Başkanı: Halil Kırbıyık (3 bildiri - Oturum Süresi: 01:50)
08:30	<i>Doğu Anadolu Gözlemevi (DAG): Son Gelişmeler</i> Cahit Yeşilyaprak (40 dk)
09:10	<i>DAG Odak Düzlemi Aygıtları - Türk Gözlemsel Astronomisinde Yeni Dönem</i> Sinan Kaan Yerli (40 dk)
09:50	<i>DAG - AO Sistemi ve Derotator Projesi</i> Onur Keskin (30 dk)
Oturum 22	DAG, Teleskoplar, Aletler-2 Oturum Başkanı: Sacit Özdemir (6 bildiri - Oturum Süresi: 02:00)
10:40	<i>Bilimsel Gerekçeler Işığında DAG Teleskobu için Düşünülen Olası Odak Düzlemi Aygıtları ve İşbirlikleri</i> Sinan Aliş (20 dk)
11:00	<i>DAG Teleskobu için bir Mikrodalga Kinetik Endüksiyon Dedektörü</i> Tolga Güver (20 dk)
11:20	<i>Türkiye RAVINSONDE İstasyon Şebeke Verileri Yardımı ile Elde Edilen Yoğuşturucu Su Buharı Sonuçları</i> Betül Atalay (20 dk)
11:40	<i>GPS Verileri Kullanılarak Erzurum İli için Elde Edilen İlk PWV Sonuçları</i> Betül Atalay (20 dk)
12:00	<i>Metalce Çok Fakir Yıldızların Yüksek Çözünürlüklü Kızılöte Gözlemleri</i> Melike Afşar (20 dk)
Oturum 23	İkili yıldızlar-1 Oturum Başkanı: Osman Demircan (5 bildiri - Oturum Süresi: 01:40)
13:30	<i>SN Kalıntıları ve HII Bölgeleri için İstatistiksel Çalışma, Yakın Galaksilerin Optik, X-Işın Tayf Gözlemleri</i> Ümit Deniz Göker (20 dk)
13:50	<i>Kara Delik Bileşenli Çift Sistemlerin Uzun Dönemli Işık Değişimi</i> Dolunay Koçak (20 dk)
14:30	<i>Collinder 359 Küme Bölgesindeki V2659 Oph Örtünme Çift Sisteminin Çok Renk Işık Ölçümü</i> Evrin Kıran (20 dk)
14:50	<i>Güneş Komşuluğundaki SR Değişenleri</i> Tuncay Özdemir (20 dk)



XX. ULUSAL ASTRONOMİ KONGRESİ
IX. ULUSAL ASTRONOMİ ÖĞRENCİ KONGRESİ

UAK
2016

3.Gün - Çarşamba - 7 Eylül 2016

Oturum 31	Gökadalar, İkili Yıldızlar-1 Oturum Başkanı: Melike Afşar (3 bildiri - Oturum Süresi: 01:50)
08:30	<i>Kepler, CoRoT ve Gaia Çift ve Çoklu Yıldız Sistemleri</i> Faruk Soyduğan (40 dk)
09:10	<i>Karadeliklerde Dönem Geçişlerinin Çok Bantlı Gözlemler Araştırılması</i> Emrah Kalemci (40 dk)
09:50	<i>Kuazar Rüzgarlarının Dinamiği: En Hızlı, En Güçlü, En Değişken</i> Nurten Filiz Ak (30 dk)
Oturum 32	Gökadalar, İkili Yıldızlar-2 Oturum Başkanı: Kadri Yakut (6 bildiri - Oturum Süresi: 01:47)
11:00	<i>Seçilen Kataklişik Değişen Çift yıldızların fotometrik değişimi</i> Samet Ok (20 dk)
11:20	<i>BETA Lyrae Türü Örtün Çift Yıldız V356 Vela'nın Fotometrik Analizi</i> Gökçe Zeynep Özalp (20 dk)
11:40	<i>AGN'lerin Tayfsal Olarak İncelenmesi</i> Korhan Yelkenci (20 dk)
12:00	<i>Kepler Örtün Çift Sistemi KIC 4921906 Fotometrik Analizi</i> Erkan Yılan (20 dk)
12:20	<i>SDSS-J141955.28+522741.4 Kuazarının Soğurma Çizgilerinin Kısa Zaman Ölçekli Değişiminin İncelenmesi</i> Damla Erakuman (7 dk)
Oturum 33	Yıldızlar ve Tayf Analizi-1 Oturum Başkanı: Ahmet Erdem (6 bildiri - Oturum Süresi: 02:07)
13:30	<i>Türkiye'de Astronomi Çalışmaları: Geleceğe Dönük Öngörüler ve Öneriler</i> Osman Demircan (40 dk)
14:10	<i>Gravitasyonel Dalga Astronomisi: Dejenere ve Dejenere Olmayan Çift Sistemler</i> Kadri Yakut (20 dk)
14:30	<i>Güney Yarımküre Gökyüzünden Seçilen Ayrık Çift Yıldızların Mutlak Parametreleri</i> Derya Sürgit (20 dk)
14:50	<i>G ve K Devi HD199763 Ve HD211960 Yıldızlarının Kimyasal Bolluk Analizleri</i> Cihan Tuğrul Tezcan (20 dk)
15:10	<i>3M Echelle Tayf Ölçerle Yıldız Tayflarının İncelenmesi</i> Nuri Emrahoğlu (20 dk)
15:30	<i>Astronomi ve Uzay Bilimleri Bilgilerinin Günlük Yaşama Transfer Düzeylerinin İncelenmesi</i> Nuri Emrahoğlu (7 dk)
Oturum 34	TAD Oturumu Oturum Başkanı: Aysun Akyüz
16:15	<i>Astronomiye Emek Verenler-4 ve TAD Genel Kurulu</i>



XX. ULUSAL ASTRONOMİ KONGRESİ
IX. ULUSAL ASTRONOMİ ÖĞRENCİ KONGRESİ

UAK
2016

4.Gün - Perşembe - 8 Eylül 2016

Oturum 41	Gözlemleri, Teleskoplar, Aletler, ve Yıldızlar Oturum Başkanı: Tansel Ak (4 bildiri - Oturum Süresi: 01:50)
08:30	XXL Projesi: Galaksi Kümeleri Taraması Sinan Aliş (40 dk)
09:10	Astronomik Gözlemler için GPS Tabanlı Su Buharı Kestirimi Bahadır Aktuğ (30 dk)
09:40	RATS (Rapid Temporal Survey) Arşivinde Yoğun Mavi Yıldız Avı Onur Şatır (20 dk)
10:00	Seçilmiş Am ve roAp yıldızlarında Dönme ve Manyetik Alanın Zonklama Doğası Üzerine Etkisi Tunç Şenyüz (20 dk)
Oturum 42	Gökadalar, İkili Yıldızlar-3 Oturum Başkanı: Tolga Güver (7 bildiri - Oturum Süresi: 01:54)
10:40	Soğuk Yıldızlardan Sıcak Yıldızlara Kromosferik Aktivite Davranışı Ezgi Yoldaş (20 dk)
11:00	Yerel Evrende Düşük Işınım Gücüne Sahip Aktif Galaktik Çekirdekler Tuba İkiz (20 dk)
11:20	Galaksi Kümelerindeki Merkezi Parlak Galaksilerde Yıldız Oluşum Aktivitesi Süleyman Fişek (20 dk)
11:40	Nötron Yıldızı Bileşenli X-ışın Çiftlerinin Uzun Dönemli Işık Değişimi Tuğçe İçli (20 dk)
12:00	Örten Çift Yıldızların Dönem Değişim Analizi Programı: ANGORA Cihan Tuğrul Tezcan (20 dk)
12:27	Ortak Zarf Evresi Sonrası Bir Çift Yıldız Sistemi: NSVS 14256825 Semra Yılmaz (7 dk)
Oturum 43	Radio Astronomi ve Tayf Analizi Oturum Başkanı: Varol Keskin (5 bildiri - Oturum Süresi: 02:10)
13:30	$z=0.05-0.3$ Galaksilerinde CO Tully-Fisher İlişkisi Selcuk Topal (40 dk)
14:10	NANOGrav Pulsarları - Titreşme/Seğirme Gürültüsü ve Yıldızlararası Ortam Etkileri Elif Beklen (30 dk)
14:40	Perseus Molekul Bulutuna ait Yıldız Oluşum Oranı Hesabına Yeni Bir Bakış Şeyma Mercimek (20 dk)
15:00	Manyetik Kataklişik Değişen WX Leonis Minoris: Optik Bölgede Tayf Uçlaşma Ölçümü Demet Tutar Özdarcan (20 dk)
15:20	Seçilmiş RV Tauri türü Post-AGB Değişenler için Birinci İyonlaşma Potansiyeli Etkisinin Araş. ve Uyg. Gizay Yolalan (20 dk)
Oturum 44	Gökadalar, Sıkı Nesneler, Teleskoplar ve Tarih Oturum Başkanı: Selim Osman Selam (8 bildiri - Oturum Süresi: 02:14)
16:00	Genel Göreliliğin Modifikasyonları; Karanlık Madde ve Karanlık Enerji Ali Nur Nurbaki (20 dk)
16:20	UBV Fotometrisi için Yeni Metal Bolluğu ve Mutlak Parlaklık Kalibrasyonları Sabiha Tunçel Güçtekin (20 dk)
16:40	NGC 4258 Galaksisindeki ULX X-6 Kaynağının X-ışın Özellikleri Hasan Avdan (20 dk)
17:00	Arkeoastronomi ve Örnek Olay İncelemesi Ayşe İraz Alpaz (20 dk)
17:20	Bilimsel Pratiğin Dinamikleri ve Kopernikçi Sorular Sezen Altuğ (20 dk)
17:40	Stratosfer Seviyesinde Yüksek İrtifa Balonları ile Uzaktan Görüntüleme ve Işık Kirliliği Ölçümleri Furkan Ali Küçük (20 dk)
18:00	Tek Çanak Anten Kalibrasyon Teknikleri Recep Balbay (7 dk)
18:07	A-TRACK: Asteroidlerin Otomatik Tespiti Nurdan Karapınar (7 dk)



XX. ULUSAL ASTRONOMİ KONGRESİ
IX. ULUSAL ASTRONOMİ ÖĞRENCİ KONGRESİ

UAK
2016

5.Gün - Cuma - 9 Eylül 2016

Oturum 51	Yıldızlar ve Tayf Analizi-2 Oturum Başkanı: Volkan Bakış (5 bildiri - Oturum Süresi: 01:50)
09:00	<i>TUG Teleskopları ile GAIA Kaynaklarının Astrofizik Araştırılması</i> Hasan H. Esenoğlu (20 dk)
09:20	<i>TUG Gözlem Projeleri Performansı</i> Hasan H. Esenoğlu (20 dk)
09:40	<i>Kırmızı Yatay Kol Alan Yıldızlarının Kimyasal Bolluk Analizi</i> Zeynep Bozkurt (20 dk)
10:00	<i>NGC 6940 Açık Yıldız Küme Üyesi Dev Yıldızların Kimyasal Bolluk Analizi</i> Melike Afşar (20 dk)
Oturum 52	Yıldızlar ve Tayf Analizi-3 Oturum Başkanı: Cahit Yeşilyaprak (8 bildiri - Oturum Süresi: 02:01)
10:40	<i>XTE J1946+274 Be/X-ışın Çiftinin X-ışın Durgun Dönemdeki Boşaltım Diskinin İncelenmesi</i> Mehtap Özbey Arabacı (20 dk)
11:20	<i>A Tayf Türünden HD 187982 ve 6 Cas Süperdevlerinin Kimyasal Bolluk ve Rüzgar Analizleri: İlk Sonuçlar</i> Tolgahan Kiliçoğlu (20 dk)
11:40	<i>SV Cam Sisteminin Homojen Olmayan Yüzey Parlaklık Dağılımının İncelenmesi</i> İbrahim Özavcı (20 dk)
12:00	<i>Erken B-türü Beta Cephei değişen yıldızı Gamma Pegasi'nin LTE ve NLTE CNO bolluk sonuçları</i> Taner Tanrıverdi (20 dk)
12:20	<i>HD5181 Ve HD83371 Yıldızlarının Kimyasal Bolluk Analizleri</i> Mehmed Naim Bağır (7 dk)
12:27	<i>Metalce Fakir F-Tayf Türü Cüce Yıldızların Yüksek Çözünürlüklü Optik Spektroskopisi</i> Gizay Yolalan (7 dk)
12:34	<i>Uzun Dönemli UX CMA, V409 Cyg ve GU Pup Yıldızlarının Işık Eğrisi Analizleri</i> Onur Yörükoğlu (7 dk)
Oturum 53	Sıkı Nesneler Oturum Başkanı: Sinan Kaan Yerli (6 bildiri - Oturum Süresi: 02:00)
13:30	<i>Düşük Kütleli X-ışını Çiftlerindeki X-ışını Atarcalarının Zamanlama Özellikleri</i> Sıtkı Çağdaş İnəm (20 dk)
13:50	<i>Parçalanmış Astrofiziksel Diskler</i> Suzan Doğan (20 dk)
14:10	<i>Kısmi Kütle Aktarımı Aşamasındaki Disklerin Evrimi</i> Kazım Yavuz Ekşi (20 dk)
14:30	<i>Nötron Yıldızlarının Kütle Aktarım Fazından Pervane Fazına Geçişleri için Kritik Koşullar</i> Ünal Ertan (20 dk)
14:50	<i>Örten Wolf-Rayet Sistemlerinin Uzun Dönemli Işık Değişimi</i> İbrahim Aköz (20 dk)
Oturum 54	Sıkı Nesneler ve Tarih Oturum Başkanı: Ünal Ertan (6 bildiri - Oturum Süresi: 01:47)
15:50	<i>Çarpışan Galaksilerde AXK'ların X-ışın ve Optik Özelliklerinin İncelenmesi</i> Aysun Akyüz (20 dk)
16:10	<i>Yakın Galaksilerde Aşırı-Parlak X-ışın Kaynaklarının Optik Bölgede İncelenmesi</i> Şenay Avdan (20 dk)
16:30	<i>Yakın Çift Yıldız Sistemlerinde Zamanlama Yöntemi ile Gezegen Araştırılması</i> İlham Nasiroğlu (20 dk)
16:50	<i>TÜRKSAT Gözlemevinde Gerçekleştirilen GEO Kuşak Uydu Gözlem Faaliyetleri</i> Ali Nur Nurbaki (20 dk)
17:10	<i>İlk – Orta Öğretim ve Lise Düzeyindeki Öğrencilerin Temel Astronomi Bilgi Düzeylerinin Tespit Edilmesi</i> Elif Özer (20 dk)
17:30	<i>TUG BİTOM Faaliyetleri ve MEB Öğrencilerinin Astronomi Kavramlarını Anlama Düzeyine Katkısı</i> Kadir Uluç (7 dk)
17:45	<i>UAK-2016 Değerlendirme ve Kapanış</i>



XX. ULUSAL ASTRONOMİ KONGRESİ
IX. ULUSAL ASTRONOMİ ÖĞRENCİ KONGRESİ

UAK
2016

	POSTERLER
P01	2. Nazlı Karaman ADYU60 Teleskobu ile 5 Sıcak Jüpiter Ötegezegen Sisteminin Geçiş Gözlemleri
	3. Burak Ketten HAT-P-20b Ötegezegeninin Odak Dışı Geçiş Gözlemlerinin Ön Analizi
	4. Melis Yardımcı Eksen Basıklığının Gezegen Göçüne Etkisi
P02	1. Furkan Akbaba XSL Tayf Kütüphanesi için Sönümleme Düzeltmesi
	2. Melek Dülger Erken Tür Yıldızlar ve Yarı-Ayrık Sistemlerde CII 4267 A Çizgisinin Eşdeğer Genişlik Kalibrasyonu
	3. Ayşegül Yelkenci AM Yıldızları 2 Uma ve 15 Vul
P04	1. Aynur Hasanoğlu Güneş'in Manyetik Alanının Araştırılmasında Kullanılan Yöntemler
P05	1. Tuğba Boztepe Milisaniye Pulsarlarının X-ışın Gözlemleri ile R-Mod Osilasyonlarına Kısıtlar
	2. Tuğba Boztepe 4U 1728-34'de Gözlenen Termonükleer X-ışın Patlamalarının Yayılma Özellikleri
	3. Çiğdem Gamsızkan Amanyetik Katakлизмik Değişken Yıldızların Yüksek ve Orta Çözünürlükte Spektra Çalışmaları
	4. Mehtap Özbey Arabacı Galaksideki Be/X-ışın Çiftleri ve Adayları Kataloğu
	5. Utkan Temiz NGC 3184 Galaksisindeki ULX'lerin X-ışın Tayfsal Özellikleri
P06	1. Aysun Akyüz Blazar S5 0836+71 (4C +71.07)'nin T60 ile Takip Gözlemleri
	2. Eyüp Kaan Ülgen Eliptik Galaksilerin Gaz İçeriğine Çevrenin Etkileri
	3. Aysun Yaşar CHANDRA Gözlemleri ile Belirlenen Bazı Aktif Galaktik Çekirdeklerin HST Gözlemlerinde İncelenmesi
P07	1. Timur Şahin Yıldızlararası CO ve Gaz-Toz Ayrışımı Etkisi
P08	1. Recep Balbay Uzaybimer Radyo Teleskop Kontrol Sistemi
	2. Furkan Ali Küçük İstanbul Teknik Üniversitesi Astronomi Kulübü Radyo Teleskobu
	3. Görkem K. Öz Radyo Alıcılardaki Filtre Tasarımı
P09	1. Ergün Ege DAG Teleskobu MKID Dedektörü İçin Bilgisayar Donanım ve Yazılım Altyapısı
	2. Burak Kay Doğu Anadolu Gözlemevi'nde Kullanılacak MKID'e Genel Bir Bakış
	3. Kadir Uluç Mechanical Design of a 'Clam Shell' Type Dome for TÜBİTAK National Observatory
	4. Funda Yüzlükoğlu Erzurum ve Çevresinin Astronomik Açidan Atmosferik Özellikleri
P10	1. Halil Bağış Astronomi Topluluklarının Yapılan Çalışmaların Bir Analizi: Amatör Astronomlar Kulübü
P11	1. Murat İnanç Gözütok Uzayda Madde Arayışı: Asteroid ve Planetoid Madenciliği



XX. ULUSAL ASTRONOMİ KONGRESİ
IX. ULUSAL ASTRONOMİ ÖĞRENCİ KONGRESİ

UAK
2016



İÇİNDEKİLER

<u>Çağrılı Konuşmalar</u>	<u>Sayfa No</u>
Ötegezegenler ve Geçiş Işık Ölçümü	1
Soğuk Yıldızların Üst Atmosferleri için Moleküler Band Analizi	9
Doğu Anadolu Gözlemevi (DAG): Son Gelişmeler	17
DAG Odak Düzlemi Aygıtları: Türk Gözlemsel Astronomisinde Yeni Dönem	20
$z = 0.05 - 0.3$ Galaksilerinde CO Tully-Fisher İlişkisi	24
<u>Çağrılı Bildiri</u>	
Kuazar Rüzgârlarının Dinamiği: En Hızlı, En Güçlü, En Değişken.....	28
<u>Bildiler</u>	
Güneş Atmosferinde Ekvator Düzlemi Civarında Bazı Fiziksel Parametrelerin Değişimi	37
Atmosferde Meteorların Patlaması	43
Galaksimizin Birinci ve İkinci Çeyreğinde Bulunan 20 Açık Yıldız Kümesinin Temel ve Yapısal Parametrelerinin Belirlenmesi	45
Güneş-Benzeri Titreşim Yapan Evrimleşmiş Yıldızların Temel Özelliklerinin Titreşim Frekanslarından Bulunması	53
Ötegezegen Geçiş Işık Eğrilerinin WinFitter ile Analizi	58
Ötegezegen Araştırmalarında Zaman Duyarlılığı	64
NGC2323, NGC2395 VE NGC2539 Açık Yıldız Kümelerinin Temel ve Yapısal Parametreleri	70
Hassas Dikine Hız Ölçümlerinde Yıldız Leke Aktivitesinin Etkisi.....	76
Seçilen Kara Delik Bileşenli Çift Sistemlerin Işık Değişimi	82
Collinder 359 Küme Bölgesindeki V2659 Oph Örtün Çift Sistemin Çok Renk Işık Ölçümü.....	86
Seçilen Katakлизмik Değişen Çift Yıldızların Fotometrik Değişimi	92
Beta Lyrae Türü Örtün Çift Yıldız V356 Vela'nın Fotometrik Analizi.....	97
Güney Yarımküre Gökyüzünden Seçilen Ayırık Çift Yıldızların Mutlak Parametreleri	102
Soğuk Yıldızlardan Sıcak Yıldızlara Kromosferik Aktivite Davranışı.....	108
Yerel Evrende Düşük Işınım Gücüne Sahip Aktif Galaktik Çekirdekler	114
Galaksi Kümelerindeki Merkezi Parlak Galaksilerde (BCGs) Yıldız Oluşum Aktivitesi	120
Nötron Yıldızı Bileşenli X-ışın Çiftlerinin Uzun Dönemli Işık Değişimi	126
Manyetik Katakлизмik Değişen WX Leonis Minoris: Optik Bölgede Tayf Uçlaşma Ölçümü	131
Seçilmiş RV Tauri türü Post-AGB Değişenler için Birinci İyonizasyon Potansiyeli Etkisinin Araştırılması Üzerine Bir Uygulama	137
Genel Göreliliğin Modifikasyonları: Karanlık Madde ve Karanlık Enerji	142
TUG Gözlem Projeleri Performansı	146
Kırmızı Yatay Kol Alan Yıldızlarının Kimyasal Bolluk Analizi	151
NGC 6940 Açık Yıldız Küme Üyesi Dev Yıldızların Kimyasal Bolluk Analizi	157
XTE J1946+274 Be/X-ışın Çiftinin X-ışın Durgun Dönemdeki Boşaltım Diskinin İncelenmesi	163



A Tayf Türünden HD 187983 ve 6 Cas Süperdevlerinin Kimyasal Bolluk ve Rüzgar Analizleri	169
SV Cam Sisteminin Homojen Olmayan Yüzey Parlaklık Dağılımının İncelenmesi	175
Parçalanmış Astrofiziksel Diskler	181
WR 141 ve WR 155 Örtten Wolf-Rayet Sistemlerinin Uzun Dönemli Işık Değişimi	186
TÜRKSAT Gözlemevinde Gerçekleştirilen GEO Kuşak Uydu Gözlem Faaliyetleri.....	192

Kısa Bildiriler

Python’da Arayüzü Minimum/Maksimum Zamanı Belirleme Programı: XTREMA.....	197
SDSS J141955.28+522741.4 Kuazarının Soğurma Çizgilerinin Kısa Zaman Ölçekli Değişiminin İncelenmesi	200
Ortak Zarf Evresi Sonrası Bir Çift Yıldız Sistemi: NSVS 14256825.....	203
TUG Teleskopları ile Gaia Kaynaklarının Astrofizik Araştırılması.....	206
Metalce Fakir F-Tayf Türü Cüce Yıldızlar HD 3567 , HD 84937 ve BD+ 423607 için Yüksek Çözünürlüklü Optik Spektroskopik Analizleri.....	209
Uzun Dönemli V409 Cyg ve GU Pup Yıldızlarının Işık Eğrisi Analizleri.....	212
Örtten Çift Yıldızların Dönem Analizi Programı: ANGORA.....	215

Posterler

HAT-P-20b Ötegezegeninin Odak Dışı Geçiş Gözlemlerinin Ön Analizi.....	222
Eksen Basıklığının Gezegen Göçüne Etkisi.....	224
Erken Tür Yıldızlar ve Yarı-Ayrık Sistemlerde CII 4267 Å Çizgisinin Eşdeğer Genişlik Kalibrasyonu.....	226
Galaksideki Be/X-ışın Çiftleri ve Adayları Kataloğu.....	228
Yıldızlararası CO ve Gaz-Toz Ayrışımı Etkisi.....	230
Infrared Photometric Analysis of Massive Star Forming Regions.....	232
DAG Teleskobu MKID Detektörü için Bilgisayar Donanım ve Yazılım Altyapısı.....	234
Doğu Anadolu Gözlemevi'nde Kullanılacak MKID’e Genel Bir Bakış.....	236
Uzayda Maden Arayışı: Asteroid ve Planetoid Madenciliği.....	238
Erzurum ve Çevresinin Astronomik Açidan Atmosferik Özellikleri.....	240



ÇAĞRILI KONUŞMALAR

Ötegezegenler ve Geçiş Işık Ölçümü

Özgür Baştürk^{1*}

¹Ankara Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, Ankara, Türkiye.

Özet: Ötegezegen keşifleri gözlemsel astronominin en büyük başarılarından biridir. Bugüne kadar dikine hız, geçiş, doğrudan görüntüleme, mikromercek ve zamanlama yöntemleriyle toplamda sayıları 3000’ü aşan ötegezegen keşfedilmiştir. Bu keşiflerin büyük çoğunluğu (~%76), geçiş yöntemiyle gerçekleştirilmiştir. Yerden (HAT-P: Bakos vd. 2004, WASP: Pollaco vd. 2006, KELT: Pepper vd. 2004, XO: McCollough vd. 2004, TrES: Alonso vd. 2004, Qatar: Alsubai vd. 2013) ve uzaydan (CoRoT: Barge vd. 2007, Kepler: Borucki vd. 2010) yapılan tarama gözlemleriyle keşfedilen bu gezegenlerin büyük çoğunluğu kısa yörünge dönemli, sıcak, dev gaz gezegenler (sıcak-Jüpiterler) olsa da tarama gözlemleri ile giderek daha uzun yörünge dönemli ve daha küçük gezegenler de keşfedilmektedir. Bu çalışmada geçiş yöntemi irdelenecek, geçiş ışık ölçümü sonucu elde edilebilen parametreler ve bugüne kadarki geçiş gözlemleriyle ulaşılan sonuçlar değerlendirilecektir.

Anahtar Kelimeler: ötegezegenler, geçiş yöntemi, odak dışı ışık ölçüm

Abstract: The discovery of exoplanets has been one of the outstanding achievements of observational astronomy. Until today, over 3000 exoplanets have been discovered in total with radial velocity, transit, direct imaging, gravitational lensing, and timing techniques. Majority of these discoveries (~76%) has been accomplished thanks to the transit method. Although a good fraction of the transiting planets discovered so far from the ground (HAT-P: Bakos et al. 2004, WASP: Pollaco et al. 2006, KELT: Pepper et al. 2004, XO: McCollough vd. 2004, TrES: Alonso et al. 2004, Qatar: Alsubai et al. 2013) and space-based surveys (CoRoT: Barge et al. 2007, Kepler: Borucki et al. 2010) has been the short orbital-period, giant planets that lead to flux drops up to 5% when they pass between the observer and their host stars, smaller planets on relatively larger orbits are also being discovered with the improvements in the photometry as well as the extension of the baseline of observations with time. In this study, the basic principles of the transit technique will be reviewed, the physical parameters that can be derived from transit photometry will be discussed, and the results from the study of a population of transiting planets will be briefly mentioned.

Key Words: exoplanets, transit technique, defocus photometry

1. Giriş

Ötegezegen geçişi, gözlemci ile minimum kütlesi gezegen kütle limitleri dahilinde bir cismin, kütle çekimle bağlı bulunduğu yıldızın (barınak yıldızı) arasından geçmesi sonucu gerçekleşir. Her ne kadar ilk ötegezegen geçişi 1990’ların sonunda gözlenmiş olsa da (Charbonneau vd. 2000), Güneş Sistemi cisimlerinin geçiş gözlemleriyle gökbilim için temel bilgi kabul edilebilecek pek çok bilgiye ulaşılmıştır. Danimarkalı gökbilimci Romer’in Jüpiter uydularının geçiş ve örtme gözlemlerinden elde ettiği, dönemi için ışık hızının en hassas değerinden, Venüs geçişi gözlemleriyle elde edilen Astronomi Birimi’nin en hassas değerine, Güneş tutulması gözlemleriyle Helyum’un keşfinden, Dünya’nın dönüş hızındaki yavaşlamanın farkedilmesine, Einstein’ın genel görelilik kuramının ilk gözlemsel kanıtlarından, çift yıldızların geçiş / örtme gözlemleriyle temel yıldız parametrelerinin belirlenmesine varana değin, yıldız yapısı ve evrimine değin pek çok önemli bilgiye geçiş gözlemleriyle ulaşmak mümkün olmuştur.

2. Geçiş Gözlemleriyle Elde Edilebilecek Parametreler

2.1 Geçiş Geometrisi ve Geçiş Işık Eğrisi

Bir ötegezegen geçişi sırasında gözlenen yıldızdan alınan toplam akı, yıldız ile gezegenin görelî büyüklükleri nispetinde azalır. Yerden yapılan bir geçiş gözleminde elde edilebilecek bir ışık eğrisi ve bu eğriye ilişkin temel parametreler Şekil 1’de verilmiştir. Bu parametrelerden etki parametresi (b) ve gezegenle yıldızın yarıçapları oranı ($k = R_g / R_*$) bir gezegenin geçiş ışık eğrisinden elde edilebilecek en kritik parametrelerdir. Bir gezegenin odaklarından birinde barınak yıldızın bulunduğu görelî yörüngesi Şekil 2’de verilmiştir. İki cisim probleminde hareketle gezegene ilişkin hareket denklemi (1) ile verilebilir.

$$\ddot{\mathbf{r}} + G(m_1 + m_2) \frac{\mathbf{r}}{r^3} = 0 \quad (1)$$

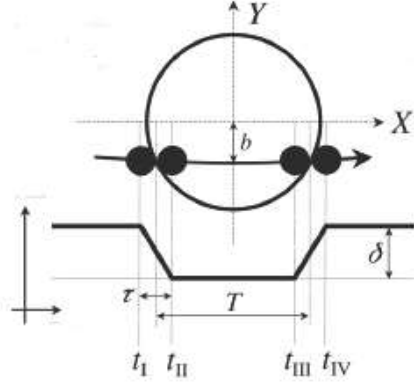
Kepler’in 1. yasası gereği elips üzerinde gerçekleşecek bu hareket denkleminin çözümü (Murray ve Correia 2010) yıldız ile gezegen arasındaki uzaklığı verir.

$$\mathbf{r} = \frac{a(1-e^2)}{1+e \cos f} \quad (2)$$

(2) numaralı diferansiyel denklemin çözümünden gelen katsayıların geometrik karşılıkları a: Dışmerkezli (eliptik) yörüngenin yarı-büyük eksen uzunluğu, e: Elipsin dış merkezliliği ve f: Gezegenin her hangi bir anda yörüngesinin enberi noktasından açılmal

*Sorumlu Yazar E-Posta: obasturk@ankara.edu.tr

uzaklığıdır (gerçek anomali).



b : etki parametresi

δ : Geçiş ışık eğrisi derinliği ya da contrast (yüzde cinsinden)

t_I, II, III, IV : Geçiş zamanları

$\tau_{giriş} = t_{II} - t_I$: Geçiş başlangıcı zaman ölçeği

$\tau_{çıkış} = t_{IV} - t_{III}$: Geçiş sonu zaman ölçeği

$\tau = 0.5 (\tau_{giriş} + \tau_{çıkış})$: Geçiş giriş / çıkış zaman ölçeği

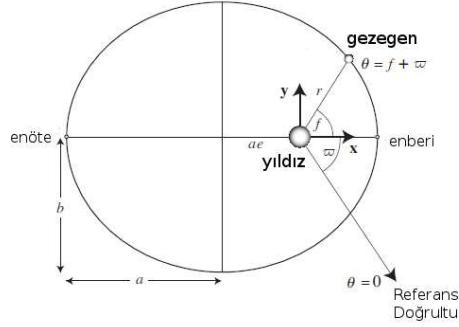
T_{toplam} : Toplam geçiş zaman ölçeği

T : Geçiş süresi, $T = T_{toplam} - \tau$

R_g, M_g, R_*, M_* : Gezegen (g) ve yıldızın (*) yarıçap ve kütleleri

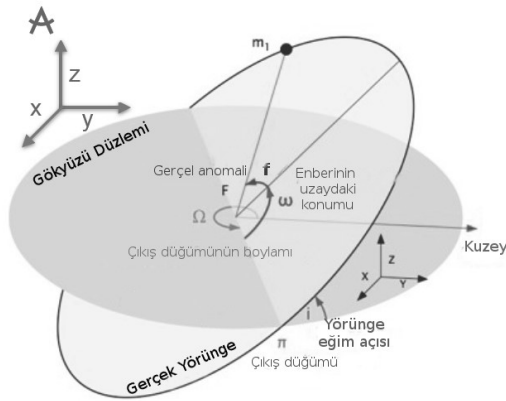
$k = R_g / R_*$

Şekil 1: Ötegezegen geçiş geometrisi ve geçiş ışık eğrisi parametreleri (Winn 2010).



Şekil 2: Gezegenin odaklarından birinde barınak yıldızın bulunduğu göreceli yörüngesi. $\theta = 0$ keyfi seçilmiş bir referans doğrultusunu göstermektedir.

Yörünge, düğümler doğrultusunun +X eksenine ile çakışık olduğu varsayımıyla ($\Omega = 180^\circ$) üç boyutlu kartezyen koordinat sistemine taşınacak olursa (Şekil 3), gezegenin bu yeni koordinat sistemindeki konumu (3), (4) ve (5) ile verilir.



Şekil 3: Göreceli yörüngesinin gökyüzü düzlemi üzerine izdüşümü.

$$X = r(\cos \Omega \cos(\omega + f) - \sin \Omega \sin(\omega + f) \cos i) \rightarrow \Omega = \pi \rightarrow X = -r \cos(\omega + f) \quad (3)$$

$$Y = r(\sin \Omega \cos(\omega + f) + \cos \Omega \sin(\omega + f) \cos i) \rightarrow \Omega = \pi \rightarrow Y = -r \sin(\omega + f) \cos i \quad (4)$$

$$Z = r \sin(\omega + f) \sin i \quad (5)$$

Gezegen geçişi gökyüzü düzleminde (X-Y) gerçekleştiği için (Z = 0), cisimler arası görünen uzaklık ($r_{gök}$) (6) ile verilir.

$$r_{gök} = \sqrt{X^2 + Y^2} \rightarrow r_{gök} = \frac{a(1-e^2)}{1+e \cos f} \sqrt{1 - \sin^2(\omega + f) \sin^2 i} \quad (6)$$

Gezegen geçişi $r_{gök}$ için minimum değerde gerçekleşir. Dolayısı ile bu ifadeyi minimize etmeye ihtiyaç vardır. Ancak bu çözümü oldukça uzun bir lineer cebir problemidir. Problem Kipping (2008) tarafından ayrıntılı olarak ele alınmıştır. Bu problemin çözümü için iyi bir yaklaşım geçişin (gezegen barınak yıldızın önünde) ve örtmenin (gezegen barınak yıldızın arkasında) düğüm noktalarında gerçekleştiğini varsaymaktır ($X = 0$). Bu durumda geçiş ve örtme sırasında gerçel anomali (7) ve (8) denlemleri ile verilebilir.

$$f_{geçiş} = +\frac{\pi}{2} - \omega \quad (7), \quad f_{örtme} = -\frac{\pi}{2} - \omega \quad (8)$$

Etki parametresinin (b) her iki durum (geçiş ve örtme) için değeri (9 ve 10), $b = r_{gök} / R_*$ ifadesi ile bulunur. Bu noktada $r_{gök}$ parametresinin hesabı için gerçel anomali geçiş (7) ve örtme (8) anındaki değerleri ile yerine konulmalıdır.

$$b_{geçiş} = \frac{r_{gök}}{R_*} = \frac{a \cos i}{R_*} \left(\frac{1-e^2}{1+e \sin \omega} \right) \quad (9)$$

$$b_{örtme} = \frac{r_{gök}}{R_*} = \frac{a \cos i}{R_*} \left(\frac{1-e^2}{1-e \sin \omega} \right) \quad (10)$$

$R_* \ll a$ genel varsayım altında, gezegenin yıldızın önünden (ya da arkasından) geçerken izlediği yol (11) ve (12) 'de verildiği şekilde elde edilmiştir.

$$X = \pm R_* \sqrt{1 - b^2} \quad (11), \quad Y = b R_* \quad (12)$$

2.2 Geçiş Süreleri

İki cisim probleminde hareket denklemini çözerek gökyüzü düzlemi üzerinde yıldız ve gezegen diskleri arasındaki uzaklığı ($r_{gök}$) gerçel anomalinin bir fonksiyonu olarak türettikten sonra diskler arası uzaklığı bu kez zamanın bir fonksiyonu olarak ifade edebilmek üzere (6) denklemini gezegen ve yıldızın görünen disklerinin içten ve dıştan kontakt (temas) noktaları olan II ve III noktaları için ($r = R_* - R_g$) düzenleyerek bu noktalarındaki gerçel anomali değeri hesaplanabilir. Gerçel anomali değerinin II ve III kontakt noktaları arasında integer edilmesiyle ise, geçiş ışık eğrisinde geçiş başlangıcının (ing. ingress) tamamlanmasından geçiş sonunun (ing. egress) başlangıcına kadarki görece düz olan bölümünün süresi hesaplanır (13).

$$T_{düzlük} = t_{III} - t_{II} = \frac{P}{2\pi\sqrt{1-e^2}} \int_{f_{II}}^{f_{III}} \left[\frac{r(f)}{a} \right]^2 df \quad (13)$$

$r(f)$ (13) denkleminde yerine konularak yapılacak integrasyon sonucunda (14) denklemi elde edilir.

$$T_{düzlük} = t_{III} - t_{II} = \frac{P}{\pi} \sin^{-1} \left(\frac{R_*}{a} \frac{\sqrt{(1-k)^2 - b^2}}{\sin i} \right) \quad (14)$$

Aynı prosedür dıştan kontakt noktaları olan I ve IV için de (bu kez $r = R_* + R_g$) takip edilirse de toplam geçiş süresi (T_{toplam}) elde edilmiş olur (15).

$$T_{toplam} = t_{IV} - t_I = \frac{P}{\pi} \sin^{-1} \left(\frac{R_*}{a} \frac{\sqrt{(1+k)^2 - b^2}}{\sin i} \right) \quad (14)$$

Dış merkezliliği yüksek bir yörünge için geçiş başlangıcında ($\tau_i = t_{II} - t_I$) ve geçiş sonunda ($\tau_e = t_{IV} - t_{III}$) içten ve dıştan kontaktlar arasındaki süre, Kepleryan yörünge üzerinde hızın sabit olmaması nedeniyle eşit olmaz (15).

$$\frac{\tau_e - \tau_i}{\tau_e + \tau_i} \sim e \cos \omega \left(\frac{R_*}{a} \right)^3 (1 - b^2)^{3/2} \quad (15)$$

Yörünge büyüklüğüne ölçekli barınak yıldızı yarıçapı $R_* / a = 0.2$ olan bir sıcak-Jüpiter için bu oran dış merkezliliğin %1'inden (0.01 e) daha küçüktür. Yörüngesi daha büyük, barınak yıldızına uzak dolanan bir gezegen için bu oranın daha da küçük olacağı açıktır. Özellikle yerden yapılan geçiş gözlemlerindeki fotometrik duyarlılık ve zaman çözünürlüğü genellikle bu düzeyde bir farkı belirlemek için yeterli olmaz.

Sonuç olarak, genel durum için yörünge çembere yakın ($e \rightarrow 0$); gezegenin yarıçapı, barınak yıldızın yarıçapından ve her ikisi de yörüngenin yarı-büyük eksen uzunluğundan çok küçük ($R_g \ll R_* \ll a$) varsayılır ve barınak yıldız diskini sıyrarak geçen (ing. grazing) geçişler ($b \ll 1 - k$) hariç tutulursa T_0 karakteristik zaman ölçeğini göstermek üzere bir geçiş için Şekil 1'de gösterilen kritik süreler (16) ve (17) ile verilir.

$$T \approx T_0 \sqrt{1 - b^2} \quad (16), \quad \tau \approx \frac{T_0 k}{\sqrt{1 - b^2}} \quad (17)$$

Kepler'in 3. yasası kullanılarak ifade yeniden düzenlenir ve tüm nicelikler Güneş birimlerinde ifade edilirse karakteristik zaman ölçeği için (18) numaralı denklem elde edilir.

$$T_0 \equiv \frac{R_* P}{\pi a} \approx \left(\frac{P}{1 \text{ yıl}} \right)^{1/3} \left(\frac{\rho_*}{\rho_{\text{güneş}}} \right)^{-1/3} \quad (18)$$

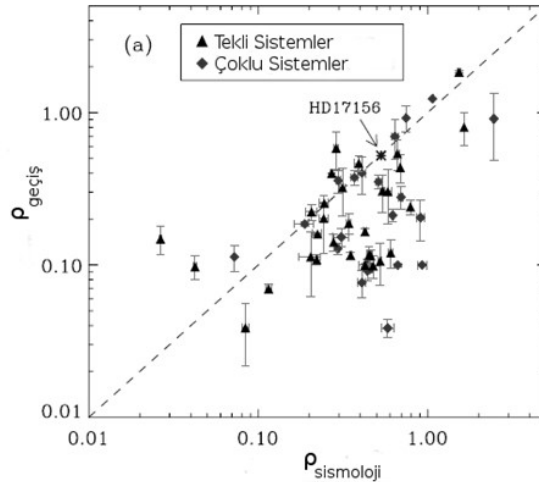
Seager ve Mallen-Ornelas (2003)'ta verildiği şekliyle bu ifade (19) denklemiyle de ifade edilebilir.

$$\bar{\rho}_* \approx \frac{3\pi}{G P^2} \left(\frac{a}{R_*} \right)^3 \quad (19)$$

Bu denklem, sadece geçiş ışık eğrisi gözlemiyle, barınak yıldız için ortalama bir yoğunluk verilebildiğini göstermesi açısından önemlidir. Zira yıldız yarıçapının gezegenin yarı-büyük eksenine ölçekli büyüklüğünün tersi olan a / R_* , etki parametresinden türetilir. P ise gezegenin gözlenen geçişleri arasındaki süreden elde edilebilir. Dışmerkezliliği sıfırdan farklı (eliptik) bir yörünge için bu ifade (20) ifadesi ile çarpmalıdır.

$$\frac{\sqrt{1 - e^2}}{1 \mp e \sin \omega} \quad (20)$$

Bu ifadenin parametreleri olan dış merkezlilik (e) ve enberinin boylamı (ω), geçiş başlangıç (τ_i) ve geçiş sonu (τ_e) zaman ölçekleri kullanılarak (15) denklemi ve dikine hız gözlemleri sonucu elde edilebilir. Tekli ve çoklu sistemler için sadece geçiş gözlemleri kullanılarak elde edilen barınak yıldız yoğunlukları ile yıldızın iç katmanlarının çalışılmasına olanak sağlayan asterosismoloji yöntemiyle elde edilen barınak yıldız yoğunlukları arasındaki ilişki Huber vd. (2013) tarafından verilmiştir ve sadece ışık ölçüm gözlemlerine dayanan geçiş yönteminin barınak yıldızının yoğunluğu için iyi bir kestirimde bulunabileceğini göstermektedir (Şekil 4).



Şekil 4: Geçiş ışık ölçümü ile elde barınak yıldız yoğunlukları ($\rho_{\text{geciş}}$) ile aynı sistemler için asterosismoloji ($\rho_{\text{sismoloji}}$) yöntemiyle elde edilen barınak yıldız yoğunlukları (Huber vd. 2013).

3. Geçiş Gözlemlerinden Gezegen Parametrelerine

3.1 Geçiş Sırasındaki Işık Kaybı

Ötegezegen barındıran bir sistemin ışık ölçümünden alınan akının geçiş sırasında zaman göre değişimi (21) ifadesi ile verilebilir.

$$F(t) = F_*(t) + F_g(t) - k^2 \alpha_{\text{geciş}}(t) F_*(t) \quad (21)$$

I_g ve I_* sırasıyla gezegen ve yıldız disklerinin tümü üzerinden entegre akıları, $F_g / F_* = k^2 I_g / I_*$ olmak üzere, normalize ışık eğrisinde geçiş sırasında gözlenen zaman bağlı normalize ışık değişimi, $f(t) = F(t) / F_*$ (22) ifadesiyle verilir.

$$f(t) = 1 + k^2 \frac{I_g(t)}{I_*(t)} - k^2 \alpha_{\text{geciş}}(t) \quad (22)$$

Gezegen diskinin entegre akısının (I_g) zamanla değişmesinin nedeni gezegen diskinin Dünya'daki gözlemciye ışık yansıtan yüzeyinin yörünge boyunca evreyle değişimi ve gezegen atmosferindeki değişimlerdir. Bir geçiş süresi boyunca I_g 'nin değişmediği (ya da değişiminin gözlenemeyeceği) varsayıldığında, ki yerden optik bölgede yapılan ışık ölçüm gözlemlerinde çoğunlukla durum budur, ışık kaybı tamamen α fonksiyonuna bağlı hale gelir. $\alpha_{geçiş}$ bir yamuk fonksiyonu (trapezoid) olarak kabul edilir, normalize akı değişimi ($f(t)$) ise δ (derinlik ya da kontrast) parametresi ile ifade edilecek olursa (23) ifadesi elde edilmiş olur.

$$\delta_{geçiş} \approx k^2 \left[1 - \frac{I_g(t_{geçiş})}{I_*} \right] \text{ ve } \frac{I_g(t_{geçiş})}{I_*} \approx 0 \text{ olduğundan } \delta_{geçiş} \approx k^2 \quad (23)$$

3.2 Barınak Yıldızın Kenar Kararması

Kenar kararması geçiş derinliğinin yıldız diskinin merkez doğrultusunda k^2 'den büyük, diskin kenarında ise k^2 'den küçük olarak gözlenmesine neden olur. Dalgaboyu bağımlılığı da bulunan kenar kararması kaynaklı yeğinlik profili lineer (Russell vd. 1912), kuadratik (Kopal 1950), kübik (van't Veer 1960), karekök (Diaz-Cordoves ve Gimenez 1992), logaritmik (Klinglesmith, Sobieski 1970) ve dört sabitli (Claret 2000) kenar kararma yasalarına bağlı olarak verilmekte, ışık eğrilerinden bu yasalar çerçevesinde ayıklandıktan sonra parametre hesabına geçilmektedir. Southworth vd. (2009) özellikle yerden, gezegen barındıran yıldızların soğuk yıldızlar olmaları nedeniyle parlak oldukları uzun dalgaboyunda geçiren filtreler ($R, I, R_c, I_c, r', i', z'$) kullanılarak yapılan gözlemlerinde, kuadratik yasayla dört sabitli yasa arasında anlamlı bir fark bulamamışlardır. Geçiş ışık eğrilerinin modellenmesinde kullanılan pek çok yazılım paketinde bu yasaların tümü entegre edilmiş durumdadır.

3.3 Geçiş Gözlemleri ile Elde Edilebilen Parametreler

i. Etki Parametresi (b): Gezegen yarıçapı yıldız yarıçapına göre çok küçük kabul edilerek ($R_g \ll R_*$) sadece gözlenebilir nicelikler cinsinden ifadesi kullanılarak hesap edilebilir (24).

$$b^2 = \frac{(1-\sqrt{\delta})^2 - \left(\frac{T_{düzlek}}{T_{toplaml}} \right)^2 (1+\sqrt{\delta})^2}{1 - \left(\frac{T_{düzlek}}{T_{toplaml}} \right)^2} \quad (24)$$

ii. Yarıçap: Geçiş ışık eğrisinin derinliğinden (kontrast) görelî ($k = \sqrt{\delta} = R_g / R_*$) büyüklüğe geçilir. Eğer cisim çok sönük değilse dikine hız gözlemleri için elde edilen tayflarından, aksi takdirde çok bant ışık ölçümleri ve kalibrasyonlardan hareketle belirlenen sıcaklık, ışıyım gücü ve varsa yaş bilgisi de kullanılarak yıldız atmosferi modellerinden barınak yıldız yarıçapı (R_*) alınır ve gezegen yarıçapı (R_g), model bağımlı olmakla birlikte, elde edilmiş olur.

iii. Kütle: Gezegen kütlesini mutlak olarak elde edebilmek için barınak yıldızın dikine hız değişiminin yarı-genliğine (K_*) ihtiyaç duyulur. Kepler'in 3. yasasından hareketle gezegen kütlesi (M_g) ile barınak yıldızın kütlesi (M_*) arasındaki ilişki (25) ifadesi ile verilir.

$$\frac{M_g}{(M_g + M_*)^{2/3}} = \frac{K_* \sqrt{1-e^2}}{\sin i} \left(\frac{P}{2\pi} \right)^{1/3} \quad (25)$$

Bir geçiş için $\sin i \sim 1$ olduğundan dikine hızdaki yörünge eğim açısı (i) kaynaklı dejenerasyon ortadan kalkar. Ancak gezegen kütlesi yıldız kütlesine göre çok küçük ($M_g \ll M_*$) kabul edilse dahi (25) denkleminde sonuçta elde edilen $(M_g / M_*)^{2/3}$ olacağı için yıldızın kütlesini belirlemeden gezegenin kütlesini belirlemek mümkün olmaz Barınak yıldız kütlesi (M_*), ve yarıçapı (R_*) için interferometrik gözlemler (Baines vd. 2009), asterosismoloji (Stello vd. 2009) ve çift yıldız sistemlerine dayanarak oluşturulan kalibrasyonlar kullanılabilir.

iv. Yörünge Büyüklüğüne Ölçeklendirilmiş Yıldız Yarıçapı (R_*/a): Bu önemli parametre; ışık eğrisi parametreleri, zaman ölçekleri ve dikine hız eğrisinden elde edilen dışmerkezlilik (e) ile yörünge enberi noktasının boylamı (ω) kullanılarak modellenen bağımsız, sadece gözlemsel niceliklerden hareketle elde edilebilir (26).

$$\frac{R_*}{a} = \frac{\pi}{2\delta^{1/4}} \frac{\sqrt{T_{düzlek}^3 - T_{toplaml}^3}}{P} \frac{1+e \sin \omega}{\sqrt{1-e^2}} \quad (26)$$

R_*/a (ve R_g/a) oranları yıldızla gezegen arasındaki tedirginlik kuvvetlerinin ne derece etkili olabileceğini gösterir. R_*/a oranı ayrıca yıldızın ışıyımın hangi oranda gezegenin yüzeyine ulaştığını (ing. irradiation) da belirler.

v. Barınak Yıldızının Ortalama Yoğunluğu (ρ_*): Yörünge Büyüklüğüne Ölçeklendirilmiş Yıldız Yarıçapı (R_*/a oranı), ortalama yıldız yoğunluğu ile gezegen yoğunluğu arasındaki ilişki üzerinden yıldızın ortalama yoğunluğunun elde edilmesini de sağlar (Denklem 19).

vi. Yörünge Eğim Açısı (i): Etki parametresi ışık eğrisi üzerinden gözlemsel parametrelerle elde edildikten sonra (27) ifadesi ile yörünge eğim açısına geçmek mümkündür.

$$b_{geçiş} = \frac{a \cos}{R_*} \left(\frac{1-e^2}{1+e \sin \omega} \right) \quad (27)$$

vii. Gezegenin Yüzey Çekim İvmesi (g_g): Ayrıca yine Kepler'in 3. yasası ve yıldızın dikine hız yarı genliği (K_*) ifadesi (28) kullanılarak elde edilen (29) ifadesiyle yıldızın parametrelerinden bağımsız olarak gezegenin yüzey çekim ivmesine ilişkin bilgi sahibi olmak da mümkündür.

$$K_* = \frac{m_2}{m_1 + m_2} \left(\frac{n a \sin i}{\sqrt{1-e^2}} \right) \quad (28) \quad g_g = \frac{2\pi}{P} \frac{\sqrt{1-e^2} K_*}{\left(\frac{R_g}{a} \right)^2 \sin i} \quad (29)$$

viii. Gezegenin Denge Sıcaklığı (T_{denge}): Bir gezegenin denge sıcaklığı, gezegen yüzeyinin eşsıcaklıklı (izotropik) olduğu varsayılarak belirlenen yüzey sıcaklığıdır (T_{denge}) ve A_B : Bond albedosu, f : Isı dağılım parametresi (Sheets ve Deming 2014), T_{etkin} : Yıldızın etkin sıcaklığı olmak üzere (30) ifadesiyle verilir. Pratik bir yaklaşım bu ifadede $f(1 - A_B) = 1$ varsaymaktır.

$$T_{denge} = T_{etkin} \left(\frac{R_g}{a} \right)^{1/2} (f(1 - A_B))^{1/4} \quad (30)$$

ix. Geçiş Zamanları (t_c): Geçiş dönemi (P), genellikle geçiş yöntemiyle gezegen “avlayan” araştırmalar tarafından 3 geçiş sounda duyarlı olarak belirlenir. Duyarlılık her bir geçiş (ya da örtme) gözlemi sonrası daha da artar. Zira bu zamanlar n , gözlem sayısını, $t_c[0]$ herhangi bir referans geçiş ortası zamanını göstermek üzere lineer olarak artar (31).

$$t_c[n] = t_c[0] + nP \quad (31)$$

Bu ilişki sonucu hesaplanan geçiş zamanları Güneş Sistemi'nin kütle merkezine indirgenerek Dünya'nın hareketinden, dinamik zaman kullanılarak ışık-zaman etkilerinden arındırılmalıdır (BJD-TDB). Yörünge başka etkiler (ek cisimlerin varlığı, dönme ya da tedirginlik etkileri kaynaklı küresel simetriden uzaklaşmalar, genel görelilik etkileri gibi) nedeniyle aynı elipsi sürekli olarak izlemediği takdirde geçiş ve örtme zamanlarında, bu zamanların arasında ve geçiş ışık eğrisinin şeklinde değişimler gözlenir. Bu değişimler presesyon durumunda parametrelerin yavaş bir şekilde değişimi (Miralda-Escude 2002), ek cisimlerin varlığında kısa dönemli değişimler (Holman & Murray 2005, Agol vd. 2005) olarak gözlenir. İkinci türden etkiler özellikle geçişi gözlenen gezegenin yörüngesiyle rezonans durumunda bir yörüngeye sahip ek bir bileşen için büyük olabilmektedir.

x. Gezegen Geçişleri ve Yörünge Eğimleri: Geçiş yöntemiyle keşfedilen gezegenlerin keşif kolaylığı nedeniyle, önemli bir kesri sıcak-Jüpiterlerdir ($M_g > 0.3 M_{Jüp}$, $P_{yör} < 10^{gün}$). Mevcut gezegen oluşum senaryoları bu gezegenlerin buz çizgisinin ötesinde oluşması gerektiğini öngörmektedir. Bu durumda bu gezegenlerin gözlemlendikleri yere nasıl geldikleri önemli bir sorudur. Bu gezegenlerin oluştukları sırada öngezen diskleri içinde doğru düzenli göç (Goldreich ve Tremaine 1980), sistemdeki diğer gezegenlerle etkileşimleri (Fabricky ve Tremaine 2007, Dawson ve Murray-Clay 2013), gezegen-yıldız ve gezegen-gezegen arası tedirginlik kuvvetleri (Albrecht vd. 2012) gibi mekanizmalarla bulundukları yere geldikleri düşünülmektedir. Mevcut oluşum senaryoları sonuçta oluşan gezegen popülasyon karakteristikleri üzerine farklı öngörülere sahiptirler. Gezegenin yörüngesi ile yıldızın dönme eksenini arasındaki açı (Ψ), oluşum senaryolarının üzerinde kestirimde bulunduğu parametrelerden en önemlisidir. Dolayısı ile bu açıyı (ya da gökyüzündeki izdüşümünü, λ) belirlemek, gezegen oluşum senaryolarının testi açısından önem taşır (Mancini ve Southworth 2016). Bu açıyı gezegen geçişleri sırasında dikine hızda Rossiter-McLaughlin etkisi gözlemleri (Hirano vd. 2011), tayfsal çizgilerin asimetrisi üzerinden yapılan Doppler tomografi (Ψ) çalışmaları (Collier-Cameron vd. 2010, Zhou vd. 2016) ve yüzey parlaklık dağılımı düzensizliklerinin gözlemleri (Sanchis Ojeda ve Winn 2011, Nutzman vd. 2011) ile belirlemek mümkündür. Gezegenin yıldızının önünden geçtiği yol (11) ve (12) numaralı denklemlerden belirlenebilirken, yıldızın dönme eksenini de üzerindeki bir parlaklık dağılımı düzensizliğinin (yıldız lekeleri) hareketinden belirlenebilir. Bu şekilde hizalanmış yörüngelere sahip gezegenler (HD 189733b: Winn vd. 2006) gözlenmiş olduğu gibi yıldızının dönme eksenine eğik (XO-3b: Hirano vd. 2011), dik (Albrecht vd. 2011), hatta retrograd yörüngelerde dolanan gezegenlere (Winn vd. 2009) rastlanmıştır. Bu çeşitliliği açıklamak mevcut gezegen oluşum ve yörünge evrimi senaryolarının önünde duran önemli bir problemidir.

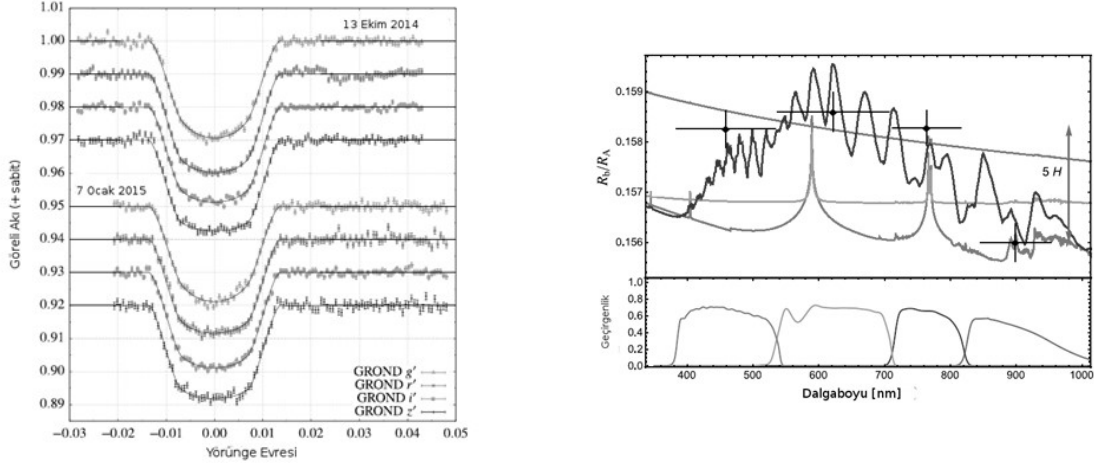
xi. Gezegen Atmosferlerinin Yapısı: Geçiş ışık eğrilerinin modellenmesinde genellikle gezegen diskinin kenarı düzgün bir yay olarak ele alınır. Ancak gaz gezegenlerin bir yüzeyi bulunmadığı gibi, karasal gezegenlerin de kalın atmosferleri olabilir. R_g gezegenin tüm dalgaboylarında opak olan yarıçapını tanımlamak üzere, gezegenin optik ince atmosferi kaynaklı ekstra donukluk yarıçapı kaynaklı geçiş derinliği farkı ($\Delta\delta$) (32) ile verilir.

$$\Delta\delta = \frac{\pi(R_g + N_H H)^2}{\pi R_*^2} - \frac{\pi R_g^2}{\pi R_*^2} \approx 2N_H \delta \left(\frac{H}{R_g} \right) \quad (32)$$

Burada H , gezegen atmosferindeki ölçek yüksekliği (ing. scale height); N_H , yıldız ışığının içinden geçtiği ölçek yüksekliği sayısıdır. Ölçek yüksekliği gezegenin yüzey sıcaklığı (T_g), atmosferindeki parçacıkların ortalama molekül ağırlığı (μ_m) ve yüzey çekim ivmesi (g_g) ile ilişkilidir (33).

$$H = \frac{k_B T_g}{\mu_m g_g} \quad (33)$$

Çok bantlı ışık gözlemlerinden elde edilen geçiş derinliklerinin (δ_λ) dalgaboyu bağımlılığının teorik modellerle öngörülenlerle karşılaştırılması sonucu gezegenin atmosferi yapısı üzerinde kestirimde bulunulabilmesi mümkündür (Şekil 5).

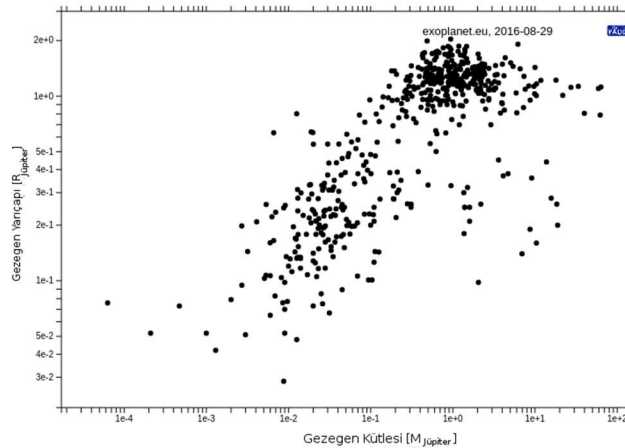


Şekil 5: (solda) WASP-98b'nin iki farklı tarihte yapılmış çok bant GROND gözlemleri, (sağda) ışık eğrisi derinliğinden (δ) elde edilen $k = (R_g / R_*)$ değerlerinin dalgaboyu ile değişimi. Farklı bantlardaki ışık eğrilerinde elde edilen noktalar üzerindeki hata değerleri gözlemsel hatalardan türetilirken dalgaboyundaki hata kullanılan fotometrik bandın FWHM'sini göstermektedir.

Kesiksiz eğriler “temiz bir atmosfer”, aynı atmosferin puslu bir versiyonu için Rayleigh saçılması 1000 kat artırılmış hali, bulutlu bir atmosfer ve TiO ile VO molekülleri baskın atmosferi göstermektedir (Mancini ve Southworth 2016).

4. Geçiş Gözlemleriyle Ulaşılan Sonuçlar

Bugüne kadar (30 Ağustos 2016) keşfedilen toplam 3518 ötegezegenin 2678'i (%76) geçiş yöntemiyle keşfedilmiştir. Bunların 2290'ı (%86) Kepler Uzay Teleskobu ile keşfedilmiş gezegenlerdir (<http://exoplanet.eu>). Bu sayıların tamamı dikine hız gözlemleriyle kütleleri ve gezegen doğaları kesinleştirilmiş ötegezegenlere ilişkindir. Geçiş gözlemleriyle ulaşılan en çarpıcı sonuç gezegenler için kütle yarıçap ilişkisidir. Geçiş yöntemiyle keşfedilen büyük çoğunluğu sıcak-Jüpiter türündeki ötegezegenler için bir kütle yarıçap ilişkisi bugüne kadar keşfedilmiş örnekler üzerinden Şekil 6'da verilmiştir.



Şekil 6: Geçiş yöntemiyle keşfedilen ötegezegenlerin kütlelerine karşılık yarıçapları. Veri <http://exoplanet.eu> 'dan alınmıştır.

5. Kaynaklar

- Agol, E., vd. 2005, MNRAS, 359, 567
- Albrecht, S., vd. 2111, ApJ, 738, 52
- Albrecht, S. vd. 2012, ApJ, 744, 189
- Alonso, R., vd. 2004, ApJ, 613, L153
- Alsubai, K. A., vd. 2013, A&A, 63, 465



XX. ULUSAL ASTRONOMİ KONGRESİ
IX. ULUSAL ASTRONOMİ ÖĞRENCİ KONGRESİ

UAK
2016

- Baines, E. K. 2009, ApJ, 701, 514
Bakos, G., vd. 2004, PASP, 116, 266
Borucki, W. J., vd. 2010, Science, 327, 977
Barge, P., vd. 2007, Proceedings of The European Planetary Science Congress <http://meetings.copernicus.org/eps2007>, p.562
Claret, A. 2000, A&A, 363, 1081
Charbonneau, D., vd., 2000, ApJ, 529, 45
Collier Cameron, A., vd., 2010, MNRAS, 403, 151
Dawson, R. ve Murray-Clay, R., 2013, Protostar & Planets IV, Heidelberg, Poster #2B075
Diaz-Cordoves, J. ve Gimenez, A. 1992, A&A, 259, 227
Fabricky, T. ve Tremaine, S. 2007, ApJ, 669, 1298
Goldreich, P. ve Tremaine, S. 1980, ApJ, 241, 425
Hartman, J. D., vd. 2015, AJ, 150, 197
Hirano, T., vd. 2011, PASJ, 63, 57
Holman, M. J. ve Murray, N. W., Science, 307, 1288
Huber, D., vd. 2013, ApJ, 767, 127
Kipping, D. M. 2008, MNRAS, 389, 1383
Klinglesmith, D. A. ve Sobieski, S. 1970, AJ, 75, 175
Kopal, Z. 1950, HarCi, 454, 1
Mancini, L. ve Southworth, J. 2016, astro.ph 1605.05576
McCullough, P. R., vd. 2004, Bulletin of the American Astronomical Society, 36, 1566
Miralda-Escudé, J. 2002, ApJ, 564, 1019
Murray, C. D. ve Correia, A. C. M. 2010, Exoplanets, ed. Sarah Seager, University of Arizona Press, p. 15-23
Nutzman, P.A., vd. 2011, ApJ, 740, 10
Pepper, J., vd. 2004, AIPC, 713, 185
Pollacco, D., vd. 2006, Ap&SS, 304, 253
Russell, I. vd. 1912, ApJ, 36, 239
Sanchis-Ojeda, R. ve Winn, J. N. 2011, ApJ, 743, 61
Seager, S. ve Mallen-Ornelas, G. 2003, ApJ, 585, 1038
Sheets, H. A. ve Deming, D. 2014, ApJ, 794, 133
Southworth, J., vd., 2009, MNRAS, 396, 1023
Stello, D., vd., 2009, ApJ, 700, 1589
van't Veer, F. 1960, L'assombrissement centre-bord des etoiles, Utrecht, Drukkerij Schotanus & Jens
Winn, J. N., vd. 2006, ApJ, 653, 69
Winn, J. N., vd. 2009, ApJ, 703, 99
Winn, J. N. 2010, Exoplanets, ed. Sarah Seager, University of Arizona Press, p. 55-77
Zhou, G., vd. 2016, AJ, 152, 136

Soğuk Yıldızların Üst Atmosferleri için Moleküler Band Analizi

Hakan Volkan Şenavcı^{1*}

¹Ankara Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, E-Blok 2. Kat, Tandoğan ANKARA.

Özet: Aktif yıldız tayflarındaki bazı moleküler çizgilerin şiddet değişimleri, başka tekniklerle tespit edilemeyen leke bölgelerinin belirlenebilmesi ve özellikle leke sıcaklıklarının oldukça duyarlı olarak elde edilmesine olanak sağlayan bilgiler içermektedir. Bu çalışmada Titanyum Oksit (TiO) moleküler bandları kullanılarak soğuk yıldızların üst atmosferlerine ilişkin yüzey parlaklık dağılımları, bir başka ifadeyle, leke sıcaklıkları ve leke bölgelerinin kapladıkları alanların belirlenmesine yönelik kullanılan teknik, analizler ve elde edilen bulgular sunulmuştur.

Anahtar Kelimeler: soğuk yıldızlar, yıldız tayfi, manyetik aktivite, moleküler band analizi

Abstract: Intensity variations of some molecular lines that are visible in the spectra of active stars, carry information about the presence of spot features that can not be resolved by other existing techniques and particularly provide a more sensitive way especially on the determination of spot temperatures. In this study, the technique based on the application of Titanium Oxide (TiO) bands for the determination of spot temperatures and spot filling factors for cool stars is described and some results from the analysis are presented.

Key Words: cool stars, stellar spectra, magnetic activity, molecular band analysis

1. Giriş

Güneş'in aktivitesi, dış konvektif bölgede oluşan dönme kaynaklı türbülans hareketleriyle üretilen manyetik alanlarla ilişkilendirilmektedir. Bu manyetik alanlar Güneş atmosferini etkileyerek karanlık lekeler, plaj bölgeleri, kromosferik ağ vb. yapıların oluşmasına neden olmaktadır. Bu yapılar dış atmosferlerde kendilerini dinamik koronal ilmekler olarak göstermektedir (Berdyugina 2005). Dolayısıyla Güneş aktivitesinin detaylı incelenmesi aktiviteye neden olan manyetik alanların yapısını ve Babcock (1961) modelini temel alan Dinamo Teorisi ile açıklanan oluşumlarını anlamak açısından oldukça önemlidir. Benzer olgular, dış konvektif katmanlara sahip soğuk yıldızlarda da izlenmektedir. Bu da, soğuk yıldızlarda, Güneş'te izlenen manyetik aktivitenin oluşmasına neden olan benzer bir mekanizmanın varlığını işaret etmektedir. Dolayısıyla, Güneş'in yanı sıra bu tür olguların gözlemlendiği soğuk yıldızlara ilişkin yapılacak detaylı araştırmalar da dinamo teoreminin doğruluğu ve/veya manyetik aktivitenin temelini oluşturan mekanizmanın anlaşılmasında önemli bir rol oynamaktadır. Ek olarak bu araştırmaların Güneş Sistemi dışındaki diğer gezegenlere ev sahipliği yapan yıldızların doğalarının anlaşılması açılarından da büyük önem taşıdığı aşikardır.

Son 20 yılı aşkın bir süredir gelişen gözlemsel araçlar ve tanıya ilişkin teknikler, yıldızların manyetik aktivite doğalarına ilişkin süreçlerin anlaşılmasında oldukça hatırı sayılır bir yol almamızı sağlamıştır. Örneğin, uzun zaman aralığına yayılmış fotometrik gözlemler sayesinde aktif bölgelerin evrimi (örn. lekelerin enlemsel / boylamsal göçü, büyüklük ve sıcaklık faktörünün değişimi) ve aktivite çevrimine ilişkin önemli bulgular elde edilmektedir. Başka bir teknik olan Doppler görüntüleme, bu tür sistemlerdeki aktif bölgelerin yapısal olarak anlaşılmasına (yüzey parlaklık dağılımındaki anormalliklerin haritalanması) ve diferansiyel dönme parametresinin belirlenmesine olanak sağlamaktadır (Vogt ve ark., 1987; Piskunov ve ark., 1990; Collier Cameron, 1992; Berdyugina, 1998; Rice & Strassmeier, 2000). Spektropolarimetri ve Zeeman – Doppler Görüntüleme Tekniği (Donati ve ark., 1997) yardımıyla yıldızların manyetik alanlarına ilişkin dağılımlar elde edilebilmektedir. Buna ek olarak interferometri, mikromercek ve asterosismoloji gibi alanlarda kullanılan tekniklere ilişkin kaydedilen gelişmeler, yıldızların manyetik aktivite doğasının anlaşılmasında önemli katkılar sunmaktadır. Titanyum Oksit (TiO) gibi moleküler çizgilerin şiddetlerinin incelenmesi, mevcut tekniklerle boyutsal olarak ayırt edilemeyen leke bölgelerinin elde edilmesine (Berdyugina, 2002) ve leke sıcaklıklarının daha duyarlı bir şekilde belirlenmesine (O'Neal ve ark., 1996) imkan tanımaktadır. Bu çalışmada, soğuk yıldızların manyetik aktivite kaynaklı yüzey parlaklık dağılımı anormalliklerinin belirlenmesinde kullanılan bazı teknikler özetlenerek moleküler band analizlerinin mevcut diğer tekniklere nazaran soğuk yıldızlarda görülen lekelerin bazı parametrelerine ilişkin ortaya koyduğu farklılıklar ile birlikte özellikle Titanyum Oksit (TiO) moleküler bandları kullanılarak leke sıcaklıkları ve leke bölgelerinin kapladıkları alanların belirlenmesine ilişkin kullanılan teknik, analizler ve elde edilen bulgular sunulmuştur.

2. Kullanılan Gözlem ve Analiz Teknikleri:

Gelişen teknolojiyle birlikte gözlem araçlarının da kayda değer gelişimi, astrofiziğin tüm alanlarında olduğu gibi yıldızların manyetik aktivite doğalarının anlaşılmasında da önemli bir yol kat etmemizi sağlamıştır. Bu bağlamda, gerek yer tabanlı gerekse atmosfer dışı gözlemlerle elde edilen yüksek kaliteli veriler sayesinde, elektromanyetik spektrumun büyük bir bölümünden yararlanılarak fotometrik, tayfsal, polarimetrik, interferometrik ve mikromerceklem gibi teknikler yardımıyla aktif yıldızların yüzey parlaklık dağılımı anormalliklerinin altında yatan fiziksel süreçlere ilişkin oldukça önemli bulgular elde edilebilmiştir. Bu gözlem / analiz tekniklerinden bazılarına ilişkin detaylar aşağıda verilmiştir.

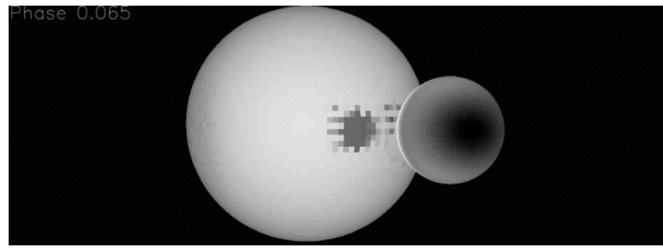
2.1 Işık Eğrisi Analizi

Fotometrik gözlemler ve dolayısıyla ışık eğrisi analizi, yıldız aktivitesi çalışmalarında en yoğun kullanılan tekniklerden

birisidir. Özellikle son yıllarda Kepler Uzay Teleskobu tarafından elde edilen oldukça yüksek kaliteli veriler, fotometrik analizlerin yıldız aktivitesi açısından önemini bir adım daha öne çıkarmıştır.

Işık eğrisinde görülen leke kaynaklı salınımların genliği lekenin büyüklük ve kontrastının birleşik etkisinden kaynaklanmaktadır. Bu etkiyi birbirinden ayırabilmek ve lekenin davranışını anlayabilmek için ışık eğrisinin birden fazla filtrede elde edilmiş zaman serisi şeklinde çok sayıda gözlemi gerekmektedir. Literatürde ışık eğrilerindeki leke kaynaklı modülasyonların modellenebileceği “doğrudan” (direct) ve “tersinden” (inversion) olmak üzere iki tür yaklaşımı temel alan ışık eğrisi analiz teknikleri mevcuttur. Doğrudan ışık eğrisi analiz teknikleri, “deneme – yanılma” yöntemiyle dairesel şekilli leke yaklaşımı modeline dayanmaktadır (Vogt 1981). Bu tekniğin en büyük dezavantajı oldukça fazla sayıda serbest parametreye sahip olması ve lekelerin geometrisi ile birlikte dağılımlarının belirli kabuller ve kısıtlamalar altında yapılmasıdır. Öte yandan LCI (Light Curve Inversion) yöntemi, fotosfer ve leke sıcaklığı olmak üzere iki sıcaklık modeline dayanan ve her bir pikseldeki akının bu iki sıcaklığa ek olarak lekelerin kapladığı alan parametresi ile birlikte ağırlıklandırıldığı bir analitik ifadeye dayanmaktadır. Herhangi bir anda yıldızın gözlenen akısı ilgili evrede görülen yüzey elemanlarının (piksellerin) şiddet katkısının toplamıdır. Sonuçta elde edilen yüzey haritası, lekelerin kapladığı alanların yıldız yüzeyi üzerindeki dağılımı olarak elde edilir (Berdugina ve ark. 2002). Işık eğrileri tek boyutlu zaman serileri olmaları nedeniyle analiz sonuçlarında elde edilen yüzey haritaları sadece boylamsal leke dağılımlarıyla ilgili bilgiler vermektedir.

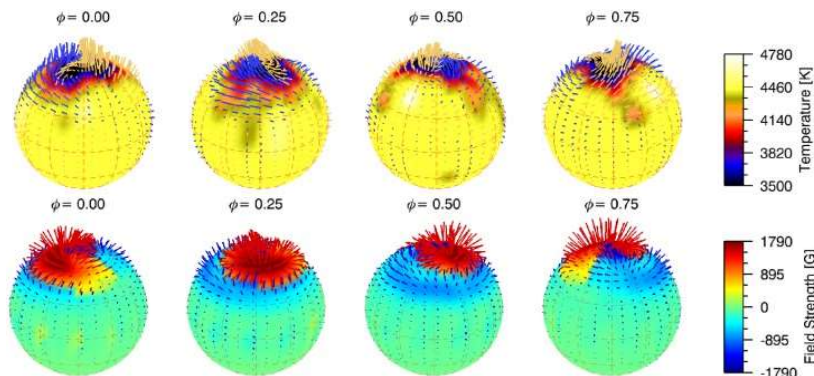
Işık eğrileri kullanılarak lekelerle ilişkin daha detaylı bilgi, çift yıldızlar için özel bir koşul altında elde edilebilir. Eğer bileşenlerden birinin diğer bileşene bakan yüzeyinde soğuk bir leke varsa, tutulma esnasında diğer bileşen bir “tarayıcı” gibi davranarak bu lekeyi örterken, tutulma profilinde bir asimetriye neden olur. Lekelerin ışık eğrisinde yarattığı bu etki “Tutulma Haritalaması” (Eclipse Mapping) tekniği ile modellenenmektedir. Collier Cameron (1997) tarafından geliştirilen ve Maksimum Entropi yöntemine dayalı DoTS kodu, literatürde bu türden Tutulma Haritalaması analizi gerçekleştirmek için kullanılan kodlardan bir tanesidir (bkz. Şekil 1).



Şekil 1: KIC 11560447 örten çift yıldızının Eclipse Mapping yöntemiyle elde edilen yüzey parlaklık dağılımı

2.2 Zeeman Doppler Görüntüleme

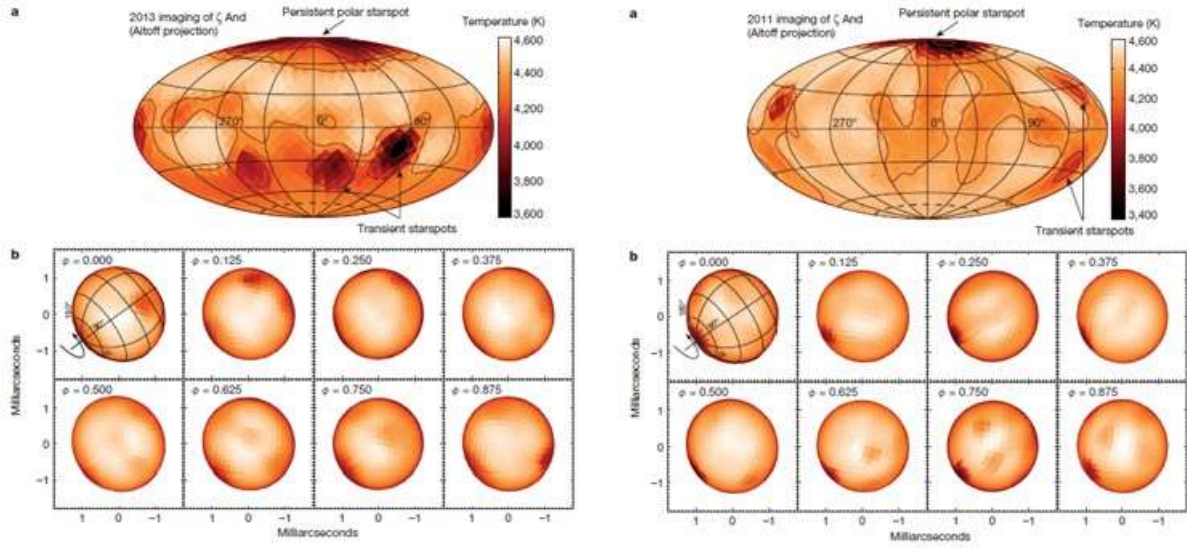
Zeeman Doppler Görüntüleme (ZDI) tekniği ilk kez Semel (1989) tarafından ortaya atılmış ve Donati ve ark. (1989), Semel ve ark. (1993), Brown ve ark. (1991), ve Donati & Brown (1997) tarafından geliştirilmiştir. Teknik, yüksek çözünürlüklü spektropolarimetrik veriler kullanılarak farklı Doppler kaymasına sahip Zeeman yarılmasına uğramış çizgi profillerinin analiziyle yıldız yüzeyindeki manyetik alan dağılımının belirlenmesi temeline dayanır. Atomik çizgilerde leke kaynaklı Zeeman yarılması oldukça düşük olup algılamak zordur. Bu bağlamda, sinyal / gürültü oranını arttırmak amacıyla, Donati ve ark. (1997) tarafından geliştirilen ve birden çok atomik çizgi kullanılarak en küçük kareler dekonvolüsyonu (LSD) tekniği ile oluşturulan hız profilleri kullanılarak yüksek duyarlılıkları manyetik alan haritaları elde etmek mümkündür (bkz. Şekil2).



Şekil 2: V410 Tau yıldızının sıcaklık yüzey manyetik alan haritası (Carroll ve ark. 2012)

2.3 İnterferometri

İnterferometri tekniği kullanılarak yıldız yüzeyi parlaklık dağılımının belirlenmesine ilişkin oldukça güncel ve ses getiren bir çalışma Roettenbacher ve ark. (2016) tarafından gerçekleştirilmiştir. İlgili çalışmada, yaklaşık 181 ışık yılı uzaklığındaki K1 tayf türünden RS Cvn türü ζ And'ın Mount Wilson'da bulunan CHARA dizisini kullanarak 1.5 – 1.8 μ m dalgaboyu aralığında ve 0.5 mili yay saniyesi açışal çözünürlükle yapılan interferometrik gözlemleriyle yüzey parlaklık dağılımı haritası elde edildi (bkz. Şekil 3).

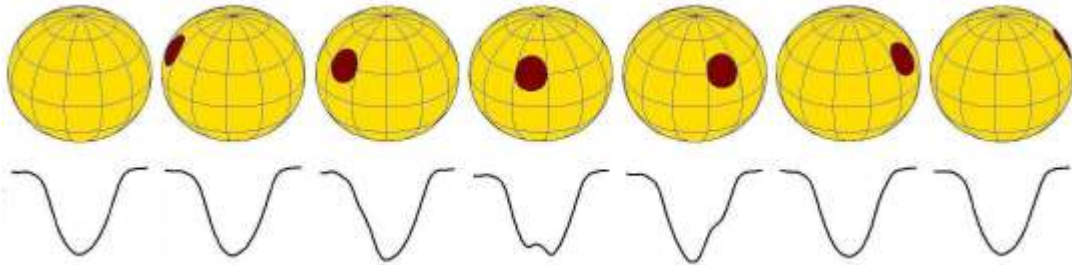


Şekil 3: ζ And'ın interferometri yöntemi kullanılarak elde edilen 2011 (sol panel) ve 2013 (sağ panel) yılları yüzey parlaklık dağılımı haritası (Roettenbacher ve ark. 2016).

İlgili çalışmada yazarlar, yıldıza ilişkin 2011 ve 2013 yıllarında elde ettikleri haritalarda “kalıcı” bir kutup lekесinin varlığından bahsetmiş ve baskın lekelerin Güneş'tekinden farklı olarak sırasıyla kuzey ve güney yarı kürede görüldüklerini belirterek ζ And'ın dinamo mekanizmasının Güneş örneğinden çok daha karmaşık olduğunu ifade etmişlerdir.

2.4 Doppler Görüntüleme

Doppler Görüntüleme Tekniğı, tayfsal çizgi profillerindeki zamana bağlı şekilsel (geometrik) değişimlerin modellenmesiyle yıldızların yüzey parlaklık dağılımına ilişkin haritalarının elde edilmesine olanak vermektedir. Teknik ilk olarak Deutsch (1958) tarafından önerilmiş ve ilk Doppler görüntüsü RS Cvn türü HR1099 yıldızı için Vogt ve Penrod (1983) tarafında elde edilmiştir. Doppler Görüntüleme Tekniğı, pekçok araştırmacı tarafından (örn. Collier-Cameron, 1992; Vogt ve ark., 1999; Hatzes & Kürster, 1999; Strassmeier, 2002; Berdyugina, 2005; Strassmeier, 2009 ve içerisindeki referanslar) aktif yıldızların yüzey parlaklık dağılımındaki anormallikleri belirlemek ve haritalamak amacıyla kullanılmaktadır. Günümüz teknolojisi, yıldız yüzeylerinin doğrudan görüntülenmesinde yetersiz kalmaktadır. Dolayısıyla Doppler Görüntüleme Tekniğı'nde lekelerin yüzey üzerindeki dağılımı “tersinden” (inversion) bir yöntem yardımıyla elde edilebilmektedir. Bu da, yukarıdaki tanımda da verildiğı gibi, zamana bağlı değişim gösteren çizgi profillerinin modellenmesine dayanmaktadır. Yüzeydeki bir soğuk leke, çizgi profili üzerinde varlığını salma çizgisine benzer bir “hörgüç” yapı olarak gösterir. Özetle bu yapı, ilgili dalgaboyundaki soğurma için, lekenin varlığı nedeniyle bulunduğu hız diliminde sürekliliğe katkıda bulunan fotonların soğurulmasında meydana gelen azalmanın bir sonucu olarak ortaya çıkmaktadır. Bu hörgüç yapı, yıldızın dönmesi sonucu lekenin yıldız diski üzerinde hareket etmesiyle, çizgi profili boyunca mavi kanattan kırmızı kanada doğru hareket eder (bkz Şekil 4).



Şekil 4: Lekenin yıldız diski üzerinde hareketine bağlı olarak hörgüç yapısının profil üzerindeki hareketi (Kovari 2004).

Hörgüç yapısının profil merkezini kestiğı andaki evre, lekenin boylamı hakkında bilgi verir. Doppler Görüntüleme Tekniğı aynı zamanda leke enleminin belirlenmesine de olanak sağlamaktadır. Ekvatora yakın leke bölgelerinin oluşturduğu hörgüç yapıların, çizgi profilleri üzerinde kapsadığı dalgaboyu aralığı daha geniş iken ekvatoral uzak lekelerin oluşturduğu hörgüç yapıları için bu aralık daha düşüktür. Kutup bölgelerine yakın lekelerin oluşturduğu hörgüç yapıları, profil merkezine yakın bölgelerde belirir ve yine yakın bölgelerde kaybolur. Düşük enlemlilekelerin neden olduğu hörgüç yapıları neredeyse yarım-yörünge dönemi boyunca görülebilir, yani, profilin mavi kanadının en ucundan kırmızı kanadının en ucuna kadar varlıkları izlenebilmektedir. Yıldızın yörünge dönemi boyunca görünür olan kutup bölgesi üzerindeki bir soğuk lekenin oluşturduğu hörgüç yapısı ise tüm yörünge evresi boyunca profil merkezinde sabit kalır. Eğer bir yıldızda birden fazla, farklı enlemlere dağılmış

lekeler var ise bu lekelerin ayrı ayrı, disk boyunca hareketleri modellenebilir. Bu da yıldızın dönmesinin, enlemin bir fonksiyonu olarak elde edilmesine, bir başka deyişle diferansiyel dönmenin hesaplanmasına olanak sağlar

2.5 Moleküler Band Analizleri

Moleküler çizgiler, aktif yıldızların yüzeyindeki soğuk lekelerin varlığına ilişkin doğrudan kanıt olarak gösterilmektedir. Eğer yıldız fotosferinin etkin sıcaklığı yeterince yüksekse, tayfta görülen moleküler çizgiler sadece ve sadece soğuk lekelerin varlığının bir sonucudur. Leke kaynaklı moleküler bandların oluşumuna ilişkin ilk çalışma Vogt (1979) tarafından yapılmıştır. İlgili çalışmada K2 tayf türü HD 224085 tayfında görülen TiO ve VO bandlarının eşdeğer genişlik ve göreceli şiddet ölçümlerinden lekenin varlığı ve sıcaklığının M6 tayf türünden olduğu tespit edilmiştir. TiO bandlarının evreye bağlı şiddet değişimiyle birlikte fotometrik minimumda şiddetinin en yüksek olması ve dolayısıyla ışık eğrisindeki genlik değişiminin leke kaynaklı olduğunun kanıtı Huenemoerder ve ark. (1989) tarafından RS CVn türü II Peg yıldızına ilişkin gerçekleştirilen analizler sonucu ortaya konmuştur. Huenemoerder & Ramsey (1987), TiO moleküler bandlarını kullanarak lekelerin yüzeyde kapladığı alanları belirleyebilecekleri bir teknik önerdiler. Teknik esasen aktif yıldızın 8860 Å'daki TiO bandını "sakin" fotosferi aktif olmadığı bilinen bir yıldızın tayfı, "lekeli" fotosferi ise örneğin M tayf türünden bir yıldızın tayfı ile sentezlenerek modellenmesine dayanmaktadır. Neff ve ark. (1995) ve O'Neal ve ark. (1996) tarafından teknik, 8860 Å'daki TiO bandına ek olarak 7055 Å dalgaboyundaki TiO moleküler bandını da kullanarak lekelerin kapladığı alan (f_s) ve sıcaklık faktörlerine (T_s) ilişkin daha detaylı sonuçlar elde edilecek şekilde geliştirildi. Geliştirilen modelin bir öncekine nazaran en büyük avantajı, her iki dalgaboyundaki TiO bandı kullanılarak farklı T_s değerleri için elde edilen f_s değerlerinin kesiştiği (veya çakıştığı) parametre setinin ilgili yıldız yüzeyindeki leke parametreleri için en iyi çözüm olarak belirlenebilmesidir.

1.5 μ m'deki OH molekülü soğurmasının aktivite duyarlılığı O'Neal & Neff (1997) ve O'Neal ve ark. (2001) tarafından belirlendi. OH molekülünün aktivite araştırmalarında TiO molekülüne göre en büyük avantajı, TiO molekülünün 4000 K ve daha düşük sıcaklıklarda gözlenebilmesiyle OH molekülünün 5000 K ve daha düşük sıcaklıklarda gözlenebilmesidir. Dolayısıyla OH molekülü, leke sıcaklığı daha yüksek olan aktif yıldızların leke özelliklerinin moleküler band analizleri yardımıyla araştırılmasına olanaklı kılmaktadır.

Berdyugina ve ark. (2000) Güneş'in spektropolarimetrik gözlemlerinden 5200 Å'daki MgH molekülünün manyetik aktiviteye oldukça duyarlı olduğunu gösterdi. Valenti ve ark. (2001) FeH molekülünün aktif M yıldızı GJ725B'de görüldüğünü ve manyetik aktivite belirtici bir molekül olarak kullanılabileceğini belirtti. Berdyugina (2002), 7055 Å'daki TiO çizgilerinin spektropolarimetrik gözlemlerinden, diğer tekniklerle ayırt edilemeyen lekelerin manyetik alan şiddetlerinin ölçülebileceğini göstermiştir. Berdyugina ve ark. (2006) yine Güneş'in spektropolarimetrik gözlemlerini kullanarak CaH molekülünün de manyetik aktiviteye duyarlı bir molekül olduğunu belirledi. Afram (2015), G-K-M cüce yıldızları lekenin kapladığı alan parametresinin %10 olduğu farklı leke sıcaklık ve alan parametreleri kullanarak ürettikleri sentetik profillerle, TiO, MgH, CaH ve FeH moleküllerinin aktivite duyarlılığını test eden detaylı bir çalışma gerçekleştirdiler. İlgili çalışmada, yukarıda bahsi geçen 4 molekülün farklı sıcaklıklarda farklı duyarlılıklara sahip olduğu belirlenmiştir.

3. Titanyum Oksit (TiO) Bandı Analizi

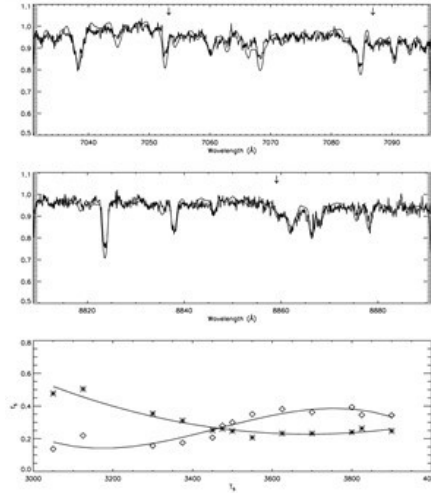
Huenemoerder & Ramsey (1987) tarafından ortaya atılan ve daha sonra Neff ve ark. (1995) ile O'Neal ve ark. (1996) tarafından geliştirilen teknik, 7055 Å ve 8860 Å bölgelerindeki TiO moleküler bandlarının derinliğinin eş zamanlı olarak modellenmesiyle lekelerin kapladığı alan (f_s) ve leke sıcaklığı (T_s) parametrelerinin belirlenmesine dayanmaktadır. Lekelerin yıldız yüzeyinde kapladığı toplam alan (f_s) ve leke sıcaklıklarının (T_s) TiO bandları kullanılarak hassas bir şekilde belirlenebildiği teknikte; aktif olmadığı bilinen G ve K türü yıldızların gözlemsel tayfını aktif yıldızın lekesiz fotosferini, M türü yıldız tayflarını ise lekeyi modellemek için kullanmaktadır. Bu bağlamda O'Neal ve çalışma grubu (O'Neal ve ark. 2004 ve içerisindeki referanslar) çoğunlukla McDonald Gözlemevi'ndeki 2.1 m'lik Otto Struve Teleskobu ve ona bağlı Sandiford Eşel tayfçelerini kullanarak birçok aktif ve aktif olmayan yıldızın 6500 Å – 9000 Å dalgaboyu aralığında yüksek çözünürlüklü ($R \sim 50000$) tayflarını elde ederek modellediler. Strassmeier (1999), RS CVn türü HD12545 yıldızına ilişkin gerçekleştirdiği Doppler analizi sonucu yıldızın %11'ini kapsayan ve sıcaklığı fotosfer sıcaklığından ($T_Q = 4750$ K) 1300 ± 120 K daha düşük olan büyük boyutlu bir kutup lekesinin varlığını belirledi. O'Neal ve ark. (2004), aynı yıldızla ilişkin 2001 verilerini kullanarak gerçekleştirdikleri TiO bandı analizinde ise 3425 ± 120 K sıcaklığında ve yıldızın %31 ~ 35 ± 5 'ini kapsayan bir leke/lekelerin varlığını belirlediler. Kimble ve ark. (1981) başka bir RS CVn türü DM UMa'nın fotometrik gözlemlerinden, yörünge eğimine bağlı olarak yıldızın %16 ~ %33'ünün lekelerle kaplı olduğunu belirlediler. Hatzes (1995), yine aynı yıldız için Doppler analizinden leke sıcaklığını 3300 K olarak elde etti. O'Neal ve ark. (2004) tarafından gerçekleştirilen TiO bandı analizleri, DM UMa'nın leke alanının %28 ~ %42 arasında ve leke sıcaklığının 3400 K ~ 3475 K aralığında olduğunu gösterdi. Strassmeier (1994), Doppler tekniği kullanarak RS CVn türü HU Vir'in yüzeyinde, yıldızın ~%10'unu kaplayan ve 3500 K ~ 4000 K sıcaklığa sahip bir kutup lekesinin varlığını belirledi. Aynı yıldız için O'Neal ve ark. (1998) gerçekleştirdikleri TiO bandı analizinde leke/lekelerin 3440 ± 100 K sıcaklığında ve yıldız yüzeyinin %44 ± 6'sını kapladığını belirlediler. Modelleme esnasında kullanılan standart yıldızlar, yüzey çekiminin de (logg) modellenmesi açısından dev ve cüce yıldızları içermektedir. Farklı sıcaklıklarda her iki dalgaboyundaki TiO bandlarının göreceli soğurma şiddeti T_s parametresine ilişkin bilgiler verirken, yine her iki dalgaboyundaki bandların derinlikleri ise f_s parametresinin bir fonksiyonu olarak karşımıza çıkmaktadır. 7055 Å dalgaboyundaki TiO bandı K2 tayf türünden bir cüce yıldızın tayfında görülmeye başlarken 8860 Å dalgaboyundaki TiO bandı M2 tayf türünden sonra görülebilmektedir. Sırasıyla T_s (leke sıcaklığı) ve T_Q (lekesiz fotosfer sıcaklığı) sıcaklıklarındaki F_s ve F_Q normalize standart yıldız tayfları aşağıdaki analitik ifade yardımıyla sentezlenerek yarı – sentetik tayflar (F_{tot}) elde edilmektedir.

$$F_{\text{tot}} = \frac{f_s R_\lambda F_s + (1 - f_s) F_Q}{f_s R_\lambda + (1 - f_s)}$$

Burada R_λ parametresi sırasıyla hedef yıldızın lekeli ve lekesiz fotosferini modellemek için kullanılan F_s ve F_Q standart yıldız tayflarının süreklilik akıları oranıdır ve model atmosferler yardımıyla hesaplanmaktadır.

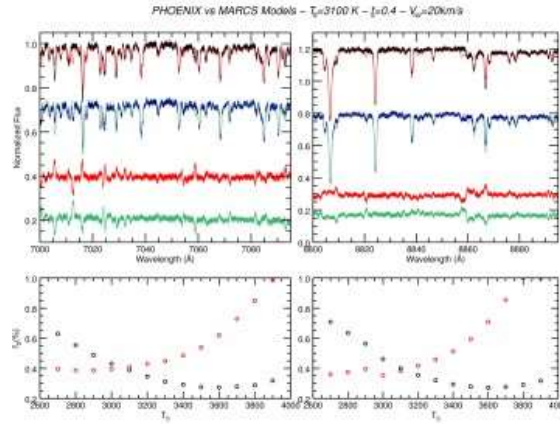
Aktif yıldızın tayfı, fiziksel özellikleri (Teff velogg) doğrultusunda belirlenen standart yıldızlar (lekeli ve lekesiz fotosferi modellemek üzere) kullanılarak her iki dalgaboyundaki TiO bandları için modellenmektedir. Bu bağlamda hedef yıldızın lekeli ve lekesiz fotosferini temsil etmek üzere kullanılan her olası standart yıldız çifti için (dolayısıyla farklı TS değerlerinde) en küçük kareler yöntemi yardımıyla gözlemsel tayfa en iyi uyum gösteren yarı – sentetik modelin f_s değeri elde edilir. Bu aşama hem 7055 Å hem de 8860 Å bölgeleri için gerçekleştirilerek her bir T_s değerine karşılık en küçük kareler yöntemiyle hesaplanan f_s değerleri her iki dalgaboyundaki TiO bandları için grafiğe aktarılır. Çizilen grafikte, farklı iki dalgaboyundaki TiO bandları için farklı TS değerlerine karşılık gelen f_s değerlerinin kesişimine yapılan üçüncü dereceden polinom fiti sonucu elde edilen değer hedef yıldız için en uygun T_s ve f_s değerini verir. İlgili yönteme ilişkin hatalar her iki dalgaboyundaki TiO bandına ilişkin farklı TS değerlerine göre elde edilen f_s değerlerine yapılan polinom fitiyle noktalar arasındaki artıkların varyansından ($\sigma(f_s)$) hesaplanmaktadır. O'Neal ve ark. (2004) tarafından yukarıda detayları verilen teknik kullanılarak DM UMa yıldızına ilişkin gerçekleştirilen TiO band analiz sonuçları Şekil 5'de verilmiştir.

Daha önce de belirtildiği gibi mevcut TiO analiz tekniği aktif yıldızların lekesiz bölgelerinden gelen katkırı modelleyebilmek için literatürce aktif olmadığı bilinen G ve K türü dev ve cüce, lekeyi modellemek için ise M türü dev ve cüce yıldızların gözlemsel verilerini model olarak kullanmaktadır. Bu varsayım altında bu zamana kadar gerçekleştirilmiş analizler oldukça başarılı sonuçlar vermiş olsa da yöntemin daha da etkin çalışabilmesi için aktif yıldızların lekesiz ve lekeli bölgelerinden gelen katkı gözlemsel veriler yerine model atmosfer yaklaşımı kullanılarak modellendi. Bu bağlamda, Dr. Douglas O'Neal ile birlikte uluslararası ortaklık kapsamında, RS Cvn türü aktif yıldız II Peg'e ilişkin gerçekleştirdiğimiz analizlerinde (Şenavcı ve ark. 2015) sistemin McDonald Gözlemevi'nde elde edilmiş yüksek çözünürlüklü tayfları DoTS kodu kullanılarak Doppler görüntüleme ve ATLAS9 atmosfer modeli kullanılarak TiO bandı teknikleriyle analiz edilmiştir.



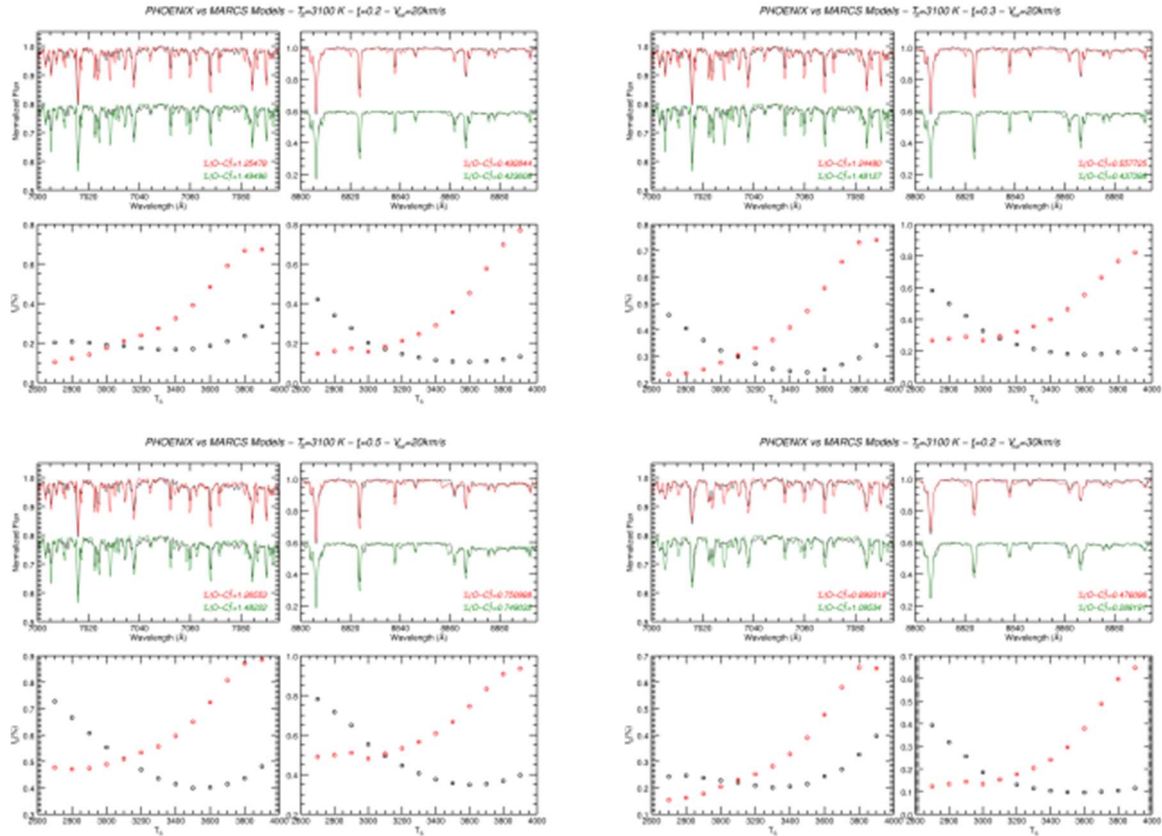
Şekil 5: İlk iki panel: DM UMa yıldızının 7055 Å ve 8860 Å bölgeleri için gözlemsel ve kuramsal TiO molekül bölge tayfları. Üçüncü panel: Sistemin TiO bandı analizi sonucu 7055 Å (yıldız) ve 8860 Å (baklava) TiO molekül bölgesi için ilgili T_s değerlerine karşılık elde edilen en iyi f_s değerleri (O'Neal ve ark., 2004).

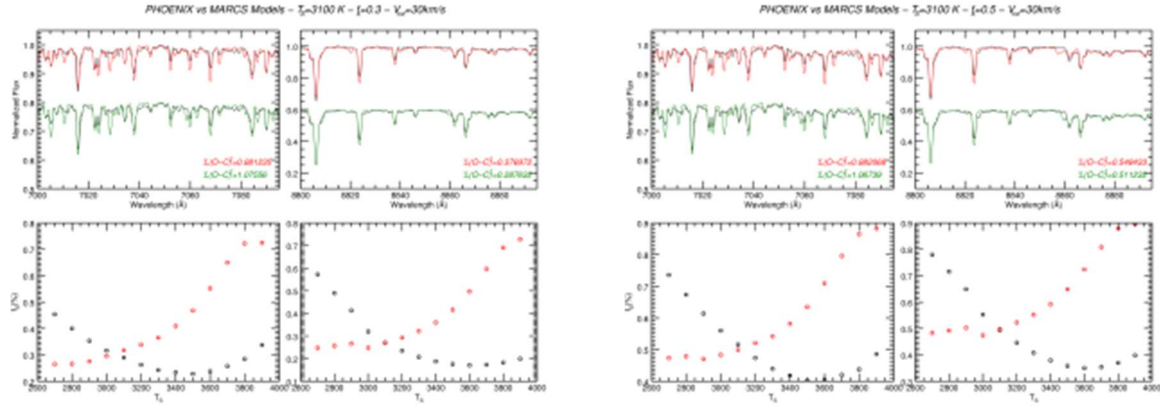
Elde edilen sonuçlara göre Doppler görüntüleme tekniğinden yüzeyin (lekelerin kapladığı alan – f_s) %6.2'sinin lekelerle kaplı olduğu bulunurken bu değer TiO bandı analizlerinden yaklaşık %50 olarak elde edilmiştir. Her ne kadar ATLAS9 modeli kullanılarak II Peg'in TiO band analizi için 3000 K – 4000 K aralığında çözüme yakınsayan alt-dev modelleri elde edebilmiş olsa da cüce yıldızlar için bu tür sıcaklıklarda ATLAS9 ile çözüme yakınsayan modeller elde edilemedi. Bunun üzerine amaçlarımız doğrultusunda düşük sıcaklıklarda sentetik tayf elde edebilmek için MARCS (Gustafsson ve ark. 2008) ve PHOENIX (Allard ve ark. 2012a & 2012b) atmosfer modelleri test edildi. Bu bağlamda her iki atmosfer modeliyle leke ve fotosfer sıcaklıkları için sırasıyla $2700 \text{ K} < T_{\text{eff}} < 3900 \text{ K}$ ve $4000 \text{ K} < T_{\text{eff}} < 6000 \text{ K}$ arasında sentetik tayflar üretildi. Her iki atmosfer modeli için detaylı TiO bandı çizgi listesi Plez (1998)'den alındı. Uluslararası ortaklık kapsamında Dr. Douglas O'Neal ile birlikte geliştirilen ve TiO band analiz tekniğini temel alan IDL kodu ile MARCS / PHOENIX atmosfer modelleriyle tekniğin uyumunu içeren detaylı bir çalışma Şenavcı ve ark. (2016) tarafından gerçekleştirildi. İlgili çalışmada gerçekleştirilen ilk test kapsamında PHOENIX atmosfer modeli kullanılarak $T_Q = 5000$, $T_s = 3100$ ve $f_s = 0.4$ parametreleriyle sentetik tayf oluşturuldu ve bu tayfa $\sigma = \pm 0.015$ mertebesinde gürültü eklendi. Bu aşamadan sonra üretilen bu “gürültülü” tayf, MARCS model atmosferleri kullanılarak üretilen sentetik tayflar yardımıyla modellendi. Ek olarak, yukarıda belirtilen parametreler kullanılarak, bu defa MARCS atmosfer modeliyle başka bir gürültülü tayf üretilerek PHOENIX modelleri yardımıyla üretilen sentetik tayflar kullanılarak modellendi. İlgili tayflara yapılan fitler ve artıkları Şekil 6'da verildi.



Şekil 6: MARCS ve PHOENIX modellerinin karşılaştırılması. Sol üst panel: MARCS (siyah çizgi) ve PHOENIX (mavi çizgi) modelleri kullanılarak $T_Q = 5000$, $T_S = 3100$ ve $f_s = 0.4$ parametreleriyle 7055 Å bölgesi için üretilen gürültülü sentetik tayf ve PHOENIX (kırmızı tayf) ve MARCS (yeşil tayf) modelleriyle ilgili sentetik tayflara yapılan fitler ve artıkları. Sağ üst panel: 8860 Å bölgesi için üretilen sentetik tayf, fitler ve artıkları. Alt panel: 7055 Å (kırmızı daire) ve 8860 Å (siyah daire) bölgeleri için her T_S sıcaklığına karşılık elde edilen en iyi f_s değerleri.

Şekil 6'dan da görüldüğü gibi her iki atmosfer modeli kullanılarak üretilen gürültülü sentetik tayflara, yine her iki model yardımıyla yapılan fitler oldukça uyumlu olup 7055 Å ve 8860 Å fitlerinin kesişimi gerçekten de $T_S = 3100$ ve $f_s = 0.4$ sonucunu vermektedir. Bu çalışma kapsamındaki diğer test HD100623 (K0V - $T_{\text{eff}} = 5300 \text{ K}$) ve HD34055 (M6V - $T_{\text{eff}} = 3100 \text{ K}$) yüksek çözünürlüklü UVES tayfları (Bagnulo ve ark. 2003) kullanılarak gerçekleştirildi. Bu bağlamda, her iki yıldızın tayfı kullanılarak (HD100623 fotosfer, HD34055 leke için) farklı f_s değerleri ($f_s = 0.2, 0.3, 0.5$) ve dönme hızlarında ($V_{\text{rot}} = 20 \text{ km/sn}, 30 \text{ km/sn}$) yarı – sentetik tayflar üretilerek her iki atmosfer modeli yardımıyla elde edilen sentetik tayflar ile modellenmiştir. Sonuçlar, Şekil 7'de verildi.





Şekil 7: Farklı f_s ve dönme hızı değerlerinde UVES verisi kullanılarak oluşturulan yarı – sentetik tayflara yapılan MARCS ve PHOENIX modelleri. Üst panel: 7055 Å ve 8860 Å bölgelerine yapılan PHOENIX (kırmızı tayf) ve MARCS (yeşil tayf) fitleri. Alt panel: 7055 Å (kırmızı daire) ve 8860 Å (siyah daire) bölgeleri için her T_s sıcaklığına karşılık elde edilen en iyi f_s değerleri.

Şekil 7'den de görüldüğü gibi farklı f_s ve dönme hızı kullanılarak elde edilen yarı – sentetik tayflara yapılan MARCS ve PHOENIX fitleri oldukça uyumlu olup beklenen f_s ve T_s değerlerinde sonuç vermiştir. Bu da ilgili çalışma kapsamında geliştirilen kodun ve kullanılan model atmosferlerin TiO moleküler band analizleri açısından oldukça kullanışlı olduğunun bir göstergesidir.

4. Tartışma ve Sonuç

-Soğuk yıldızların üst atmosferlerinde manyetik aktivite kaynaklı yüzey parlaklık dağılımı anormalliklerinin araştırılması pek çok farklı teknik ve ektromanyetik spektrumun farklı bölgeleri kullanılarak yapılabilmektedir. Her ne kadar son yıllarda elde edilen veriler oldukça yüksek kaliteli olsa da bu çalışmada özetlenen tekniklerin tek başına kullanılması yıldızların manyetik aktivite doğaları hakkında çok da tatmin edici sonuçlar vermemektedir. Örneğin Yapılan birçok test, Doppler Görüntüleme Tekniği ile elde edilen haritalar kullanılarak belirlenen ekvator civarındaki lekelerin kapladığı alan parametresinin olması gerektiği gerçek değerinden daha düşük ve daha az kontrasta sahip olduklarını göstermiştir. Bununla birlikte, ekvatorun altında (güney yarıkürede) bulunan lekelerin modellenmesi, her iki yarıküredeki Doppler kaymasının ekvatora göre simetrik olmasından dolayı, oldukça zordur (Rice, 2002). Doppler Görüntüleme Tekniği sadece büyük boyutlu lekeleri tespit edebilmektedir. Bununla birlikte Güneş'te, oldukça farklı boyutlarda dağılım gösteren lekelerin varlığı bilinmektedir. Bu dağılım, daha aktif ve dolayısıyla daha çok leke içeren yıldızlarda bile Doppler Görüntüleme Tekniği ile ayırt edilemeyen küçük lekelerin varlığını gerektirmektedir (Solanki & Unruh, 2004). Bu durum hem fotometrik analiz hem de Doppler Görüntüleme Tekniği uygulanan yıldızlarda, fotometrik analiz sonucu elde edilen lekelerin toplam kapladığı alan parametresinin Doppler Görüntüleme Tekniği kullanılarak elde edilene nazaran daima daha büyük çıkması ile desteklenmektedir (Unruh, Collier-Cameron & Cutispoto, 1995). Bu bağlamda moleküler band analizleri yavaş dönen yıldızlarda bile leke parametrelerinin daha duyarlı belirlene bilmesi bakımından bir adım öne çıkmaktadır. Dolayısıyla manyetik aktivite çalışmalarında eş zamanlı gerçekleştirilecek Doppler görüntüleme, ışık eğrisi ve moleküler band analizleri sayesinde soğuk yıldızlarda manyetik aktivite doğasına ilişkin daha detaylı bulgular elde edilebilir. Bu da özellikle Güneş'ten daha aktif yıldızlarda süregelen “manyetik dinamo” doğasının temelindeki süreçleri tanımlamamız bakımından önemli ipuçları elde etmemize olanak sağlar.

Teşekkür

Bu çalışma TÜBİTAK 1001-115F033 numaralı proje tarafından desteklenmiştir.

5. Kaynaklar

- Afram, N., Berdyugina, S. V. 2015, A&A, 576A, 34A
Allard, F., Homeier, D., Freytag, B. 2012a, RSPTA, 370, 2765
Allard, F., Homeier, D., Freytag, B., Sharp, C. M. 2012b, EAS, 57, 3
Babcock, H. W. 1961, ApJ, 133, 572
Bagnulo, S., Jehin, E., Ledoux, C., Cabanac, R., Melo, C., ve ark. 2003, The Messenger, 114, 10.
Berdyugina, S. V. 1998, A&A, 338, 97
Berdyugina, S. V. 2002, AN, 323, 192
Berdyugina, S. V. 2005, LRSP, 2, 8
Berdyugina, S. V., Fluri, D. M., Ramelli, R., Bianda, M., Gisler, D., Stenflo, J. O. 2006, ApJ, 649, 49
Berdyugina, S. V., Frutiger, C., Solanki, S. K., Livingstone, W. 2000, A&A, 346L, 101
Berdyugina, S. V., Pelt, J., Tuominen, I. 2002, A&A, 394, 505
Brown, S. F., Donati, J.-F., Rees, D. E., Semel, M. 1991, A&A, 250, 463
Carroll, T. A., Strassmeier, K. G., Rice, J. B., Künstler, A. 2012, A&A, 548, 95



- Collier-Cameron, A. 1992, LNP, 397, 33
Collier-Cameron, A. 1997, MNRAS, 287, 556
Deutsch, A. J. 1958, IAUS, 6, 209
Donati, J.-F., Brown, S. F. 1997, A&A, 326, 1135
Donati, J.-F., Semel, M., Carter, B. D., Rees, D. E., Collier Cameron, A. 1997, MNRAS, 291, 658
Donati, J.-F., Semel, M., Praderie, F. 1989, A&A, 225, 467
Gustafsson, B., Edvardsson, B., Eriksson, K., Jørgensen, U. G., Nordlund, Å., Plez, B. 2008, A&A, 486, 951
Hatzes, A. P., Kürster, M. 1999, A&A, 346, 432
Hatzes, A.P. 1995, AJ, 109, 350
Huenemoerder, D. P., Ramsey, L. W. 1987, ApJ, 319, 392
Huenemoerder, D. P., Ramsey, L. W., Buzasi, D. L. 1989, AJ, 98, 2264
Kimble, R. A., Kahn, S. M., Bowyer, S. 1981, ApJ, 251, 585
Kovari, Z., Weber, M. 2004, PADEU, 14, 221
Neff, J. E., O'Neal, D., Saar, S. H. 1995, ApJ, 452, 879
O'Neal, D., Neff, J. E. 1997, AJ, 113, 1129
O'Neal, D., Neff, J. E., Saar, S. H. 1998, ApJ, 507, 919
O'Neal, D., Neff, J. E., Saar, S. H., Cuntz, M. 2004, AJ, 128, 1802
O'Neal, D., Neff, J. E., Saar, S. H., Mines, J. K. 2001, AJ, 122, 1954
O'Neal, D., Saar, S. H. ve Neff, J. E. 1996, ApJ, 463, 766
Piskunov, N. E., Tuominen, I., Vilhu, O. 1990, A&A, 230, 363
Plez, B. 1998, A&A, 337, 495
Rice, J. B., Strassmeier, K. G. 2000, A&AS, 147, 151
Rice, J.B. 2002, AN, 323, 220
Roettenbacher, R. M., Monnier, J. D., Korhonen, H. ve ark. 2016, Nature, 533, 217
Semel, M. 1989, A&A, 225, 456
Semel, M., Donati, J.-F., Rees, D. E. 1993, A&A, 278, 231
Solanki, S. K., Unruh, Y. C. 2004, MNRAS, 348, 307
Strassmeier, K. G. 1994, ASPC, 55, 205
Strassmeier, K. G. 1999, A&A, 347, 225
Strassmeier, K. G. 2002, AN, 323, 309
Strassmeier, K. G. 2009, AAPR, 17, 251
Şenavcı, H. V., O'Neal, D., Hussain, G. A. J., Barnes, J. R. 2015, csss, 18, 665
Şenavcı, H. V., O'Neal, D., Montes, D., Plez, B., Allard, F., Bahar, E. 2016, csss, 113
Unruh, Y. C., Collier Cameron, A., Cutispoto, G. 1995, MNRAS, 277, 1145
Valenti, J. A., Johns-Krull, C. M., Piskunov, N. E. 2001, ASPC, 223, 1579
Vogt, S. S. 1979, PASP, 91, 616
Vogt, S. S. 1981, ApJ, 250, 327
Vogt, S. S., Hatzes, A. P., Misch, A. A., Kürster, M. 1999, ApJS, 121, 547
Vogt, S. S., Penrod, G. D. 1983, PASP, 95, 565
Vogt, S. S., Penrod, G. D., Hatzes, A. P. 1987, ApJ, 321, 496

Doğu Anadolu Gözlemevi (DAG): Son Gelişmeler

Cahit Yeşilyaprak^{*1,2}

¹Atatürk Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Astrofizik (ASA) Bölümü, Erzurum, Türkiye.

²Atatürk Üniversitesi Astrofizik Araştırma ve Uygulama Merkezi (ATASAM), Erzurum, Türkiye.

Özet: Bu çalışmada, Doğu Anadolu Gözlemevi'ndeki (DAG) son gelişmeler anlatılmıştır. Bu gelişmeler, idari, mali, teknik, alt ve üst yapısal bütün gelişmeleri kapsamaktadır. DAG Türkiye'nin en büyük ve ilk kırmızı öte teleskobuna sahip gözlemevi olacaktır.

Anahtar Kelimeler: Doğu Anadolu Gözlemevi, DAG, Kırmızı Öte Teleskop

Abstract: In this study, the recent developments of the Eastern Anatolia Observatory (DAG) were discussed. These developments cover all administrative, financial, technical, infrastructural and superstructural developments. DAG will be the observatory with the largest and first infrared telescope of Turkey.

Key Words: Eastern Anatolia Observatory, DAG, Infrared Telescope

1. Giriş

Doğu Anadolu Gözlemevi (DAG) Projesi bir Altyapı (Tematik Alan) ve İleri Araştırma Merkezi Projesi olup; DAG Projesi'nin amacı, astronomi, astrofizik, uzay bilimleri ve teknolojileri konularında güncel bilimsel çalışmaların yürütüleceği, uluslararası düzeyde rekabet edebilecek son teknolojiye sahip, Türkiye'nin en büyük ve kırmızı ötesi teleskobuna sahip gözlemevi altyapısını kurmaktır. DAG temelde 3 aşamalı planlanmıştır ve bu aşamalar aşağıda verilmiştir:

A) DAG: Teleskop - Kubbe - Binalar - Altyapı - Üstyapı (2011: 2012 - 2020)

B) ODA: Odak Düzlemi Aygıtları - AO Sistemi - Optik Lab. (2015: 2016 - 2020)

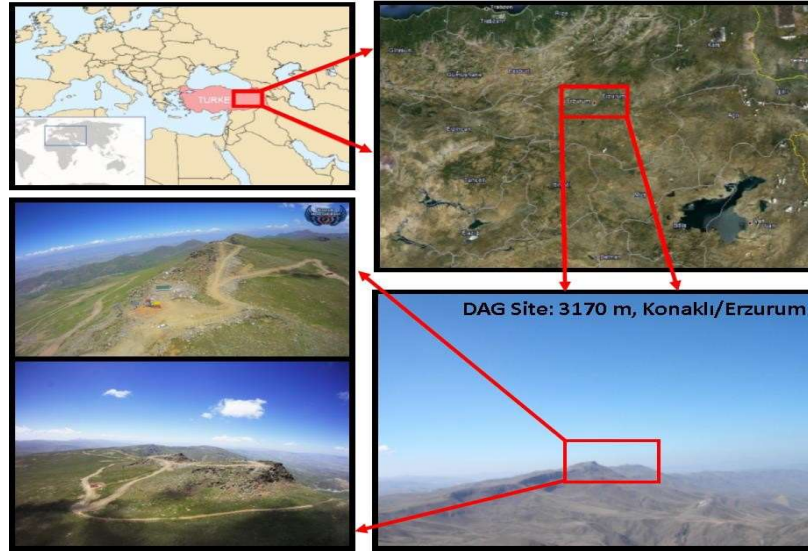
C) AKS: Ayna Kaplama Sistemi ve Ünitesi (2019: 2020 - 2021)

DAG ve ODA Projeleri halen devam eden aşamalıdır. DAG, ODA ve AKS Projeleri ile Türkiye'nin ilk kırmızı öte ve en büyük çaplı teleskobu kurulmuş olacak, aynı zamanda yerli tasarım ve üretime sahip ilk adaptif optik (AO) sistemi ve görüntü düzelticisi (Derotator, DR) yapılacak, sadece Türkiye'nin değil Avrupa'nın da en büyük ayna kaplama sistemi kurulacaktır.

DAG ve ODA Projeleri'nin temel süreçleri aşağıda özetlenmiştir:

- 2012: Proje Başlangıcı ve İdari Yapılanma (ATASAM, Ekip-Ekipman desteği), Akademik Yapılanma (YL-DR Programı, Akademik Kadrolar), Arazi Tahsisi (Konaklı/Karakaya Tepeleri, 2500 dönüm), Akademik ve Teknik Danışmanlar (12 yerli ve yabancı uzman),
- 2013: Proje Personeli Çalıştırma (10) ve Bölüm Kurulumu (Astronomi ve Astrofizik), Mali Yapılanma ve Muafiyetler (Bütçe Planlama, Yatırım Teşvik), Teknik Yapılanma (Atmosferik-Astronomik Ekipmanlar, Teknik Şartnameler), Altyapısal Yapılanma (Haritalama, Jeolojik-Jeofizik-Sismik Etüdler ve Sondaj),
- 2014: Teleskop İhalesi ve Sözleşmesi (15 Ekim 2014, AMOS/Belçika), Alt-Üst Yapısal Yapılanma (Elektrik-Fiber Hatları, Su Deposu, vd.),
- 2015: Kubbe İhalesi ve Sözleşmesi (23 Kasım 2015, EIE/İtalya) ve Ayna Üretimine Başlama, Mimari Tasarım, Zemin-Yol Islahı, Enerji Binası,
- 2016: İnşaat İhalesi ve Sözleşmesi (25 Temmuz 2016) ve Ayna Üretim ve Kaplamaya Hazırlık (30 Ağustos 2016), Projenin 2. aşamasının (ODA Projesi) kabulü ve başlaması.

DAG'ın kurulduğu gözlemevi yerleşkesi, 3170 m rakımlı Palandöken Dağ silsilesinin devamındaki Konaklı – Karakaya Tepeleri denilen bölgededir ve bu yerleşkeyi gösteren harita ve görüntüler Şekil 1'de verilmiştir. DAG'ın Erzurum'da kurulmasının öncelikle atmosferik ve astronomik nedenleri olmasının yanında, idari ve kurumsal olarak da büyük bir desteğin yerelde ve ulusal olarak sağlanmasının önemi büyüktür. Bu kapsamda, "Neden Erzurum?" sorusunun cevabı aşağıda özetle verilmeye çalışılmıştır:



Şekil 1: DAG Yerleşkesi (3170 m).

- **Atatürk Üniversitesi:** İdari-Teknik-Mali-Personel-Akademik-Proje Desteği, Öncelik
- **Erzurum:** Konaklı-Karakaya Tepeleri (2.500-3.170 m rakımlı zirveler)
- **Strateji:** Enlem ve Boylamsal olarak gözlemsel boşluğun doldurulması
- **İmkan:** Birden fazla teleskop barındırabilecek yerleşke imkanı (2.500 dönüm)
- **Ulaşım:** Karayolu, Kar aracı, Teleferik ile kolay ulaşım (~35 km - ~35 dak.)
- **Altyapı:** Universiade 2011-Erzurum (Elektrik, Su, Yol, Teleferik)
- **Destek:** Yerel Kurumsal Destekler (Kamu Kurumları)
- **Uygun:** Jeolojik olarak en sert kaya türlerinden Bazalt kaya yapısı
- **Atmosfer:**
 - **Açık:** Açık Gece Sayısı (>250 gün)
 - **Kuru:** Düşük Nem Oranı (% 2-10'a kadar inebilen nem)
 - **Kararlı:** Ağırlıklı Rüzgar Yönü (N, NE)
 - **Soğuk:** Düşük Hava Sıcaklığı (-35 oC'ye kadar)
 - **İdeal:** Düşük Atmosferik Dönüşüm Katmanı (~2600 – 2800 m)
 - **Tutarlı:** Kar Seviyesi ve Kar Sezonu (<1.5 m, Kasım - Nisan)
 - **Temiz:** Işık-Isı-Duman-EM-Yapılaşma Kirliliğinden Uzak
 - **Tozsuz:** Maden ve Taş Ocaklarından Uzak

2. Altyapısal Gelişmeler (2012-2015)

Temel altyapısal gelişmeler konu başlıkları ve maddeler halinde kısaca özetlenmiştir:

Tahsis: Gözlemevi Yerleşkesi (2500 dönüm).

Yapılar: ATASAM Binası (1000 m²), Prefabrik 1 ve 2 (100 m², 40 m²), Enerji Binası ve Garaj (300 m²), Gözlem Kulesi (7 m, 25 m²), Yeraltı Su Deposu (40 m², 30 ton), ATA50 Teleskop Binası (20 m²).

Etüd: Yerleşkede Jeolojik-Jeofizik Etüdler (2013), Sondaj çalışmaları (2012), Sismik Aygıtların kurulumu (2013).

Hatlar: Yeraltı Elektrik (3 Faz, 3.5 km) (2014), Yeraltı Fiber (48 Kor, 100 Gbit, 26 km) (2014), Radyolink İnternet (25 Mbit, 20 km) (2012).

Enerji: 3 Faz OG ve AG Proje-Tasarım,

Sistemler: Atmosferik Ölçüm Sistemleri (AWOS, Meteosat, Davis, Boltwood), Astronomik Gözlem Sistemleri (AllSkyCam, SQM, SM, Mass-Dimm), ATA50 Teleskobu (2012).

Lab: Temel Optik ve Türbülans Laboratuvarı (2015)

Araçlar: Arazi 4x4 Araç (2), Kar Motoru (1), ATV Motor (1), Paletli Personel ve Yük Taşıyan Kar Aracı (1).

Ulaşım: Karayolu - Kar Araçları - Teleferik Hattı (2), Erzurum Havalimanı - ATAÜNİ Yerleşke: 12 km – Asfalt, ATAÜNİ Yerleşke - Konaklı Kayak Merkezi: 25 km - Asfalt, Konaklı Kayak Merkezi - DAG Yerleşkesi/Zirve: 7 km - Stabilize.

3. DAG Binası Tasarımı

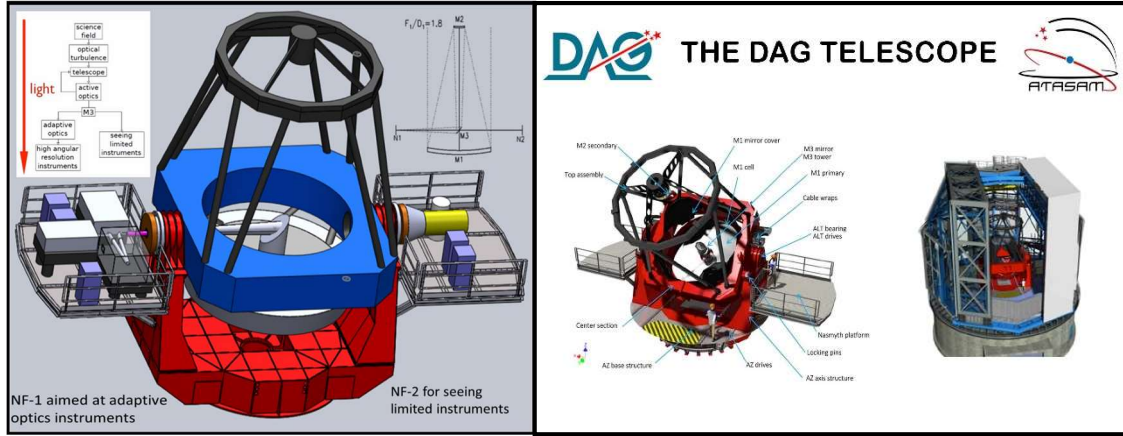
Alt ve üst yapısal çalışmalar devam etmekle birlikte; altyapının %85'i tamamlanmış ve DAG binası inşaatı sürdürülmektedir. DAG Binası'nın mimari tasarımı Y.Mimar A. Erkan Şahmalı (GÜNARDA A.Ş.) tarafından yapılmıştır. Bu tasarımın görüntüleri Şekil 2'de sunulmuştur.



Şekil 2: DAG Binası Tasarımı.

3. DAG Teleskop ve Kubbe Tasarımı

DAG Teleskop ve Kubbe tasarımları Şekil 3’de verilmiştir. DAG Teleskop tasarımı AMOS (Belçika) firması, DAG Kubbesi ise EIE (İtalya) tarafından yapılmıştır ve üretimleri başlamıştır.



Şekil 3: DAG Teleskop ve Kubbe Tasarımı.

DAG Teleskobu’nun temel özellikleri ise Şekil 4’de verilmiştir. Bu özellikleriyle kendi sınıfında benzersiz ve minimal bir tasarıma ulaşılmıştır.

TELESCOPE	
Diameter:	4 m
Focal Length:	56 m
Primary F#:	1.8
Observational Waveband:	Visual + Near IR (<3.0 μ m)
FoV:	30' (Large - unvignetted) 10' (Narrow - vignetted)
Focal Platforms:	2 Nasmyth
	(N1: Adaptive Optics, N2: Seeing Limited)
Instrument Capacity:	6 Instruments (VIS: 3 + NIR: 3)
Mounting:	Altitude - Azimuth
Optical Performance:	Ritchey - Chrétien (RC) Active Optics (aO) Adaptive Optics (AO) Derotator + Field Corrector Diffraction Limited with aO + AO Long Focal Length (56 m) + Large Field of View (30') (Higher performance than other 4 m class telescope)
Mirror Type:	Zerodur (Schott)
Pointing - Tracking Accuracy:	<2" - <0.1" (rms)
Optical Design:	Dr. Laurent Jolissaint (HEIG-VD, Switzerland)
AO Types:	Narrow Field + Ground Layer AO (3" - 5")
AO Design:	Dr. L. Jolissaint + Dr. O. Keskin
Manufacturers:	AMOS (Advanced Mechanical and Optical Systems, Main Manuf., Belgium)
	EIE (European Industrial Engineering, Sub-Manuf., Italy)

Şekil 4: DAG Teleskop ve Kubbesi’nin Temel Özellikleri.

DAG Odak Düzlemi Aygıtları: Türk Gözlemsel Astronomisinde Yeni Dönem

Sinan Kaan Yerli¹, Cahit Yeşilyaprak^{2,3}, Tolga Güver⁴, Onur Keskin⁵, Sinan Aliş⁴

¹Orta Doğu Teknik Üniversitesi, Fizik Bölümü, Ankara.

²Atatürk Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Astrofizik Bölümü, Erzurum,

³Atatürk Üniversitesi, Astrofizik Araştırma ve Uygulama Merkezi, Erzurum, Türkiye.

⁴İstanbul Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, İstanbul.

⁵FMV Işık Üniversitesi, Makine Mühendisliği, İstanbul.

Özet: Doğu Anadolu Gözlemevi (DAG) projesi kapsamında 4 m'lik teleskop ve kubbe üretimi, tüm altyapı çalışması, gözlemevi ve servis binaları yapılmaktadır. Projenin ikinci aşaması olan "DAG Odak Düzlemi Aygıtları (ODA) ve Adaptif Optik Sistemi" çalışmasıysa Kalkınma Bakanlığına sunulmuş ve Mayıs 2016'da kabul edilmiştir. Proje kapsamında DAG teleskobu için ODA yelpazesi üretilecektir. Aynı zamanda, Türk astronomisinin bir başka eksiğini de giderilecek; farklı kapsamlarda dört ayrı laboratuvar da kurulacaktır. (1) DAG Optomekatronik Araştırma Lab'ı (Atatürk Üni./OPAL): Tüm ODA, (2) Optomekatronik Lab'ı (Işık Üni./OPAM): AO ve optomekanik üretim, (3) Astronomi Optiği Lab'ı (ODTÜ/AOL): Gözlemevi aygıtlarına servis, (4) Gözlem Aleti Geliştirme Lab'ı (İstanbul Üni./İÜGUAM): Yeni kuşak gözlem aygıtları.

Anahtar Kelimeler: Doğu Anadolu Gözlemevi, Odak Düzlemi Aygıtları, Proje Yönetimi.

1. Giriş

Doğu Anadolu Gözlemevi (DAG) projesinin gelişimi ve aşamaları UAK-2015'te (Yeşilyaprak v.a, 2018a) ve UAK-2106'da (Yeşilyaprak v.a, 2018b) verilmiştir. Özetle, DAG Projesi kapsamında 4 m'lik teleskop ve kubbe üretimi, tüm altyapı çalışması (Atatürk Üniversitesi kampüsüyle zirve arasındaki fiber optik hat dahil), gözlemevi ve servis binaları başlatılmış ve başarıyla sürmektedir.

Bu bağlamda projenin tüm ayrıntıları (altyapı, mimari projesi, proje yönetimi, odak düzlemi aygıtları ve projenin geleceği), teleskoplar ve odak düzlemi aygıtları için önemli bir bilimsel ortam olan SPIE 2016 kongresinde bir seri yayımla da duyurulmuştur:

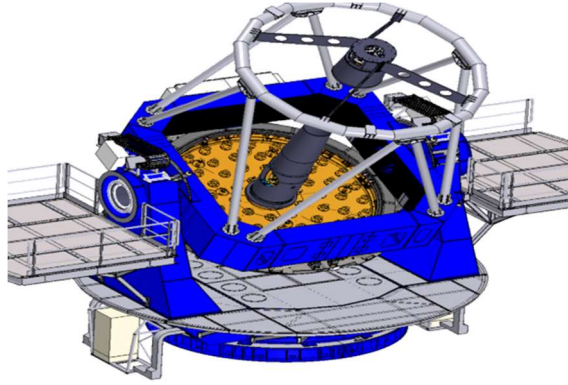
- Proje ve Altyapı:**
- Project management of DAG: Eastern Anatolia Observatory (Keskin v.a, 2016)
 - DAG: a new observatory and a prospective observing site for other potential telescopes (Yeşilyaprak v.a, 2016)
 - DAG telescope site studies and infrastructure for possible international co-operations (Yerli v.a, 2016)
 - Observatory building design: a case study of DAG with infrastructure and facilities (Şahmalı, A.E v.a, 2016)
 - Agile development approach for the observatory control software of the DAG 4m telescope (Güçsav v.a, 2016)
 - Auxiliary free space optical communication project to ensure continuous transfer of data for DAG the 4m telescope (Keskin v.a., 2016)
- Teleskop:**
- The DAG project, a 4m-class telescope: the telescope main structure performances (Marchiori v.a, 2016)
- Optik ve AO:**
- The design of an adaptive optics telescope: the case of DAG (Jolissaint v.a, 2016).
 - Active optics system for the 4m telescope of the Eastern Anatolia Observatory (DAG) (Lousberg v.a, 2016)
- Odak Düzlemi:**
- Integrated opto-dynamic modeling of the 4m DAG telescope image quality performance (Zago v.a, 2016)
 - Status of Focal Plane Instrumentation (FPI) project of the 4m DAG telescope (Keskin v.a, 2016)
 - Design and building of a derotator for the 4 m DAG telescope (Bauget v.a, 2016)
 - A microwave kinetic inductance detector for the DAG telescope (Güver v.a, 2016).

2. DAG Odak Düzlemi Aygıtları (DAG-ODA) ve DAG-ODA Projesi

DAG Projesinin ikinci aşaması olarak tanımladığımız "DAG Odak Düzlemi Aygıtları" için proje çalışmalarımız teleskop ve kubbe ihalesi sonrasında (2014) başlatılmış olsa da ancak Mayıs 2016'da Kalkınma Bakanlığınca onaylanıp bütçelendirilebilmiştir.

Proje kapsamında öncelikle 4 m'lik DAG teleskobunun her iki Nasyth odak düzlemine (bkz. Şekil 1) hem görünür (VIS), hem de yakın kızılötesi (NIR < 3 µm) dalgaboyunda; hem "AO İster", hem de "Görüş Sınırlı" yeteneği olacak aygıt yelpazesi seçilmesi gerekmektedir. DAG ve DAG-ODA ekipleri, her iki projenin de en can alıcı olan bu aşamasını doğru yürütebilmek adına bir öngörü çalışması başlatılacaktır².

²**Bildiri kitabı basımına özel gelişmeler:** Bu öngörü çalışması Kasım 2016'da başlatıldı. İlk sürüm Şubat 2017'de, ikinci sürüm de Temmuz 2017'de bitirildi. 2017 yılı sonuna kadar olası odak düzlemi aygıt seçenekleri için iki çağrıya çıkıldı. Aygıt yelpazesine son şeklini verme çalışmaları sürmektedir.



Şekil 1. İki Nasymth platform barındıran DAG teleskobunun son hali.

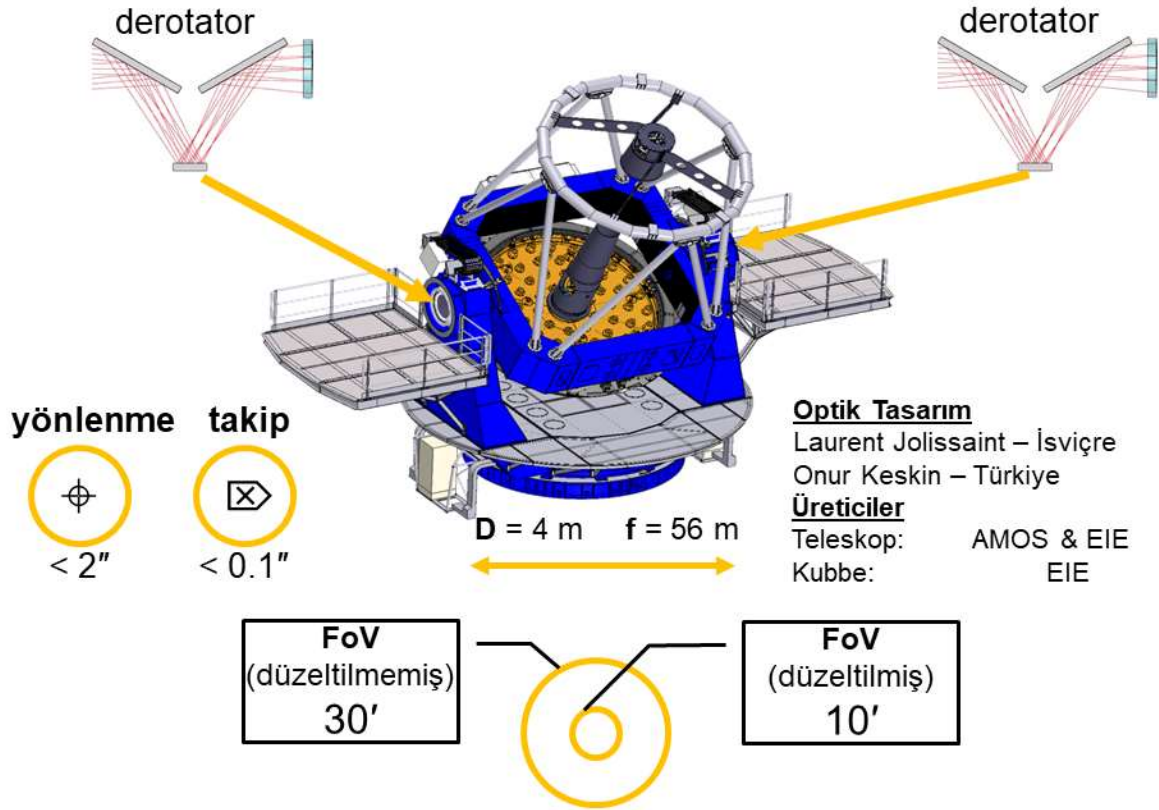
Bu öngörü çalışması öncesindeki “Başlangıç Planlamamız” Tablo 1’de verilmiştir. Bu tür bir öngörüye doğru ulaşabilmek için aldığımız ilkesel kararlar ve teleskop tasarımındaki değişiklikler şu yönde olmuştur:

- Oluşturacağı yönlenme ve takip hatalarından dolayı Cassegrain odaksız bir teleskop tasarlandı.
- Dolasıyla oluşturulan çift Nasymth odak M3 aynasıyla erişilebilir kılındı.
- Optik yol (M1+M2+M3) her iki platforma en büyük düzeltilmemiş alanı platform flanjlaryla verebilecek biçimde optimize edildi.
- Her iki platform çoklu sayıda aygıt taşıma ve platform üstünde konumlandırabilme yeteneğine göre tasarlandı.
- Bir platform (N1) yalnızca AO için ayrıldı.
- Platform üstünde ODA dağıtımı M4 düz aynasıyla yapılacak (DAG-ODA projesi kapsamında).
- Yeni kuşak ODA’ların ilk örneklerinden birisi için bkz. Güver v.a. 2016.
- NIR Görüntüleyici ve MOS ODA’lar DAG teleskobunun amiral gemisi niteliğinde olacaklar.
- Klasik gözlem yükünü TUG’daki TFOSC’a karşılık gelecek “Görüntüleme+Tayf” ODA’sı yapacak.

Tablo 1. ODA platformları başlangıç öngörüsü.

	N1 (AO İster Platform)		N2 (Görüş Sınırlı Platform)
Işın Demeti Düzeltme	Tersine-Döndürücü (derotator)		Tersine-Döndürücü (derotator)
Platforma Dağıtım	M4-a		M4-b
Ana Dalgaboyu	NIR (< 3 μ m)		VIS
AO	AÇIK	KAPALI	-
Ana Demet	Yeni Kuşak ODA		MOS Aygıtı
Ana Demet – Sağa	NIR: Görüntüleyici		VIS: Görüntüleme + Tayf
Ana Demet – Sola	Yedek Odak		Yedek Odak

Bu öngörülerimiz ve teleskop yetenek ve özelliklerinin hepsi Şekil 2’de gösterilmiştir.



Şekil 2. DAG Teleskobunun ve optik özelliklerinin toplu gösterimi.

3. DAG-ODA Laboratuvarları

DAG-ODA projesi kapsamında, Türkiye astronomisinin geleceğine yön verecek 4 laboratuvar kurulacaktır.

- DAG Optik Laboratuvarı (Atatürk Üniversitesi) – OPAL:

DAG optik laboratuvarı Orta Doğu Teknik Üniversitesi, FMV Işık Üniversitesi ve İstanbul Üniversitesi'nde kurulacak altyapıların tamamlayıcısı olacaktır. Dolayısıyla teleskoba takılacak olan tüm ODA ve AO sistemlerinin bakım, onarım, arıza durumlarında yerinde ve en hızlı şekilde müdahale edilmesi ve/veya gerekli düzenlemelerin ileride varolacak sistemlerde gerçekleştirilmesi amacını güdecek, kritik önemde bir laboratuvar olacaktır

- AO (Adaptif Optik) Laboratuvarı (FMV Işık Üniversitesi) – OPAM:

AO Lab, DAG teleskobunun sınıfları arasında olmazsa olmazlarından olan adaptif optik sistemlerin ön tasarım, tasarım, sayısal modelleme, prototip üretim ve testleri, kontrol sistemi geliştirme ve asıl ürüne dönüştürebilme kabiliyetine sahip olması amacı ile kurulması planlanmıştır.

- Astronomi Optiği Laboratuvarı (ODTÜ) – AOL:

Bu laboratuvar öncelikle DAG'ın daha sonra da Türkiye'deki tüm gözlemcilerinin algılayıcı test, ölçüm ve temel bakımları için yurtdışına bağımlılığını azaltıp birinci elden hizmet vermesi için düşünülmüştür.

- Gözlem Aleti Geliştirme Laboratuvarı (İÜ):

Bu laboratuvarın kurulmasındaki temel amaç, İstanbul Üniversitesindeki ekibin yeni algılayıcıların tasarım ve üretim aşamaları boyunca süreci takip edebilmesi, üretildikten sonra ise karakterizasyonunun, testlerinin ve gerektiğinde temel bakımlarının yapılmasıdır.

4. DAG-ODA Son Durum

- DAG teleskobuna takılacak ODA'lar için "Bilimsel Hedefler" belirlenip, çağrıya çıkılacaktır.
- Bu çağrılarda hem Türk astronomisinin geçmişi hem de güncel astronomi konularının Türkiye'de gözlemsel açıdan çalışabilmesine olanak sağlanması hedeflenmektedir.
- Kurulacak laboratuvar yelpazesi için temel "optik laboratuvar" gereksinimlerin ötesinde ne tür ölçüm, test ve kalibrasyon yapılması gerektiği belirlenmiş ve buna uygun teçhizat envanteri oluşturulmuştur.

- Laboratuvarların DAG'ın açılışından önce çalıştırılması hedeflenmektedir.

5. Kaynaklar

- Bauget, J.; Jolissaint, L.; Keskin, O.; Yeşilyaprak, C.; Yerli, S.K., 2016, “*Design and building of a derotator for the 4 m DAG telescope*”, Proc. SPIE 9908, Ground-based and Airborne Instrumentation for Astronomy VI, 99085L, SPIE-2016.
- Güçsav, B.B., Çoker, D., Yeşilyaprak, C.; Keskin, O.; Zago, L.; Yerli, S.K., 2016, “*Agile development approach for the observatory control software of the DAG 4m telescope*”, Proc. SPIE 9913, Software and Cyberinfrastructure for Astronomy VI, 991333, SPIE-2016.
- Güver, T., Mazin, B.A.; O'Brien, K.; Kay, B.; Aliş, S.; Yelkenci, F.K.; Yeşilyaprak, C.; Erol, A.; Keskin, O., 2016, “*A microwave kinetic inductance detector for the DAG telescope*”, Proc. SPIE 9915, High Energy, Optical, and Infrared Detectors for Astronomy VII, 99152P, SPIE-2016.
- Jolissaint, L.; Keskin, O.; Zago, L.; Yerli, S.K.; Yeşilyaprak, C.; Mudry, E.; Lousberg, G., 2016, “*The design of an adaptive optics telescope: the case of DAG*”, Proc. SPIE 9906, Ground-based and Airborne Telescopes VI, 99063J, SPIE-2016.
- Keskin, O.; Yerli, S.K.; Yeşilyaprak, C.; Güver, T.; Aliş, S.; Yelkenci, F.K.; Güçsav, B.B.; Özbey Arabacı, M.; Erol, A., 2016 “*Status of Focal Plane Instrumentation (FPI) project of the 4m DAG telescope*”, Proc. SPIE 9908, Ground-based and Airborne Instrumentation for Astronomy VI, 99085I, SPIE-2016.
- Keskin, O.; Yeşilyaprak, C.; Yerli, S.K., 2016, “*Auxiliary free space optical communication project to ensure continuous transfer of data for DAG the 4m telescope*”, Proc. SPIE 9912, Advances in Optical and Mechanical Technologies for Telescopes and Instrumentation II, 991273, SPIE-2016.
- Keskin, O.; Yeşilyaprak, C.; Yerli, S.K.; Zago, L., 2016, “*Project management of DAG: Eastern Anatolia Observatory*”, Proc. SPIE 9911, Modeling, Systems Engineering, and Project Management for Astronomy VI, 99110S, SPIE-2016.
- Lousberg, G.P., Mudry, E.; Bastin, C.; Schumacher, J-M.; Gabriel, E.; Pirnay, O.; Flebus, C., 2016, “*Active optics system for the 4m telescope of the Eastern Anatolia Observatory (DAG)*”, Proc. SPIE 9912, Advances in Optical and Mechanical Technologies for Telescopes and Instrumentation II, 99126F, SPIE-2016.
- Marchiori, G.; Busatta, L.; Ghedin, L.; Marcuzzi, E.; Manfrin, C.; Battistel, C.; Pirnay, O.; Flebus, C.; Yeşilyaprak, C.; Keskin, C.; Yerli, S.K., 2016, “*The DAG project, a 4m-class telescope: the telescope main structure performances*”, Proc. SPIE 9906, Ground-based and Airborne Telescopes VI, 990662, SPIE-2016.
- Şahmalı, A.E.; Yeşilyaprak, C.; Yerli, S.K.; Keskin, O., 2016, “*Observatory building design: a case study of DAG with infrastructure and facilities*”, Proc. SPIE 9911, Modeling, Systems Engineering, and Project Management for Astronomy VI, 99112S, SPIE-2016.
- Yerli, S.K.; Yeşilyaprak, C.; Keskin, O.; Aliş, S., 2016, “*DAG telescope site studies and infrastructure for possible international co-operations*”, Proc. SPIE 9910, Observatory Operations: Strategies, Processes, and Systems VI, 99102J, SPIE-2016.
- Yerli, S.K.; Yeşilyaprak, C.; Keskin, O.; Güver, T., 2018, “*DAG Odak Düzlemi Araçları: Hedefler ve Seçenekler*”, UAK-2015, 19. Ulusal Astronomi Kongresi, Ankara
- Yeşilyaprak, C.; Yerli, S.K.; Keskin, O.; Güçsav, B.B., 2016, “*DAG: a new observatory and a prospective observing site for other potential telescopes*”, Proc. SPIE 9910, Observatory Operations: Strategies, Processes, and Systems VI, 99102U, SPIE-2016.
- Yeşilyaprak, C., 2018a, “*DAG Projesi: Dünü, Bugünü ve Geleceği*”, UAK-2015, 19. Ulusal Astronomi Kongresi, Ankara.
- Yeşilyaprak, C., 2018b, “*Doğu Anadolu Gözlemevi (DAG): Son Gelişmeler*”, UAK-2016, 20. Ulusal Astronomi Kongresi, Erzurum.
- Zago, L.; Guex, B.; Yeşilyaprak, C.; Yerli, S.K.; Keskin, O., 2016, “*Integrated opto-dynamic modeling of the 4m DAG telescope image quality performance*”, Proc. SPIE 9911, Modeling, Systems Engineering, and Project Management for Astronomy VI, 991128, SPIE-2016.

$z = 0.05 - 0.3$ Galaksilerinde CO Tully-Fisher İlişkisi

Selçuk TOPAL^{1, 2*}

¹Van 100. Yıl Üniversitesi, Fen Fakültesi, Fizik Bölümü, Van, Türkiye.

²University of Oxford, Department of Physics, Sub-department of Astrophysics, Oxford, The UK.

Özet: Tully-Fisher ilişkisi (TFR) galaksilerin ışınım gücü ile dönme hızları arasındaki lineer bir ilişkidir. Bu çalışmada, $z = 0.05 - 0.3$ arasındaki evrende seçilen galaksilerde, ilk kez kinematik belirteç olarak karbon monoksit (CO) gazı kullanılarak TFR ilişkisi araştırılmıştır. Yapılan en iyi fit sonuçlarına göre, yerel ve orta- z evrende yer alan galaksiler arasında ne ışınım gücü ne de kütle (hem yıldız kütlesi hem de baryonic kütle) açısından kayda değer bir evrim bulunmamıştır. Bu çalışma, literature kazandırmış olduğu $z = 0.05 - 0.3$ galaksilerinde yapılan ilk CO TFR çalışması olmasının yanı sıra, TFR çalışmalarında uzun süredir kullanılan nötral hidrojen (HI) gazı yerine CO'nun, özellikle daha uzaktaki galaksiler için, iyi bir alternatif olduğunu göstermektedir. Bu nedenle, çalışmamız daha uzaktaki galaksiler için yapılacak gelecek CO TFR çalışmaları için önemli bir referans olmaktadır.

Anahtar Kelimeler: galaksiler, disk galaksiler, moleküler gas, galaksi evrimi

Abstract: The Tully-Fisher relation (TFR) is an empirical relation between galaxy luminosity and rotation velocity. We present here the first TFR of galaxies beyond the local Universe that uses carbon monoxide (CO) as the kinematic tracer. We find no significant evolution in the slopes and zero-points of the TFRs since $z \approx 0.3$, this in either luminosity or mass. we more generally find that CO is a suitable and attractive alternative to neutral hydrogen (HI). Our work thus provides an important benchmark for future higher redshift CO TFR studies.

Key Words: galaxies, disc galaxies, molecular gas, evolution of galaxies

1. Giriş

Tully-Fisher ilişkisi (TFR; Tully & Fisher 1977) bir galaksinin ışınım gücü (toplam yıldız kütesinin bir belirteci) ile onun dönme hızı (toplam kütenin belirteci) arasında olan, iyi çalışılmış bir ampirik ilişkidir. İlişki, yakın çevre galaksilerde, görel ve yakın kırmızı-öte dalga boyları kullanılarak, sıkça çalışılmıştır. TFR birçok farklı türden disk galakside çalışılabilirdiği için, galaksilerin toplam kütle-ışınım gücü oranı (M/L) ve galaksi toplam kütlesi arasındaki bağlantıyı araştırmak için kullanılan kullanışlı bir yöntemdir.

TF ilişkisinin sadece geç-tip galaksiler (sarmal galaksiler) için değil aynı zamanda erken-tip galaksiler (merceksi ve eliptik galaksiler) için de geçerli olduğu gösterilmiştir (Neistein ve ark. 1999a; Magorrian ve Ballantyne 2001; Gerhard ve ark. 2001; De Rijcke ve ark. 2007; Williams ve ark. 2010; Davis ve ark. 2011; den Heijer ve ark. 2015). Nötral hidrojen (HI) emisyonu TFR çalışmalarında sıkça kullanılmıştır (Tully ve Fisher 1977; Tully ve Pierce 2000; Pizagno ve ark. 2007). Ancak, karbon monoksit (CO) gazının da TFR çalışmaları için mükemmel bir belirteç olduğu anlaşılmıştır (Dickey ve Kazes 1992; Schoniger ve Sofue 1994a; Tutui ve Sofue 1997; Lavezzi ve Dickey 1998; Tutui ve ark. 2001; Ho 2007; Davis ve ark. 2011; Tilev ve ark. 2016a). $z > 0$ galaksileri için optik bölgede TFR çalışmaları yapılmış olsa da (e.g. Conselice ve ark. 2005; Flores ve ark. 2006; Kassin ve ark. 2007; Puech ve ark. 2008) bilindiği kadarıyla $z > 0$ galaksileri için CO gazı kullanılarak yapılan bir TFR çalışması yoktur. Bu yönüyle, bu çalışma bir ilktir.

Bu çalışmada iki ana amacımız bulunmaktadır. İlk olarak, bu çalışma için seçilen galaksi grubu ile yerel galaksi gruplarını karşılaştırarak, kırmızıya kaymanın bir foksionu olarak TF ilişkisinde bir değişim olup olmadığını bulmak. İkinci olarak, gelecekte yapılacak, daha uzaktaki galaksi gruplarını içeren TFR çalışmaları için bir referans olabilmek.

2. Veri ve Ana Galaksi Grubu

The Evolution of molecular Gas in Normal Galaxies (EGNoG) isimli çalışma, $z = 0.05 - 0.3$ arasındaki 24 galakside CO (1-0) gaz geçişinin araştırıldığı bir çalışmadır (Bauermeister ve ark. 2013). Bu çalışmanın tüm ayrıntıları için lütfen ilgili makaleye bakınız. EGNoG galaksi grubu bu çalışmanın ana galaksi grubunu oluşturmaktadır. İlave olarak literatürden, CO verisi bulunan ve aynı z aralığında olan, 43 galaksi verisi daha ana gruba ilave edilmiştir. Bu sayede, $z = 0.05 - 0.3$ arasında yer alan toplam 67 galaksinin CO verisi elde edilmiştir. TFR çalışması için gerekli homojen bir galaksinin grubunun elde edilebilmesi için bazı filtreler uygulanmıştır (3. Bölüme bakınız).

Seçilen galaksiler için kırmızı-öte veriler Two Micron All Sky Survey (2MASS; Jarrett ve ark. 2000; Skrutskie ve ark. 2006) ve United Kingdom Infrared Telescope (UKIRT) Infrared Deep Sky Survey (UKIDSS; Lawrence ve ark. 2007; Casali ve ark. 2007) çalışmalarından alınırken, galaksiler için toplam yıldız kütlesi değerleri Max Planck Institute for Astrophysics-Johns Hopkins University Data Release 8 çalışmasından alınmıştır. Galaksiler için gerekli baryonic kütle değerleri ise elde edilen toplam yıldız kütlesi ve moleküler gas kütleleri ile moleküler-atomik gaz arasındaki ampirik bağlantı kullanılarak elde edilmiştir (Saintonge ve ark. 2011). TFR için gerekli mutlak parlaklık ve bu parlaklıklara yapılacak K -düzeltmesi için ilgili veritabanları, teoriler ve yazılımlar kullanılmıştır (Hogg ve ark. 2002; Blanton ve Roweis 2007).

3. TFR Çalışması İçin Alt Galaksi Grubunun Belirlenmesi

TFR çalışması için seçilen galaksilerin çarpışan/etkileşen galaksi olmaması, galaksi eğimlerinin min. 30 dereceden

olması ve AGN içermemeleri gerekmektedir. TFR çalışmalarına özgü son bir filtre ise emisyon profilinin double-horn veya boxy olması gerekliliğidir. Bu tip emisyon profilleri, CO gazının galaksinin dönme eğrisindeki düz kısma kadar uzandığını ve dolayısıyla bu gazı kullanarak belirlenecek dönme hızının galaksinin maksimum dönem hızını temsil edebileceğini gösterir. TFR çalışması için ihtiyaç duyulan iki parametre, mutlak parlaklık (veya kütle) ve emisyonun çizgi genişliğidir (galaksinin maksimum dönme hızı). Yukarıda belirtilen filtre adımları uygulandığında, 67 olan ilk galaksi grubumuzun sayısı 25'e düşmektedir. $z = 0.05 - 0.3$ arasında yer alan 25 galaksi kullanılarak TFR çalışması yapılmıştır. Bu çalışmada belirtilen sonuçlar bu 25 galaksinin verisine dayanmaktadır.

4. Hız Ölçümü ve Tully-Fisher İlişkisi

Elde edilen CO tayflarında çizgi genişliğini bulmak için, emisyonun %20'si yöresindeki çizgi genişliğinin referans alındığı çalışmalar literatürde mevcuttur (örneğin Tully & Fisher 1977; Tully & Pierce 2000; Davis ve ark.2011). Ancak, Lavezzi & Dickey (1997) çalışmasında, emisyonun %20 yerine %50 yöresinde olduğu bölgede çizgi genişliği ölçülmünün daha az belirsizliğe neden olacağını bulmuştur. Bu nedenle bu çalışmada, CO tayflarında emisyonun %50 yöresine düştüğü bölgede çizgi genişliği ölçülmüştür. Tilev ve ark. (2016a), yaptıkları çalışmada, her iki yanında yarı-Gauss ve ortasında ikinci dereceden bir değişimin olduğu bir fonksiyonun, çizgi genişliğini belirlemek için tayfa yapılacak en uygun fit fonksiyonu olduğunu bulmuştur. Bu çalışmada, tayflara yapılan fitler ve bu fitlerin optimizasyonu için MPFIT paketi kullanılmıştır (Markwardt 2009). Bu çalışmada esas alınan TF ilişki denklemi aşağıda verilmektedir.

$$M_{K_s} = a \left[\log \left(\frac{W_{50} / \sin i}{\text{km s}^{-1}} \right) - 2.5 \right] + b$$

Yukarıdaki denklemde, a eğimi, b ilişkinin $\log(W_{50})=2.5$ 'e karşılık gelen mutlak parlaklık değerini, M_{K_s} mutlak parlaklığı ve son olarak W_{50} ise emisyonun %50 yöresindeki çizgi genişliğini göstermektedir. Denklemde yer alan $\sin i$ çarpmanı ise belirlenen hız değerlerine yapılan eğim düzeltmesini temsil etmektedir.

5. Sonuç ve Tartışma

-Literatürde farklı emisyonlar kullanılarak (optik, kırmızı-öte ve radyo), ve çoğunlukla yerel galaksiler için, TFR çalışmalarının yapıldığı doğrudur. Ancak, eğer iki TFR çalışması arasında bir mukayese yapılacaksa, iki çalışmanın da benzer emisyonlar kullanmış olması ve aynı indirgeme-analiz adımlarının uygulanmış olması, mukayesenin güvenilirliği ve anlam ifade edebilmesi açısından hayatiidir. Bu nedenle bu çalışmada, yerel galaksi grubu için yapılan TFR çalışmasını içeren Tilev ve ark. 2016a) çalışması mukayese grubu olarak seçilmiştir. Çünkü bu çalışma, kinetik belirteç için kullandığı emisyon (CO) ve analiz yöntemleri dikkate alındığında bizim çalışmamızla birebir özellikler göstermektedir.

-Seçilen 25 galaksi ile mukayese grubu olarak seçilen galaksiler (Tilev ve ark. 2016a) arasında ne parlaklık ne de kütlede, kayda değer (yani sinyal/gürültü > 3) bir fark bulunmamıştır. Bu nedenle, yerel ve daha uzaktaki galaksi grupları dikkate alındığında, $z = 0.05 - 0.3$ arasında TFR evrim geçirmemiştir denilebilir.

-Seçilen 25 galaksinin oluşturduğu grup $z = 0.05 - 0.3$ arasında yer aldığı için z değerlerine göre 3 farklı gruba ayrılarak her bir gruba ayrıca TFR fiti yapılmıştır. Elde edilen sonuçlar hem her üç grup içerisinde hem de kontrol olarak seçilen yerel grup ile karşılaştırılarak hem parlaklık hem de kütlede bir evrim olup olmadığı incelenmiştir. Sonuç olarak, kayda değer bir evrim bulunmamıştır.

- M_{K_s} - TFR çalışmasına ilave olarak, galaksilerin toplam yıldız kütlesi ve baryonik kütleleri de dikkate alınarak TFR çalışması yapılmış ve benzer olarak herhangi bir evrim bulunmamıştır.



6. Kaynaklar

- Bauermeister ve ark. 2013, ApJ, 768, 132
Blanton ve Roweis 2007, AJ, 133, 734
Casali ve ark. 2007, A&A, 467, 777
Conselice ve ark. 2005, ApJ, 628, 160
Davis ve ark. 2011, MNRAS, 414, 968
De Rijcke ve ark. 2007, ApJ, 659, 1172
den Heijer ve ark. 2015, A&A, 581, A98
Dickey ve Kazes 1992, ApJ, 393, 530
Flores ve ark. 2006, A&A, 455, 107
Gerhard ve ark. 2001, AJ, 121, 1936
Ho 2007, ApJ, 669, 821
Hogg ve ark. 2002, arXiv:astro-ph/0210394
Jarrett ve ark. 2000, AJ, 119, 2498
Kassin ve ark. 2007, ApJ, 660, L35
Lavezzi & Dickey 1997, AJ, 114, 2437
Lavezzi ve Dickey 1998, AJ, 116, 2672
Lawrence ve ark. 2007, MNRAS, 379, 1599
Magorrian ve Ballantyne 2001, MNRAS, 322, 702
Markwardt 2009, in Astronomical Society of the Pacific Conference Series, Vol. 411, Astronomical Data Analysis Software and Systems XVIII, Bohlender D. A., Durand D., Dowler P., eds., p. 251
Neistein ve ark. 1999a, AJ, 117, 2666
Pizagno ve ark. 2007, AJ, 134, 945
Puech ve ark. 2008, A&A, 484, 173
Saintonge ve ark. 2011, MNRAS, 415, 32
Schoniger ve Sofue 1994a, A&A, 283, 21
Skrutskie ve ark. 2006, AJ, 131, 1163
Tiley ve ark. 2016a, MNRAS, 461, 3494
Tully & Fisher 1977, A&A, 54, 661
Tully ve Pierce 2000, ApJ, 533, 744
Tutui ve Sofue 1997, A&A, 326, 915
Tutui ve ark. 2001, PASJ, 53, 701
Williams ve ark. 2010, MNRAS, 409, 1330



ÇAĞRILI BİLDİRİ



Kuazar Rüzgarlarının Dinamiği: En Hızlı, En Güçlü, En Değişken

N. Filiz Ak^{1,2*}, W. N. Brandt^{3,4}, P.B. Hall⁵, SDSS QSO WG⁶

¹ Erciyes Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, Kayseri, Türkiye.

² Erciyes Üniversitesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Gözlemevi, Uygulama ve Araştırma Merkezi, Kayseri, Türkiye.

³ Department of Astronomy and Astrophysics, The Pennsylvania State University, University Park, PA 16802, USA

⁴ Institute for Gravitation and the Cosmos, The Pennsylvania State University, University Park, PA 16802, USA

⁵ Department of Physics and Astronomy, York University, 4700 Keele Street, Toronto, ON M3J 1P3, Canada

⁶ Sloan Digital Sky Survey Projesi, Kuazar Çalışma Gurubu

Özet: Kuazarların sadece %20'sinde gözlenen ve tayflarda maviye kaymış geniş soğurma yapıları şeklinde görülen kuazar rüzgarları, hem kuazarların yapısı ve dinamiği hem de aktif galaksi çekirdeğine ev sahipliği yapan galaksi hakkında bilgiler sağlayacak niteliktedir. Genellikle 0.1c hızına kadar ulaştığı gözlenen rüzgarların belirteci olan soğurma çizgileri, tayfın güçlü bir bileşeni olarak görülmektedir. Kuazar rüzgarlarının genel karakteristiği ve genel değişim karakteristiği hakkındaki öne çıkan çalışmaların sunulduğu bu bildiride, şimdiye kadar keşfedilmiş olan en hızlı (60000 km/s) kuazar rüzgarını sergileyen J0230'a ait farklı zamanlarda alınmış tayfsal gözlemler üzerinde yapılan incelemeler ve bulgular ele alınmıştır. Çok sayıda kuazarın sistematik olarak incelenmesine dayalı olan birden fazla çalışmanın ortak sonuçları ve bu sonuçlar ışığında ön görülen en olası modeller değerlendirilmiştir.

Anahtar Kelimeler: Galaksiler, Aktif Galaksi Çekirdekleri, Kuazarlar, BAL Kuazarlar

Abstract: Quasar winds, observed in less than 20% of the quasars, appears as broad and blue-shifted absorption lines in quasar spectra. Quasar winds have a potential to improve our understanding of quasar structure, dynamics, and the host galaxy. Broad absorption lines are a strong component of the spectrum and clear indicators of fast quasar winds with velocities up to 0.1c. In this proceeding, we present prominent characteristics of BAL structures and their variation behavior. We present results from multi-epoch spectroscopic studies of quasar J0230 that presents the fastest wind structure discovered so far. We discussed outcomes of systematic studies on a large quasar sample and evaluated possible scenarios considering observational results.

Key Words: Galaxies, Active Galactic Nuclei, Quasars, BAL Quasars

1. Giriş

Galaksilerin sayıca küçük bir kısmı, hemen hemen tüm dalgaboylarında ve çoğunlukla ısısal-olmayan ışıınım yayarlar. Normal bir galaksinin tayfsal enerji dağılımı incelendiğinde optik bölgelerde yayınlanan ışıınının, diğer bölgelere göre (örneğin, radyo, X-ışın) daha baskın olduğu görülmektedir. Galaksilerin yaklaşık %90 kadarlık kısmında görülen bu tipik tayf dağılımı, galakside yer alan yıldızlar, gaz ve toz yapısının özellikleri ile uyumludur.

Geriye kalan %10 kadarlık grup için tayfsal enerji dağılımı neredeyse dümdüzdür, bir başka ifade ile radyo bölgeden sert X-ışın bölgesine kadar her dalga boyunda karşılaştırılabilir miktarlarda enerji salınır. Bu normal-olmayan galaksiler, merkezlerinde yer alan aktif galaksi çekirdeğine (AGÇ) atıfla, aktif galaksiler (AG) olarak adlandırılır. AG'lerin enerji üretim mekanizmasının, sadece nükleer tepkimeler olmadığını gösteren önemli deliller; büyük ışıma güçleri, çekirdek bölgesinin kapladığı küçük alan ve en önemlisi de karakteristik ısısal-olmayan ışıınımlarıdır. Aktif galaksilerin, normal galaksilerden daha büyük uzaklıklarda ve görece daha büyük ışıma gücüne sahip olmaları, AGÇ'lerin ışımalarının büyük oranda çekimsel enerji kaynaklı olduğunu işaret etmektedir.

Gözlemsel özelliklerindeki farklılıklar dikkate alınarak farklı AGÇ sınıfları oluşturulmuş ve her bir sınıf ayırt edici bulunan özelliklerine göre gruplandırılmıştır. Bu sınıflandırma temelde düşük ışıma gücüne sahip Tip II AGÇ'ler (Seyfert II galaksileri), görece daha uzakta bulunan ve daha büyük ışıma gücüne sahip Tip I AGÇ'ler (Seyfert I galaksileri) şeklinde ele alınmaktadır. Ancak, gelişen gözlemsel yetenekler ve farklı bakış açıları ile bu sınıflandırma oldukça karmaşık bir modele dönüşmüş haldedir. Örneğin, en büyük ışıma gücüne sahip olan kuazarlar, güçlü radyo salması gösteren radyo galaksiler ve çok hızlı ve güçlü değişimler gösteren BL Lac türleri başlıca alt sınıfları oluşturur.

AGÇ'lerin radyo ışıınımlarının varlığı ve yokluğu dikkate alınarak yapılan sınıflandırma genel olarak oldukça iyi çalışsa da çok sayıda özel durumla karşılaşmıştır. Örneğin, radyo-sessiz sınıfında tanımlanan kuazarların %20'den az bir kısmında gözlenen güçlü radyo ışıınımları bu sınıflandırma modellerinin yetersiz kaldığını göstermektedir. Literatürde sıklıkla karşılaşılan 50'den fazla alt sınıf mevcuttur, ancak bu alt sınıflar arasında sıklıkla dikkat çekici benzerlikler bulunmuştur. Bu benzerliklerden yola çıkarak, AGÇ sınıfları arasındaki farklılıkların, yalnızca gözlemcinin bakış açısına bağlı olduğunu kabul eden birleştirme modelleri öne sürülmüş ve oldukça yaygın bir şekilde kabul görmüştür (ör., Beckmann ve Schrader 2012).

Modern gökyüzü tarama kampanyaları başta olmak üzere çok sayıda araştırma grubu, alt sınıflarla ilgili kafa karıştırıcı terminolojiyi bir kenara bırakarak tüm AGÇ'leri 'kuazar' ismi ile nitelemektedir (ör., Sloan Digital Sky Survey; Richards vd.



XX. ULUSAL ASTRONOMİ KONGRESİ IX. ULUSAL ASTRONOMİ ÖĞRENCİ KONGRESİ



2002; Paris vd. 2012; 2014; 2017). Bu çalışmada da bu terminoloji takip edilecektir.

Kuazarların birçok alt sınıfında etkili olan rüzgar yapıları, çekirdek bölgesinin önemli bir bileşenidir. Büyük ısıma gücüne sahip kuazarlarda, rüzgar yapılarının hızları ve galaksi üzerindeki etkileri büyüktür. Kuazarların yüksek hızlara ulaşan (0.1c) rüzgarları, bir kaç nedenle büyük öneme sahiptir: (1) İlk olarak bu rüzgarlar, kuazarların gözlenen özellikleri üzerinde farklılıklar oluşturur; örneğin, morötesi dalgaboylarında yüksek hızlı soğurma çizgilerinin ve yüksek iyonlaşma seviyesine sahip salma çizgilerinin gözlenmesine, görsel ve morötesi dalgaboylarında yüksek kızarma değerlerinin gözlenmesine, ve normal kuazarlara kıyasla çok daha düşük X-ışın seviyelerinin gözlenmesine neden olurlar (Weymann vd., 1991; Turnshek vd., 1988; Leighly 2004; Gallagher vd., 2002; Gibson vd., 2009; Richards vd., 2011). (2) İkinci olarak, kuazarlarda sıkça görülen rüzgar yapıları, büyük yayılım etkileri ile kuazarların çekirdek bölgelerinin önemli bir parçasıdır (Ganguly ve Brotherton, 2008; Gibson vd. 2009; Allen vd. 2011). (3) Üçüncü olarak, Rüzgarların, merkezdeki büyük kütleli karadelik (BKK) etrafında bulunan yığılma diskinden açılma momentum kaybı sağlamak yoluyla, diskten BKK'ya olan madde akışının sürekliliğini sağladığı düşünülmektedir (Emmering vd., 1992; Konigl ve Kartje, 1994). (4) Son olarak, rüzgarlar tarafından taşınan maddenin, BKK'ya ev sahipliği yapan galaksinin iç kısımlarında yeni yıldız oluşumu üzerinde etkili olduğu düşünülmektedir (DiMatteo vd., 2005). Özellikle rüzgarlar tarafından galaksi içerisine taşınan ısı, ağır metaller ve manyetik alan, merkezden 10 Mpc uzaklığa kadar olan bölgelerin yapısını etkilemektedir (Di Matteo vd. 2005; ve buradaki referanslar).

Hızlı kuazar rüzgarlarının en güçlü gözlemsel göstergesi, özellikle morötesi dalgaboylarında gözlenen geniş soğurma çizgileridir (Broad Absorption Line, BAL). Genişliği 2000 km/s üzerinde olan soğurma yapıları özel olarak BAL yapıları olarak isimlendirilmektedir. BAL yapıları; merkezdeki karadelikten uzaklaşan ve gözlemciye yaklaşan hız vektörüne sahip olduğundan, ilgili oldukları salma çizgisine göre -neredeyse her zaman³- daha maviye kaymış olarak bulunur. Bu geniş soğurma çizgilerini tanımlayan BAL yapılarının gözlemlendiği kuazarlara 'BAL Kuazar' ismi verilmektedir (Weymann vd. 1991).

İlk kez geniş bir örneklem kullanarak kuazarlarla ilgili çalışma yapan Weymann vd. (1991), BAL-Kuazarların oranını yaklaşık %10–20 olarak belirlemiştir. Optik ve morötesi dalga boylarındaki olası seçim etkilerini de dikkate alan daha sonraki çalışmalar, bu oranın %25'den az olduğunu ortaya koymuştur (ör., Gibson vd. 2009; ve buradaki referanslar). Kuazar rüzgarlarının hem AGC'lerin hem de ev sahibi galaksilerin evrimindeki önemi dikkate alındığında, yalnızca %25'lik bir oranda görülmesi ilk bakışta şaşırtıcı bir bulgudur. Bu fenomene yönelik tartışmaların oluşturulması, BAL yapılarının çok sayıda örneklem ile daha da önemlisi birden fazla gözlemi kapsayan çalışmaların yapılması ile mümkün olmuştur.

BAL yapılarının değişimini birden fazla kuazar örneklemi ile inceleyen çalışmalar, kronolojik sıralamaya göre Tablo 1'de sunulmuştur.

Tablo 1: Çok sayıda kuazar gözlemleri kullanılarak, uzun zaman ölçeklerinde BAL yapılarının değişimini inceleyen çalışmaların listesi (Filiz Ak vd. 2013 çalışması baz alınarak hazırlanmıştır).

Referans	İncelenen Kuazar Sayısı	Gözlemlerin Zaman Aralığı (yıl, Kuazar uzayında)	Kuazar Başına Gözlem Sayısı
Barlow vd. (1994)	23	0.2-1.	2-6
Lundgren vd. (2007)	29	0.05-0.3	2
Gibson vd. (2008)	13	3.0-6.1	2
Gibson vd. (2010)	14	0.04-6.8	2-4
Capellupo vd. (2011, 2012, 2013)	24	0.02-8.7	2-13
Vivek vd. (2012)	5	0.01-5	4-14
Haggard vd. (2012)	17	0.001-0.9	6
Filiz Ak vd. (2012)	19	1.1-3.9	2-4
Welling vd. (2013)	46	0.2-16.4	2-6
Filiz Ak vd. (2013)	291	0.0006-3.7	2-12
Filiz Ak vd. (2014)	852	1-4.5	2-12
Grier vd. (2015)	1	0.003-0.3376	32

BAL kuazarlar, sıklıkla CIV (1550 Å), SiIV (1400 Å), AlIII (1863 Å), MgII (2804 Å) gibi geçişler bakımından incelenirler. Bu çizgilerin üst iyonlaşma potansiyel enerjileri sırasıyla 64.5 eV, 45.1 eV, 28.4 eV ve 15.0 eV olarak verilmiştir. Hall vd. (2002) çalışmasında, CIV salma çizgisine eşlik eden BAL yapılarının; BAL kuazar olma bakımından tanımlayıcı olduğunu göstermiştir. Bu tanımlamada önemli bir özellik öne çıkmaktadır. Bir kuazar tayfında CIV çizgisine ait bir BAL yapısı gözleniyorsa, diğer çizgilere ait BAL yapıları da gözlenebilmektedir. Ancak, CIV çizgisinde BAL yapısının görülmediği durumlarda, diğer çizgilerde de BAL yapısı görülememektedir. Bu durum, elementlerin iyonlaşma potansiyel enerjileri ile ilgidir.

Eğer kuazarın tayfında birden fazla çizgiye ait BAL yapısı gözleniyorsa, aynı hız aralığına sahip BAL yapılarının aynı soğurucu yapıdan kaynaklandığı kabul edilmektedir (ör. Filiz Ak vd. 2014 ve buradaki referanslar). Bu kabule uygun olarak, aynı

³ Hall vd. (2013), az sayıda bulunan kırmızıya kaymış BAL yapıları ile ilgili detaylı bir çalışma sunmuştur.

hız alanındaki CIV BAL yapısında gözlenen değişimlerin SiIV BAL yapısındaki değişimlerle korelasyon gösterdiği bulunmuştur (ör. Filiz Ak vd. 2013, 2014; Capellupo vd. 2012, 2013).

BAL yapılarının değişimlerini inceleyen çalışmaların ortak sonucu, soğurma çizgilerinin şiddetinde, derinliğinde, profilinde ve hız aralığında hem kısa zaman ölçeklerinde (gün mertebesinde) hem de uzun zaman aralıklarında (yıllar mertebesinde) değişimler olduğudur (Tablo 1’de yer alan referanslar).

Bu çalışmada BAL kuazarların yapısal, gözlemsel ve değişim özellikleri üzerine, SDSS verilerini kullanarak yapılan güncel çalışmalar ile ilgili bilgiler verilmiştir. Takip eden bölümlerde, keşfedilen en hızlı BAL yapısı (Bölüm 2), BAL yapılarının karakteristiği (Bölüm 3) ve değişimlerin karakteristiği (Bölüm 4) hakkında güncel çalışmaları kapsayan bilgiler verilmiştir. Çalışmalardan elde edilen bulgular ışığında, BAL yapılarına ilişkin modeller değerlendirilmiştir (Bölüm 5).

2. En Hızlı: J0230 Kuazarının Hızlı Rüzgarı

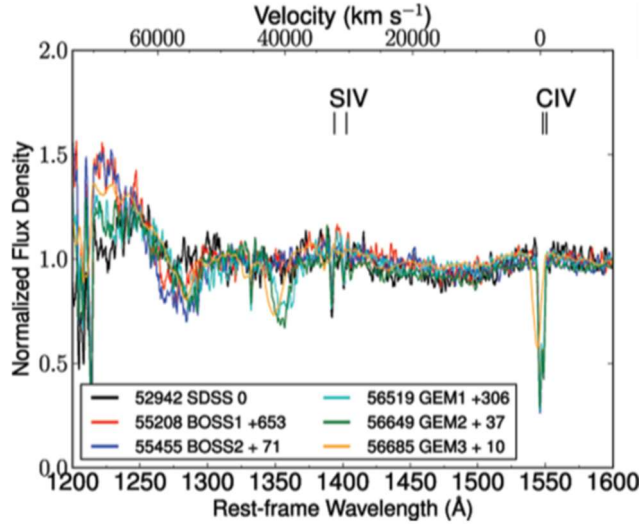
Rogerson vd. (2016), keşfedilmiş en hızlı kuazar rüzgarı üzerine detaylı bir çalışma sunmuştur. Çalışmada hızlı rüzgar yapısı gösteren SDSS J023011.28+005913.6 isimli (kısaca J0230) kuazara ($z = 2.47$) ait tayfsal gözlemler incelenmiş ve bulunan iki BAL yapısının değişimleri analiz edilmiştir.

2.1 J0230 Kuazarının Tayfsal Gözlemleri

J0230, Sloan Digital Sky Survey (SDSS, York vd. 2000) kapsamında yapılan tarama gözlemlerinde BAL kuazar olarak sınıflandırılmıştır (Schneider vd. 2007). SDSS, Amerika Birleşik Devletlerinin New Mexico eyaletinde bulunan Apache Point Gözlemevi’ndeki 2.5 metrelik teleskop ile yaptığı gözlemlerine 2000 yılında başlamıştır. Halen devam eden gözlemler ile elde edilen veriler, 2000-2008 yılları arasında SDSS-I ve II, 2008-2014 arasında SDSS-III ve 2014 sonrası ise SDSS-IV kapsamında ele alınmaktadır. SDSS-III kapsamında yürütülen ana projelerden bir tanesi, baryonik akustik salınımlarını ölçmeyi amaçlayan BOSS taramasıdır. BOSS taraması, yan ürün olarak bizim galaksimiz dışındaki her türlü cismin optik dalga boylarında tayfsal gözlemlerini elde etmiştir. Optik dalga boylarında (3000 ila 9000) elde ettiği tayfsal gözlemlerle, 297000 kadar kuazarın keşfine ön ayak olmuştur (Paris vd. 2014).

J0230, SDSS-I kapsamında iki kez (MJD 52200 ve MJD 52942) ve SDSS-III BOSS kapsamında iki kez (MJD 55209 ve MJD 55455) tayfsal olarak gözlenmiştir. Bu gözlemlerin incelenmesi sonucunda öne çıkan özellikleri ile takip gözlemleri yapılması gereken bir kuazar olarak listelenmiştir. Takip gözlemleri, Hawai Mauna Kea’da bulunan 8.1 m’lik Gemini North Cassegrain teleskobu ile yapılmıştır. Takip gözlemleri ile elde edilen üç tayfsal gözlem MJD 56519, MJD 56649 ve MJD 56685’de alınmıştır. SDSS-I kapsamında elde edilen tayflar, birbirlerinden hemen hemen hiç farklılık göstermediğinden ve görece kısa zaman aralığı içerisinde alındığından, daha yüksek bir sinyal gürültü oranı elde etmek amacıyla birleştirilmiştir. Bu iki tayfin birleştirilmesi ile elde edilen tayf kısaca SDSS tayfı olarak adlandırılacaktır. Toplamda altı adet tayfsal gözlem olan J0230 kuazarının tüm verileri, $z = 2.4721 \pm 0.0005$ (Paris vd. 2014) dikkate alınarak analizlere hazır hale getirilmiştir.

SDSS, BOSS ve Gemini tayflarının her biri kendi içinde normalize edilerek kıyaslanabilir hale getirilmiştir. Normalizasyon modeli için yaygın olarak kullanılan Pareto (power law) modeli seçilmiştir.



Şekil1: J0230 kuazarına ait altı tayfsal gözlem. Tayfların gözlem zamanları ve ardışık gözlemler arasındaki süre MJD ve gün cinsinden grafiğin alt panelinde verilmiştir. CIV salma çizgisinin (doublet) ve SiIV salma çizgisinin (doublet) laboratuvar dalga boyları grafiğin üzerindeki dikine çizgilerle işaretlenmiştir. Salma çizgilerinin sol kısmında maviye kaymış soğurma yapıları görülmektedir.

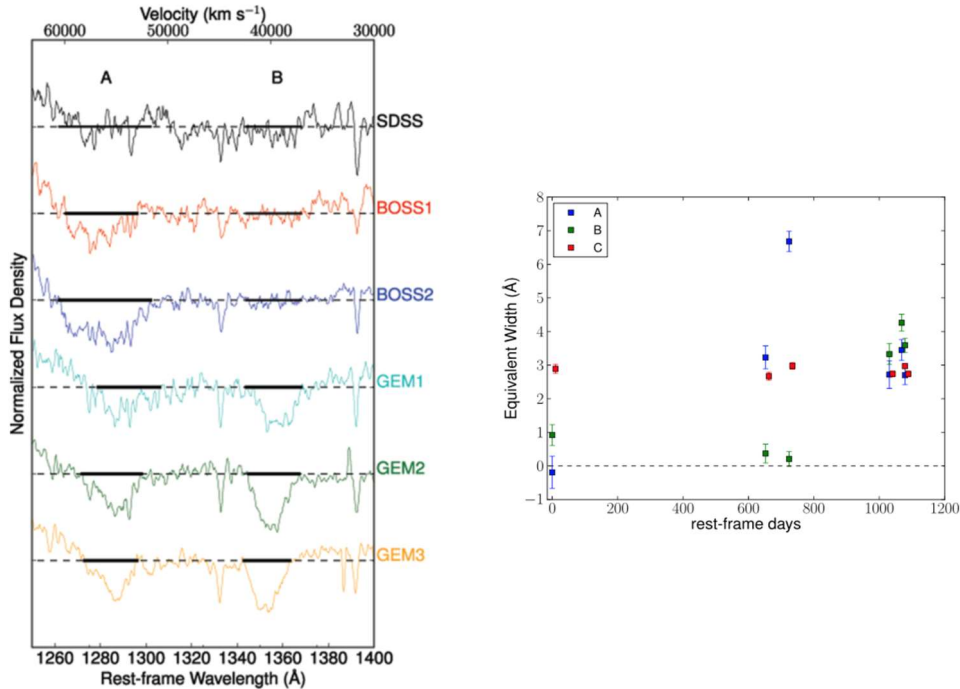
Şekil 1’de yer alan tayfsal gözlemler, J0230 kuazarının tayfında CIV salma çizgisinin mavi tarafında yalnızca bir zayıf soğurma yapısı ve SiIV alma çizgisinin mavi tarafından birden fazla güçlü soğurma yapısı olduğunu göstermektedir. BAL

kuazarların genel yapısı gereği, CIV çizgisine ait BAL yapısı olmadan, SiIV çizgisine ait BAL yapısı gözlenemez (bknz, Bölüm 1). Buna göre, SiIV çizgisinin solunda kalan soğurmalar gerçekte çok hızlı CIV BAL soğurmalarıdır.

2.2. J0130 için Elde Edilen Bulgular

Yapılan analizler sonucunda, J0230 kuazarının tayflarında toplamda üç CIV soğurma yapısı bulunmuştur. Bu soğurma yapılarından en yüksek hıza sahip olanı soğurma A; 55000 ila 60000 km/s hız aralığında, soğurma B; 35000 ila 45000 km/s hız aralığında ve salma çizgisine en yakın olan soğurma C ise 0 ila 200 km/s hız aralığında bulunmaktadır. A, B ve C soğurmaları için ölçülen en büyük eşdeğer genişlik (EG) değerleri; sırası ile $6.68 \pm 0.30 \text{ \AA}$, $4.26 \pm 0.25 \text{ \AA}$ ve $2.98 \pm 0.10 \text{ \AA}$ olarak bulunmuştur. Farklı zamanlarda alınmış gözlemler kıyaslandığında, soğurma C'nin tüm tayflarda görünür olmakla beraber az bir EG değişimi gösterdiği, A ve B soğurmalarının ise ilk tayflarda görünmediği ancak sonraki tayflarda giderek şiddetlendiği görülmüştür. Son alınan tayflarda ise A ve B soğurmalarının yeniden zayıflama göstermeye başlaması dikkat çekicidir.

Şekil 2'de soğurma A ve B'nin zamana göre profillerinin nasıl değiştiği görülmektedir. Çok daha düşük hızlarda bulunan soğurma C, grafiklerin anlaşılabilir olması için gösterilmemiştir. SDSS tayfında ölçülebilir limitin altında olan ya da başka bir ifade ile görülemeyen soğurma A ve B, daha sonraki tayflarda ortaya çıkmaktadır. Zaman içerisinde hem çizgi şiddetinde (derinlik ve eşdeğer genişlik) hem de çizginin profilinde değişimler görülmektedir. Soğurma A ve B'nin ortaya çıkmasının ardından özellikle son üç tayfsal gözlemlerde, her üç soğurma yapısının EG ölçümlerindeki değişimler eş zamanlı görünmektedir. Ancak, EG değişim miktarının ölçümlerindeki hatalara çok yakın olması nedeniyle anlamlı bir korelasyon bulunması beklenmemiştir. Bu soğurma yapılarının birbirinden bağımsız soğurucu madde tarafından oluşturulduğu göz önüne alındığında, değişime sebep olan mekanizmanın farklı hız alanlarına sahip her üç yapıyı da etkilemiş olduğu düşünülmektedir.



Şekil 2: (Sol Panel) J0230 kuazarına ait farklı zamanlarda alınmış optik tayflarda görülen A ve B BAL yapılarının değişimi. Grafiğin x-ekseni kuazar uzayındaki dalga boyunu ($\text{\AA}$ cinsinden), y-ekseni ise normalize edilmiş akı yoğunluğunu vermektedir. (Sağ Panel) Kuazar uzayında geçen zamana karşı ölçülen eşdeğer genişliklerin dağılımı. Her üç BAL yapısında da eşdeğer genişliklerin değişimi görülmektedir. Grafikteki yatay kesikli çizgi soğurma çizgilerinin ölçülebilir limitini vermektedir.

J0230 kuazarı, şimdiye kadar gözlenmiş olan en hızlı rüzgar yapısına dair güçlü işaretleri sergileyen bir kuazardır. Rüzgarların taşıdıkları enerji miktarı bakımından incelendiğinde, merkezi bölgelerden dışarıya taşınan bu enerjinin, AGÇ'ye ev sahipliği yapan galaksinin üzerinde etkiler oluşturacağı açıktır. Galaksinin evrim sürecinde ve yıldız oluşum oranları üzerinde oluşabilecek etkiler bakımından incelendiğinde, rüzgarla taşınan enerjinin görece az olması durumunda, yıldız oluşum bölgelerindeki reaksiyonların tetiklenebileceği düşünülmektedir. Güçlü kuazarlarla taşınan enerjinin büyük değerlerde olması durumunda ise rüzgar ile taşınan ısının yıldız oluşum bölgeleri dağıtabilecek kapasite olduğu düşünülmektedir (McGraw 2018).

J0230 kuazarı için elde edilen bulguların değerlendirilebilmesi için, kuazarlarda gözlenen BAL yapılarının genel karakteristiğinin ve genel değişim karakteristiğinin değerlendirilmesi ve karşılaştırmaların yapılması gereklidir. Bir sonraki bölümde, kuazar rüzgarlarının karakteristiğini ortaya koyan güncel çalışmaların sonuçları sunulmuştur.

3. En Güçlü: BAL Yapılarının Karakteristiği

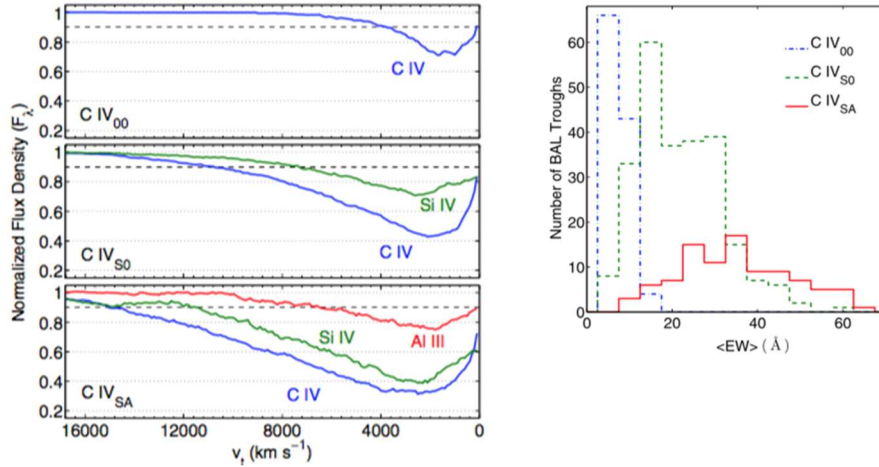
Kuazarların tayflarında bulunan BAL yapıları, derinlik, genişlik, eşdeğer genişlik gibi parametreler bakımından oldukça geniş değer aralıklarına sahiptir. Özellikle BAL kuazarların belirteci olarak kabul edilen CIV BAL yapıları için yapılan analizler, sık ve dar BAL yapıları kadar satüre olacak kadar derin ve neredeyse SiIV bölgesini içine alacak kadar geniş BAL yapılarının varlığını da ortaya koymaktadır.

Filiz Ak vd. (2014) çalışmasında, CIV BAL yapılarının genişlik, derinlik, hız alanı, eşdeğer genişlik gibi ölçülen parametrelerinin ve profil yapılarının, CIV BAL ile aynı hız aralığında bulunan SiIV ve AlIII BAL yapılarının varlığı/yokluğuna bağlı olduğunu ortaya koymuştur. BAL yapılarının derinliğinin; soğurma yapısının optik derinliği, hız alanlarının; hem merkezden hem de yığılma diskinden uzaklığının ve çizgi genişliğinin de soğurucu maddenin fiziksel boyutlarının bir göstergesi olduğu düşünüldüğünde, Filiz Ak vd. (2014) çalışmasında elde edilen sonuçlar dikkate çekici bulgular sunmaktadır. Bu çalışmada, rüzgar ile taşınan soğurucu gazdan yalnızca CIV soğurması alındığında çizginin sık ve dar olduğunu ve görece daha düşük hızlarda görüldüğünü işaret etmektedir. Soğurucu gazdan CIV yanı sıra daha düşük iyonlaşma potansiyeline sahip SiIV ve AlIII soğurmalarının da alındığı durumlarda çizginin şiddeti ve derinliği artmaktadır. Şekil 3, CIV, SiIV ve AlIII çizgilerinin görülme ve görülme durumlarında profilin nasıl değiştiğini ortaya koymaktadır.

Elde edilen sonuçlar, hem yüksek hem de düşük iyonlaşma potansiyeline sahip çizgileri oluşturan soğurucu yapıların, merkeze ve diske daha yakın bölgelerde bulunduğunu, fiziksel olarak daha büyük olduğunu ve optik derinliklerinin daha fazla olduğunu ortaya koymaktadır.

Çalışmadan elde edilen sonuçlar, soğurucu gazın iyonlaşma potansiyelinin sadece çizginin yapısı üzerinde değil değişim davranışları üzerinde de karar verici nitelik taşıdığını işaret etmektedir. Kullanılan ana BAL kuazar örneklemini, yalnızca CIV BAL yapısı gösteren (CIV_00), hem CIV hem de SiIV BAL yapısı gösteren (CIV_S0) ve, CIV ve SiIV yanı sıra AlIII BAL yapısı gösteren (CIV_SA) olmak üzere üç kısma ayrılmıştır. Bu üç ayrı grup içerisinde yer alan BAL yapılarının değişim karakteristiği incelendiğinde, CIV_00 BAL yapılarının, CIV_S0 BAL yapılarına göre belirgin bir şekilde daha fazla EG değişimi gösterdiği görülmüştür. Benzer bir şekilde, CIV_S0 BAL yapıları da CIV_SA yapılarından çok daha değişkendir.

Kuazar rüzgarlarının taşıdığı enerjinin; hem rüzgar yapısının hızı hem de taşınan madde miktarı ile pozitif bağlantıya sahip olduğu düşünüldüğünde, gözlenen BAL yapılarının hızlı, derin ve daha geniş olanlarının taşıdığı enerji miktarının daha fazla olduğu varsayımı oldukça akla yatkındır.



Şekil 3: (Sol Panel) CIV BAL yapılarının ölçülebilir parametreleri ve profillerinin tayfsal gösterimi; x-ekseni CIV salma çizgisinden olan maviye kayma hızını, y-ekseni ise normalize edilmiş akı yoğunluğunu vermektedir. Paneller üstten alta doğru, yalnızca CIV BAL yapısı gösteren (CIV_00), hem CIV hem de SiIV BAL yapısı gösteren (CIV_S0) ve, CIV ve SiIV yanı sıra AlIII BAL yapısı gösteren (CIV_SA) kuazarlarda bulunan CIV, SiIV ve AlIII çizgilerinin ortalama profillerini vermektedir. Mavi ile gösterilen CIV BAL yapısının, üst panelden alt panele doğru şiddetlendiği ve derinleştiği görülmektedir. (Sağ Panel) CIV_00, CIV_S0 ve CIV_SA BAL yapılarının EG dağılımları; x-ekseni Å cinsinden eşdeğer genişliği ve y-ekseni BAL yapılarının sayısını vermektedir. En şiddetli BAL yapılarının CIV_SA grubunda olduğu görülmektedir.

4. En Değişken: BAL Yapılarının Değişim Karakteristiği

Kuazar rüzgarları üzerinde ilk yapılan çalışmalardan bu yana rüzgarların tayfsal belirteci olan BAL yapılarının bilinen en belirgin özelliklerinin, zamanla değişim göstermeleri olduğu ortaya koyulmuştur (Tablo 1'de yer alan referanslar). Geniş bir kuazar örneklemini (699 BAL kuazar tayfı) kullanılarak ve farklı zaman aralıklarında alınmış çok sayıda tayfı sistematik bir incelemeye tabii tutan Filiz Ak vd. (2013), BAL parametrelerinin zamana bağlı değişimlerini incelemiştir. Aşağıda bu çalışmanın öne çıkan sonuçları sunulmuştur.

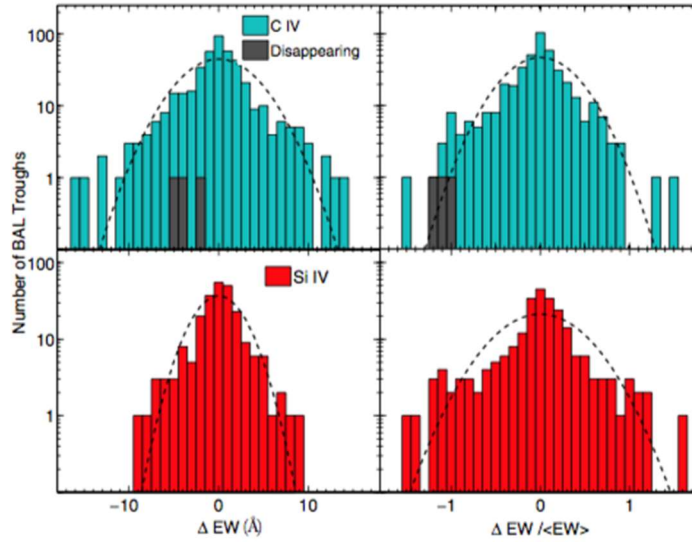
Şekil 4'de BAL yapılarının zamana bağlı EG değişimlerinin dağılımı verilmiştir. Çalışmada incelenen 699 kuazar tayfında bulunan 428 CIV ve 235 SiIV BAL yapısının iki farklı zamanda alınan gözlemlerinden hesaplanan EG değerlerinin

değişimi ($EG_2 - EG_1$) ve EG'lerin kesirsel değişimi ($(EG_2 - EG_1)/ort[EG_1, EG_2]$) elde edilmiştir. EG değişimlerinin ve EG kesirsel değişimlerinin dağılımları bir kaç önemli özelliğe sahiptir: (1) Dağılım tek tepelidir, (3) Dağılım simetrik bir yapıya sahiptir ve sıfır merkezlidir ve (3) Dağılım normal dağılıma uymamaktadır.

Dağılımın tek tepeli olması, tüm BAL değişimlerinin aynı sürecin sonucu olarak ortaya çıktığı varsayımını desteklemektedir. Hem EG artması hem de EG azalması yönündeki değişimlerin tamamının aynı özellikleri taşıdığını işaret etmektedir. Dağılımın sıfır merkezli ve simetrik olması, şiddetlenme yönündeki değişimlerin ve zayıflama yönündeki değişimlerin aynı zaman aralıklarında gerçekleştiğini işaret etmektedir. Örneğin, BAL yapılarının şiddetlenmesi daha hızlı ve zayıflaması daha yavaş olsaydı, dağılımın negatif yönde bir asimetriye sahip olması beklenirdi.

EG dağılımının sıfır merkezli olmaması, zamanla BAL yapılarının sayısının arttığı (pozitif merkez durumu) ya da azaldığı (negatif merkez durumu) durumlarının göstergesi olmalıydı. Ancak, sıfır merkezli dağılım, verilen bir zaman aralığı içerisinde zayıflayan ve şiddetlenen BAL sayılarının benzer olduğunu ortaya koymaktadır.

Gerçekleşen tüm rastgele olaylar, normal dağılım gösterme eğilimindedir. EG değişimlerinin normal dağılıma uymaması, değişimleri tetikleyen mekanizmanın rastgele olmadığını bir göstergesidir. Hem CIV hem de SiIV EG dağılımları, normal dağılıma göre daha şiddetli bir merkeze ve daha yaygın uçlara sahiptir. EG değişimlerinin dağılımı, merkezde değişmeyen yapıları işaret ettiğinden, rastgele bir durumdan beklendiğinden daha fazla değişmeyen BAL yapısı olduğu sonucu ortaya çıkmaktadır. Benzer bir şekilde, dağılım uçlarının daha geniş olması, değişimlerin sistematik bir şekilde tek yönlü olabileceğini göstermektedir. Değişimlerin görülebileceği limit durum, var olan BAL yapılarının ölçülebilir değer altına düşerek kaybolmasıdır. Şekil 4'de yer alan grafikte Filiz Ak vd. (2012) tarafından incelenmiş az sayıdaki kaybolma durumu gösterilmiştir.



Şekil 4: CIV (mavi, üst paneller) ve SiIV (kırmızı, alt paneller) BAL yapılarının, iki tayfsal gözlem arasındaki EG değişimlerinin (sol paneller) ve kesirsel EG değişimlerinin (sağ paneller) dağılımı. EG değişimleri Å cinsinden verilmiştir. Üst panellerde görülen koyu renkli işaretler, Filiz Ak vd. (2012) çalışmasında yer alan az sayıdaki kaybolan BAL yapısını göstermektedir (Filiz Ak vd. 2013).

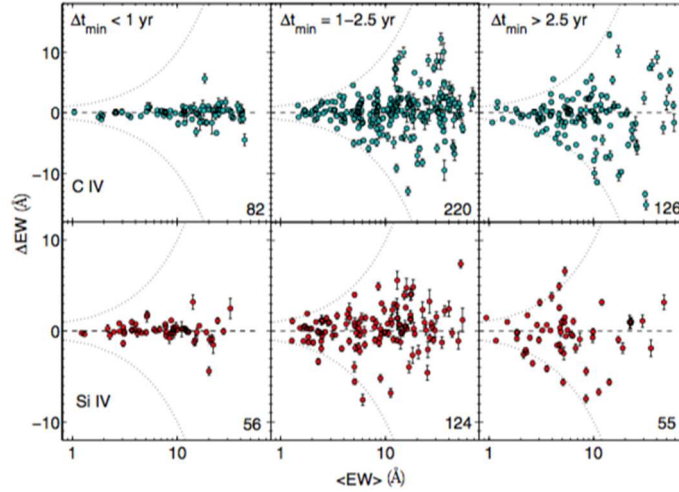
EG dağılımlarına en uygun model olarak Binom dağılımı seçilmiştir. Şekil 4'de görülen her dört dağılımın da Binom ile uyumlu olduğu bulunmuştur. Binom dağılımı, iki yönlü basit "random walk" modelinin sonucu olarak ortaya çıkabilmektedir. Bu durum dikkate alınarak, BAL yapılarının değişimlerinin random walk yapısı üzerine basit bir modelleme geliştirilmiştir. Bu modele göre, bir BAL yapısının her bir t aralığında pozitif ve negatif yönlerden rastgele bir seçimle bir $\square$ EG kadar değişim sergilediği varsayılmıştır. Bu model varsayımları, BAL EG değişimlerinin uzayan zaman aralıklarında şiddetlenmesini ön görmektedir. Şekil 5'de, aynı kuazar örneklemini için kısa, orta ve uzun zaman ölçeklerinde CIV ve SiIV BAL yapılarının değişimleri kıyaslanmıştır.

Random Walk modelinden beklenen duruma uygun olarak, iki gözlem arasındaki zaman aralığı uzadıkça, EG değişimlerinin şiddetinin arttığı genel bir davranış olarak bulunmuştur. Model parametreleri olan t birim zaman aralığı ve $\square$ EG birim adım aralığını belirleyebilmek için, iki gözlem arası zaman farkı 2 ila 2.5 yıl olan EG değişimleri alınarak, random walk yapısı ile modellenmiştir. Bu modelleme sonucunda, her bir adımı 1.65 Å değerinde bir EG değişimine karşılık gelmek üzere, 2-2.5 yıl içerisinde altı değişim adımının varlığı en olası sonuç olarak bulunmuştur.

Elde edilen bu sonuçlar, basit bir model yaklaşımı ile BAL yapılarının zamanla nasıl değişim gösterdiğini anlamak için ilk yaklaşımları ortaya koymaktadır. Modelden elde edilen parametreler kullanılarak örneklem içerisinde var olan tüm zaman aralıklarına uygulandığında; tüm zaman aralıklarındaki EG değişimlerinin aynı model parametreleri ile açıklanabileceği bulunmuştur. Şekil 6, gözlemsel sonuçlar ve random walk modelinden elde edilen sonuçları kıyaslamaktadır.

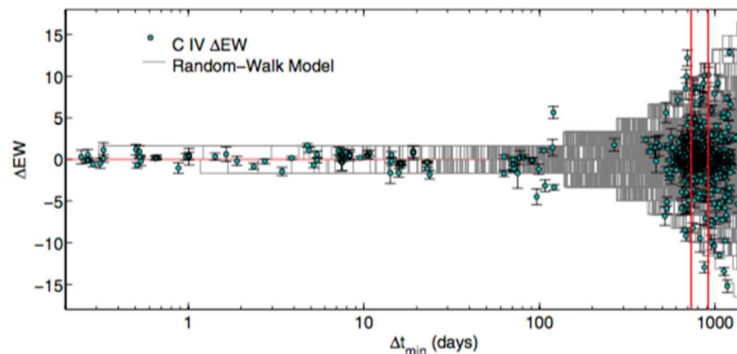
5. Kuazar Rüzgar Modelleri ve Değişim Mekanizmaları

Kuazar rüzgarlarının oluşumu ve yapısı hakkında ortaya atılmış ve gözlemsel verilerle en iyi uyum sağlayan model, BAL yapılarının ekvatoryal yığılma diskinden ve merkezdeki kara delikten 10^{16-17} cm (10 ila 100 ışık günü) uzaklıkta oluştuğunu öne sürmektedir. Rüzgarların hızla mekanizmasının ise merkeze daha yakın bölgelerde üretilen güçlü ışınlımlar olduğu kabul edilmiştir (Murray vd. 1995; Proga vd 2004; Sim vd. 2010). Bu model ilk kez Murray vd. (1995) tarafından ortaya koyulmuştur ve halen çok sayıda tartışmaya konu olmaktadır. Daha güncel ve ayrıntılı gözlemlerden elde edilen sonuçlar, bu modeli destekler nitelikte veriler sunmaktadır.



Şekil 5: CVI (mavi, üst paneller) ve SiIV (kırmızı, alt paneller) BAL yapılarının, zamana bağlı EG değişimleri üç farklı zaman aralığı için verilmiştir. Sol paneller 1 yıldan kısa sürelerde gözlenen değişimleri, orta paneller 1 ila 2.5 yıl aralığında gözlenen değişimleri ve sol paneller 2.5 yıldan büyük zamanlarda gerçekleşen değişimleri göstermektedir. Değişim genliklerinin artan zaman ile artış gösterdiği görülmektedir. Panellerdeki ince gri çizgiler, limit değişimleri işaret etmektedir.

Kuazar rüzgarlarının ışınlımlı yolu ile hızlandırılması yaklaşımı şu sonucu ortaya koyar; tayflarda görülen BAL yapılarının merkezi bölgelerde üretilen ışınlımlar ile bu denli (60000 km/s) yüksek hızlara ulaşabilmesi için, ışınlımların çok şiddetli olması beklenmelidir. Bu beklenti oldukça makuldür, çünkü süper kütleli kara delikler etrafında çok yüksek ışınlımlar olduğu bilinmektedir. Ancak, bu denli yüksek enerjiye sahip ışınlımların, rüzgar yapısı içerisinde yer alan maddeyi tamamen iyonize etmesi gerekir. Gerçekte, gözlemsel veriler rüzgar yapılarından kaynaklı MgII gibi oldukça düşük iyonizasyon potansiyeline sahip çizgilerin varlığını göstermektedir. Rüzgarları hızlandıran yüksek enerjili ışınlımların, rüzgar maddesini tamamen iyonize etmesi yani CIV, SiIV, MgII gibi çizgileri üretemeyecek kadar aşırı iyonlaşmaya maruz bırakması gerekirdi.



Şekil 6: CIV BAL yapılarının zaman göre EG değişimleri mavi daireler ile verilmiştir. Gri çizgiler random walk modeli ile öngörülen değişimlerin dağılımını vermektedir. Grafikte iki dikey kırmızı çizgi arasında kalan bölge, random walk modeli için seçilen zaman aralığını göstermektedir.

Murray vd. (1995) tarafından öne sürülen bu model, yığılma diskinin daha iç kısımlarında bulunan bir gaz yapısının olduğu görüşünü ortaya koymuştur. Modelin öngörüsüne göre BAL yapısı gösteren kuazarlarda, X-ışın koronası ve BAL yapılarını oluşturan soğurucu gaz arasında bulunan bu gaz yapısı kalkan görevi görmektedir. Murray vd. (1995), bu yapıyı



XX. ULUSAL ASTRONOMİ KONGRESİ IX. ULUSAL ASTRONOMİ ÖĞRENCİ KONGRESİ

UAK
2016

“shielding gas” ya da “failing wind” olarak nitelemiştir. Bu koruyucu gaz yapısı, rüzgarların gözlenen hızlara ulaşırken aşırı iyonlaşmaya uğramasını engellemektedir.

Eğer modelin bu öngörüsü gerçekçi ise BAL yapısı gösteren kuazarların, göstermeyenlere göre daha fazla X-ışın soğurmasına maruz kalması ve dolayısıyla, gözlemciye daha düşük X-ışın salınımı ulaşması beklenmelidir. Bu olgu çok sayıda çalışmada incelenmiş ve BAL yapısı gösteren kuazarların beklendiği gibi daha düşük X-ışınlaşmasına sahip olduğu görülmüştür (Gallagher 2002, 2006). Dolayısıyla, Murray vd. (1995) tarafından öne sürülen model, geçerliliğini korumakla birlikte bir kez daha doğrulanmıştır.

Literatürde sıklıkla tartışılan senaryolar incelendiğinde, BAL yapılarındaki değişim mekanizmalarını açıklamak için ortaya atılmış üç mekanizma bulunur. Birinci mekanizmada; rüzgar yapılarının kara delik etrafında bir yörünge takip ettiği ve yörüngesel dönme hareketleri sonucu değişimlerin gözlemlendiği düşünülmektedir. Bu dönme modelinde, soğurucu gazın görüş alanında kalan kısmının artıp azalması yani gazın kapatma faktörünün değişimi, BAL değişimin kaynağı olarak görülür. İkinci model, karadeliğe yakın bölgelerden gelen iyonlaştırıcı ışının şiddetindeki değişimlerin, soğurucu gaz içerisindeki iyonlaşma derecesini değiştirmesi yaklaşımını ele alır. Soğurucu gazın değişen iyonlaşma durumu, BAL yapılarının şiddet değişimine neden olmaktadır. Üçüncü ve daha az çalışılmış olan model ise, soğurucu gaz içerisindeki kaotik madde hareketlerinin ve yine soğurucu gazın içerisindeki fiziksel şartların tümüyle iç etkilere dayalı nedenlerle değişmesini, BAL değişimlerinin kaynağı olarak gösterir.

Bu bildiride sunulan çalışmalardan elde edilen sonuçlar, BAL yapılarındaki değişime neden olduğu düşünülen mekanizmalar bakımından incelendiğinde, hem iyonizasyon değişimine bağlı mekanizma, hem de dönmeye bağlı soğurucu gaz hareketi mekanizması elde edilen sonuçlarla uyum göstermektedir. Kaotik madde hareketi modeli açıklanamadığından elenmiştir. Ortaya çıkan sonuçlar, hem dönme hem de iyonizasyon mekanizmasının ortak bir sonucu olarak BAL değişimlerinin gözlemlendiğini ortaya koymaktadır.

BAL yapılarının değişimi üzerinde, hangi mekanizmanın daha baskın bir etkiye sahip olduğunu belirleyebilmek için daha ayrıntılı çalışmalara ihtiyaç duyulmaktadır. Bu bakımda, değişmeyen BAL yapılarının incelenmesi yeni bir bakış açısı sağlama potansiyeline sahiptir. Birden fazla BAL yapısı gösteren ya da kaybolma-ortaya çıkma gibi limit değişimler sergileyen kuazarların incelenmesi ile elde edilecek sonuçlar, olası mekanizmaları anlamamıza katkı sağlayacaktır.

NFA ve WNB, sağladığı destek için TÜBİTAK 115F037 numaralı projeye teşekkürlerini sunmaktadır.

6. Referanslar

- Allen, J. T., Hewett, P. C., Maddox, N., Richards, G. T., Belokurov, V. 2011, MNRAS, 410, 860
Barlow, T. A. 1994, PASP, 106: 548-600
Capellupo, D. M., Hamann, F., vd. 2011, MNRAS, 413, 908
Capellupo, D. M., Hamann, F., vd. 2013, MNRAS, 429, 1872
Capellupo, D. M., Hamann, F., vd. 2012, MNRAS, 422, 3249
Di Matteo, T., Springel V., Hernquist, L., 2005, Nature, 433, 604
Emmering, R. T., Blandford, R. D., Shlosman, I. 1992, ApJ, 385, 460
Filiz Ak, N., Brandt, W. N., vd. 2012, ApJ, 757, 114
Filiz Ak, N., Brandt, W. N., vd. 2013, ApJ, 777, 168
Filiz Ak, N., Brandt, W. N., vd. 2014, ApJ, 791, 88
Gallagher, S. C., Brandt, W. N., Chartas, G., Garmire, G. P. 2002, ApJ, 567, 37
Gallagher, S. C., Brandt, W. N., vd. 2006, ApJ, 644, 709
Ganguly, R., Brotherton, M. S., vd. 2007, ApJ, 665, 990
Gibson, R. R., Brandt, W. N., vd. 2008, ApJ, 685: 773
Gibson, R. R., Brandt, W. N., vd. 2010, ApJ, 713, 220
Gibson, R. R., Jiang, L., Brandt, W. N., et al. 2009, ApJ, 692, 758^[1]_{SEP}
Grier, C. J., Hall, P. B., vd. 2015, ApJ, 806: 111
Haggard, D., Arraki, K. S., vd. 2012, in ASP Conf. Ser. 460, San Francisco, CA, 98^[1]_{SEP}
Hall, P. B., Brandt, W. N., vd. 2013, MNRAS, 434, 222
Hall, P. B., vd., 2002, ApJSS, 141, 267
Hopkins, P. F. vd., 2010, MNRAS, 401, 7
Konigl, A., & Kartje, J. F. 1994, ApJ, 434, 446^[1]_{SEP}
Leighly, K. M. 2004, ApJ, 611, 125
Lundgren, B. F., Wilhite, B. C., vd. 2007, ApJ, 656, 73
McGraw, S. M., Shields, J. C., Hamann, F. W., Capellupo, D. M., Herbst, H. 2018, MNRAS, 475, 585
Murray N., Chiang J., Grossman S. A., Voit G. M. 1995, ApJ, 451, 498
Paris I., vd. 2012, A&A, 548, A66^[1]_{SEP}
Paris I., vd. 2014, A&A, 563, A54^[1]_{SEP}
Paris I., vd. 2017, hazırlanıyor.
Proga, D., Stone, J. M., vd. 2000, ApJ, 543: 686
Richards, G. T., Fan, X., vd. 2002, AJ, 123, 2945^[1]_{SEP}
Richards, G. T., Kruczek, N. E., vd. 2011, AJ, 141, 167



XX. ULUSAL ASTRONOMİ KONGRESİ
IX. ULUSAL ASTRONOMİ ÖĞRENCİ KONGRESİ

UAK
2016

Rogerson, J. A., Hall, P. B., vd. 2016, MNRAS, 457, 405
Schneider, D. P., Hall, P. B., vd. 2007, AJ, 134, 102
Sim, S. A., Proga, D., Miller, L., Long, K. S., Turner, T. J. 2010, MNRAS, 408, 1396^[L¹]_{SEP}]
Turnshek, D. A., Grillmair, C. J., Foltz, C. B., Weymann, R. J. 1988, ApJ, 325, 651^[L¹]_{SEP}]
Vivek, M., Srianad, R., vd., 2012, MNRAS, 423: 2879
Welling, C. A., Miller, B. P., vd. 2014 MNRAS, 440, 2474
Weymann, R. J., Morris, S. L., Foltz, C. B., Hewett, P. C. 1991, ApJ, 373, 23
York, D. G., Adelman, J., vd. 2000, AJ, 120: 1579

BİLDİRİLER



Güneş Atmosferinde Ekvator Düzlemi Civarında Bazı Fiziksel Parametrelerin Değişimi

Hüseyin ÇAVUŞ

Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi Fen Edebiyat Fakültesi Fizik Bölümü

Özet: Bu çalışmada; Güneş lekelerinin de baskın olduğu bölgenin üst kısmındaki yani ekvator düzlemi civarında bulunan enlemsel bölge içerisindeki bazı büyük ölçekli fiziksel parametreleri belirlemek için manyetohidrodinamik (MHD) denklemlerinin çözümleri aranacaktır. Radyal ve enlemsel değişimleri küresel koordinatlarda elde etmek için özel bir değişken ayrımı kullanılacaktır. Fiziksel parametrelerin enlemsel dağılımlarının çalışıldığı model analizleri sonucunda üç önemli parametre ortaya çıkmıştır. Bunlar sırasıyla küresellik, yoğunluk şekil ve radyal şekil parametreleridir. Yapılan inceleme sonucunda; Güneş lekeleri oluşan enlem bölgelerinin üst kısımlarına denk gelen atmosfer bölgelerinde oluşmayan bölgelerin üst kısımlarına kıyasla büyük değişimlerin olduğu bulunmuştur.

Anahtar Kelimeler: Güneş atmosferi, Güneş lekeleri, MHD

Abstract: The solutions of magnetohydrodynamic (MHD) equations will be sought to determine some large-scale physical parameters in the latitudinal region at the top of the region where the sunspots dominate, i.e. around the equatorial plane. A special variable separation will be used to obtain radial and latitudinal changes in spherical coordinates. Three important parameters have emerged as a result of model analyzes in which the latitudinal distributions of physical parameters are studied. These are sphericity, density shape and radial shape parameters, respectively. As a result of the investigation; it was found that there are large changes in the upper parts of sunspot latitudes compared to the upper parts of the latitudinal regions sunspot do not occur in the solar atmosphere.

Key Words: Solar atmosphere, Sunspots, MHD

1. Giriş

Güneş lekeleri ve Güneş rüzgarı veya gözlemlenen diğer tüm Güneş etkinliklerinin sürdürülebilmesi için sürekli bir dinamo mekanizması tarafından manyetik alan oluşturulması gerekmektedir (Parker, 1955). Bu tip dinamo süreçleri Güneş yüzeyinin altında, %29'luk çapsal bölgede, yer alan küresel kabuk içerisindeki konvektif bölgede meydana gelir (Brun ve ark., 2004). Rempel ve ark. (2000) gözlemlenen Güneş etkinliklerinin sürdürülebilmesi için konvektif bölge tabanında 10 T civarı bir manyetik alanın var olması gerektiğini bulmuşlardır. Ancak bu şiddette bir manyetik alan ilmeklerin Coriolis kuvveti etkisi ile kutuplara doğru kaymasına mani olabilir (Schüssler ve ark., 1994; Çavuş ve Karafistan, 2007; Çavuş, 2009a; Çavuş, 2009b.).

Güneş yüzeyinde oluşan lekeler doğrudan manyetik alanın topolojisi ile bağlantılıdır. Bu konu birçok makalede çalışılmış bir konudur (Gombosi, 1998; Priest, 2000; Bauman ve ark., 2004; Aschwanden, 2006; Höppner ve Bittner, 2009). Şekil 1'de de verilen, Güneş lekelerinin zamana ve enleme bağlı değişimleri, şekilsel olarak tıpkı bir kelebeğe benzediğinden, bu değişimleri gösteren çizelgeye de kelebek diyagramı adı verilir (Priest, 2000; Aschwanden, 2005). 22 nolu Güneş döngüsü (1986-1996) ve kelebek diyagramı Mouradian ve Soru-Escout (1993) tarafından çalışılmış ve bu döngü yardımıyla Hale-Babcock yasası yeniden formülize edilmiştir. 21-23 nolu döngüleri içine alan 1975-2003 yılları arasında büyük ölçekli fotosferik manyetik alanın zamansal evrimi ve dönmeleri ile ilgili çalışma ise Knaack ve ark. (2005) tarafından yapılmıştır. Knaack ve arkadaşları bu çalışmalarında National Solar Observatory (NSO/Kitt Peak) verilerini kullanarak çok geniş bir zaman serisi analizi yapmış ve fotosferik manyetik alanın quazi periyodik salınım yaptığını dair kanıtlar sunmuşlardır. Hathaway (2010) 11-yıllık Güneş döngülerini incelediği çalışmasında Güneş lekeleri, Güneş parlamaları ve jeomanyetik etkinlikler gibi fiziksel süreçler ve döngüler arasındaki bağlantıyı çalışmıştır.

Güneş'e ait MHD denklemleri için analitik çözümler elde etmek oldukça zor olduğundan dikkatli bir biçimde inceleme yapılması gerekmektedir. Bu çalışmada sunulan parametrik modelimizde özel bir değişken ayrımı kullanılmış ve Güneş leke

bandının üst kısmında ekvator düzlemi civarında bazı fiziksel parametrelerin dağılımları incelenmiştir. Modeli oluşturmak için kullanılan modele ait eşitlikler bir sonraki bölümde anlatılmıştır. Formülasyon 3. Bölümde verilirken sınır şartları ise 4. Bölümde sunulmuştur. Çalışmaya ait sonuçlar 5. Bölümde verilirken tartışmalar ise son bölüme bırakılmıştır.

2. Fiziksel ve Matematiksel Temeller

2.1. Temel varsayımlar

Bu çalışmada daha önce yazar tarafından oluşturulmuş bir algoritma yardımıyla Güneş atmosferi için parametrik bir inceleme gerçekleştirilecektir (Çavuş ve Karafistan, 2007). İnceleme için küresel koordinatlar tercih edilecektir. Bu noktada süreci sadeleştirmek ve nümerik anlamda zaman kazanmak adına aşağıdaki gibi bazı varsayımlar yapılmıştır.

- Denge durumu eksensel simetrik (axisymmetric) kabul edilmiştir.
- Güneş'in ortalama karakteristik olarak zamandan bağımsız kabul edilmiştir (steady state denge).

*Sorumlu Yazar E-Posta: h_cavus@comu.edu.tr

- Problemi daha anlaşılır ve kolay kılmak adına hız ve manyetik alanın θ -bileşenleri ihmal edilmiştir (Lima ve Priest, 1993; Lima ve ark., 2000; Çavuş ve Karafistan, 2010).
- Özellikle Güneş lekeleri içerisinde manyetik alan çok büyük olduğu için MHD denklemlerinde viskozite gibi rezistif etkiler dikkate alınmamıştır.
- İdeal MHD kullanıldığından türbülans etkileri göz önüne alınmamıştır.

Bu varsayımlardan sonra elde edilen parametrik model sonuçları yardımıyla Güneş leke bandının üst kısmında ekvator düzlemi civarında bazı fiziksel parametrelerin dağılımları sunulmuştur.

2.2. Temel Denklemler

Güneş atmosferi için kullanılacak olan temel formülasyon MHD denklemlerini temel almaktadır. Başka bir deyişle, yukarıdaki varsayımlarda da belirtildiği gibi manyetik alanın etkisini araştırmak için steady-state MHD eşitlikleri kullanılacaktır. Bunlar;

$$\vec{\nabla} \cdot (\rho \vec{v}) = 0 \quad (1)$$

$$\vec{\nabla} \cdot \vec{B} = 0 \quad (2)$$

$$\rho(\vec{v} \cdot \vec{\nabla})\vec{v} = -\vec{\nabla}(p + \frac{B^2}{2\mu_0}) - \rho \frac{GM_s}{r^2} \vec{e}_r + \frac{(\vec{B} \cdot \vec{\nabla})\vec{B}}{\mu_0} \quad (3)$$

sırasıyla kütle sürekliliği eşitliği (1), manyetik tek kutbun olmadığını gösteren eşitlik (2) ve steady state hareket denklemdir (3).

Bu denklem setinde kullanılan ρ , $\vec{v}$, p , $\vec{B}$, M_s , μ_0 ve G sırasıyla yoğunluk, hız, basınç, manyetik alan, Güneş kütlesi, manyetik geçirgenlik ve evrensel çekim sabitidir.

Güneş yüzeyindeki akışkan (plazma) hareketinde MHD süreçler baskındır. (3) numaralı eşitliğe ait steady state denge durumunda çözümlerin aranacağı bu çalışmada (1)-(3) eşitlikleri için eksensel simetrik durum beraber ele alınacaktır. Bu noktada hız ve manyetik alan bileşenleri aşağıda verilen eşitliklerdeki gibi yazılabilir (Weber ve Davis, 1967; Antia ve ark., 2000).

$$\vec{v}(r, \theta) = v_r(r, \theta)\vec{e}_r + v_\phi(r, \theta)\vec{e}_\phi = v_r(r, \theta)\vec{e}_r + r\Omega(r, \theta)\vec{e}_\phi. \quad (4)$$

$$\vec{B}(r, \theta) = B_r(r, \theta)\vec{e}_r + B_\phi(r, \theta)\vec{e}_\phi. \quad (5)$$

Yoğunluk ve basınç ise

$$\rho = \rho(r, \theta) \quad (6)$$

$$p = p(r, \theta) \quad (7)$$

gibi ifade edilebilir.

3. Problemin Formülasyonu

Bu çalışmada amaçlanan hedefe varmak için (1)-(7) eşitliklerine ait çözümler aranacaktır (Lima ve Priest, 1993; Lima ve ark., 2000; Çavuş ve Karafistan, 2007). Bu amaçla yukarıda kullanılan tüm fiziksel parametreler boyutsuz halde yazılacaktır.

3.1. Boyutsuz parametreler

Problemi daha anlaşılır kılmak için tüm parametreler $z, v', \Omega', a, b, \rho'$ ve p' boyutsuz parametreleri yardımıyla yeniden aşağıdaki gibi yazılabilir (Miesch ve Gilman, 2004; Cavus ve Karafistan, 2007, 2009a, 2009b and 2010; Cavus ve Ilbikci, 2016).



$$r = R_s z, \nabla_r = V_s \nabla', \Omega = \frac{V_s}{R_s} \Omega', \rho = \rho_s \rho'$$

(8)

$$B_r^2 = \mu_0 \rho_s V_s^2 a^2, B_\phi^2 = \mu_0 \rho_s V_s^2 b^2, \quad p = \frac{\rho_s V_s^2}{2} p'.$$

(9)

Boyutsuzlaştırma eşitliklerinde bulunan ρ_s , R_s ve $V_s = \sqrt{2GM_s/R_s}$ ifadeleri sırasıyla Güneş yüzeyi için yoğunluk, yarıçap ve Güneş yüzeyinden parçacıkların kaçış hızıdır. Sayısal değerleri ise sırasıyla $2.0 \times 10^{-4} \text{ kg/m}^3$ (Pandey ve ark., 2008), $6.96 \times 10^8 \text{ m}$ ve 618 km/s (Gombosi, 1998; Priest, 2000) şeklindedir.

3.2. Enlemsel açıya bağımlılıklar

Radyal ve enlemsel açıya bağlı değişimlerin araştırılması amacıyla, her bir parametre için aşağıda sunulan değişken ayrımları kullanılmıştır. Öncelikle boyutsuz radyal hız bileşeni

$$\nabla' = V(z) \psi(\theta) \quad (10)$$

biçiminde yazılırken, yoğunluk ise

$$\rho' = \frac{j(\theta)}{z^2 V}.$$

(11)

gibi yazılır. Yoğunluğuna benzer şekilde manyetik alanın radyal bileşeni

$$a = \frac{f(\theta)}{z^2} \quad (12)$$

gibi değişkenlerine ayrılabilir. Açısal hız ve manyetik alanın azimutal bileşeni ise aşağıdaki gibi ayrılabilir.

$$\Omega' = N(z) \varphi(\theta), \quad b = B(z) g(\theta) \quad (13)$$

Gerekli işlemler yapıldıktan sonra $\mathcal{E}$, δ ve η gibi orantı parametreleri cinsinden tüm fiziksel parametrelerin enlemsel açı bağımlılıkları aşağıdaki gibi elde edilir.

$$\begin{aligned} \psi(\theta) &= \sqrt{\frac{1 + \eta \sin^{2\epsilon} \theta}{1 + \delta \sin^{2\epsilon} \theta}} \\ j(\theta) &= 1 + \delta \sin^{2\epsilon} \theta \\ f(\theta) &= \sqrt{1 + \eta \sin^{2\epsilon} \theta} \\ \varphi(\theta) &= \frac{\sin^\epsilon \theta}{\sqrt{1 + \delta \sin^{2\epsilon} \theta}} \\ g(\theta) &= \sin^\epsilon \theta \end{aligned} \quad (14)$$

Elde edilen $\mathcal{E}$, δ ve η parametreleri, sırasıyla küresellik, yoğunluğa ait şekil ve radyal bileşenlere ait şekil parametreleridir. İncelemenin tamamlanması için çapsal bağımlılıkların da bilinmesi gerekmektedir.

3.3. Radyal bağımlılıklar

Manyetik alanın radyal bileşeni

$$B_r \propto B_0 \quad (15)$$

biçiminde ifade edilir. B_0 değeri ise tipik fotosferik manyetik alan değeri olup sayısal olarak 5 G 'a eşittir (Wang ve Sheeley, 2003). Açısal hızın radyal bağımlılığı ise aşağıdaki gibi verilebilir (Parker, 1958; Foukal ve Jokiphi, 1975).

$$\Omega \propto \Omega_s \left(\frac{R_s}{r} \right)^2 \quad (16)$$

Son eşitlikte karşımıza çıkan Ω_s ekvatordaki açısal hız değeri olup sayısal olarak $2.8 \times 10^{-6} \text{ s}^{-1}$ gibi bir değere sahiptir. Manyetik alanın azimutal bileşenine ait radyal bağımlılık (Parker, 1958; Gombosi, 1998; Priest, 2000)

$$B_\phi \propto \frac{B_0 R_s^2 \Omega_s}{V_s} \frac{1}{r}.$$

(17)

olarak verilebilir. Çalışmamızda Weber ve Davis (1967) çözümüne benzer şekilde aktif bölgelerin üst kısımlarında akış ve manyetik alanı birbirine paralel olarak kabul ettik. Yüksek iletkenlik altında Ohm yasası (Aschwanden, 2006)

$$\vec{v} \times \vec{B} = 0 \quad (18)$$

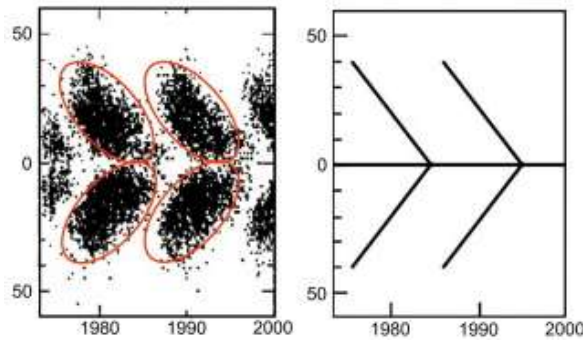
gibi yazılabilir. Bu eşitlikler yardımıyla radyal hızın radyal koordinat bağımlılığı

$$v_r \propto \frac{V_s}{r} \quad (19)$$

olarak bulunur. Son olarak ise yoğunluğa ait radyal kısım

$$\rho \propto \frac{\rho_s}{r} \quad (20)$$

şeklinde elde edilir. Modele ait çözümlerin elde edilebilmesi için sınır koşullarına ihtiyaç vardır.



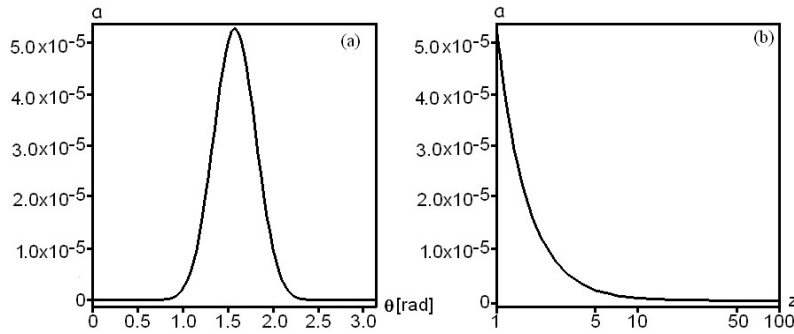
Şekil 1. Güneş lekelerinin heliographic koordinatlara dağılımı (Höppner ve Bittner, 2009).

4. Sınır Koşulları

Manyetik alanı içeren problemler gerek anlaşılması gerekse çözülmesi bakımından zorluklar içerirler. Problemin çözülebilmesi için doğru sınır koşullarına ihtiyaç vardır. Güneş lekelerinin heliographic koordinatlara göre yayılımı Höppner ve Bittner (2009) çalışmasında yıllar a göre verilmiştir. Buna göre Şekil 1 de gösterildiği gibi Güneş lekeleri $\pm 40^\circ$ enlem arasında görülebilmektedir. Şekil 1 ve (14) denklem setini karşılaştırdığımızda, $\pm 40^\circ$ enlem bölgesi için küresellik parametresinin değerinin $\varepsilon=18$ olduğunu görebiliriz. Daha önce de söylendiği gibi Güneş yüzeyine ait manyetik alan, parçacık kaçış hızı, kütle yoğunluk ve ekvatorial açıl hız değerleri sırasıyla 5 G , 618 km/s , $2.0 \times 10^{-4} \text{ kg/m}^3$ ve $2.8 \times 10^{-6} \text{ s}^{-1}$ olarak sıralanabilir (Priest, 1983; Christensen-Dalsgaard ve ark., 1996; Priest, 2000). Fiziksel parametrelere ait bu değerleri kullanarak modele ait diğer yoğunluk şekil parametresini $\delta=7 \times 10^8$ ve radyal şekil parametresini ise $\eta=25 \times 10^{34}$ olarak bulabiliriz.

5. Model Sonuçları

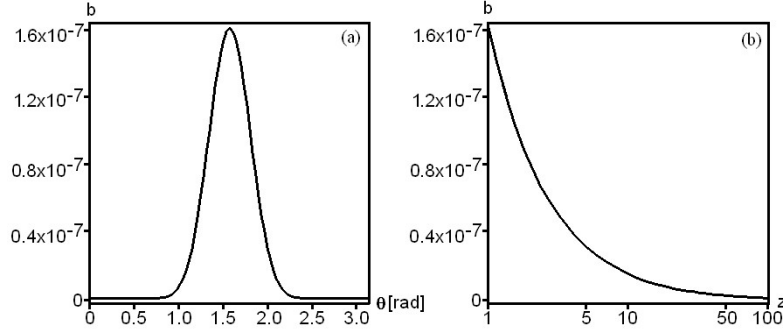
Önceki bölümlerde verilen formülasyon ve sınır koşullarını kullanarak hız ve manyetik alan bileşenleri ve yoğunluğa ait değişimleri enlemsel açı θ ve boyutsuz radyal uzunluk z 'ye bağlı olarak elde edebiliriz. Bu amaçla Maple 14 paket programı kullanılmıştır. Radyal bağımlılıkları verilirken enlemsel açı θ 'nın değeri ekvatorda yani $\theta=\pi/2$ olarak kabul edilirken, θ 'ya göre olan bağımlılıklar verilirken radyal konum olarak Güneş yüzeyi yani $z=1$ alınmıştır.



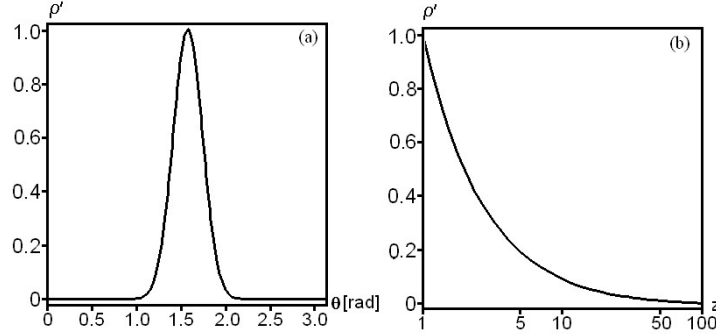
Şekil 2. Azimutal manyetik alan bileşeninin θ ve z 'ye göre değişimi

Şekil 2a'da manyetik alanın azimutal bileşeninin $z=1$ 'deki enlemsel açı bağımlılıkları verilmiş olup $\pm 40^\circ$ enlemsel bölge içine dağıldığı görülebilmektedir. Çözümde de anlaşılabileceği gibi manyetik alan ekvator ($\theta=\pi/2$) civarında yoğunlaşmıştır. Şekil 2b'de ise $\theta=\pi/2$ değeri için radyal değişimler sunulmuştur. Güneş yüzeyinde 5 G olan ve giderek azalan manyetik alan

değeri $z=100$ için boyutsuz olarak 5.26×10^{-9} boyutlu olarak ise 0.5 mG 'a kadar azalmaktadır.



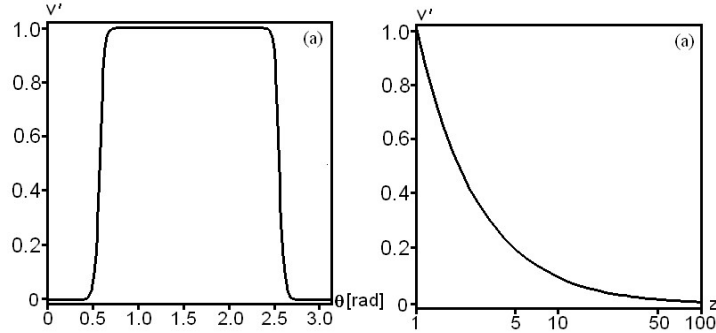
Şekil 3. Radyal manyetik alan bileşeninin θ ve z 'ye göre değişimi



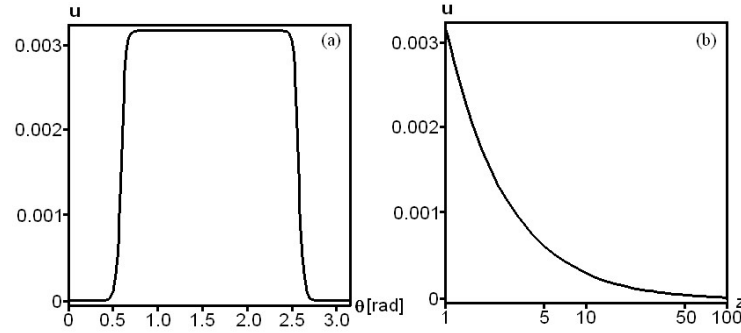
Şekil 4. Yoğunluğun θ ve z 'ye göre değişimi

Şekil 3a'da ise manyetik alanın radial bileşenine ait değişimler sunulmaktadır. Radyal bileşendeki değişimler şekilsel olarak azimutal bileşene çok benzemektedir ve $\pm 40^\circ$ enlemsel bölge içinde yoğunlaşmaktadır. Radyal olarak ise (Şekil 3b); Güneş yüzeyinde 0.02 G olan değer $z=100$ noktasında 0.2 mG 'a kadar düşmüştür. Radyal bileşendeki azalma azimutal bileşene göre daha yavaştır.

Boyutsuz yoğunluğun değişimleri Şekil 4'te sunulmuştur. Enlemsel açıya bağlı değişimlerin sunulduğu Şekil 4a'da Güneş yüzeyinin ekvator civarındaki $\pm 32^\circ$ enlemsel bölgesi içinde yoğunluğun değerinin daha fazla olduğunu kutuplara gidildikçe azaldığı görülebilir. Çapsal bağımlılıkların (Şekil 4b) ise Güneş'ten uzaklaştıkça azaldığı ve $z=100$ noktasında boyutsuz değer olarak 0.01 civarına yani $2.0 \times 10^{-6} \text{ kg/m}^3$ değerine düştüğü görülebilir.



Şekil 5. Radyal hız değişimleri



Şekil 6. Azimuthal hız değişimleri

Hızın çapsal bileşenine ait değişimlerin verildiği Şekil 5’te sunulduğu gibi radyal hız değişimleri ekvator civarındaki $\pm 67^\circ$ lik enlem bölgesinde daha yoğunlaşmıştır. 618 km/s olan çapsal hız ise Güneş’ten uzaklaştıkça (Şekil 5b) azalmakta ve $z=100$ noktasında boyutsuz değer olarak 0.01 civarına yani boyutlu olarak 6 km/s değerine düşmektedir. Azimuthal hız bileşeninin de Şekil 6’da görüldüğü gibi tıpkı radyal bileşene (Şekil 5) benzer bir davranış sergilemektedir. Sayısal değer olarak Güneş yüzeyinde 1.8 km/s olan azimuthal hız $z=100$ noktasında 0.02 km/s’ye kadar düşmektedir.

6. Tartışma ve Sonuç

Bu çalışmada sunulan parametrik modelimizde özel bir değişken ayrımı kullanılarak Güneş leke bandının üst kısmında ekvator düzlemi civarındaki bölgede bazı fiziksel parametrelerin dağılımları MHD denklemleri çözülerek incelenmiştir. Bu tip çalışmalar için gerek teorik gerekse gözlemsel oldukça çaba sarf edilmektedir. Bu bölüm, bulduğumuz sonuçların literatürdeki çalışmalarla karşılaştırılmasına ayrılmıştır.

Şekil 2 ve 3’te gösterilen manyetik alan bileşenlerinin Güneş yüzeyindeki boyutlu değerleri 5 G ve 0.02 G’tur. Bu değerler Priest (1983 ve 2000) çalışmaları ile uyumludur. Parker’ın (1958) yaptığı ve literatürde büyük öneme sahip olan atmosfer-rüzgar modelinde manyetik alanın 1 AU’daki değeri 3×10^{-5} G - 6×10^{-5} G arasında verilmektedir. Bu aralık bizim $z=100$ için bulduğumuz 0.2 mG - 0.5 mG aralığı ile son derece uyumludur.

Şekil 4’te görüleceği gibi yoğunluk Güneş yüzeyinden uzaklaştıkça 2×10^{-4} kg/m³ değerinden başlayarak azalmaktadır. Holveg (1992) yaptığı çalışmada kromosfer bölgesindeki yoğunluğu 10^{-4} kg/m³ olarak bulmuştur. Bu sonuçta çalışmamızla oldukça uyum içersindedir. Enlemsel olarak ise ekvator civarında ± 32 enlem bölgesinde bir yoğunlaştığı görülmektedir. Bu sonuçlar, Fan (2001 ve 2009) ve Hayashi (2006) çalışmalarında verilen Güneş atmosferi simülasyonları ile uyumludur.

Güneş yüzeyi için radyal ve azimuthal hız bileşenlerine ait boyutlu değerler sırasıyla 618 km/s ve 1.8 km/s’dir. Bu sonuçlarda diğer çalışmalar ile uyum içersindedir. Radyal bileşen tipik Güneş rüzgarı olup bir çok çalışmada elde edilmiştir (Priest, 1983 and 2000; Gombosi, 1998; Çavuş ve Kazkapan 2013). Weber ve Davis (1967), yaptıkları çalışmada azimuthal hız bileşenini, bizim sonucumuzla son derece uyumlu biçimde 2 km/s olarak hesaplamışlardır.

Sonuç olarak tekrar söylemekte fayda var. Bu çalışma zamansal değişimleri vermek yerine steady state denge durumu için çözümler sunmaktadır. Bu çalışmadan elde edilecek sonuçlar zamansal değişimlerin sunulduğu çalışmalar için başlangıç koşulu olma görevi görebilir.

Kaynaklar

- Antia H.M., Chitre S.M. ve Thompson M.J., 2000, A&A, 360, pp335–344.
Aschwanden M., 2006, Physics of the Solar Corona, Springer, pp1-36.
Baumann I., Schmitt D., Schüssler M. ve Solanki S.K., 2004, A&A, 426, pp1075–1091.
Brun, A.S., Miesch, M.S., Toomre, J., 2004, ApJ, 614, pp1073-1098.
Cavus H. ve Karafistan A.I., 2007, MNRAS, 380, pp142-148.
Cavus H. ve Karafistan A.I., 2010, Brazilian Journal of Physics, 40, pp160-165.
Cavus H. ve Kazkapan D., 2013, New Astronomy, 2013, 25, pp89–94.
Cavus H., 2009a, New Astronomy, 14, pp349-355.
Cavus H., 2009b, New Astronomy, 14, pp700-707.
Cavus H. ve Ilbikci N., 2016, Astrophysical Bulletin, 71, pp241-248.
Christensen-Dalsgaard, J., Däppen, W., Ajukov, S.V., Anderson, E.R., Antia, H.M., Basu, S., Baturin, V.A., Berthomieu, G., Chaboyer, B., Chitre, S.M., Cox, A.N., Demarque, P., Donatowicz, J., Dziembowski, W.A., Gabriel, M., Gough, D.O., Guenther, D.B., Guzik, J.A., Harvey, J.W., Hill, F., Houdek, G., Iglesias, C.A., Kosovichev, A.G., Leibacher, J.W., Morel, P., Proffitt, C.R., Provost, J., Reiter, J., Rhodes Jr., E.J., Rogers, F.J., Roxburgh, I.W., Thompson, M.J., Ulrich, R.K., 1996, Sci, 272, pp1286-1292.
Fan Y., 2001, ApJ, 554, ppL111-L114.
Fan Y., 2009, ApJ, 697, pp1529–1542



- Foukal P. and Jokiipi J. R., 1975, ApJ, 199, pp71-73.
Gombosi T.I., 1998, Physics of Space Environment, Cambridge University Press, pp221-225.
Hathaway D.H., 2010, Living Rev. Solar Phys., 7, pp1-65.
Hayashi K., 2006, Three-dimensional time-dependent MHD simulation model of the solar corona and solar wind, ILWS Workshop GOA, February 19-20, pp1-4.
Höppner K. ve Bittner M., 2009, Journal of Atmospheric and Solar-Terrestrial Physics, 71, pp1287-1292.
Knaack R., Stenflo J. O. and Berdyugina S. V., 2005, A&A, 438, pp1067-1082.
Lima J. J.G. ve Priest E.R., 1993, A&A, 268, pp641-649
Lima J. J.G., Priest E.R. ve Tsinganos K., 2001, A&A, 371, pp240-249.
Miesch M.S., Gilman P.A., 2004, Sol. Phys., 220, pp287-305.
Mouradian Z. ve Soru-Escout I., 1993, A&A, 280, pp661-665.
Pandey B. P., Vranjes J. and Krishan V., 2008, MNRAS, 386, pp1635-1643.
Parker E.N., 1955, ApJ, 122, pp293-314.
Parker E.N., 1958, ApJ, 128, pp664-676.
Priest E.R., 2000, Solar Magnetohydrodynamics, D. Reidel Publishing Company, pp280-324.
Rempel M., Schüssler M. ve Toth G., 2000, A&A, 363, pp789-799.
Schüssler M., Caligari P., Ferriz-Mas A. ve Moreno-Inseris F., 1994, A&A, 281, ppL69-L72.
Wang Y.M. ve Sheeley Jr N. R., 2003, , 591, pp1248-56.
Weber E. J. ve Davis Jr. L., ApJ, 148, pp217-227.

Atmosferde Meteorların Patlaması

Cihan Yavuz Örnek

İstanbul Üniversitesi, Deniz Bilimleri ve İşletmeciliği Enstitüsü, Fatih, İstanbul.

Özet: Meteorların atmosferde patlaması son derece nadir görülen astronomik olaylardır. En iyi bilinen meteor patlaması olayı Rusya'da Tunguska ve Chelyabinsk'de gözlenmiştir. Patlamalar esnasında gözleri bir an kör eder derecede, güneş ışığından 30 kat daha parlak ışık yayılmıştır. Haliyle meteorların çok yüksek enerji yayarak niçin patladıkları önemli bir araştırma konusu olmuştur. Salınan yüksek enerjinin kaynağını ve patlamanın sebebini meteorun atomlarından itibaren oluşumunda yani fiziksel ve kimyasal yapısında aranması gerekmektedir. Özellikle meteorun içindeki organik bileşiklerin dağılımı patlamanın esas sebebi olarak düşünülebilir. Bu çalışmada meteorların atmosferde patlamalarının en önemli sebebi olduğu düşünülen bünyelerindeki organik bileşiklerin atomlarından itibaren oluşumu detaylı bir şekilde incelendi.

Anahtar kelimeler: Meteor patlamaları, meteorların oluşumu, ekstrasolardiyer organik bileşikler

Abstract: The explosions of meteorites in atmosphere are amazingly rare natural phenomenon. The well-known airburst meteor phenomenon, was observed at Tunguska and Chelyabinsk, Russia. A blinding intense light from the airburst meteor is 30 times brighter than the sunlight. That the incident of explosion which comes out before the meteor impacts to the earth leads us to an inevitable question of how and why meteorites explode releasing such powerful energy. It makes us think that explosion of a meteorite or asteroid in atmosphere depends directly on its formation, physical and chemical structure. Especially organik components and their distribution in meteorites must be principle cause of the explosion. First of all it is necessary to find out how meteorites and asteroids are formed in space. In this paper the formation of meteorites and extraterrestrial organik compounds has been investigated in detail to understand the cause of their explosion in atmosphere.

Key words: Meteorite explosion, meteorite, extraterrestrial organik compounds

1. Giriş

Bilinen en meşhur meteor patlamaları 30 Haziran 1908 yılında Rusya'nın Tunguska kasabasında gözlenmiştir (Turco ve ark. 1981, 1982). 10-15 megaton gücüne sahip bir enerji yaymıştır. İkinci büyük meteor patlaması yine Rusya'nın Chelyabinsk kasabasında 15 Şubat 2013 yılında gözlenmiştir (Ozawa ve ark.2014, Brown ve ark. 2013). Bu patlamada yayınlanan enerji 500 kiloton civarındadır. Bir meteor patlaması aynı yükseklikte ve aynı güçteki bir nükleer patlamadan daha fazla yıkım yapar. Sismik



dalgalar oluşturarak depremlere sebep olur. Bir meteorun patlamasına sebep olan faktörleri anlamak için atomlarından itibaren formasyonunu, bünyesindeki ekstraterrestrial organik bileşiklerin (EOC) oluşumunu bunların kimyasal kompozisyonunu, katı madde içinde dağılımını ve yüksek sıcaklıkta davranışlarını her yönü ile inceleyen bir teori geliştirmek gerekmektedir.

2. Poroz (gözenekli) nano meteorların oluşumu

Güneş sisteminin oluşumu evresinde uzay boşluğunda demir başta olmak üzere diğer inorganik atomlar bir araya gelerek nano boyuttaki katıları ve kristalleri yani meteorları oluşturmaya başladılar. Yüksek ısıya sahip bu inorganik atomlar karışıp nano meteoritleri oluşurken yüksek ısıdan dolayı daha henüz gaz halinde bulunan, hiç bir bileşik oluşturamamış C, H, O, N, S ve P atomları nano meteorlar içinde hapsedildi. Başlangıçta uzay boşluğu içlerinde organik atomlar barındıran nano meteorlardan müteşekkildi.

Nano meteoritler bir araya gelmeye, yığılmaya başladıkları zaman sıcaklık H_2 , P, H_2O , H_2S , CH_4 , CO, CO_2 , NH_3 , and SO_2 gibi düşük molekül ağırlığına sahip çoğunluğu organik bileşiklerin oluşmasına imkân verecek kadar düşmüştü. Nano meteorlar agregasyona uğrayıp hacimleri günümüzdeki hali alırken küçük organik molekülleri içinde hapsedti. İçleri gazlarla dolu nano porozlar oluştu. Hapsedilmiş bu gazlar ısı, radyasyon ve metallerin katalizörlüğü ile reaksiyon vermeye başladılar. Nano boşluklar bir meteor organik laboratuvarı gibi reaksiyonlara sebep oldular.

3. Meteorlarda organik maddelerin oluşması

Güneş sisteminin oluşumundan beri meteorların içinde milyonlarca yıl boyunca sayısı milyonları aşan reaksiyonlar ve yeni bileşikler oluştu (Sephton 2002). Milyonlarca reaksiyonun ve ürünün oluşmasına mükemmel, çok zengin reaksiyon şartları sebep olmuştur. Bunlar katalizör görevi yapan nano yapıyı çevreleyen bütün toprak metalleri, ki meteor bünyesinde bütün metaller mevcuttur, ısı, basınç, serbest radikaller, kozmik ışınlar, MW, UV, IR gibi radyasyonlar ve kimyasal çeşitlilik sebep olmuştur (Brown ve ark. 2000, Frederich ve ark. 2002).

**Sorumlu Yazar E-Posta: yavuzornek@yahoo.com*

İlk reaksiyonlar H, C, O, N, S, ve P atomları arasında başlamış ve daha sonra bunlardan oluşan küçük moleküller arasında devam etmiştir. Milyonlarca yıl içinde oluşan moleküllerin bir kısmı veya tamamı bozulmuş ve bunlardan yeni moleküller oluşmuştur. Bu işlem milyonlarca yıl boyunca devam etmiştir. Bu yüzden meteorların içinde oluşan organik maddeleri belirlemek mümkün değildir. Çünkü pek çoğu polimerleşmiş veya bozulmuştur.

4. Meteorların atmosferde patlaması

Meteorların bünyesine hemen hemen homojen olarak nano boyutta dağılmış organik bileşikler meteorların atmosferde niçin patladıkları hakkında bir fikir vermektedir. Meteorların bünyesinde yaklaşık %3 oranında organik madde vardır ve bu maddeler bütün yapı içinde dağılmış bulunmaktadır. Meteor atmosfere girince yüksek hızından ve sürtünmeden dolayı yüzeyindeki ısı binlerce dereceye ulaşmaktadır. Meteor yere çarpmadan bu ısı iç kısımlara ulaştığı zaman iç kısımdaki organik maddeler aşırı ısı ile genişler ve iç basıncın artması ile meteor parlar. Patlama anında organiklerin yanması ile yüksek bir ısı ve ışık yayılır. Meteor içinde bulunan bütün serbest organik ve polimerlerdeki karbon, hidrojen, azot, kükürt ve fosfor yüksek ısı ile serbest kalırlar. Havanın oksijeni ile binlerce derecede patlama şeklinde yanarlar.

5. Sonuçlar

-Küçük meteorlar patlamaya fırsat bulmadan parçalanırlar. Çok büyük meteorlar yüksek hızlarından dolayı ısı iç kısımlara ulaşmadan yere çarparlar. Orta boy meteorlardan organikçe zengin olanlardan bazıları atmosferde patlar. Meteorun atmosfere giriş açısı, mevsim sıcaklığı, meteorun cinsi ve diğer faktörler meteorun patlamasına sebep olur. Meteorların atmosferde patlaması sadece havadaki sürtünme ve oluşan yüksek ısı ile açıklanamaz. Meteorun oluşumu, iç bünyedeki organiklerin dağılımı da patlamaya etki etmektedir.

6. Kaynaklar

- Brown, P. G., Assink, J. D., Astiz, L. 2013, Nature, 503, 238.
Brown, P. G., Hildebrand, A. R., Zolensky, M.E., ve ark. 2000, science, 290, 320.
Friedrich, J. M., Wang, M. S., ve Lipschutz, M. E. 2002, Geochim. Cosmochim. Acta, 67, 2467.
Ozawa, S., Miyahara, M., Ohtani, E., ve ark. 2014, Scientific Reports, 4, 5033.
Sephton, M. A., 2002, Nat. Prod. Rep., 19, 292.
Turco, R.P., Toon, O.B., Park, C., Whitten R.C., Pollack, J.B., ve Noerdlinger, P. 1982, Icarus, 50, 52
Turco, R.P., Toon, O.B., Park, C., Whitten R.C., Pollack, J.B., ve Noerdlinger, P. 1981, Science, 214, 19



Galaksimizin Birinci ve İkinci Çeyreğinde Bulunan 20 Açık Yıldız Kümesinin Temel ve Yapısal Parametrelerinin Belirlenmesi

İnci Akkaya Oralhan⁴, Yonca Karşlı¹, Raul Michel Murillo²

¹Erciyes Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, Kayseri, Türkiye.

²Observatorio Astronomico Nacional, Universidad Nacional Autonoma de Mexico, Ensenada, B.C. Mexico

Özet: Bu çalışmada F-G tayf türünden yıldızlar içeren 20 küme seçilmiştir. Bunların bir kısmı hiç çalışılmamış bir kısmı da az çalışılmış kümelerdir. Kümelerin CCD UB_V(R)_Ic fotometrik gözlemleri Universidad Nacional Autonoma de Mexico'ya bağlı San Pedro Martir Ulusal Gözlemevi'ndeki 0.84 m'lik f/13 Ritchey-Chretien teleskobundan alınmış ve indirgenmiştir. CCD UB_V(R)_Ic fotometrik verileri ile birlikte JHK_s fotometrik verilerinin birleştirilerek detaylı analizleri yapılmıştır. CCD UB_V(R)_Ic fotometrik gözlemlerinden elde edilen parametrelerin eş zamanlı olarak 2MASS analizlerinden elde edilen sonuçlarla karşılaştırılması da parametrelerin güvenilirliğini artırmıştır. Bu çalışmada 20 küme ayrıntılı çalışılmış ve 5 kümenin parametreleri ise ilk kez literatüre kazandırılmıştır. 19 kümenin metal ve ağır element bollukları belirlenmiştir.

Anahtar Kelimeler: Açık yıldız kümeleri; temel ve yapısal parametrelerin belirlenmesi, Fotometri; UB_V(R)_Ic ve 2MASS

Abstract: In this study, selected 20 clusters, containing F-G spectral type stars, have been never studied or less-studied before. CCD UB_V(R)_Ic photometric observations of the clusters have been taken from 0.84 m f/13 Ritchey-Chretien telescope in San Pedro Martir National Observatory which is connected to Universidad Nacional Autónoma de Mexico and then reduced. The detailed analyses have been made by combining CCD UB_V(R)_Ic photometry together with the JHK_s photometric data. Comparison of the parameters simultaneously obtained from CCD UB_V(R)_Ic photometric observations with the results obtained from the 2MASS analyses improved the reliability of the parameters. In this study, 20 clusters have been studied in detail and the parameters of 5 clusters among 20 are applied in the literature for the first time. Metal and heavy element abundances of 19 clusters were determined.

*Sorumlu Yazar E-Posta: iakkaya@erciyes.edu.tr



Key Words: Open star clusters; Determination of fundamental and structural parameters, Photometry; $UBV(RI)_c$ and 2MASS

1. Giriş

Bu çalışmada ki temel amaç, Galaksimizin birinci ve ikinci çeyreklerinde az çalışılmış ya da hiç çalışılmamış kümeler içerisinde seçilen kümelerin temel parametrelerinin belirlenmesi olmuştur. Seçim kriterleri arasında kümelerin metal bolluklarındaki eksikliği gidermeye katkı sağlayacak şekilde F-G tayf türünden yıldızlar içerdiği bilinen kümeler dikkate alınmış ve seçilen 20 küme içerisinde 19 kümenin metal bolluğu tahmini yapılmıştır. Seçilen 20 açık yıldız kümesinin temel parametreleri belirlenirken hem CCD $UBV(RI)_c$ hem de 2MASS (*The Two Micron All Sky Survey-İki Mikron Tüm Gökyüzü Taraması*) kataloğundaki JHK_s fotometrisinin kullanılmış olması oldukça geniş bir filtre aralığında çalışmamızı sağlamakla birlikte farklı teknikleri uygulamamıza da olanak vermiştir. Ayrıca küme üyelerinin tespiti için ise PPMXL (*A Proper Motion Catalog Combining USNO-B and 2MASS- USNO-B ve 2MASS Öz Hareketlerinin Birleştirilmiş Kataloğu*) veri kataloğundaki öz hareket verileri kullanılarak dikkatli bir üyelik belirleme sürecinden geçirilmiş ve her bir olası küme üyesi o bölgedeki yıldızların öz hareketlerine bakılarak hem 2MASS hem de $UBV(RI)_c$ veri setlerinde ayırt edilmiştir. Küme üyelikleri belirlendikten sonraki aşamada yapılan her bir analiz olası küme üyeleri üzerinde yoğunlaşarak yapılmıştır. Böylelikle küme üyesi olmayan yıldızların küme alanı içerisinde çıkarılmasıyla seçilen bu 20 açık yıldız kümesinin temel ve yapısal parametreleri daha doğru bir şekilde tespit edilmiştir. Kümelere ait CCD $UBV(RI)_c$ gözlemleri, *Meksika-Sierra San Pedro Martir (SPM)* gözlemeviden Eylül 2010 gözlem periyodu içerisinde 0.84 m'lik f/13 Ritchey-Chretien teleskobu ile yapılmıştır. Seçilen 20 küme içerisinde altı kümenin daha önce herhangi bir analizi yapılmamış ve hiçbirinin metal bolluğu tespit edilmemiştir. 20 küme için de aynı analiz yöntemleri kullanıldığından burada örnek teşkil etmesi bakımından sadece Be51 açık yıldız kümesinin grafikleri verilmiştir. Diğer kümeler için elde edilen parametreler tablolarda verilmiş olup, bu kümelerin grafiklerini ve detaylı analizlerini Karşı, Y., (2016) ait yüksek lisans tez çalışmasında bulabilirsiniz.

2. Gereç ve Yöntem

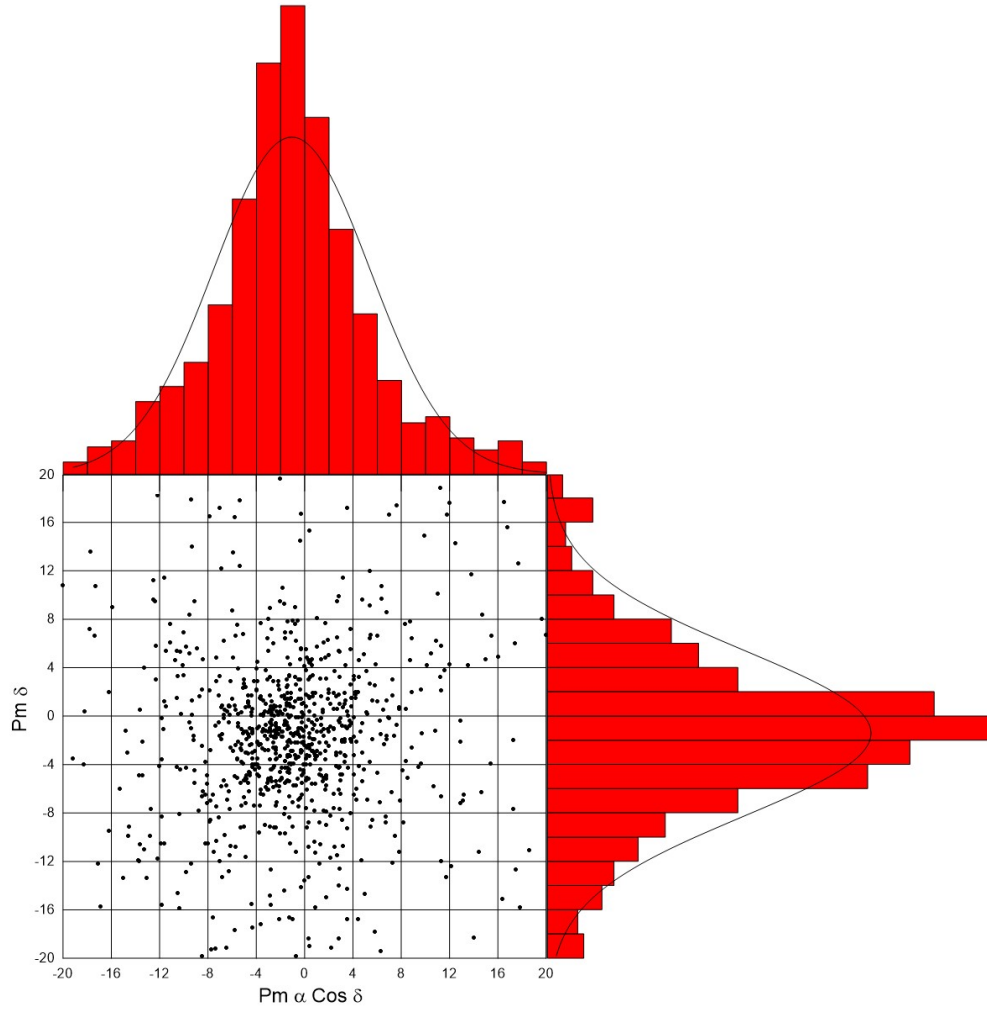
2.1. Fotometrik gözlemler ve veriler

Analizi yapılan 20 açık yıldız kümesinin CCD $UBV(RI)_c$ gözlemleri Sierra San Pedro Martir (SPM) gözlemeviden 0.84 m'lik f/13 Ritchey-Chretien teleskobu ile yapılmıştır. Bu teleskop üzerine 1024×1024 piksel alanlı ve $24 \mu m \times 24 \mu m$ piksel büyüklüğüne sahip *SiTe 1 (SI003) CCD* kamerası takılıdır. Kümelerin CCD $UBV(RI)_c$ gözlemleri yapılırken her bir küme için her filtrede uygun poz süreleri verilerek küme alanları gözlenmiştir. Küme alanının fotometrik gözlemlerdeki hassasiyetinin artırılması için aynı poz süreleri ile her bir filtrede uygun poz sürelerinde sırası ile $UBVRI - IRVBU$ olmak üzere iki veri seti alınmıştır. CCD fotometrisinin genel kalibrasyon süreçlerinin uygulanabilmesi için ise tüm gözlem boyunca yaklaşık 100 bias ve 50 dark görüntüsü alınmıştır (Akkaya İ., ve ark., 2010; Akkaya Oralhan İ., ve ark., 2015). Flat alanları gökyüzünün yıldız sayı yoğunluğu bakımından temiz gökyüzü alanlarına bakılarak gözlemin başında ve sonunda her filtrede alınmıştır.

CCD fotometri indirgemeleri ve dönüşümleri Açıklık ve PSF tekniği ile IRAF (Image Reduction and Analysis Facility) programındaki genel indirgeme teknikleri ve paketleri kullanılarak gerçekleştirilmiştir. 2MASS JHK_s verileri ise öz hareket verileriyle birlikte küme merkezinden yaklaşık 20 yaydakika'lık bölge için PPMXL kataloğundan alınmıştır (Skrutskie, M. F., ve ark., 2006; Röser, H. J., ve ark., 2010).

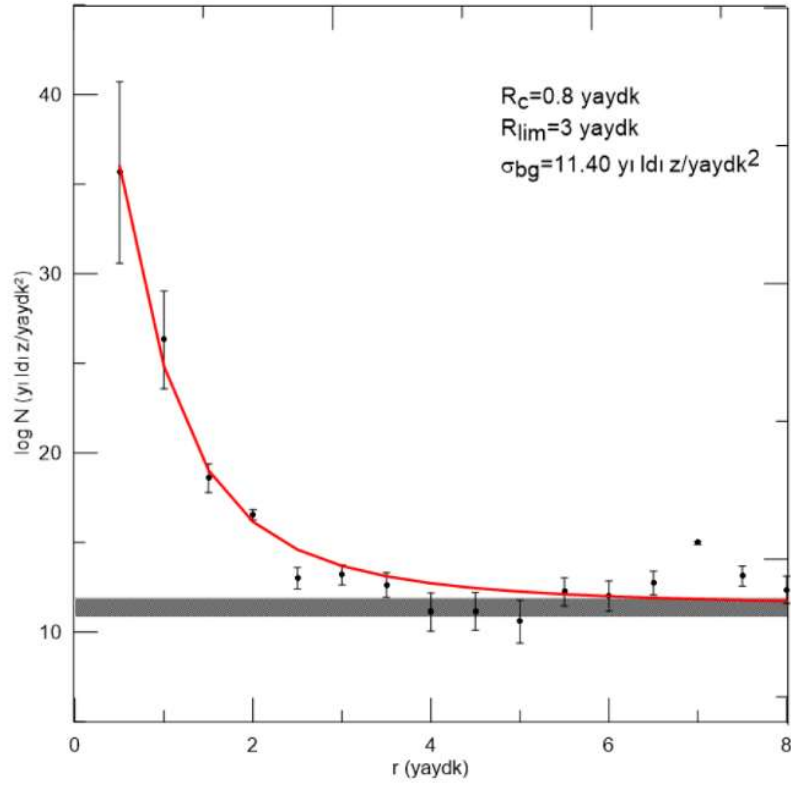
2.2. Analiz Yöntemleri

Kümelerin üye yıldızları belirlenirken ilk olarak küme içerisindeki her bir yıldız için PPMXL kataloğundan alınan sağ açıklık ve dik açıklığa göre öz hareket verilerinden belirsizliği ≥ 4.0 miliyaysaniyesi $\times$ yıl⁻¹ olan öz hareket verileri çıkarılmıştır. 2MASS verileri için ise fotometrik limiti $J \geq 16.5$ kadir olan veriler ile birlikte hataları 0.20 kadirden büyük olan J, H ve K_s verileri çıkarılmıştır (Tadross, A., 2011). Kümelerin merkezi koordinatlarından yaklaşık 20 yaydk'lık bir alan içerisinde kalan bölgede PPMXL kataloğundan alınmış veriler üzerinden Şekil 2.1'de ki gibi öz hareket dağılımları elde edilmiştir. Her bir histograma Gauss fonksiyonu uygulandıktan sonra da $\pm 1\sigma$ standart sapma değeri içerisinde kalan öz hareket verileri kümenin olası üyeleri olarak kabul edilmiştir. Bu standart sapma dışında kalan yıldızlar hem $UBV(RI)_c$ hem de JHK_s veri setlerinden ayıklanmıştır.



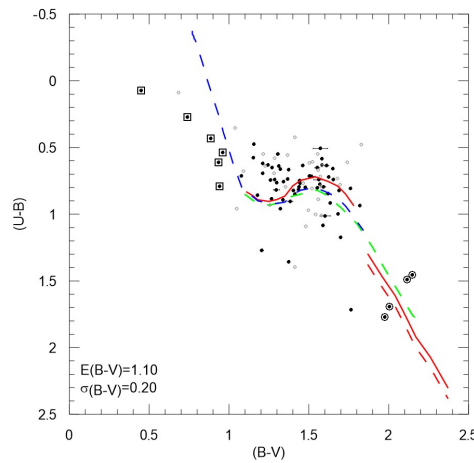
Şekil 2.1: Be 51 kümesinin öz hareket dağılımı. Burada “ $Pm(\alpha \cos \delta)$ ” ve “ $Pm(\delta)$ ” sağ açıklık ve dik açıklığa göre öz hareketleridir.

Kümelerin yapısal parametreleri küme üyesi yıldızların radyal sayı yoğunluklarını modelleyen üç parametrelili King profiliyle belirlenmiştir. King profili; $\sigma(R) = \sigma_{bg} + \sigma_{ok} / (1 + (R/R_{core})^2)$ eşitliğiyle tanımlanır (Bonatto, C., Bica, E., 2009). Eşitlikteki σ_{bg} , σ_{ok} ve R_{core} parametreleri sırasıyla arka alan yıldız sayı yoğunluğunu, kümenin merkezi yüzey sayı yoğunluğunu ve kümenin çekirdek yarıçapını tanımlamaktadır. Şekil 2.2’de Be51 kümesinin radyal yoğunluk profili verilmiştir. Kümeye ait bulunan çekirdek yarıçapı R_c , limit yarıçapı R_{lim} , arka alan yıldız sayı yoğunluğu σ_{bg} değerleri grafikte belirtilmiştir.



Şekil 2.2: Be 51 kümesinin radyal yoğunluk profili

Kümelerin yıldızlararası kızarması belirlenirken iki renk diyagramında hem dev hem de cüce yıldızlar olmak üzere oldukça geniş renk indekslerini içine almasından dolayı Schmidht-Kaler (1982) (SK) gözlemsel sıfır yaş anakolu kullanılmıştır (Schmidht Kaler, T., 1982). Diğer taraftan metal bolluğu belirlenirken $[M/H]=+0.12$ ile $+0.14$ dex arasında Güneş'in metal bolluğuna çok yakın ve 625 ± 50 Myıl yaşındaki bir açık yıldız kümesi olan Hyades'e ait gözlemsel anakol kullanılmıştır (Sandage, A., 1969). Hyades anakolu kullanılırken, $0.3 < (B-V)_0 < 0.6$ aralığında metal azlığı gösteren parlak F tayf türünden yıldızların dağılımlarından belirlenen $\delta(U-B)$ morötesi tekniğinden faydalanılmıştır. Şekil 2.3'de görüldüğü gibi SK kızarmamış $(U-B)_0 - (B-V)_0$ anakolu, $(U-B)$ eksenini boyunca $(U-B)_0 + 0.72 \times E(B-V) + 0.05 \times E(B-V)^2$ kadar, $(B-V)$ ekseninde ise $(B-V)_0 + E(B-V)$ kadar kızartılarak en iyi fit elde edilmiştir.



Şekil 2.3: Be 51 kümesinin $(U-B)-(B-V)$ diyagramı. Burada yeşil kesikli çizgi Hyades anakolunu, mavi kesikli çizgi SK kolunu, kırmızı sürekli çizgi ise küme için elde ettiğimiz eş metal bolluğu çizgisini, kare içindeki yıldızlar olası BS, yuvarlak içindeki yıldızlar olası RG adaylarını temsil etmektedir.

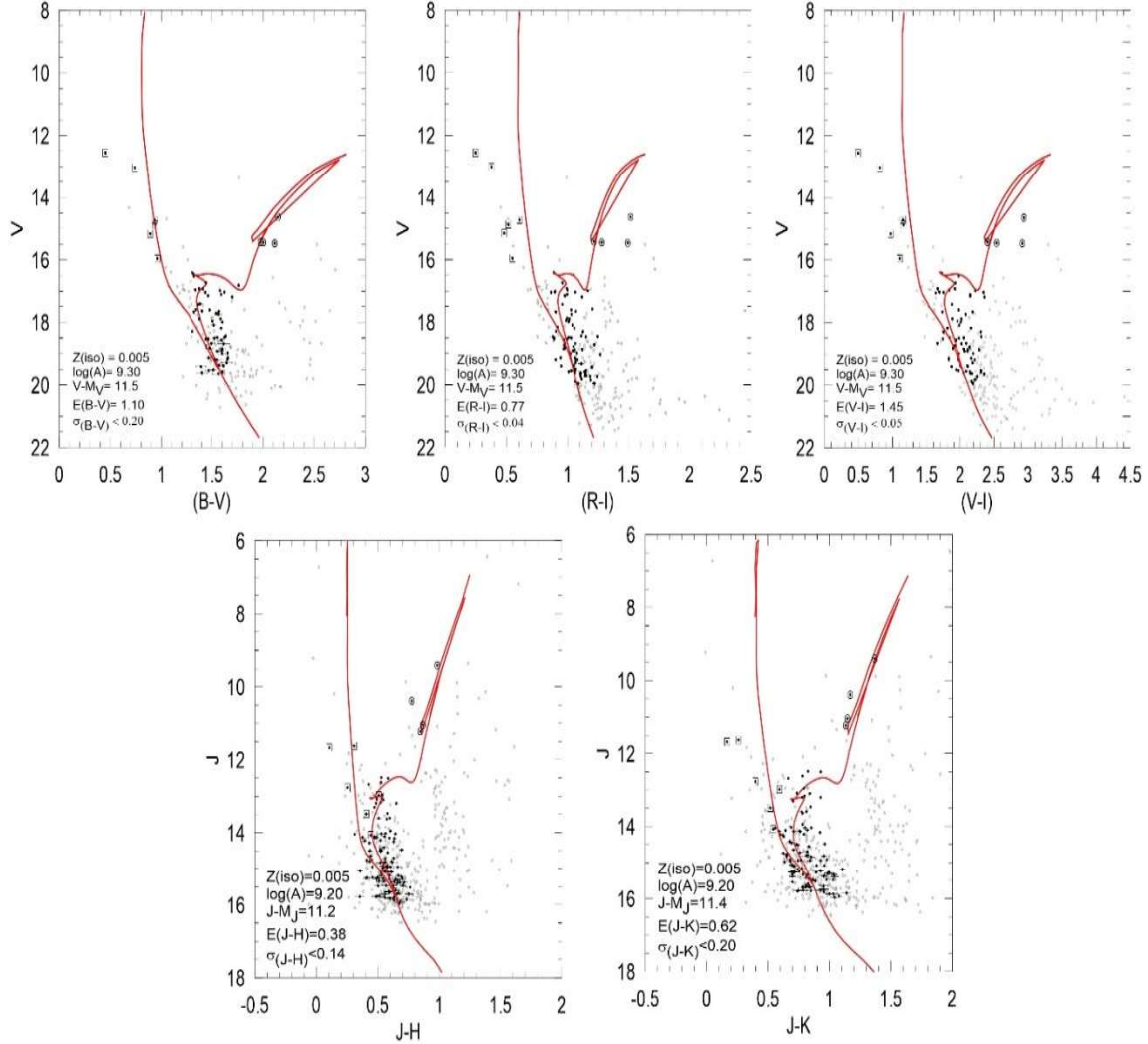
Fotometrik metal bolluğu ($[M/H]$) ise F-tipi yıldızların Hyades koluna göre iki-renk diyagramındaki metal azlığı gösteren yıldızlardan hareketle $\delta(U-B)$ morötesi artışı belirlenir ve $(B-V)_0=0.6$ değerine normalize edilerek $[M/H]-\delta(U-B)_{0.6}$ dönüşümlerinden kümenin $[M/H]$ değeri belirlenir (Lata, S., ve ark., 2012). Daha sonra fotometrik metal bolluğu $Z=Z_{\odot}.10^{[M/H]}$ ifadesinden ağır element bolluğu Z' 'ye dönüştürülür. Bu yöntemle bulunan kızarma değerleri renk-kadir diyagramlarında kümenin ana kolu ile eş yaş çizgilerinin iyi bir şekilde fit olmasını sağlamaktadır.

Çizelge 2.1: 20 kümenin metal ve ağır element bollukları ile birlikte bunların eldesinde kullanılan parametreler.

Küme	$\langle(B-V)_0\rangle$	$(U-B)_0$	$\langle(U-B)_{0,EM}\rangle$	$\delta(U-B)_0$	$\delta(0.6)$	$[M/H]$	Z
Be 45	0.45	0	-0.045	0.045	0.052	-0.14	0.011
Be 51	0.5	0.01	-0.09	0.1	0.111	-0.5	0.005
Be 52	-	-	-	-	-	-	0.015
NGC 6694	0.4	0.01	-0.071	0.081	0.096	-0.41	0.006
Arc 01	0.4	0.01	-0.03	0.04	0.048	-0.12	0.011
Di 06	0.5	0.03	-0.01	0.04	0.044	-0.1	0.012
Di 07	0.45	0	-0.05	0.05	0.063	-0.2	0.009
Di 08	0.45	0	-0.07	0.07	0.086	-0.34	0.007
Di 11	0.4	0	-0.065	0.065	0.074	-0.27	0.008
Feib 01	0.42	0.006	-0.035	0.041	0.047	-0.12	0.011
Kr 03	0.45	0	-0.025	0.025	0.028	-0.015	0.014
Be 55	0.45	0	0.075	0.075	0.089	-0.36	0.006
Ki 02	0.45	0	-0.05	0.05	0.063	-0.2	0.009
NGC 436	0.44	0.04	-0.058	0.098	-0.113	-0.52	0.005
NGC 457	0.44	0.038	-0.05	0.088	0.1	-0.44	0.005
NGC 884	0.5	0.03	-0.04	0.07	0.077	-0.29	0.008
Ki 06	0.45	0	-0.025	0.025	0.028	-0.015	0.015
Be 97	0.5	0.01	-0.06	0.07	0.077	-0.29	0.008
Juc 09	0.5	0.03	-0.03	0.06	0.066	-0.22	0.009
NGC 1548	0.45	0	-0.025	0.025	0.028	-0.015	0.014

Açık yıldız kümelerinin (V-Mv) uzaklık modülü, PARSEC teorik eş yaş eğrilerinin kümelerin V-(B-V), V-(R-I), V-(V-I), J-(J-H), J-(J-K) renk-kadir diyagramlarında kümenin standart sönükleşme kanunlarına göre renk artıkları dikkate alınarak, dikey mutlak kadir ekseninde ve yatay renk indeksi ekseninde kaydırılarak elde edilir. Benzer şekilde kümeler için uzaklık modülü ve

yaşların tespitinde beş farklı renk-kadir diyagramı elde edilen Z değerlerinde alınan PARSEC eşyaş çizgileri ile fit edilmiştir. Şekil 2.4'deki diyagramlardan üç tanesi (V-(B-V), V-(R-I), V-(V-I)) SPM'den alınan CCD UBVR(I)c fotometrisine ait iken diğer iki tanesi (J-(J-H), J-(J-K)) 2MASS JHKs fotometrisine aittir.



Şekil Error! No text of specified style in document..4. Be 51 kümesinin beş farklı renk indeksine ait renk-kadir diyagramı. Altta ki yaşlı çizgi kümenin yaşı için tahmini bir yaş değeri verirken üstteki genç çizgi PARSEC eş yaş çizgilerine ait en genç yaşı $\log(A)=6.6$ temsil etmektedir. Burada açık gri ile belirtilen yıldızlar küme limit yarıçapı içerisinde kalan ve PPMXL verilerinden itibaren temizlenmiş alan yıldızları ile gözlemsel hataları çok büyük olan küme üyesi olmayan yıldızları temsil etmektedir.

3. Sonuçlar

-20 açık yıldız kümesinin bu çalışmada elde edilen temel ve yapısal parametreleri bir arada Çizelge 3.1'de detaylı olarak verilmiştir. Bu tabloda görüldüğü gibi Be 52 kümesi haricinde, diğer 19 kümenin metal ve ağır element bollukları ilk kez bu çalışmada yapılan analizlerle belirlenmiştir. Be 52 kümesi küme oldukça sönük bir küme olduğundan kümenin U filtresinde alınan CCD gözlemlerinin hata değerleri oldukça büyüktür. Bu yüzden bu çalışmada oldukça az sayıda yıldız görülebilmektedir. Bu yüzden Be 52 kümesinin daha uzun poz süreli detaylı gözlemlerinin yapılması önerilmektedir. Ağır element bolluğu belirlenemeyen bu küme için kabul edilen bolluk değeri $Z=0.015$ olarak güneş bolluğunda alınmıştır. Bunun haricinde Ki 06 kümesi Hyades koluna göre çok fazla morötesi farklılığı göstermediğinden bu kümenin ağır element bolluğu da güneş bolluğunda alınmıştır. 20 küme için elde edilen metal ve ağır element bollukları Çizelge 2.1'de detayları ile birlikte verilmiştir. Herbir kümenin WEBDA veri tabanından aldığımız literatür karşılaştırılmasında detaylandırıldığı gibi Arc 01, Di 11, Feib 01, Kr 03, Juc 07 ve NGC 1548 açık yıldız kümeleri için daha önce yapılmış herhangi bir çalışma mevcut olmayıp bu kümelere ait ilk detaylı analiz bu çalışma kapsamında yapılmıştır. Bunların haricinde hem CCD UBVR(I) hemde JHK'da verisi mevcut ve analizi yapılmış küme sayısı sadece iki tanedir. Bu kümeler ise Be 51 ve NGC 884 kümeleridir. Sadece CCD UBVR(I) fotometrisinde

analizi yapılan kümeler ise Be 45, Be 52, Be 55, Ki 02, NGC 436, NGC 457 ve Ki 06 açık yıldız kümeleridir. Di 06, Di 07, Di 08 ve Be 97 açık yıldız kümeleri ise WEBDA veri tabanında sadece JHK verilerine sahiptir. Çalışmanın çıktısı olarak başta 19 kümenin metal bolluklarının literatüre kazandırılmıştır. Ayrıca 20 kümenin üyelerinin tespiti için ise PPMXL (*A Proper Motion Catalog Combining USNO-B and 2MASS- USNO-B ve 2MASS Öz Hareketlerinin Birleştirilmiş Kataloğu*) veri kataloğundaki bu kümelere ait öz hareket verileri ilk kez bu çalışmada kullanılmıştır. Bu öz hareket verileri kullanılarak 20 küme dikkatli bir üyelik belirleme sürecinden geçirilmiş ve her bir olası küme üyesi o bölgedeki yıldızların öz hareketlerine bakılarak hem 2MASS hem de *UBV(RI)*_C veri setlerinde ayırt edilmiştir. Küme üyelikleri belirlendikten sonraki aşamada yapılan her bir analiz olası küme üyeleri üzerinde yoğunlaştırılarak yapılmıştır. Böylelikle küme üyesi olmayan yıldızların küme alanı içerisinde çıkarılmasıyla seçilen bu 20 açık yıldız kümesinin temel ve yapısal parametreleri daha doğru bir şekilde tespit edilmiştir.

-Kümelere ait bu çalışmanın detayları şekil, grafik ve tablolarla desteklenerek Karşı, Y., (2016) yüksek lisans tez çalışmasında sunulmuştur. Kümelere ait detaylı bilgilere bu çalışmadan ulaşabilirsiniz.

Çizelge 3.1: 20 kümeye ait E(B-V) renk artışı, metal ve ağır element bolluğu ([M/H], Z), (V-M_v)₀ uzaklık modülü ve d (kpc) uzaklık, (Log A, A) (A/yıl, Gyl) yaşa ait ortalama değerler ile R_{GC} (kpc) Galaksi merkezinden uzaklık değerleri.

Küme	l(°)	b(°)	E(B-V)	[M/H]	Z	(V-M _v) ₀	d(kpc)	Log(A)	A(Gyl)	R _{GC} (kpc)
Be 45	93.027	1.798	0.95±0.11	-0.14±0.11	0.011±0.003	12.04±0.09	1.90±0.04	9.05±0.06	1.12±0.017	6.94
Be 51	72.147	0.291	1.10±0.21	-0.50±0.12	0.005±0.001	11.37±0.07	1.88±0.06	9.24±0.06	1.71±0.28	7.92
Be 52	67.891	-3.130	1.30±0.11	0.00	0.015	12.47±0.10	3.13±0.06	9.32±0.05	2.07±0.30	7.68
NGC 6649	21.635	-0.785	1.30±0.11	-0.41±0.12	0.006±0.002	10.89±0.06	1.50±0.04	8.14±0.03	0.31±0.01	6.92
Arch 01	38.256	1.778	1.50±0.20	-0.12±0.10	0.011±0.002	9.86±0.11	0.93±0.05	9.27±0.05	1.88±0.23	7.58
Di 06	19.588	-1.022	0.80±0.07	-0.10±0.11	0.012±0.003	11.50±0.07	1.99±0.06	8.99±0.05	0.97±0.14	6.45
Di 07	58.276	-2.454	0.45±0.16	-0.20±0.10	0.009±0.002	13.38±0.04	4.75±0.08	9.15±0.04	1.43±0.13	7.07
Di 08	50.336	-7.821	0.20±0.07	-0.34±0.17	0.007±0.003	12.24±0.02	2.79±0.02	9.60±0.04	3.91±0.04	6.86
Di 11	73.884	3.275	0.35±0.07	-0.27±0.11	0.008±0.002	12.46±0.03	3.10±0.03	9.59±0.06	3.85±0.56	8.01
Feib 01	75.827	1.130	0.38±0.11	-0.12±0.11	0.011±0.003	11.60±0.04	2.08±0.04	9.40±0.04	2.51±0.29	8.04
Kr 03	44.458	-7.376	0.75±0.13	-0.02±0.10	0.014±0.003	12.07±0.04	2.59±0.04	8.60±0.03	0.39±0.03	6.69
Be 55	93.027	1.798	1.10±0.07	-0.36±0.12	0.006±0.002	10.09±0.06	1.04±0.03	9.44±0.03	2.77±0.18	8.41
Ki 02	122.874	-4.688	0.35±0.07	-0.20±0.10	0.009±0.002	13.50±0.02	4.99±0.06	9.68±0.05	4.70±0.68	11.78
NGC 436	126.111	-3.909	0.46±0.08	-0.52±0.12	0.005±0.001	11.97±0.03	2.47±0.04	7.87±0.05	0.07±0.01	9.96
NGC 457	126.635	-4.383	0.46±0.08	-0.44±0.12	0.005±0.001	11.96±0.03	2.46±0.03	7.45±0.05	0.03±0.004	9.94
NGC 884	135.052	-3.582	0.48±0.07	-0.29±0.11	0.008±0.002	11.60±0.04	2.09±0.03	7.33±0.05	0.02±0.003	9.89
Ki 06	143.361	-0.076	0.50±0.07	-0.01±0.10	0.015±0.003	9.20±0.05	0.69±0.01	8.59±0.05	0.39±0.05	8.86
Be 97	106.656	0.379	0.80±0.07	-0.29±0.11	0.008±0.002	11.78±0.04	2.27±0.04	8.60±0.03	0.39±0.03	8.21
Juc 09	145.120	3.680	0.78±0.10	-0.22±0.11	0.009±0.002	13.10±0.07	4.17±0.31	7.55±0.07	0.03±0.007	11.96
NGC 1548	162.895	-9.180	0.65±0.07	-0.01±0.10	0.014±0.003	12.40±0.07	3.02±0.22	9.35±0.04	2.24±0.21	11.22

TEŞEKKÜR: Bu çalışma TÜBİTAK 114F123 No'lu ve “Galaksimizin Birinci Ve İkinci Çeyreğinde Bulunan 20 Açık Yıldız Kümesinin Temel Ve Yapısal Parametrelerinin Belirlenmesi” isimli proje ile desteklenmiştir.

4. Kaynaklar

Karşı, Y., 2016. Seçilen Bazı Açık Yıldız Kümelerinin Temel ve Yapısal Parametrelerinin Belirlenmesi, Erciyes Üniversitesi Fen Bilimleri Enstitüsü, Yüksek Lisans Tezi

Akkaya, İ. Schuster, W. J., Michel, R., Chavarria, K. C. Moitinho, A., Vázquez, R., Karatas, Y., 2010. CCD UBVR photometry

of the galactic open clusters: Be 89, Ru 135, and Be 10, *RevMex*, 46: 385-430

Akkaya Oralhan, İ., Karataş, Y., Schuster, W.J., Michel, R., Chavarria, K. C., 2015. CCD UBVR(I)C Photometry of twenty open clusters, *New Astronomy*, 34: 195-210.

Skrutskie, M. F., Cutri, R. M., Stiening, R., Weinberg, M. D., Schneider, S., Carpenter, J. M., Beichman, C., Capps, R., Chester, T., Elias, J., 2006. The two micron all sky survey (2MASS), *Astrophysical Journal Supplement Series*, 131: 1163-1183.

Röser, H. J., Hippelein, H., Wolf, C., Zatloukal, M., Falter, S., 2010. The heidelberg infrared optical cluster survey, *Astronomy&Astrophysics*, 513: 15.

Tadross, A., 2011. A catalog of 120 NGC open star cluster, *Journal of The Korean Astronomical Society*, 44: 1-11.

Bonatto, C., Bica, E., 2009. Probing the age and structure of the nearby very young open clusters NGC 2244 and NGC 2239, *Mon. Not. R. Astron. Soc.*, 394: 2127-2140.

Schmidt-Kaler, T., 1982. *Numerical Data and Functional Relationships in Science and Technology*, Springer, Berlin, 14-16 pp.

Sandage, A., 1969. Isochrones, ages, curves of evolutionary deviation, and the composite C-M diagram for old galactic clusters, *Astrophysical Journal Supplement Series*, 158: 1115-1136.

Lata, S., Pandey, A. K., Sagar, R., Mohan, V., 2012. Integrated photometric characteristics of galactic open star cluster, *Astronomy&Astrophysics*, 388: 158-167

Güneş-Benzeri Titreşim Yapan Evrimleşmiş Yıldızların Temel Özelliklerinin Titreşim Frekanslarından Bulunması

Zeynep Çelik Orhan¹, Mutlu Yıldız¹

¹Ege Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri, İzmir, Türkiye.

Özet: Bu çalışmada CoRoT ve Kepler uzay araçları ile gözlenen düşük genliğe sahip olan Güneş benzeri titreşim yapan evrimleşmiş yıldızlar incelenmiştir. Bu yıldızların atmosfer dışı yöntemlerle gözlenen frekansları kullanılarak yıldızların temel parametreleri arasında ilişkiler elde edilmiştir. Bu çalışmada ise büyük ayrılmadaki minimumların frekanslarının tanısal gücü ve literatürdeki yeni ölçeklendirme ilişkisi kullanılmıştır. Böylece farklı yöntemlerle elde edilen kütle, yarıçap, ısıtma ve yaş gibi yıldızların temel parametreleri saptanmıştır. Bu elde edilen parametreler birbiriyle kıyaslanmıştır. Ayrıca literatürdeki ölçeklendirme ilişkisi birinci adyabatik üs kullanılarak güncellenmiştir.

Anahtar Kelimeler: Güneş benzeri titreşimler, evrimleşmiş yıldızlar, asteroseismoloji, yıldız iç yapısı ve evrimi.

Abstract: In this study solar-like oscillation evolved stars, which observed CoRoT and Kepler, were investigated. Relations between the fundamental properties of the stars have been obtained by using the observed frequencies for these stars. In this study, the diagnostic power of the frequencies of the large separation minima and the new scaling relations in the literature were used. Thus, the fundamental parameters of stars such as mass, radius, luminosity and age obtained by different methods have been determined. These obtained parameters are compared with each other. Moreover, the scaling relation in the literature has been modified using the first adiabatic exponent.

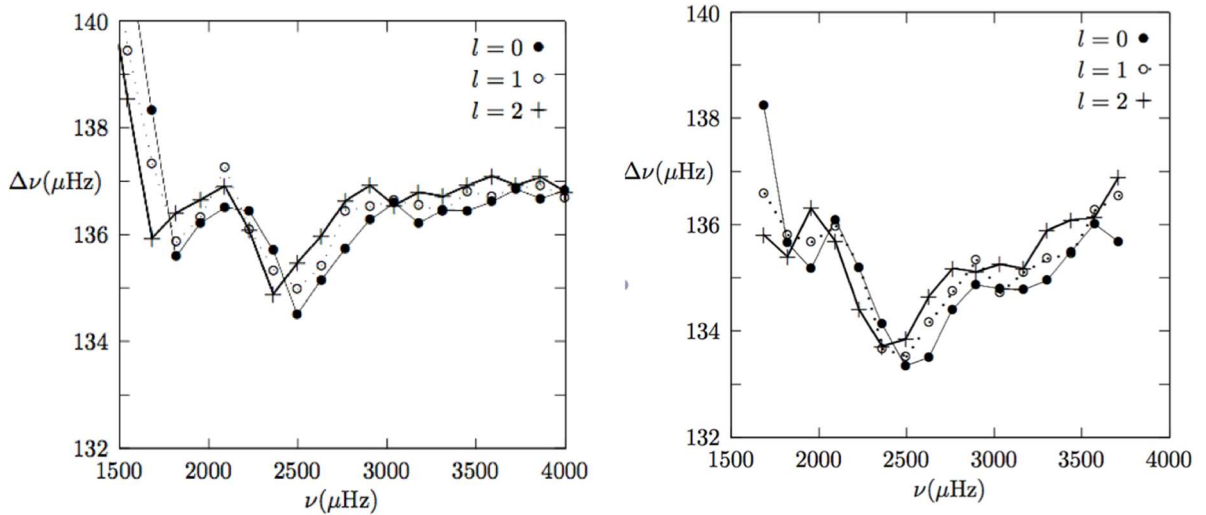
Key Words: solar-like oscillations, evolved stars, asteroseismology, structure and evolution of star.

1. Giriş

Astrofiziğin temel amaçlarından biri yıldızların iç yapısını ve evrimini anlamaktır. Ancak bunun için gerekli olan yıldızların iç katmanlarına ait bilgiler doğrudan gözlemler ile elde edilemez. Yıldızlardan gerek tayfçekker gerekse ışıkölçer yardımıyla alınan yegane bilgi kaynağı olan foton, yıldızların yüzey katmanlarıyla ilgili bilgi taşımaktadır. Bu gözlem yöntemleriyle yıldızların tayf türü, sıcaklığı, rengi ve çekim kuvveti (log g) duyarlı bir şekilde belirlenebilir. Bu gözlem verilerinin yanı sıra temel parametreler olarak bilinen; kütle, yarıçapın, metal bolluğunun, ısıtmanın ve yaşında duyarlı bir şekilde belirlenmesi yıldızları yapı ve evrimini anlayabilmek için gereklidir.

Yıldızların yapı ve evriminde başrol oynayan iki parameter: kütle ve kimyasal kompozisyonudur. Bu parametrelerin duyarlı bir şekilde belirlenmesi oldukça önemlidir. Örneğin, değişen yıldızların (parlaklığı zamanla değişim gösteren yıldızlar) özel bir sınıfı olan örten çift yıldızların ışık ve dikine hız eğrilerindeki dönemsel ve/veya dönemsel olmayan değişimlerden faydalanarak kütle ve yarıçap belirli bir duyarlılıkla doğrudan elde edilmektedir. Anakol yıldızları için kütle, kütle-ısıtma bağıntısından dolayı olarak belirlenebilir. Yine de gözlem verilerinden faydalanarak özellikle tek yıldızlar için kütle ve yarıçap verilerinin elde edilmesi oldukça zordur. Bu yüzden yıldızların kütle tespiti için kullanılan bir başka yöntem ise astrofizikçiler tarafından yapılan yıldız iç yapı modelleridir. Bu modeller yapılırken yıldızın gözlemler ile belirlenen ısıtma, sıcaklık, log g ve renk ölçeği (B-V) vb. parametreleri girdi olarak alınır. Böylece bu gözlem parametreleri ile uyumlu çok sayıda model elde edilir. Elde edilen bu kuramsal modellerin çıktı dosyasından, kütle ve yarıçap hatta yıldızlar için belirlenmesi zor olan yaş belirlenebilir. Ancak yıldızların iç kısımlarını gözleyemediğimiz için yapılan bu modellerin ne kadar gerçekçi olduğuna dair kesin bir bilgi yıldızlar üzerine sismolojik çalışmalar yapıldıkça kadar yoktu. Bu nedenle yapılan modellerle, yıldızların gözlenebilen katmanları çok iyi açıklansa da veri alamadığımız özek için belirsizlik taşımaktaydı. Bu konuda astrofizikçilere ışık tutan yeni gözlemsel çalışma alanları; Güneş sismolojisi (helyosismoloji) ve yıldız sismolojisi (asterosismoloji)'dir. Bu gözlemler ile elde edilen titreşimlerden faydalanarak başta özek olmak üzere diğer iç katmanlar hakkında detaylı bilgi sahibi olunabilir. Sismoloji sayesinde elde edilen duyarlı gözlem verileri ile yıldızların merkezinden yüzeyine kadar olan katmanların "sesi" görülebilir. Örneğin bu sayede, Güneş ve güneş benzeri yıldızlar için yapılan modellerde difüzyonun etkisinin göz ardı edilemeyeceği ortaya çıkmıştır.

Atmosfer dışı gözlem araçlarıyla yıldız sismolojisinde gözlemsel olarak ivmeli bir dönem başlasa da bu alanda kuramsal çalışmalar 1900'lü yıllara dayanmaktadır. Bu dönemde yakın olduğu için beş dakika gibi kısa bir sürede Güneş'in yüzeyinde milyonlarca titreşim alınmıştır. Bu titreşimler Grec ve ark. (1980), Varonsov & Marchenkov (1983) ve birçok isim tarafından detaylı olarak incelenmiştir. Heliosismoloji sayesinde Güneş'in konvektif katmanının tabanı ve He bolluğu oldukça duyarlı şekilde elde edilmiştir. Daha sonra Brown ve ark. (1991), Kjeldsen & Bedding (1995) ve Belkacem ve ak. (2011) Güneş'in iki referans frekansı ($\Delta\nu_{\odot}$ ve $\nu_{\max,\odot}$) ile yıldızların referans frekanslarını ($\Delta\nu$ ve $\nu_{\max}$) oranlayarak ölçeklendirme ilişkisini geliştirmiştir. Bu şekilde tek yıldızların sadece gözlemsel verileri kullanılarak yıldız iç yapı modelleri çalışan astrofizikçiler için önemli olan kütle ve yarıçapı belli duyarlılıkta hesaplanmıştır. Bu ölçeklendirme ilişkisinden elde edilen kütle ve yarıçapı Metcalfe ve ark. (2014) ve Mathur ve ark. (2013) tarafından AMP evrim kodu ile test edilmiştir. Frekans verileri kullanılarak kütle ve yarıçap sırasıyla %8-10 ve %2-3 duyarlılık ile belirlenmektedir. Günümüzde de bu yöntemin ne kadar geçerli olduğu ve duyarlılığını arttırmak amacıyla çok sayıda çalışma ve test yapılmaktadır. (White ve ark. 2011, Stello ve ark. 2011, Hubber ve ark. 2011, Mosser ve ark. 2012 vb.). Bu çalışma kapsamında, model ve modellerden elde edilen frekanslar analiz edildi. Bu kapsamda iki yeni referans frekansı saptandı. Modellerde gözlenen bu minimum frekanslara başta Güneş olmak üzere CoRoT ve Kepler tarafından gözlenen güneş benzeri titreşim yıldızlarında da (Şekil 1) rastlanıldı. Şekil 1'de ANKİ evrim kodu ile elde edilen difüzyonlu Güneş modelinin ile BiSON gözlem verilerinden elde edilen frekansların büyük ayrılmaya karşın frekans grafiği görülmektedir. Bu iki grafikte de büyük ayrılmada minimumlar görülmektedir. Modellerde gözlenen bu düşmelerin duyarlı gözlem frekanslarında da gözlenmesi bu alandaki çalışmalarımızda oldukça bizi motive etti.



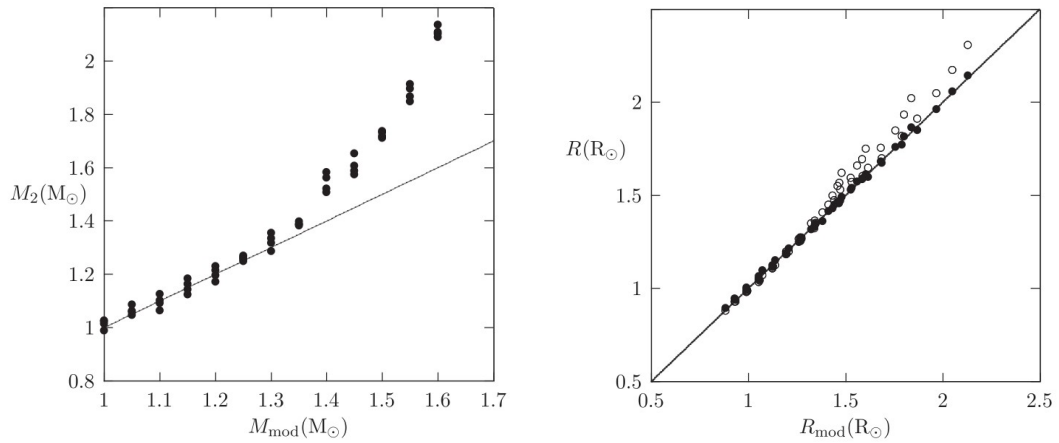
Şekil 1: Sağ taraftaki grafikte ANKİ evrim kodu ile elde edilen Güneş modelinde gözlenen $l=0, 1, 2$ ve 3 frekanslarındaki düşmeler. Sol taraftaki ise Güneş'in BiSON (Chaplin ve ark. 1999) gözlem verilerinden elde edilen $l=0, 1, 2$ ve 3 frekansları için büyük ayrılmaya karşın frekans grafiği.

Bu çalışmada ANKİ evrim kodu (Ankara-İzmir, Bilgi Tanrısı, Ezer & Cameron 1965) kullanıldı. Modellerin ADIPLS kodu (Christensen-Dalsgaard, 2008) ile adyabatik titreşim frekansları hesaplandı. Elde edilen çok sayıda titreşim frekansları incelenerek iki yeni referans frekans tanımlandı. Bu yeni frekanslar, $\nu_{\max}$ ve $\Delta\nu$ verileri kullanılarak temel parametreler elde edildi. Bu çalışma MNRAS 'ta yayınlandı (Yıldız ve ark. 2014, Makale 1). ANKİ evrim kodu kullanılarak $0.8 - 1.3 M_{\odot}$ kütle aralığı için $0.05 M_{\odot}$ aralıklar ile iç yapı modelleri yapıldı. Bu kod için Güneş kimyasal kompozisyonu hidrojen bolluğu (X) 0.7024 ve ağır element bolluğu (Z) 0.0172 olarak alındı. Güneşin konvektif parametre (α) değeri 1.98 alındı. Modellerden elde edilen merkez hidrojen bolluğu (X_c) 0.70, 0.53, 0.35 ve 0.17 değerleri için ADIPLS titreşim paketi (Christensen-Dalsgaard, 2008) ile adyabatik titreşim frekansları hesaplandı. Bu sayede farklı kütledeki aynı görelî yaştaki modeller birbiri ile kıyaslanabildi. Görelî yaş ($t_{\text{gör}}$), modellerden elde edilen anakol yaşının (t_{anakol}) farklı X_c 'deki yaşa (t) olan oranıdır ($t_{\text{gör}} = t / t_{\text{anakol}}$). Anakola oturduğu ilk an olan sıfır anakol yaşına (ZAMS) modelin $t_{\text{gör}}$ değeri oldukça küçüktür ($X_c=0.7$). $t_{\text{gör}}=1$ olduğu durumda ise yıldız anakolu terk etmek üzeredir (TAMS). Diğer X_c değerleri için (0.53, 0.35 ve 0.17) sırasıyla $t_{\text{gör}}$ değerleri yaklaşık olarak 0.30, 0.50 ve 0.75'tir.

Daha sonra bu ANKİ evrim kodu ile yapılan modeller daha geniş kütle ($0.75-1.60 M_{\odot}$), metal bolluğu ($Z=0.0172, 0.222$,

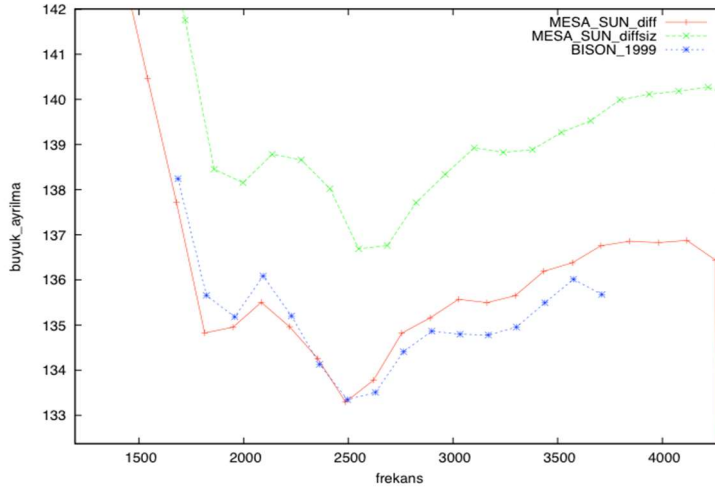
0.0272,0.322) ve helyum bolluğa ($Y = 0.2804, 0.3004, 0.3204$) göre yeniden elde edildi. Böylece değişen metal ve helyum bolluğuna göre minimumların ve elde edilen ölçeklendirme ilişkisinin nasıl değiştiğine bakıldı. Bu çalışma sonucunda özellikle ölçeklendirme ilişkisinde kütle belirlenmesinde helyum ve metal bolluğunun oldukça etkili olduğu sonucuna varıldı. Ayrıca artan kütle ile Makale 1’de elde edilen ilişkilerin değiştiği gözlemlendi. Şekil 2’de model kütle ve yarıçap

ilişkileri hesaplanan kütle ve yarıçap ile birlikte verilmiştir. Şekil 2’de görüldüğü gibi özellikle kütle grafiğinde $M > 1.40 M_{\odot}$ ’ten sonra keskin bir farklılaşma görülmektedir. Yarıçapların kıyaslanmasında daha az bir ayrılma görülmektedir. Bu çalışma ile elde edilen sonuçlar MNRAS’ta yayınlandı (Yıldız ve ark. 2015).



Şekil 2: Güneş kompozisyonundaki ANKİ evrim kodu ile genişletilmiş kütle aralığından elde edilen sonuçlar.

Ayrıca, elimizde Güneş ve Procyon olmak üzere 90 tane güneş benzeri titreşim yıldızlarının gözlem verisi literatürden elde edildi. Bu gözlem verilerini kullanarak Makale 1 ve 2’deki ilişkinin testleri yapıldı. Bu konuda yeni ve eski ölçeklendirme ilişkisi de test edildi. Ayrıca minimumlar kullanılarak Makale 2’den elde edilen sıcaklık formülü ile fotometrik olarak elde edilen sıcaklıklar tayf sıcaklıkları ile kıyaslandı. Bu çalışma da ayrıca MESA evrim kodu ile Güneş modelleri yaparak bu minimumların ve ilişkilerin modele bağımlı olarak nasıl bir değişim gösterdiği incelenmiştir (Şekil 3). Son olarak yapılan incelemeler sonucunda gözlenen frekanslarda minimum 1 ve 2’nin dışında yeni bir minimum gözlemlendi. Bu da yıldız evrimleşitkçe daha derinleşen $\min 0$ olarak $\min 1$ ’den daha yüksek frekansta olan bir frekanstır. Bu gözlem verilerinin kıyaslandığı ve birbiriyle oldukça duyarlı olarak hesaplanan kütle, yarıçap ve sıcaklık verileri farklı yöntemler ile elde edildi. Burada en önemli sonuçlardan biri olarak Kjeldsen ve Bedding (1995) yılında türetilen ölçeklendirme ilişkisinin yıldızın Γ_1 parametresinin de katkısının ortaya çıkarılmasıdır. Bu da $v_{\max}$ ’ın hesaplanırken yüzey gammabir parametresinin sabit alınmasından kaynaklanmaktadır. Γ_1 sabit alınmadığında elde edilen ölçeklendirme ilişkisi daha duyarlı bir kütle ve yarıçap değeri vermektedir. Bu durum Güneş ve Procyon için açıkça görülmektedir. Ayrıca yıldızın frekansını en iyi şekilde temsil edildiğinde aslında yoğunluğu duyarlı bir şekilde belirlenmektedir (Yıldız ve ark. 2016). Bu durumda çok farklı kütle ve yarıçaptaki sonuçların yoğunlukları aynı olabilir.



Şekil 3: Güneş'te gözlenen minimumlar. Mavi asterisk ile Güneş'in BiSON'dan alınan (Chaplin ve ark. 1999) gözlem verilerini temsil etmektedir. Kırmızı artı difüzyonlu ve yeşil çarpı difüzyonsuz MESA güneş modellerini temsil etmektedir.

Ayrıca bu kapsamında, Güneş benzeri titreşim yapan evrimleşmiş olan 15 yıldız seçildi. Bu yıldızlardan 14 tanesi Kepler yıldızı iken bir tanesi HARPS (HD 2151) tayfçekeri yardımıyla yer tabanlı gözlenmiştir. Ayrıca 13 tanesi alt dev grubu iken 2 tanesi kırmızı dev evresindedir. Bu çalışmada da evrimleşmiş yıldızların gözlenen frekanslarından minimumlar elde edilmiştir. Bu saptanan minimumlar ve diğer referans frekansları kullanılarak yıldızların ölçeklendirme ilişkisi ile temel parametreleri elde edilmiştir. Bu yıldızlar tek tek MESA evrim kodu ile modellenmiştir. Yapılan bu modellerin tayftan elde edilen etkin sıcaklığı, büyük ayrılmaya karşın frekans grafiğinin uyumlu olmasına ve buradaki minimum düşmelerinin yakalanmasına dikkat edildi. Bu durumların sağlandığı en iyi modeller belirlendi. Modellere girdi parametresi olarak kütle, yaş, metal bolluğu, helyum bolluğu ve alfa parametresi alındı. Burada yıldızın kütlesi literatürde verilmiş ise ilk değer olarak o, verilmemiş ise ölçeklendirme ilişkisinden elde edilen değer alındı. Metal bolluğu ise taytan elde edilen $[Fe/H]$ bolluğunun Yıldız ve ark. (2014) gezegenler ile ilgili çalışmasında yer alan metal bolluğu hesabından alındı. Helyum bolluğu ve alfa parametresi Güneş kompozisyonu alındı. Yapılan çok sayıda model ile en iyi temsil eden modeller elde edildi. Ayrıca $l=1$ frekanslarında görülen karma modlar ADIPLS evrim kodu ile elde edilip incelenmeye başlandı. Bu konu da yapılan yayına dönüştürme çalışmaları sürüyor (Çelik Orhan ve ark. 2018, hazırlanıyor).

2. Sonuçlar

-Bu çalışmada duyarlı gözlem verilerinin elde edildiği CoRoT ve Kepler tarafından gözlenmiş Güneş benzeri titreşim yapan evrimleşmiş yıldızlara yer verildi. Bu uzay teleskopları sayesinde Güneş benzeri titreşimler gözlenen yıldızların kütle, yarıçap ve yaş gibi temel parametreleri oldukça duyarlı bir şekilde elde edilmektedir. Bunun için ölçeklendirme ilişkisi geliştirilmiştir. Literatürde bu ilişki daha çok anakol yıldızları için test edilmiştir. Bu çalışmada ise gözlem parametreleri en iyi bilinen 15 evrimleşmiş yıldız seçildi. Seçilen yıldızların MESA evrim kodu ile modelleri yapıldı. Bu yıldızların ölçeklendirme ilişkileri ile elde edilen kütle ve yarıçapları kıyaslandı. Ek olarak Güneş benzeri titreşim yapan yıldızların frekansları bilindiği takdirde yıldızların az bilinen yaşları hakkında belli bir hata (yaklaşık %7) aralığında saptandı. Ayrıca MESA evrim koduyla geniş kütle aralığı için modeller yapıldı. Bu modellerin frekansları hesaplandı. Bunun sonucunda literatürde yer alan ölçeklendirme ilişkisi güncellendi. Yeni elde edilen ölçeklendirme ilişkisine Γ_1 de dahil edildi. Bu iki ölçeklendirme ilişkisi CoRoT ve Kepler'in hedef yıldızı olan 90 yıldız için kıyaslandı. Yeni geliştirilen ölçeklendirme ilişkisi literatürdeki ölçeklendirme ilişkisine göre çoğu yıldız için oldukça iyi sonuçlar vermiştir. Özellikle Procyon A yıldızı için yeni ölçeklendirme ilişkisi ile elde edilen kütle ve yarıçap gözlemlerle oldukça duyarlı belirlenen bu değerler ile çok uyumludur.



3. Kaynaklar

- Chaplin W.J., Christensen-Dalsgaard J., Elsworth Y., Howe R., Isaak G.R., Larsen R.M., New R., Schou J., Thompson M.J., Tomczyk S., 1999, MNRAS, 308, 405-414
- Christensen-Dalsgaard J., 2008, Astrophysics and Space Science, 316, 13-24
- Belkacem, K., Goupil, M. J., Dupret, M. A., Samadi, R., Baudin, F., Noels, A., Mosser, B., 2012, A&A, 530, 8p
- Brown T.M., Gilliland R.L., Noyes R.W., Ramsey L.W., 1991, ApJ, 368, 599-609.
- Ezer D., Cameron A. G. W., 1965, ApJ, 70, 139
- Grec, G., Fossat, E., Pomerantz, M., 1980, Nature, 288, 541-544
- Huber D., Bedding T. R., Stello D., Hekker S., Mathur S. et al., 2011, ApJ, 743, 143, 10
- Kjeldsen, H., Bedding, T. R., 1995, A&A, 293, 87-106
- Mathur S., Hekker S., Trampedach R., Ballot J., Kallinger T. et al., 2012, ApJ, 749, 14
- Metcalf T. S., Creevey O. L., Doğan G., Mathur S., Xu, H. et al., 2014, ApJS, 214, 27, 13
- Mosser B., Goupil M. J., Belkacem K., Marques J. P., Beck P. G. et al., 2012, A&A, 537, 15
- Stello D., Meibom S., Gilliland R. L., Grundahl F. et al., 2011, ApJ, 737, 6
- Vorontsov, S. V., Marchenkov, K. I., 1983, Solar Physics, 82, 215-222
- White T. R., Bedding T. R., Stello D., Christensen-Dalsgaard J., Huber D., Kjeldsen H., 2011, ApJ, 743, 13p
- Yıldız M., Çelik Orhan Z., Aksoy Ç., Ok S., 2014, MNRAS, 441, 2148-2158
- Yıldız M., Çelik Orhan Z., Kayhan C., 2015, MNRAS, 448, 3689-3696
- Yıldız M., Çelik Orhan Z., Kayhan C., 2016, MNRAS, 462, 1577-1590
- Çelik Orhan Z., Yıldız M., Kayhan C., hazırlanıyor.

Ötegezegen Geçiş Işık Eğrilerinin WinFitter ile Analizi

Ahmet Erdem^{1,2*}, Edwin Budding^{1,3}, Michael D. Rhodes⁴, Çağlar Püsküllü^{1,2}, Faruk Soyduğan^{1,2},
Esin Soyduğan^{1,2}, Mehmet Tüysüz^{1,2}, Osman Demircan^{1,2}

¹Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi, Astrofizik Araştırma Merkezi ve Ulupınar Gözlemevi, Çanakkale, Türkiye

²Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi, Fen-Edebiyat Fakültesi, Fizik Bölümü, Çanakkale, Türkiye

³Carter Observatory, Wellington, New Zealand

⁴Brigham Young University, Provo, UT, USA

Özet: Bu bildiride yıldız-gezegen sistemlerinin uydu-tabanlı ışık eğrilerinin ve yer-tabanlı geçiş ışık eğrilerinin çözümleri için, WinFitter yazılımının geliştirilmesi ve uygulamaları üzerine yapılan çalışmanın sonuçları sunulmaktadır. WinFitter, modifiye edilmiş Marquardt-Levenberg yöntemini kullanarak, gözlemsel ışık eğrisine teorik bir fonksiyonun fit edilmesini sağlar. Kullanılan fit fonksiyonu, görelce yakın ve çekimsel olarak birbirine bağlı iki cismin gel-git ve dönme tedirginlikleri altında bozulmuş biçim (elipsoit biçim) ve yansıma etkilerini gözönüne alan ve Kopal (1959) tarafından geliştirilen Radau modeline dayanır. Seçilen bir yıldız-gezegen sisteminin ışık eğrisini çözmek için küresel model ışık eğrisine bozucu etkiler olarak, bileşenlerin elipsoit biçim ve yansıma etkileri ile birlikte Doppler (beaming) etkisi, WinFitter yazılımında dikkate alındı. Kepler-1 yıldız-gezegen sisteminin NASA Ötegezegen Arşivi'nden alınan 14 ışık eğrisi, WinFitter yazılımı kullanılarak çözüldü. Kepler-1b ötegezegeni için fotometrik yolla hesaplanan kütle ve yarıçap değerleri (sırasıyla, $1.18 \pm 0.05 M_{\text{jup}}$ ve $1.21 \pm 0.05 R_{\text{jup}}$), literatürde duyarlı tayfsal yolla hesaplanan değerlere çok yakın çıkmıştır.

Anahtar Kelimeler: optimizasyon, ötegezegenler, ışık eğrisi analizi

Abstract: We report on continued applications and development of the light curve analysis package WinFitter, especially for light curves of star-exoplanet systems taken from the NASA Exoplanet Archive (NEA) and also exoplanet transit light curves obtained from Earth-based observations. WinFitter performs optimization by a modified Marquardt-Levenberg application of a fitting function to a photometric data set (light curve). The fitting function is based on the Radau model developed from Kopal's (1959) approach to the tidal and rotational distortions (ellipticity), together with the radiative interactions (reflection), of massive and relatively close gravitating bodies. In order to solve observational light curve of a star-planet system, the full perturbation of the light from the idealized spherical model could be regarded as made up of the combined effects of ellipticity, reflection and Doppler beaming in the latest version of WinFitter. Then, we have applied the last version of WinFitter to intensive studies of Kepler-1 using all the available photometry from NEA. Our photometrically derived values for the mass and radius of Kepler-1b ($1.18 \pm 0.05 M_{\text{jup}}$ and $1.21 \pm 0.05 R_{\text{jup}}$, respectively) are closer to the published spectroscopic values.

Key Words: optimisation, exoplanets, light curve analysis

1. Giriş

Ötegezegen keşfetmenin ve/ya ötegezegenlerin üzerine araştırma yapmanın bir yolu/yöntemi, ışıkölçümüdür. Bu yöntemde tek ya da çift (çoklu) yıldızların ışık eğrileri gözlenir. Ötegezegen, bağlı olduğu yıldızın önünden geçerken yıldız örten ve ışık eğrisinde yıldızın ve gezegenin geometrik, fiziksel ve yörünge özelliklerine bağlı bir azalma meydana gelir. Bu yöntemle keşfedilen gezegenlere “örten ötegezegen (transit exoplanet)” adı verilir. Aslında yıldız-gezegen bir çift sistemdir ve yıldız-gezegen tutulma olayı, örten çift yıldız sistemlerinkine çok benzerdir. Bu yüzden ötegezegenlerin ışık eğrileri analizinde çift yıldızların ışık eğrileri analiz yöntemleri kullanılabilir. Çift yıldızların ışık eğrilerinde yakınlık etkileri baskınken; ötegezegenlerin ışık eğrilerinde yıldız diskinin kenar kararması, yıldız leke etkisi, basıklık etkisi, yansıma etkisi ve Doppler (beaming) etkisi ön plana çıkar. Bu çalışmada çift yıldız ışıkölçümü üzerine kazanılan deneyim ve bilgi, yıldız-gezegen ışıkölçümü konusuna aktarılmaya çalışılmıştır. Yıldız-gezegen ışıkölçümü, yeni, geniş ve çok hassas bir konudur, ancak; çift yıldızların ışık eğrileri ile yıldız-gezegen sistemlerinin ışık eğrileri, analitik prensipler çerçevesinde birbirine çok benzeyen problemleri içermektedir. Bu amaçla, çift yıldızların ışık eğrisi analizinde kullanılan ILOT programı (Budding ve Zeilik 1987), yıldız-gezegen ışık eğrisi analizinde kullanılmak üzere, **WinFitter** adı altında, GUI tabanlı bir programa dönüştürülmüştür. WinFitter, ötegezegen veri arşivlerinden (özellikle NASA Exoplanet Archive, NEA) seçilen yüksek duyarlı/çok hassas ışık eğrilerine ve gözlem kriterlerine göre seçilen ötegezegenlerin TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi (TUG) ile Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi Gözlemevi (ÇOMÜG)'de elde edilen geçiş ışık eğrilerine uygulandı (bkz. örneğin Budding ve ark. 2016a, 2016b, Püsküllü ve ark. 2017). Kepler, diğer yıldızların çevresinde dolanan yer-benzeri gezegenlerin keşfedilmesi amacıyla, 2006'da fırlatılan uydu gözlemevi olup, ışık eğrilerinde gezegen geçişi gösteren yıldızları belirlemek amacıyla seçilen gökyüzü bölgelerini sürekli taramaktadır. Bu uydu gözleminden elde edilen ışık eğrileri, çok sayıda araştırmacı tarafından yoğun bir şekilde incelenmektedir. Seçilen Kepler ötegezegen geçiş ışık eğrilerinin WinFitter çözümünden elde edilen parametreler, literatürde verilen parametrelerle karşılaştırıldı ve çözüm modelleri arasındaki farkların nedenleri tartışıldı (bkz. örneğin, Budding ve ark. 2016a, 2016b). Farklı analitik yaklaşımların kullanılması, ötegezegen probleminde, ayrıntıların birleştirilmesinde yapıcı bir rol oynayabilir. Proje çalışmasında, WinFitter yazılımı ile, özellikle, kenar-kararması ve yakınlık

*Sorumlu Yazar E-Posta: aerdem@comu.edu.tr

etkileri (küresel biçimden sapma/basıklık ve yansıma etkileri) üzerinde duruldu. Örneğin NExSCI (NASAS Exoplanet Science Institute) çözümlerinde kullanılan kenar-kararma katsayıları, güneş kimyasal kompozisyonu varsayılarak hesaplanmıştır. Bu yaklaşımın farklı kimyasal kompozisyon olasılıklarına göre test edilmesi/denetlenmesi gerekmektedir. Öte yandan kullanılan çekim-kararması modeli de birçok belirsizlik içermektedir. Bu etkiyi gösteren özel örnekler, birçok yazar tarafından (örneğin Barnes 2011) tartışılmış ancak bu model-bağımlı etkiyi denetleyen çalışmalar ortaya konmamıştır. Ayrıca, WinFitter programı ile, ancak çok duyarlı ışık eğrileri ile test edilebilen Doppler etkisi ele alındı.

2. WinFitter (Işık Eğrisi Analizi Yazılımı)

WinFitter yazılımı, ki-kare (χ^2) algoritmasını (bkz. Budding ve Najim 1980, Budding ve Zeilik 1987) içerir. Algoritmada en iyi fit edilen model, en küçük ki-kare değerine karşılık gelen model olarak alınır. Burada ki-kare (χ^2),

$$\chi^2 = \sum \frac{(l_{o,i} - l_{c,i})^2}{\Delta l_i^2} \quad (1)$$

olarak tanımlanır (Bevington 1969). Burada, $l_{o,i}$ ve $l_{c,i}$, herhangi bir evrede gözlenen ve hesaplanan ışık akı değerleridir; Δl_i gözlemsel $l_{o,i}$ 'nin hata değeridir. WinFitter yazılımında, en küçük ki-kare değerini bulmak için yapılan iterasyonlarda, serbest bırakılan parametrelerde eşzamanlı iyileştirmeyi bulmak için Marquardt-Levenberg yöntemi kullanıldı. Bu yöntemle ki-kare çözüm uzayında optimal sonuç için Hessian hata matrisleri hesaplanır. En iyi çözüm için χ^2/ν değeri kullanılır ve 1'e yakın olması beklenir (ki burada ν , iterasyonda serbest bırakılan parametre sayısıdır).

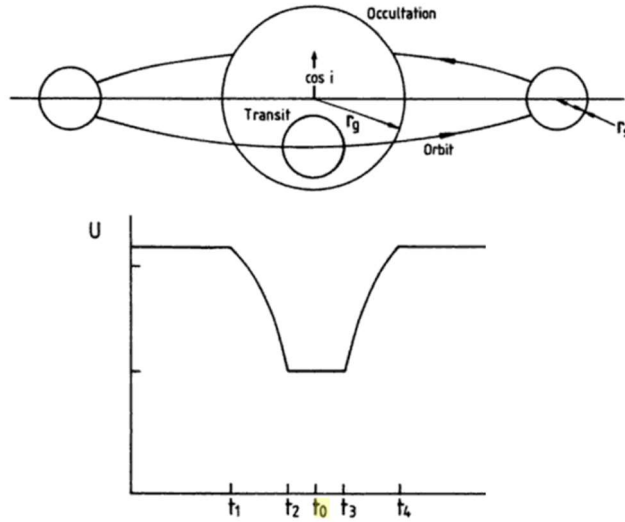
WinFitter, Kopal (1959)'un klasik yaklaşımını takip ederek, çekimsel olarak birbirine bağlı iki nesnenin (bir çift yıldız sistemi ya da bir yıldız-gezegen sistemi) ışık eğrisini modeller. İlk adımda, eşpotansiyel yüzey tanımları kullanılarak, dönme (rotation) ve gel-git (tidal) tedirginlikleri altında bozunmuş cismin biçimi ele alınır. Eşpotansiyel yüzeyleri tanımlamak için küresel harmonik seriler kullanılır. Küresel harmonik serilerde terimlerin katsayılarını hesaplamak için Clairaut teoremi (bkz. Pressley 2001) izlenir. Öte yandan dönme ve gel-git altında bozunmuş biçim hesabında Kopal (1959) tarafından Radau denklemi adı verilen 1. mertebeden diferansiyel denklemin nümerik açılımı kullanılır.

WinFitter yazılımında, gözlemsel ışık eğrisi fit edilirken, alınan temel yaklaşım, aşağıda verilmiştir:

Gözlemsel ışık eğrisi = "küresel model ışık eğrisi" + "bozucu etkiler".

(2)

Konuya basit yaklaşımla girmek için; oluşturdukları ortak kütle merkezi etrafında dairesel yörüngelerde hareket eden küresel yapıda iki cisim (örneğin yıldız + gezegeni) ele alalım. Sistemin basit geometrisi, Şekil 1'de gösterilmektedir. Burada; U , ışık eğrisinin tutulmalar dışındaki ışık düzeyinin ortalama değeri; L , bir bileşenin ışıması; r , bir bileşenin (bileşenlerin merkezleri arası uzaklık cinsinden) kesirsel yarıçapı; i , yörünge eğikliği; θ , yörünge evre açısı ve Λ , belli bir evre aralığında sabit kalan ışık düzeyi olarak tanımlanır.



Şekil 1: Basit yaklaşımda bir çift sistem (yıldız + gezegeni vb.) ve ışık eğrisi (Budding ve Demircan 2007).

Gezegen geçişinin sağ-el dik koordinat sisteminin (x, y, z) başlangıcında olduğunu ve z eksenin bakış doğrultusunda olduğunu kabul edelim. Böylece, gezegenin koordinatları için;

$$x = \sin \theta$$

$$y = -\cos \theta \cos i$$

yazılır. Buradan, iki cismin merkezleri arasındaki uzaklığın gökyüzü küresi üzerindeki izdüşümü,

$$\delta^2 = \sin^2 \theta \sin^2 i + \cos^2 i \quad (3)$$

olarak bulunur. Yörünge evre açısı, basitçe, gezegenin yörünge dolanma dönemi P , geçiş orta zamanı t_0 ve herhangi bir zaman t

olmak üzere, $\theta = 2\pi(t - t_0)/P$ formülü kullanılarak hesaplanabilir.

Geçiş derinliği için, basitçe,

$$\Lambda_{tr} = \frac{L_{geçiş\ dışı} - L_{geçiş\ ortası}}{L_{geçiş\ dışı}} = \frac{R_g^2}{R_*^2} \quad (4)$$

yazılır; burada, k yarıçaplar oranı,

$$k = \frac{R_g}{R_*} = \frac{r_g}{r_*} = \sqrt{\Lambda_{tr}} \quad (5)$$

olarak tanımlanır.

Eğer bileşenler arası ayrıklık, d , (örtülen) yıldızın kesirsel yarıçapı cinsinden $d = \delta/r_1$ olarak tanımlanırsa; gezegenin geçişi sırasında yıldızın kesirsel ışık kaybı, $\alpha = \alpha(u, k, d)$ olacaktır. Böylece, **küresel modelde ışık eğrisinin temel denklemi** için

$$l(\phi) = U - L_* \alpha(u, k, d(\phi)) \quad (6)$$

ifadesi yazılabilir (Budding ve Demircan, 2007). Bileşenler arası uzaklık d 'nin yörünge evresi ϕ 'ye bağlılığı, δ 'dan ve denklem (3)'ten kaynaklanmaktadır. Denklem (6)'daki α fonksiyonu için, Kopal (1959) tarafından tanımlanan, α -integralleri kullanılır.

WinFitter yazılımında, denklem (2) ile verilen temel yaklaşımda, gözlemsel ışık eğrisini fit etme fonksiyonunda, bozucu etkileri tanımlarken; tutulma (eclipse) dışı evrelerde, yakınlık etkileri, küresel yapıdan sapmalar ("basıklık etkisi") ve ışınım etkileşimleri ("yansıma etkisi") olmak üzere iki kısımda ele alınır:

Basıklık etkisinde; çift sistemin bileşenlerinin "gel-git (tidal) + dönme (rotational)" kaynaklı küresel yapıdan sapmadan (elipsoit biçiminden) kaynaklanan ışık değişimleri, kenar kararmayı içermeyen $\Delta\mathcal{L}_0$ terimi ile kenar kararmayı içeren $\Delta\mathcal{L}_1$ teriminin lineer toplamı olarak kurgulanabilir (bkz. Budding ve ark. 2016b):

$$\Delta\mathcal{L}_0 = \left(2 + \frac{\Omega_{12}}{4}\right) P_2(v) v_2/3 - \left(2 + \frac{\Omega_{12}}{4}\right) P_2(\lambda) w_2 + \left(1 + \frac{\Omega_{14}}{24}\right) P_4(\lambda) w_4/8$$

ve

$$\Delta\mathcal{L}_1 = \left(8 + \frac{4\Omega_{22}}{5}\right) P_2(v) v_2/9 - \left(8 + \frac{4\Omega_{22}}{5}\right) P_2(\lambda) w_2/3 - \left(3 + \frac{\Omega_{23}}{6}\right) P_3(\lambda) w_3/2 \quad (7)$$

Sonuçta, tutulma dışında, elipsoit biçimden kaynaklanan ışık değişimi için, denklem, lineer toplamda, u kenar-kararma katsayısı olmak üzere:

$$\Delta\mathcal{L}_E = 3[(1 - u)\Delta\mathcal{L}_0 + u\Delta\mathcal{L}_1]/(3 - u) \quad (8)$$

ifadesi yazılır (Budding ve ark. 2016b). Burada Ω terimleri,

$$\Omega_{ij} = (1 + \eta_j) \tau_{\lambda} - j(i + 1) - 2 \quad (9)$$

ifadesiyle tanımlanır ki τ_{λ} çekim-kararma katsayısı, i kenar-kararma indeksidir (kenar-kararma olmadığında $i=0$, doğrusal/kosinüslü yasa için $i=1$, ikinci dereceden kosinüslü yasa için $i=2$ vb.) ve j ilgili küresel harmoniğin mertebesi göstermektedir. Legendre polinomları, $P_j(\lambda)$ ve $P_j(v)$, gel-git etkisi için $\lambda = \cos \phi \sin i$ ve dönme için $v = \cos i$ olarak alınır. Burada, ϕ , sistemin ortak kütle merkezine göre bileşenin yörünge evresidir. Öte yandan Clairaut denkleminin çözümünden gel-git etkisi için

$$w_j = (2j + 1) q r_1^{j+1} / (j + \eta_j) \quad (10)$$

ve dönme etkisi için

$$v_j = (2j + 1)(1 + q) \omega^2 r_1^{j+1} / [(j + \eta_j) \omega_0^2] \quad (11)$$

terimleri bulunur ki; burada q bileşenlerin kütle oranı, η_j logaritmik yoğunluk ve ω bileşenin açısal dönme hızıdır (Budding ve ark. 2016b).

Yansıma etkisini ifade eden denklemi bulmak için benzer bir yol izlenir. Sonuçta, Budding (1974) ve Kopal (1959)'dan yararlanılarak, tutulma dışında, ikinci bileşenin yüzeyinden, birinci bileşenin ışınımından dolayı, yansıyan $\Delta\mathcal{L}_{R2}$ ışık miktarı için

$$\Delta\mathcal{L}_{R2} = E_2(\lambda, T) L_1 \left\{ r_2^2 \frac{2[(\pi - \theta) \cos \theta + \sin \theta]}{3\pi} + r_2^3 \frac{[3 \cos^2 \theta + 2 \cos \theta - 1]}{8} + \frac{r_2^4 \cos^2 \theta \sin \theta}{\pi} - \frac{r_1^2 r_2^2 \sin i}{\pi} \left(\pi - \frac{12[5 + (\pi - 5)u]}{5(3 - u)} \right) \right\} \quad (12)$$

ifadesi bulunur (Budding ve ark. 2016b). Burada $\theta = \cos^{-1}(\cos \phi \sin i)$ olarak tanımlanır ki; ϕ , bileşenin yörünge evresini ve i , yörünge eğikliğini göstermektedir. Denklem (12)'de verilen, λ dalgaboyuna ve T sıcaklığına bağlı olan, yansıtıcı yüzeyin ışınım katkısı, E_2 'nin açılımı,

$$E_2 = \frac{J(\lambda, T_2) T_1^4}{J(\lambda, T_1) T_2^4} \left(\frac{x_2 \psi}{4(1 - e^{-x_2})} \right) \quad (13)$$

olarak verilir (Budding ve ark. 2016b). Burada, $x_2 = hc/k\lambda T_2$ ile verilen Boltzmann-Planck terimini ve ψ , özellikle kenar-kararmasına bağlı bir fonksiyonu (yansıma/albedo katsayısı) göstermektedir. Görecice küçük ölçekli yansımalarda; $J(\lambda, T)$ akısı için, karacısım yaklaşımı altında, Planck fonksiyonu $B(\lambda, T)$ kullanılabilir.

Öte yandan, geometrik yansıma katsayısı (albedo), Barclay ve ark. (2012) tarafından aşağıdaki biçimde tanımlanmıştır:

$$A_g = r_2^2 A_r. \quad (14)$$

Burada, denklem (12) kullanılarak, $A_r = \pi \Delta\mathcal{L}_{R2} / \phi_1$ şeklinde açılırsa, geometrik yansıma

$$A_g = \frac{2}{3} E_2 (1 + \phi_n / \phi_1) \quad (15)$$

halini alır ki; ϕ_1 , denklem (12)'nin sağ tarafındaki ilk köşeli parantezin içindeki terimleri; ϕ_n , denklem (12)'de gerekirse ihmal edilebilen diğer terimlerin etkisini göstermektedir. Öte yandan, A_r tanımında paydasındaki ifadeyi, denklem (12)'nin sağ tarafındaki parantezin içerisindeki tüm ifadeye eşitlemek uygun olmaz. Aksi takdirde, $A_g \sim E_2$ olur ki; bu durum, yansıyan

ışığın ısısal ışınım gibi davrandığını gösterir. Aslında, bir gezegenin atmosferinde bulutlar ve benzeri ışık yansıtan faktörler gözönüne alındığında; geometrik yansımanın büyük olması beklenir.

WinFitter yazılımı, yeterince duyarlı veri için, **Doppler (beaming) etkisini** de gözönüne alır. WinFitter, yıldızın kesirsel ışıması L_1 'de, yıldızın yörünge hareketinden dolayı meydana gelen değişim için (yani, Doppler far etkisi için) L_{D1} 'i

$$L_{D1} = L_1 \left(1 + \frac{B_1 v_{z1}}{c} \right) \quad (16)$$

olarak tanımlar ki; burada v_{z1} , yıldızın yörünge hızının bakış doğrultusundaki bileşeni (dikine hız bileşeni) ve c , ışık hızıdır. Akı-dalgaboyu dönüşüm faktörü B_1 için

$$B_1 = 1.4388 \left(\frac{\kappa}{\lambda T_1} \right) \left\{ \frac{1}{1 - e^{-\frac{1.4388}{\lambda T_1}}} \right\} \quad (17)$$

ifadesi yazılır (Budding ve ark. 2016b). Burada κ yıldızın akı dağılımı vb etkilere bağlı bir çarpan, λ gözlemin yapıldığı etkin dalgaboyu, T_1 yıldızın etkin sıcaklığıdır. Örneğin tüm ışınım (bolometric radiation) için $\kappa = 4$ olur ki; bu değer küçük ölçekli Doppler far etkisi için kullanılması geçerli bir yaklaşımdır (Shporer ve ark. 2012). Yıldızın yörünge hızının bakış doğrultusundaki bileşeni (dikine hız bileşeni), v_{z1} ,

$$v_{z1} = \frac{q v_0 (\sin \phi \sin i)}{(1+q)} \quad (18)$$

ifadesine eşit olur (Budding ve ark. 2016b) ki burada, q kütle oranını gösterir; çift sistemin Kepler yörünge hızı, $v_0 = 2\pi a/P$ ve dairesel yörünge yarıçapı, $a = (GM/P^2)^{1/3}$ ile verilir. Prensip olarak, Doppler etkisini gezegenin ışınım katkısı için de yazmak mümkündür; ancak değişimin katkısı ihmal edilecek denli çok küçük olduğu için burada gezegen için Doppler etkisi gözönüne alınmamıştır.

Sonuç olarak, WinFitter yazılımında, gözlemsel ışık eğrisini fit ederken, denklem (2) ile tanımlanan fit fonksiyonunda, sözü edilen tüm bozucu etkileri içeren düzeltme terimi, C , birinci bileşen (yıldız) için aşağıdaki biçimde yazılabilir:

$$C_1 = (E - \Delta E) L_{D1} + (R - \Delta R) L_{D2} B'_2 \quad (19)$$

Burada, E , denklem (8) ile verilen basıklık etkisini ve R , denklem (12) ile verilen yansıma etkisini göstermektedir. B'_2 , denklem (17)'ye benzeyen ancak birinci ve ikinci bileşenin sıcaklıklarına bağlı olan, akı-dalgaboyu dönüşüm çarpanıdır. Öte yandan ikinci bileşenin ışınım katkısı için de C_2 yazılabilir. ΔE ve ΔR terimleri, tutulma (eclipse) evreleri süresindeki basıklık ve yansıma etkilerini göstermektedir. ΔE ve ΔR terimlerini hesaplamak için, Kopal (1959) tarafından verilen, α -integralleri kullanılır.

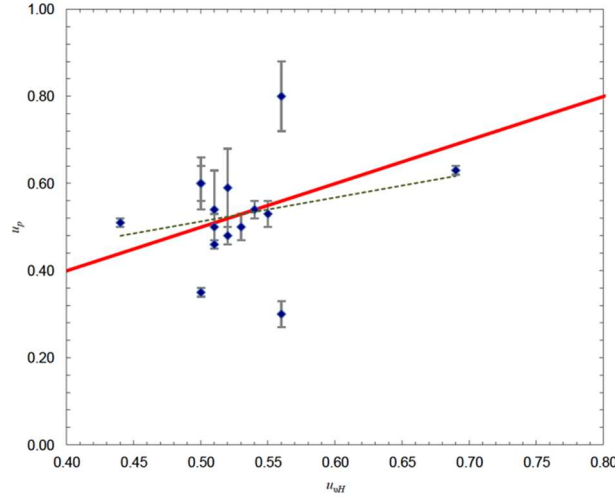
WinFitter'in uygulamasında, gezegen geçiş ışık eğrisi modellenirken 14 bağımsız parametre kullanılır: U , 1'e normalize edilmiş ışık eğrisinin tutulmalar dışındaki akı düzeyinin ortalama değeri, L_s , yıldızın kesirsel ışıması (L_s 'in genelde U 'ya yakın olması beklenir), $k = \frac{R_p}{R_s}$, gezegen yarıçapının yıldız yarıçapına oranı, u_s , yıldız için kenar-kararma katsayısı, $\Delta\phi_0$, evre kayması, r_s , yıldızın kesirsel yarıçapı, i , yıldız-gezegen sisteminin yörünge eğikliği, e , yıldız-gezegen sisteminin yörünge dışmerkezliliği, M_0 , sıfır evredeki ortama ayrıklık açısı, $q = \frac{m_p}{m_s}$, gezegenin kütlelerinin yıldızın kütlelerine oranı, T_s , yıldızın etkin sıcaklığı, T_p , gezegenin yüzey sıcaklığı, λ_{eff} , gözlemin yapıldığı filtrenin etkin dalgaboyu ve E_p , gezegen için ışınım yansıma (albedo) katsayısı. WinFitter programı ile ötegezegenlerin geçiş ışık eğrileri analiz edilirken; iterasyonlarda genelde 6 parametre ($\Delta\phi_0$, U , r_s , k , i ve u) serbest bırakılır. Yukarıdaki parametrelerden 11. ve 12. parametreler aslında karacisim yaklaşımı altında cisimlerin çekim-kararma katsayılarını hesaplamak için kullanılır.

3. Yıldız Diskinin Kenar-Kararma Katsayısı

WinFitter programı çalıştırılırken; yıldız diski için kenar-kararma katsayısının hesaplanmasında Van Hamme (1993)'ün tablolarını kullanabilme olanağı vardır. Dar bant (narrow band) ve geniş bant (wide band) fotometri için filtre, yıldızın metal bolluğu, etkin sıcaklığı ve yüzey çekim ivmesinin logaritmik değeri girilerek seçilen kenar-kararma yasası için programda kullanılacak katsayılar hesaplanır.

Geçiş ışık eğrilerinde kenar-kararma etkisini tartışmak için en uygun gözlemler, yüksek duyarlılıklı uydu gözlemleridir. Bunun için Rhodes ve Budding (2014)'in çalışmasında kullanılan 16 Kepler ötegezegenin geçiş ışık eğrileri ele alındı. Yapılan fitlerde kuramsal değerleri gözlemlerden elde edilen değerlerle karşılaştırabilmek için iterasyonlarda kenar-kararma katsayıları da serbest bırakılmıştır. Böylece lineer kenar-kararma katsayıları için; Şekil 2'de Van Hamme (1993)'ün tablolarından hesaplanan kuramsal değerler ile geçiş ışık eğrilerinin fitlerinden çıkarılan gözlemsel değerlerin karşılaştırması verilmektedir. Çoğu ötegezegenin geçiş ışık eğrileri için gözlemsel kenar-kararma katsayı değerleri, kuramsal değerlere yakın çıkmıştır. Öte yandan Kepler-1b (KOI-1.01) ötegezegenin geçiş ışık eğrisi için yıldızın kenar-kararma katsayısının kuramsal değeri 0.56 iken gözlemsel değeri 0.80 ± 0.08 olarak bulunmuştur. Kepler-1 sistemi, gezegenin etrafında dolandığı bir G0 yıldızından ve K4.5-K6 kırmızı cücesinden oluşmaktadır (Daemgen ve ark. 2009). Kuramsal ve gözlemsel kenar-kararma katsayıları arasında çıkan anormal yüksek fark, muhtemelen, gezegenin etrafında dolaştığı yıldızın 5800 K'den çok daha soğuk bir yıldız olabileceğini göstermektedir. Belki de bu farka yıldızlararası soğurma yol açmış olabilir. Kepler-448b (KOI 12.01)'in geçiş ışık eğrisinde ise Van Hamme (1993)'ün tablolarından hesaplanan kuramsal kenar-kararma katsayısı 0.50 sabit alınarak yapılan fitte kuramsal ışık eğrisi ile gözlemsel ışık eğrisi arasındaki farklar sistemik bir eğilim göstermiştir. İterasyonlarda kenar-kararma katsayısı da serbest bırakıldığında kenar-kararma katsayısı için bulunan gözlemsel değer $0.35 (\pm 0.01)$ 'te çözümde en iyi fit olmuş ve farklardaki eğilim ortadan kalkmıştır. Dolayısıyla, KOI-12'nin kuramsal kenar-kararma katsayısı hesaplanırken kullanılan NASA ötegezegen veri arşivinde bu ötegezegenin bağlı olduğu yıldızın etkin sıcaklığının muhtemelen yanlış tayin edildiği söylenebilir. Ya da, teorik ve gözlemsel kenar-kararma katsayıları arasında çıkan bu farka, Bourrier ve ark.

(2015)' in senaryolarına göre, KOI-12 ve KOI-12.01'nin bir yıldız+gezegen sistemi yerine aslında bir çift yıldız sistemi olmaları ya da KOI-12'den gelen ışığa, başka bir çift yıldızın ışığının karışması ya da KOI-12 ve KOI-12.01 bir çift yıldızdır ve gelen ışığına bir üçüncü yıldızın ışığının karışması neden olabilir.

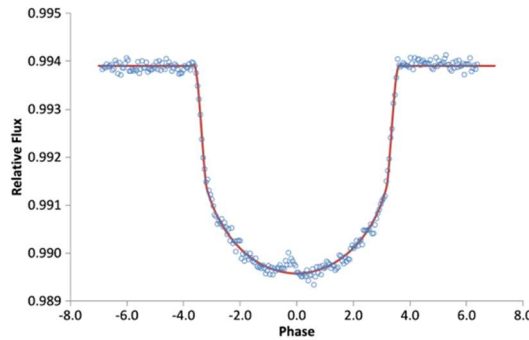


Şekil 2: Rhodes ve Budding (2014)'ün çalışmasında ele alınan 16 Kepler ötegezegenin geçiş ışık eğrilerinde kenar-kararma katsayıları için kullanılan kuramsal değerler ile gözlemsel değerlerin karşılaştırılması.

4. Yıldız Leke Etkisi

Ötegezegenlerin bağlı oldukları yıldızların %90'undan fazlası 6500 K'den daha soğuk yıldızlardır. Bu durumda, gezegenli ve konvektif zarflı olan bu yıldızlarda, manyetik etkinlik sonucunda ortaya çıkan soğuk leke etkilerini görmek mümkündür. Özellikle CoRoT ve Kepler ışık eğrilerinde yüksek duyarlık nedeniyle bu etkiler çalışılmaya başlanmıştır. Güneşe bakıldığında büyük güneş lekelerinin ~4° boyutlara kadar ulaştığı görülmektedir. Böyle bir leke $\Delta m \sim 0.005$ mag düzeyinde bir fotometrik değişim gösterir ki bu fotometrik düzey çoğu yer-tabanlı gözlemlerde kendini gösterebilecek sınıra çok yakındır. Kepler verisinde duyarlık sınırı ise $\Delta m \sim 0.0001$ mag olup bu değer ~1° boyutta bir lekeye karşılık gelir ki bu boyut aslında yerin güneşe göre boyutuyla hemen hemen aynıdır.

Yıldız lekesine ilişkin bir örnek Şekil 3'te verilmektedir. Burada Kepler-3 (KOI-3) sisteminde gezegen geçiş minimumunda bir soğuk yıldız lekesinin varlığı, özellikle fark eğrisinde 0° evrenin hemen altında kendini göstermiştir (Rhodes ve Budding 2014).



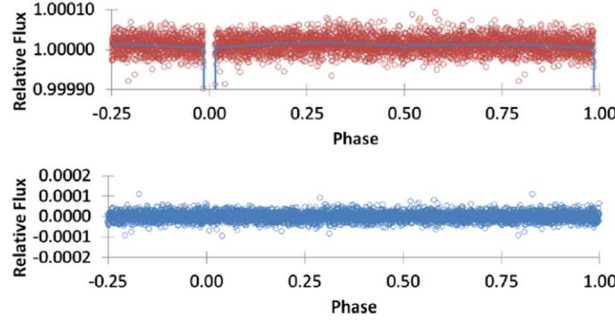
Şekil 3: Kepler-3b'nin geçiş ışık eğrisi ve WinFitter modeli (üstte). Burada, 0° evrenin hemen öncesinde leke etkisi açıkça görülmektedir (bkz. Rhodes ve Budding 2014).

5. Doppler Etkisi

Bir yıldız-gezegen sisteminde, örneğin yörünge hareketinden kaynaklanan Doppler etkisi yüzünden; yıldızın ölçülen akısının 0.25 yörünge evresinde (yani yıldız bize yaklaşırken, ışığı maviye kayarken) en büyük değerde olması, 0.75 evresinde (yani yıldız bizden uzaklaşırken, ışığı kırmızıya kayarken) en küçük değerde olması beklenir. Doppler etkisi, yıldızın kendi eksenine etrafında dönme hareketinde de kendisini gösterir: yıldızın gözlemciye yaklaşan yüzeyi, uzaklaşan yüzeyinden daha parlak gözükür. Buna **fotometrik Rossiter etkisi** denir. Sonuçta; evreye bağlı çizilen bir ışık eğrisinde, yalnızca Doppler etkisinin sinüzoidal bir değişimle kendisini belli etmesi beklenir.

Kepler-1 (KOI-1) sistemi, gezegenin etrafında dolandığı bir G0 yıldızından ve K4.5-K6 kırmızı cücesinden

oluşmaktadır (Daemgen ve ark. 2009). Şekil 4'te KOI-1'in Kepler verisine uygulanan WinFitter modeli gösterilmektedir. Maksimum ışık düzeyleri arasındaki asimetri için Doppler far etkisi ile elipsoidal biçim bozunması etkisi birlikte ele alınmıştır. Işık eğrisinde ikinci minimumda görülen küçük ışık azalmasında gezegenden yansıyan ışığın tutulması da modellenmiştir.



Şekil 4: KOI-1'in Kepler verisine uygulanan WinFitter modeli (Budding ve ark. 2016b). Maksimum ışık düzeyleri arasındaki asimetriye dikkat ediniz.

5. Sonuçlar

-WinFitter yazılımında, yıldız-gezegen sistemleri için, gözlemsel ışık eğrisini fit etme fonksiyonunda, bozucu etkiler için, yakınlık etkileri olarak küresel yapıdan sapmalar ("basıklık etkisi") ve ışımsal etkileşimler ("yansıma etkisi") üzerinde duruldu. WinFitter yazılımında, yeterince duyarlı veri için, "Doppler (beaming) etkisi" de gözönüne alındı. Bu çalışmada, kabul edilen ideal küresel modelden ΔL ışık değişimi, Barclay ve ark. (2012)'nin çalışmasında yapıldığına benzer biçimde, üç terimin katkısı olarak gözönüne alındı:

$$\Delta L = \Delta L_{E1} + \Delta L_{R2} + \Delta L_{D1} \quad (20)$$

-Burada, ΔL_{E1} , birinci bileşenin (yıldızın) dönmesinden ve çekimsel etkiden dolayı küresel biçiminin bozulmasından oluşan ışık değişimini; ΔL_{R2} , ikinci bileşenin (gezegenin) yüzeyinden, birinci bileşenin ışığından dolayı, yansıyan ışık miktarını ve ΔL_{D1} , birinci bileşene (yıldıza) ilişkin Doppler etkisini göstermektedir. ΔL_{E1} , ΔL_{R2} ve ΔL_{D1} ışık değişimlerinin nasıl hesaplanabileceğine ilişkin denklemler, sırasıyla denklem (8), denklem (12) ve denklem (16)'da verilmiştir. Denklem (20)'deki ΔL terimleri, tutulma dışı evreler için geçerlidir; tutulma evrelerinde ΔL terimleri yerine $(\Delta - \delta)L$ terimleri yazılır ki burada δ , Δ ışık değişimlerinin tutulma olduğunda örtülen kısımlarını göstermektedir. Aslında, uygulamada, ΔL_{E1} ve ΔL_{R2} ışık değişimleri, gezegen geçiş evrelerinde, gözönüne alınamayacak denli çok küçüktür; ancak, ΔL_{R2} 'nin, gezegenin yüzeyinden yansıyan ışık değişimi olduğu için, özellikle gezegenin örtüldüğü evrelerde dikkate alınması gerekmektedir, dolayısıyla ΔL_{R2} , yıldız-gezegen sisteminin ışık eğrisinin ikinci minimum derinliğiyle doğru orantılıdır. Öte yandan, bu üç ışık değişimi, aynı zamanda, birbirinden bağımsız değildir. Örneğin, denklem (16)'ya göre, $\Delta L_{D1} = L_{D1} - L_1$ olmak üzere, Doppler etkisinin, denklem (18)'den görüleceği üzere, yörünge eğikliği dışında, yalnızca q kütle oranına bağlı olduğu görülebilir. Öte yandan, yapısal sabitler yüzünden biçim basıklığı (bileşenlerin elipsoidal biçimleri), q kütle oranını etkiler (bkz. denklem (10) ve denklem (11)) ve böylece parametreler arasındaki ilişki, ΔL terimlerinin birbirine bağımlı olmasını gerekli kılar.

6. Kaynaklar

- Anders, E., & Grevesse, N. 1989, Geochim. Cosmochim. Acta, 53, 197
Barclay, T., Huber, D., Rowe, J. F. ve 16 ortak yazar. 2012, ApJ, 761, 53
Barnes, J. W. 2011, AAS, ESS meeting #2, #24.02
Bevington, Philip R. 1969, "Data reduction and error analysis for the physical sciences", New York: McGraw-Hill.
Bourrier, V. ve 13 ortak yazar. 2015, A&A, 579, id.A55, 16 pp
Budding, E. 1974, Ap&SS, 29, 17-39
Budding, E., Najim, N. N. 1980, Ap&SS, 72, 369-396
Budding, E., Zeilik, M. 1987, ApJ, 319, 827-835
Budding, E., Demircan, O. 2007, "Introduction to Astronomical Photometry", Cambridge University Press, Cambridge observing handbooks for research astronomers, vol. 6., ISBN 0521847117
Budding, E., Püsküllü, Ç., Rhodes, M. D., Demircan, O., Erdem, A. 2016a, Ap&SS, 361, 17
Budding, E., Rhodes, M. D., Püsküllü, Ç., Ji, Y., Erdem, A., Banks, T. 2016b, Ap&SS, 361, 346
Daemgen, S., Hormuth, F., Brandner, W., Bergfors, C., Janson, M., Hippler, S., Henning, T. 2009, A&A, 498, 567-574
Kopal, Z. 1959, "Close Binary Systems", Chapman & Hall, London
Pressley, A. 2001, "Elementary Differential Geometry", Springer, Berlin
Püsküllü, Ç., Soyduğan, F., Erdem, A., Budding, E. 2017, NewA, 55, 39-47
Rhodes, M. D., Budding, E. 2014, Ap&SS, 351, 451-471
Shporer, A., Brown, T., Mazeh, T., Zucker, S. 2012, NewA, 17, 309-315
Van Hamme, W. 1993, AJ, 106, 2096-2117

Ötegezegen Araştırmalarında Zaman Duyarlılığı

Ekrem Murat Esmer^{1,2*}, Özgür Baştürk^{1,2}, Selim Osman Selam^{1,2}

¹Ankara Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Astrofizik Bölümü, Ankara, Türkiye.

²Atatürk Üniversitesi, Ankara Üniversitesi Kreiken Rasathanesi, Ankara, Türkiye.

Özet: Bu çalışmada ötegezegen keşif yöntemlerinden zamanlama yöntemleri ele alınmıştır. Örtme / örtülme, geçiş, atarca ve zonklama zamanlama yöntemleri incelenmiş ve bu yöntemler ile keşfedilmiş gezegenlere ve yıldızlarına ilişkin fiziksel parametreler gösterilmiştir. Ankara Üniversitesi Kreiken Rasathanesi'nin 35 cm'lik teleskobu, TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi'nin 100 cm'lik teleskobu ve Kepler Uzay Teleskobu'nun fotometrik hassasiyeti, bu teleskoplar ile yapılmış olan gözlemler üzerinden karşılaştırılmıştır. Elimizdeki fotometrik gözlem imkanları dahilinde bu tür çalışmaların yapılabileceğine dair değerlendirme yapılmıştır. Örnek bir çalışma olarak T35 Teleskobu ile elde edilen fotometrik veriler kullanılarak bir örten değişen çift yıldızın örtme/örtülme zamanlama analizi yapılmıştır.

Anahtar Kelimeler: ötegezegen, zamanlama yöntemi, ışıkölçüm

Abstract: In this study, we investigated the timing methods for detecting exoplanets. We particularly investigated eclipse timing, transit timing, pulsar timing and pulsation timing methods and the exoplanets via these methods also with the physical properties of their host stars. We compared photometrical precision of 35 cm telescope in Ankara University Kreiken Observatory, 100 cm telescope in TÜBİTAK National Observatory and Kepler Space Telescope, using various photometrical observations. We discussed the ability of the observational instruments in Turkey in the perspective of timing methods. As a case study, we performed an eclipse timing analysis of an eclipsing binary using the observations made with T35 telescope in Ankara University Kreiken Observatory.

Key Words: exoplanets, timing method, photometry

1. Giriş

Ötegezegen keşiflerinde kullanılan yöntemler arasında zamanlama yöntemi toplam keşiflerin önemli bir bölümünü oluşturmaktadır. Giderek artan fotometrik hassasiyet ile birlikte daha çok sayıda keşif olmakla birlikte, keşfedilen gezegenlerin kütle, yarıçap, yıldızına uzaklık gibi parametrelerinde de daha büyük bir parametre aralığına erişmek mümkün olmaktadır. Tüm keşif yöntemleri, ötegezegen-yıldız sistemlerinde sistem bileşenlerinin parametrelerinde farklı bir aralık uzayı için yanlıdır. Doğrudan görüntüleme yöntemi, yıldızından uzak ve yarıçapı büyük gezegenlerin keşfedilmesi yönünde yanlıyken, dikine hız yöntemi küçük kütleli yıldızların etrafında, yıldızına yakın ve büyük kütleli gezegenlerin keşfi yönünde yanlılık göstermektedir. Zamanlama yöntemleri ise keşiflerin yapıldığı parametre uzayında, görece az keşif yapılan, yani diğer yöntemlerde keşfi kolay olmayan bir bölgede yanlılık gösterme özelliği sebebiyle son derece önemlidir. Fotometrik analiz için gerekli ekipmanların, tayfsal analiz ekipmanlarına nazaran daha ulaşılabilir olması ve elde edilen bilimsel verinin anlamlı hale getirme süreçlerinin daha kolay olması sebebiyle, bilimsel sonuç üretmede daha hızlı olabilmesi yönüyle de avantajlı yöntemlerdir. Zamanlama yöntemlerinin uygulanabilirliğini fotometrik hassasiyet ve zaman ölçüm hassasiyeti belirlemektedir. Bu çalışmada örtme / örtülme zamanlama, geçiş zamanlama, atarca zamanlama, zonklama zamanlama yöntemlerine dair temel bilgiler verilip, bugüne kadar bu yöntemler ile keşfedilmiş ötegezegenlere ve yıldızlarına ilişkin özellikler sunulmuştur. Ankara Üniversitesi Kreiken Rasathanesi (AUKR) teleskoplarından 35 cm çaplı T35 teleskobu, TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi (TUG) teleskoplarından fotometrik gözlem yapan T100 teleskobu ve ötegezegen araştırmalarında çok büyük öneme sahip olan Kepler Uzay Teleskobu'nun fotometrik özellikleri karşılaştırılmıştır. Zamanlama yöntemi ile yapılan keşiflerde ilgili fotometrik hassasiyet göz önünde bulundurularak, ülkemizdeki gözlem imkanlarının ötegezegen keşiflerinde zamanlama yöntemi kullanılması konusundaki yeterlilikleri tartışılmıştır. Zamanlama yöntemlerinin ülkemiz gözlem imkanları ile yapılabilirliğine bir örnek teşkil etmesi açısından, HW Vir örten değişen sisteminin AUKR T35 teleskobu ile alınan fotometrik verisi kullanılarak dönem değişim analizi yapılmıştır.

2. Zamanlama Yöntemleri

2.1 Örtme / Örtülme Zamanlama

Bu etki çift yıldızların ışık eğrilerindeki minimumların orta zamanlarının ölçülüp, ilgili evreye göre hesaplanan değerlerden farkının alınması ile elde edilen dönem değişim diyagramlarından analiz yöntemi ile hesaplanabilir. Bu etki literatürde ışık-zaman etkisi olarak da bilinir. Dönem değişim eğrilerine gözlenen ile hesaplanan minimum orta değerlerinin farkı (ing. Observed – calculated, kısaca O-C) ile ulaşılır.

$$O - C = \frac{A}{\sqrt{1 - e^2 \cos^2 w}} \left[\frac{1 - e^2}{1 + e \cos v} \sin(v + w) + e \sin w \right]$$

*Sorumlu Yazar E-Posta: esmer@ankara.edu.tr

Burada A, O-C eğrisinin yarı genliği olup

$$A_{LITE} = \frac{1}{2} [(O - C)_{max} - (O - C)_{min}] = \frac{a_{12} \cdot \sin i' \sqrt{(1 - e_3^2 \cos^2 w_3)}}{173.15}$$

a_{12} , ikili sistemin toplam kütle merkezi etrafındaki yörüngesinin yarı büyük eksen uzunluğu, e_3 , ilave cismin yörünge dışmerkezliği, i' yörünge düzleminin eğimi, w_3 , gerçek yörüngesinin enberi noktasının düğümler çizgisinden olan açısız uzaklığı, v , gerçek anomalidir (Irwin, 1959).

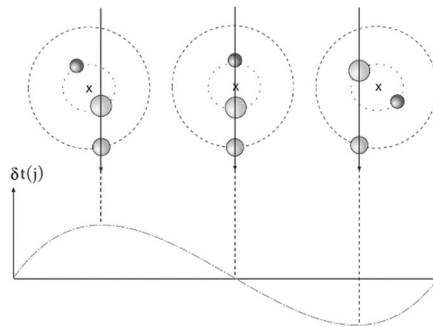
Örtme / örtülme zamanlama yöntemi ile bugüne kadar keşfedilmiş gezegenler ve bulundukları çift yıldız sistemine dair özellikler Çizelge 1’de verilmiştir. Görüleceği üzere, yöntemin ulaştığı parametre uzayı diğer yöntemlerden (dikine hız, doğrudan görüntüleme vd.) farklı bir alandır. Yıldızların çoğunluğu ortak zarf sonrası (ing. Post-common envelope) evresindedir. Perets (2010), protoplanetary disk ile oluşan gezegenlere birinci nesil, anakol sonrası atılmış çevresel maddeden oluşan gezegenlere ikinci nesil gezegenler demiştir.

Çizelge 1: Örtme / örtülme zamanlama değişimi ile keşdefilen gezegenler ve bulundukları çift yıldızların özellikleri.

Gezegenin Parametreleri						Yıldız Parametreleri			
Adı	Kütlesi (M _J)	YBE (AB)	Dönem (gün)	Dış. m	O-C Genliği (gün)	Dönemi (gün)	Sıcaklığı (K)	Kütlesi (M _☉)	YBE (AB)
NN Ser c	6.91	5.38	5660	0.0	0.00035	0.13	57000 / 3000	0.535 / 0.111	/ 0.0004
NN Ser d	2.28	3.39	2830	0.2	0.000058	0.13	57000 / 3000	0.535 / 0.111	/ 0.0004
HU Aqr b	5.9	6.18	5646	0.29	0.00017	0.087	12500 / 3400	0.88 / 0.2	0.0032
NY Vir c	4.49	7.54	9862	0.0	0.00032	0.101	33000 / 3000	0.466 / 0.122	/ 0.00085
NY Vir b	2.78	3.39	2988	0.44	0.00008	0.101	33000 / 3000	0.466 / 0.122	/ 0.00085
HW Vir b	14.3	4.69	4640	0.4	0.00057	0.117	28500 / 4500	0.485 / 0.142	/ 0.004
DP Leo b	6.05	8.19	10230	0.39	0.00039	0.0624	13500 / 3000	0.6 / 0.09	0.0027

2.2 Geçiş Zamanlama

Gezegenlerin, Dünya’da bakıldığında, etrafında dolandıkları yıldızların önünden geçmeleri olayına geçiş (ing. Transit) denilmektedir. Bu esnada yıldızdan gelen akı bir miktar azalmaktadır. Bu azalmanın orta zamanı da, sistemde bulunan başka bir gezegenin varlığı ile belirli bir zaman değeri genliğinde salınım yapabilir. Bu salınım ile gözlenemeyen gezegene ilişkin parametrelere gidilebilir.



Şekil 1: Geçiş zamanlaması değişimi kaynağı ve değişim diyagramı

Geçiş zamanlama değişimi yaratabilecek bir sistemin çizimi Şekil 1’de görülebilir. Burada geçiş gösteren cisim dış yörüngedeki gezegen olup, iç yörüngedeki gezegen ile yıldızın ortak kütle merkezi etrafındaki hareketi sebebiyle geçişin gerçekleşme dönemi farklılık göstermektedir.

Geçiş yöntemi ile bugüne kadar keşfedilmiş ötegezegenlere ve yıldızların ilişkin bilgiler Çizelge 2’de görülebilir. Burada geçiş zamanlama değişimi (ing. Transit timing variation, kısaca TTV) genliklerinin, yer tabanlı küçük çaplı teleskopların fotometrik hassasiyetinden büyük genliklerde olduğuna dikkat edilmelidir.

Çizelge 2: Geçiş zamanlama yöntemi ile keşfedilmiş gezegenler ve yıldızları

Gezegenin adı	Kütlesi (M _J)	YBE (AB)	Dönemi (gün)	Dış.m	TTV Genliği (gün)	Yıldızın kütlesi (M _☉)
KOI-620.02	0.024	0.509	130.2	0.008	0.0059	1.04
WASP-47 d	0.027	0.088	9.03	-	0.0007	1.084
WASP-47 e	0.028	0.0173	0.79	-	0.0104	1.084
Kepler-539 c	2.4	1.91–2.92	963-1784	0.432 – 0.605	0.0129	1.048
Kepler-46 c	0.376	0.28	57	0.0145	0.042	0.902
Kepler-419 c	7.3	1.68	675	0.184	0.1042	1.22
Kepler-338 e	0.027	0.091	9.34	0.05	~0.02	1.142

2.3 Atarca Zamanlama

Atarcaların düzenli gönderdiği sinyallerin zamanları, etraflarında bulunabilecek bir gezegen ile ortak kütle merkezi etrafındaki hareket sebebiyle salınım gösterecektir. Bu salınımın analiziyle gezegene ilişkin parametrelere gidilebilir. Bu yöntem ile bulunan gezegenlerin yıldızların son aşamalarında geçirdiği şiddetli süreçler ile dış ortama attığı maddeden tekrar birikerek oluştuğu düşünülmektedir. Zamanlama yöntemleri içerisinde görünür bölgede ışıkölçüm gözlemlerine dayanmaması sebebiyle atarca zamanlama yöntemine, sadece zamanlama yöntemlerinin bir türü olması sebebiyle değinilmiştir. Takip eden bölümlerdeki tartışmalarda bu yöntem ve bulguları ihmal edilmiştir.

Çizelge 3: Atarca zamanlama yöntemi ile keşfedilmiş gezegenler

Gezegen	Kütle (M _J)	Dönemi (gün)	YBE (AB)	Dış.m	Keşif Yılı	Yıldız Kütleli (M _☉)
PSR 1257 12 b	7.00E-05	25.262	0.19	0	1992	-
PSR 1257 12 c	0.013	66.5419	0.36	0.0186	1992	-
PSR 1257 12 d	0.012	98.2114	0.46	0.0252	1992	-
PSR 1719-14 b	1	0.090706293	0.0044	0.06	2011	1.4
PSR B1620-26 b	2.5	36525	23	-	2003	1.35
PSR B1957+20 b	22	9.1	-	-	1988	1.4
PSR J1807-2459 A b	9.4	0.07	-	0	2000	1.4
PSR J2051-0827 b	28.3	0.099110266	-	0	1996	1.4
PSR J2241-5236 b	12	0.14567224	-	0	2011	1.35

2.4 Zonklama Zamanlama

Yıldız zonklaması zamanlarını hesaplayıp, buradaki değişimden gezegenlerin keşfinin yapılmaya çalışıldığı yöntemdir. Zonklama hesabının daha kolay olması (güçlü tek frekans) sebebiyle evrimleşmiş yıldızlarda (sdB, WD) gezegen araştırmaları yapılmaktadır. sdB yıldızlarının tekli sistemlerde olamayacağı, ya çift yıldız sistemi ya da gezegen barındırma gerekliliğine dair tartışmalar (Soker 1998), bugüne kadar sdB bulunan sistemlerde zamanlama yöntemi ile gezegen keşfedilmesi sebebiyle önemli bir araştırma alanıdır. Güneş sisteminin geleceğinde de geçerli olacağı düşünülen senaryolarda, yıldızın evriminin son aşamalarında gezegenlerin akıbeti ile ilgili çalışmalar da önem kazanmaktadır. Bu yöntem ile keşfedilmiş tek gezegen V391 Peg b’dir (bkz. Çizelge 4). Başka yöntemlerle keşfedilmiş gezegenlerin zonklama zamanlama yöntemi ile analiz edildiği çalışmalar literatürde mevcuttur.

Çizelge 4: Zonklama zamanlama yöntemi ile keşfedilmiş tek gezegen olan V391 Peg'in özellikleri

Gezegen	Kütlesi (M _J)	YBE (AB)	Dönem (g)	Yıldız Kütlesi (M _☉)	Yıldız Sıcaklığı (K)
V391 Peg b	3.2	1.7	1170	0.5	29300

3. Fotometrik Hassasiyet Karşılaştırması

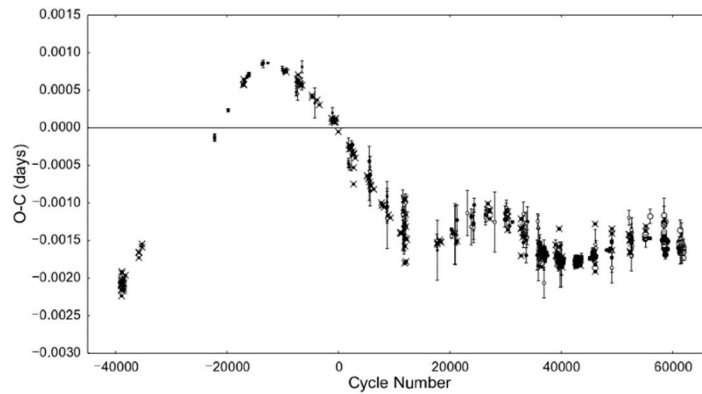
Çap ve yetenekleri son derece farklı sayılabilecek üç ayrı teleskop olması sebebiyle AUKR T35 teleskobu, TUG T100 teleskobu ve Kepler Uzay Teleskobu'nda yapılan zamanlama çalışmalarına dair bulgular karşılaştırılmıştır. Burada öncelikle ortalama fotometrik hassasiyet incelenmiştir. T35'te bu çalışma dahilinde yapılmış olan HW Vir çift sisteminin gözlemleri sonucu elde edilen ortalama fotometrik hassasiyet yaklaşık 3 milikadir mertebesindedir. Yine bu çalışmada incelenen HW Vir sisteminin T100 teleskobu ile yapılan gözlemleri sonucunda ortalama fotometrik hassasiyetin T100 teleskobu için 1 milikadir mertebesinde olduğu görülmüştür. Bu iki gözlemden de hava koşullarının iyi olduğu not edilmelidir. Beklenildiği üzere, çok düşük fotometrik değişimleri yakalamak için dizayn edilen Kepler'in fotometrik hassasiyeti günümüz gözlemcilerinin ulaşabildiğinden son derece yüksektir. Vanderbug 2014 ve Vanderburg & Johnson 2014 çalışmalarında Kepler'in ortalama fotometrik hassasiyetinin 0.004 milikadir olduğu belirtilmiştir.

Her üç teleskop ile yapılan örtme / örtülme zamanlama çalışmalarının gösterdiği sonuçlar ise ilginçtir. T35 teleskobu ile bu çalışma dahilinde yapılan gözlemler sonucu elde edilen örtme ortası zamanları yaklaşık 4.3 saniyelik bir hataya sahipken, T100 teleskobunda bu hata 2.5 saniyedir. Borkovits vd. 2014 çalışmasında farklı çift yıldız sistemlerindeki üçüncü bileşenlerin örtme / örtülme zamanlamasını incelemiştir. Bu çalışmada incelenen sistemlerin örtme ortası zamanlarının hata değerleri ortalama 3 saniye kadardır. Burada, örtme ortası zamanlarının belirlenmesinde fotometrik hassasiyet kadar, çift yıldızın parlaklığı, minimum genliği ve yapısı gibi birçok farklı etken önemli rol oynamaktadır. Yine de her üç teleskoba ait örtme ortası zamanlarının aynı metrebede hatalara sahip olduğunu söylemek yanlış olmayacaktır.

Yine her üç teleskop ile yapılmış olan geçiş gözlemlerinin zamanlamaları aynı mertebelerde görülmektedir. T35 için 5.2 saniye (bu çalışma), T100 için 7.6 saniye (Baştürk vd. 2015) ve Kepler için 4.9 saniye (Borkovits vd. 2014). Yine burada, her üç teleskop ile incelenen yıldızların aynı olmadığını belirtmek gereklidir. Ancak her üç teleskop ile elde edilen zamanlama hatalarının aynı metrebede olması, zamanlama yönteminin yapılabilirliği ile ilgili önemli bilgiler sunmaktadır. Bu tartışma Sonuçlar bölümünde yapılacaktır.

4. HW Vir Sisteminin Örtme / Örtülme Zamanlaması

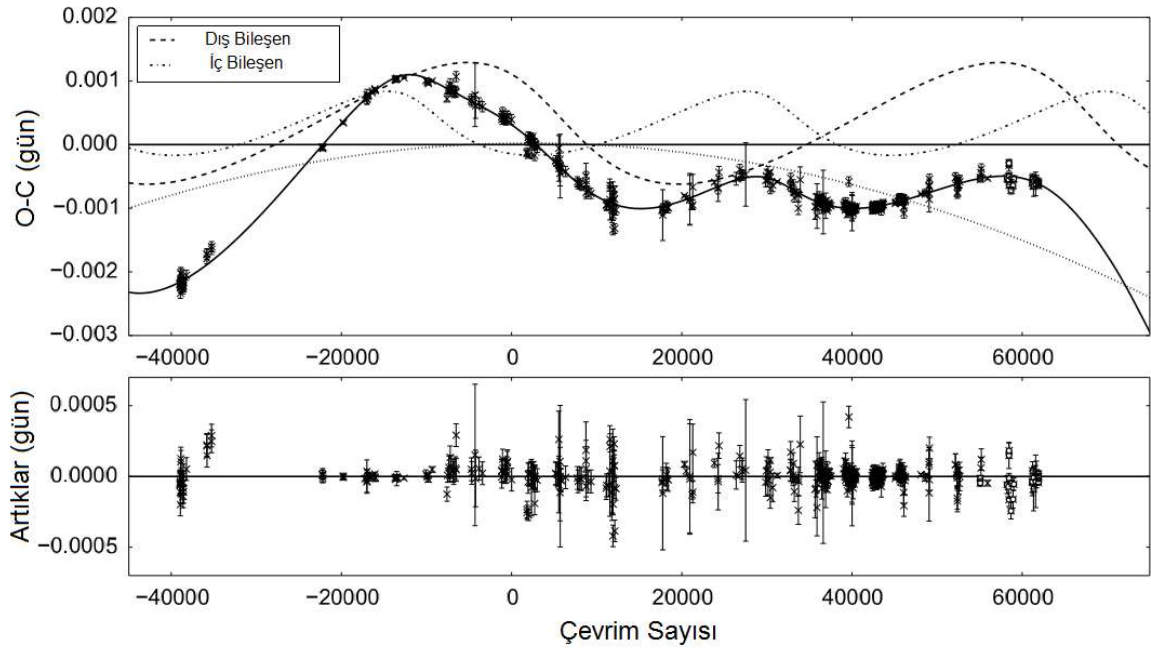
Bu çalışmada, zamanlama yöntemlerinin ötegezegen keşfi amacıyla ülkemizdeki küçük teleskoplar ile yapılabilirliğine örnek teşkil edebilmesi amacıyla, Beuermann vd. 2012 tarafından ötegezegen barındırdığı belirtilen HW Vir sisteminin analizi yapılmıştır. HW Vir sistemi, $V = 10.7$ kadir parlaklığında Algol türü bir örten değişendir. Çift bileşenlerinden biri sdB türünden olup diğeri ise M türü bir anakol yıldızdır. Yörünge dönemi 0.117 gün olduğundan bir gözlem gecesi boyunca birkaç çevrim gözlemi mümkün olabilmektedir. 1984 yılından beri fotometrik gözlemleri devam etmektedir. Bu gözlemler sonucunda örtme / örtülme zamanlarında değişimin varlığı bilinmekte ve son yıllarda yapılan çalışmalarda bu değişimin sistemde bulunan ötegezegenlerin ışık-zaman değişimi (ing. Light-time effect, kısaca LiTE) kaynaklı olduğu düşünülmektedir (Lee vd. 2009, Beuermann vd. 2012).



Şekil 2: HW Vir sisteminin örtme / örtülme zamanı değişim diyagramı

HW Vir sisteminin bu çalışma dahilinde yapılan fotometrik gözlemleri AUKR T35, TUG T100 teleskopları ile Lemmonsan Optical Astronomical Observatory (LOAO) ve Sobaeksan Optical Astronomical Observatory (SOAO) teleskoplarından elde edilmiştir. T35 ile 14, T100 ile 5, LOAO ile 7, SOAO ile 19 örtme ortası zamanı Kwee – van Woerden yöntemi kullanılarak (Kwee & van Woerden 1956), BJD (TDB) zaman ölçeğinde elde edilmiştir. Bu verilere literatürde bulunan örtme ortası zamanları eklenerek elde edilen örtme / örtülme zamanlama değişimi diyagramı Şekil 2'de görülebilir.

Sistemde bulunan dönem değişim mekanizmalarının tespiti için, parabol ve çevrimsel dönem değişim modellerinin (ışık-zaman etkisi, kısaca LiTE) uygun kombinasyonları uygulanmıştır. Bu uyumlama işlemlerinde Levenberg – Marquardt en küçük kareler yöntemi (Levenberg 1944, Marquardt 1963) kullanılmıştır. Model parametrelerinin başlangıç değerlerinden çevrimsel dönemler, Lomb-Scargle periodogramları ile diğer parametrelerin başlangıç değerleri ise görsel olarak belirlenmiştir. Uyumlama işlemi yapılan modeller, parabol, LiTE, 2 x LiTE, parabol + LiTE, parabol + 2 x LiTE olarak seçilmiştir. Tüm modellerin uyumlama işlemi sonucu, HW Vir sisteminin örtme / örtülme zamanı değişimini en iyi temsil eden modelin parabol + 2 x LiTE olduğu tespit edilmiştir.



Şekil 3: HW Vir'in örtme / örtülme zamanı değişimine yapılan parabol + 2 x LiTE uyumlaması

Sonuçta elde edilen değerlere göre HW Vir sisteminde ışık-zaman etkisi yaratan iki adet yıldızaltı cismin bulunduğu görülmektedir. Cisimlerin kütleleri, yörüngelerinin çift yıldızın yörüngesi ile çakışık olması kabulü ile 19.1 Mj ve 14.1 Mj olarak hesaplanmıştır. Bu sonuçlar, sistemin Beuermann vd. 2012 tarafından yapılan örtme / örtülme çalışmasından farklı olarak her iki cismin kütlelerini birbirine daha yakın olduğunu göstermektedir. Bu model sonucu elde edilen parametre değerleri ve hataları Çizelge 5'te görülebilir.

Çizelge 5: HW Vir sisteminin örtme / örtülme zamanlama analizi sonuçları

Parametre	Dış Bileşen	İç Bileşen
İndirgenmiş Ki-kare		1.027
Karekök Ort. (saniye)		6.68
A_{par}		$-3.92 \times 10^{-13} \pm 5.6 \times 10^{-15}$
ΔT_{par} (gün)		$-3.27 \times 10^{-4} \pm 7.9 \times 10^{-6}$
$T_{0,LiTE}$	2450816 ± 171	2453831 ± 209
P_{LiTE} (gün)	7051 ± 8	4985 ± 9
e	0.28 ± 0.01	0.36 ± 0.01
A_{LiTE} (gün)	$9.68 \times 10^{-4} \pm 6.2 \times 10^{-6}$	$5.76 \times 10^{-4} \pm 4.6 \times 10^{-6}$
ω	159 ± 0.9	129.8 ± 1.9
$m_{sini}(M_j)$	18.8 ± 0.5	14.0 ± 0.4
a_{sini} (AB)	6.1 ± 0.5	4.8 ± 0.4
$m(M_j), i = 80.9$	19.1	14.1

5. Sonuçlar

-Bu çalışmada farklı zamanlama yöntemleri ve bugüne kadar bu yöntemlerle yapılan keşifler özetlenmiştir. Ardından AUKR T35 teleskobu, T100 teleskobu ve Kepler uzay teleskobunun hem fotometrik hassasiyetleri hem de örtme / örtülme zamanlama ile geçiş zamanlama hassasiyetleri literatürde bulunan örnekleri üzerinden karşılaştırılmıştır. Bu karşılaştırmaya bir örnek teşkil etmesi açısından HW Vir örten çift sisteminin T35 ve T100 teleskopları ile elde edilen fotometrik ölçümlerinin dahil edildiği örtme / örtülme zamanı değişimi analizi yapılmıştır.

-HW Vir sisteminin analiz sonuçları, çift yıldızın sdB bileşeni kaynaklı manyetik rüzgarlar sonucu yörünge döneminin seküler olarak azalması modelini (Lee vd. 2009) destekleyen parabolic değişim göstermektedir. Bu değişimin ile birlikte iki adet çevrimsel trend bulunmakta ve bu trendlerin ışık-zaman etkisi kabulü altındaki çözümleri 19.1 Mj ve 14.1 Mj kütleli iki adet yıldızaltı cisme işaret etmektedir. Örtme / örtülme zamanı diyagramında, bu iki yıldızaltı cismin olası ışık-zaman etkileri ayrı ayrı bir tam çevrimi görülebilmekle birlikte, sisteme dair benzer çalışmaların sonuçlarındaki farklılıklar göz önünde bulundurularak fotometrik gözlemlerin devamına ihtiyaç duyulmakta olduğu söylenebilir. Bu tür sdB + dM çift yıldızların evrimleri, ortak zarf evresi sonrası fiziksel koşulları ve bu sistemlerde var olabilecek yıldızaltı cisimlerin oluşum mekanizmaları henüz tam olarak bilinmemektedir. HW Vir sistemine dair bu analiz sonucu elde edilen sonuçlar ve hataları göz önünde bulundurulduğunda sistemin analizinin T35 benzeri küçük çaplı teleskoplarla üretilen verilerle yapılabileceği gösterilmiştir.

-T35, T100 ve Kepler teleskoplarının fotometrik hassasiyetleri arasındaki büyük farka rağmen, örnek alınan çalışmalar göz önünde bulundurulduğunda, zamanlama yönteminin her tür teleskop verisi üzerinden yapılabileceğini söylemek mümkündür. Ülkemizde fotometrik gözlem için kullanılan teleskopların görece küçük teleskoplar olduğu düşünüldüğünde, ötegezegen keşif çalışmalarının mevcut imkanlarla yapılabileceği görülebilir. Zamanlama yöntemleri arasında çift yıldızların örtme / örtülme zamanlama yöntemi, ülkemiz astronomları tarafından uzun süredir kullanılan bir yöntem olduğundan, hem ülkemizdeki gözlem imkanları hem de bu konudaki tecrübe, bu zamanlama yönteminin uygulanmasını mümkün kılmaktadır. Zamanlama yöntemlerinin, diğer gezegen keşif yöntemlerinden farklı olarak getirdiği bu düşük maliyeti, tüm Dünya’da giderek daha büyük önem arzeden ötegezegen araştırmalarında ülkemiz astronomlarının katkısının hızla arttıracağı kanaatindeyiz.

6. Kaynaklar

- Agol, E., Steffen, J., Sari, R., Clarkson, W. 2005. Monthly Notices of Royal Astronomical Society, 359,567.
- Bastürk, Ö., Hinse, T.C., Özavcı, I., Yörükoglu, O., Selam, S.O. 2015. ASP Conference Series, vol. 496
- Bastürk, Ö., Bahar, E., Senavcı, H.V., Kılıçoğlu, T., Özavcı, I., Burdanov, A., Yılmaz, M., Çalıskan, S., Tezcan, C.T., Yörükoglu, O., Özkeles, A., İzci, D.D., Gümüş, D., Avcı, Z., Öztürk, D., Selam, S.O., Ekmekçi, F., Albayrak, B. 2014. Information Bulletin On Variable Stars, 6125
- Beuermann K., Dreizler S., Hessman F.V. And Deller J. Astronomy & Astrophysics, Volume 543, id.A138, 6 pp. 2012
- Borkovits, T., Rappaport, S., Hajdu, T., Sztakovics, J. 2015. Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, 448, 1
- Exoplanet Transit Database. Web Sitesi: <http://exoplanet.eu>, Erişim Tarihi: 14.06.2016
- EXOplanet search with the Timing MEthod (EXOTIME). Web Sitesi: <http://www.oato.inaf.it/silvotti/exotime/>, Erişim Tarihi: 14.06.2016
- Holczer, T., Mazeh, T., Nachman, G., Jontof-Hutter, D., Ford, E.B., Fabrycky, D., Ragozzine, D., Kane, M., Steffen, J.H. 2016. arXiv, 1606.01744
- Holman, M.J., Murray, N.W. 2004. Science, 307,1288
- Hroch, F.: In: Proceedings of the 29th Conference on Variable Star Research, vol. 30 (1998)
- International Astronomical Union. Web Sitesi: <http://www.iau-sofa.org>, Erişim Tarihi: 14.06.2016
- Irwin, John B., 1959, Astronomical Journal, Vol. 64, p. 149
- Kwee, K. K., van Woerden, H., 1956, Bulletin of the Astronomical Institutes of the Netherlands, Vol. 12, p.327
- Lee J.W., Kim S.-L., Kim C.-H., Koch R.H., Lee C.-U., Kim H.-I. And Park J.-H. The Astronomical Journal, Volume 137, Issue 2, pp. 3181-3190, 2009
- Marc Brett. Web Sitesi: <http://gpsinformation.net/main/gpstime.htm>, Erişim Tarihi: 13.06.2016
- Mazeh, T., Nachmani, G., Holczer, T., Fabrycky, D.C., Ford, B.F., Roberto, S., Sokol, G., Rowe, J.F., Zucker, S., Agol, E., Carter, J.A., Lissauer, J.J., Quintana, E.V., Ragozzine, D., Steffen, J.H., Welsh, W. 2013. The Astrophysical Journal Supplement, 208,2,16
- Nesvorný, D., Kipping, D.M., Buchhave, L.A., Bakos, G.A., Hartman, J., Schmitt, A.R. 2012. Science, 336,6085
- Steffen, J.H., Fabrycky, D.C., Agol, E., Ford, B.F., Morehead, C.R., Cochran, D.W., Lissauer, J.J., Adams, E.R., Borucki, W.J., Bryson, S., Caldwell, D.A., Dupree, A., Jenkins, J.M., Robertson, P., Rowe, J.F., Seader, S., Thompson, S. Twicken, J.D. 2012. Monthly Notices of Royal Astronomical Society, 428,2,1077
- TUBITAK Ulusal Gözlemevi. Web Sitesi: <http://www.tug.tubitak.gov.tr>, Erişim tarihi: 13.06.2016
- Wolszczan A., Frail D.A., 1992, Nature, vol 355, p 145-147

NGC2323, NGC2395 VE NGC2539 Açık Yıldız Kümelerinin Temel ve Yapısal Parametreleri

Yonca Karşı¹, İnci Akkaya Oralhan¹, Raul Michel Murillo², Yüksel Karataş³, William Schuster²

¹Erciyes Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, Kayseri, Türkiye.

²Observatorio Astronomico Nacional, Universidad Nacional Autonoma de Mexico, Ensenada, B.C. Mexico

³İstanbul Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, İstanbul, Türkiye

Özet: Bu çalışma da F-G tayf türünden yıldızlar içerdği bilinen NGC2323, NGC2395 ve NGC2539 açık yıldız kümelerinin parametrelerinin belirlenmesi üzerine çalışılmıştır. Kümelerin CCD UBVR(I) fotometrik verileri Universidad Nacional Autonoma de Mexico'ya bağlı San Pedro Martir Ulusal Gözlemevi'ndeki 0.84 m'lik f/13 Ritchey-Chretien teleskobundan alınmıştır. JHK fotometrik verileri ise PPMXL Vizier kataloğundan öz hareket verileriyle birlikte alınmıştır. Her iki veri seti birbirleriyle eşleştirilerek homojen bir veri seti oluşturulmuştur.

Anahtar Kelimeler: Açık yıldız kümeleri; temel ve yapısal parametrelerin belirlenmesi, Fotometri; UBVR(I) C ve 2MASS

Abstract: In this study, selected NGC2323, NGC2395 and NGC2539, containing F-G spectral type stars. CCD UBVR(I) photometric observations of the clusters have been taken from 0.84 m f/13 Ritchey-Chretien telescope in San Pedro Martir National Observatory which is connected to Universidad Nacional Autónoma de Mexico and then reduced. JHK photometric observations have been taken from PPMXL Vizier catalog with data of proper motions. Both data sets were matched to each other to form a homogeneous data set.

Key Words: Open star clusters; Determination of fundamental and structural parameters, Photometry; UBVR(I) C and 2MASS

1. Giriş

Açık yıldız kümeleri, Galaksimizin evrimsel ve dinamik özelliklerinin anlaşılması, diskin yükseklik ölçeğinin belirlenmesi, Güneş'in galaksi merkezine olan uzaklığının hesaplanması, sarmal yapının haritalanması, galaktik dönme eğrisinin yerel davranışının ortaya çıkarılması ve diskin metal bolluğu gradientinin eldesi gibi bir çok konuda büyük öneme sahiptir. Bu yüzden galaksimizin önemli parçalarından biri olan açık yıldız kümelerinin parametre bilgilerinin literature kazandırılması galaksimizin bu özelliklerinin açığa çıkarılması için oldukça önemlidir.

Bu çalışmada Meksika San Pedro Martir (SPM) Ulusal Astronomi Gözlemevi'nde 84 cm teleskop ile gözlenmiş NGC2323, NGC2395 ve NGC2539 açık yıldız kümelerinin CCD UBVR(I) fotometrik verileri ile birlikte 2MASS kataloğundaki JHK_s fotometrisi kullanılarak temel astrofiziksel parametreleri olan renk artıkları, metal ve ağır element bollukları, uzaklık modülleri, uzaklıkları ve yaşları tayin edilmiştir. E(B-V) renk artığı, Schmidt-Kaler, (1982) (SK82) anakolunun (U-B)-(B-V) iki-renk diyagramında kızarma doğrusu boyunca belli ışınım gücü sınıfından yıldızlar için düzenlenmiş kızarma eğrilerine göre çıkarılmasından belirlenmiştir. Metal bolluğu tayini, (U-B)-(B-V) iki renk diyagramında Hyades anakolu üzerindeki 0.3<(B-V)₀<0.6 aralığında metalce fakir parlak F tayf türünden yıldızların dağılımlarından belirlenen δ(U-B) morötesi artığı tekniğiyle yapılmıştır. 20 kümenin uzaklık modülü, uzaklık ve yaşları, Bressan ve ark. (2012) ait eşyaş eğrilerinin kümelerin beş renk indeksindeki (B-V, V-I, R-I, J-H, J-K) renk-kadir diyagramları ile karşılaştırılmasından elde edilmiştir. Bu 3 küme aynı teleskop ile gözlenip, aynı analiz yöntemleri uygulandığından homojen veri örneği oluşturması bakımından bir avantaja sahiptir.

2. Fotometrik Gözlemler, Veriler ve İndirgeme Teknikleri

Bu çalışmada analizi yapılan açık yıldız kümelerinin CCD UBVR(I) gözlemleri Sierra San Pedro Martir (SPM) gözlemeviden 0.84 m'lik f/13 Ritchey-Chretien teleskobu ile yapılmıştır. Kümelerin CCD UBVR(I) gözlemleri yapılırken her bir küme için her filtrede uygun poz süreleri verilerek küme alanları gözlenmiştir. Aynı zamanda küme gözlemlerinin standart sistemlere dönüşümünde atmosferik sönmölme katsayılarının belirlenmesi ve Johnson-Cousins fotometrik sistemine dönüşümün yapılması için bazı standart-yıldız alanları da gözlenmiştir (Landlot A.,2012). Standart yıldız alanlarının ve küme alanının fotometrik gözlemlerdeki hassasiyetinin artırılması için aynı poz süreleri ile her bir filtrede uygun poz değerlerinde sırası ile UBVR(I) –IRVBU olmak üzere iki veri seti alınmıştır. Gözlem sırasında küme alanı için toplamda her bir filtrede 6 pozlama ve alan yıldızları için de 2 pozlama yapılmıştır. CCD fotometrisinin genel kalibrasyon süreçlerinin uygulanabilmesi için ise tüm gözlem boyunca yaklaşık 100 bias ve 50 dark görüntüsü alınmıştır (Akkaya İ., ve ark., 2010; Akkaya Oralhan İ., ve ark., 2015). Flat alanları gökyüzünün yıldız sayı yoğunluğu bakımından temiz gökyüzü alanlarına bakılarak gözlemin başında ve sonunda her filtrede alınmıştır.

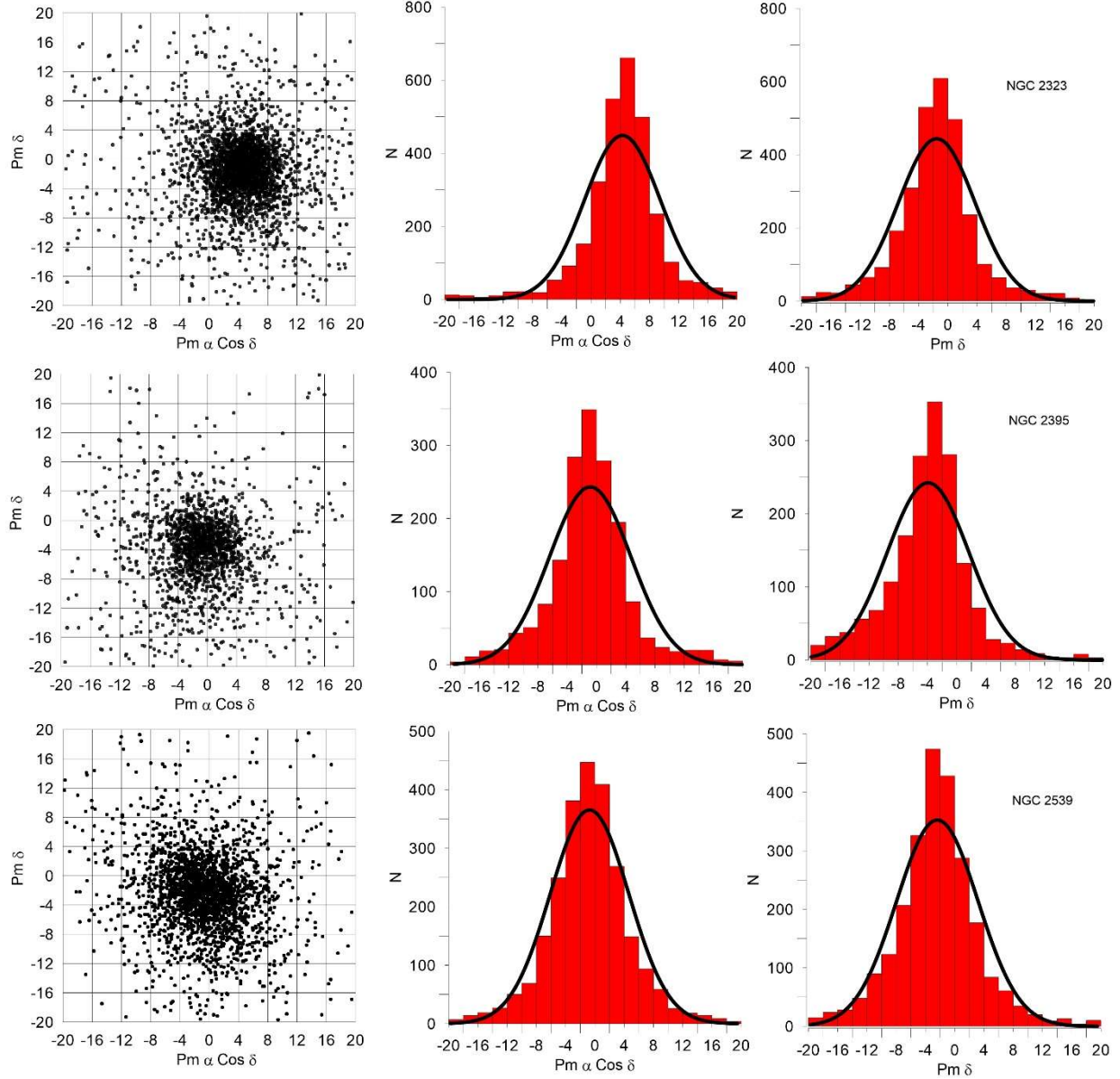
CCD fotometri indirgemeleri ve dönüşümleri Açıklık ve PSF tekniği ile IRAF (Image Reduction and Analysis Facility) programındaki genel indirgeme teknikleri ve paketleri kullanılarak yapılmıştır. Diğer taraftan 2MASS JHK_s verileri öz hareket verileriyle birlikte küme merkezinden yaklaşık 20 yaydakika'lık bölge için PPMXL kataloğundan alınmıştır (Sktutskie, M. F.,

*Sorumlu Yazar E-Posta: k.yonca61@gmail.com

ve ark., 2006; Röser, H., J., ve ark., 2010)

Buna göre bu üç küme için üye yıldızlar belirlenirken ilk olarak küme içerisindeki her bir yıldız için PPMXL kataloğundan alınan sağ açıklık ve dik açıklığa göre öz hareket verilerinden belirsizliği ≥ 4.0 miliyaysaniyesi/yıl -1 olan öz hareket verileri çıkarılmıştır. 2MASS verileri için ise fotometrik limiti $J \geq 16.5$ kadir olan veriler ile birlikte hataları 0.20 kadirde büyük olan J, H ve K_s verileri çıkarılmıştır (Tadross, A., 2011).

NGC2323, NGC2395, NGC2539 kümelerinin merkezi koordinatlarından yaklaşık 20 yaydk'lık bir alan içerisinde kalan bölgede PPMXL kataloğundan alınmış veriler üzerinden Şekil 2.1'deki gibi bir dağılım elde edilmiştir. Burada “ $Pm(\alpha \cos \delta)$ ” ve “ $Pm(\delta)$ ” sağ açıklık ve dik açıklığa göre öz hareketleridir. Her bir histograma Gauss fonksiyonu uygulandıktan sonra da $\pm 1\sigma$ standart sapma değeri içerisinde kalan öz hareket verileri kümenin olası üyeleri olarak kabul edilmiştir. Bu standart sapma dışında kalan yıldızlar hem UBVR(I)C hem de JHKs veri setlerinden ayıklanmıştır. Öz hareket verileri için elde edilen Gauss fonksiyonlarının maksimumları ve standart sapmaları Çizelge 2.1'de verilmiştir.

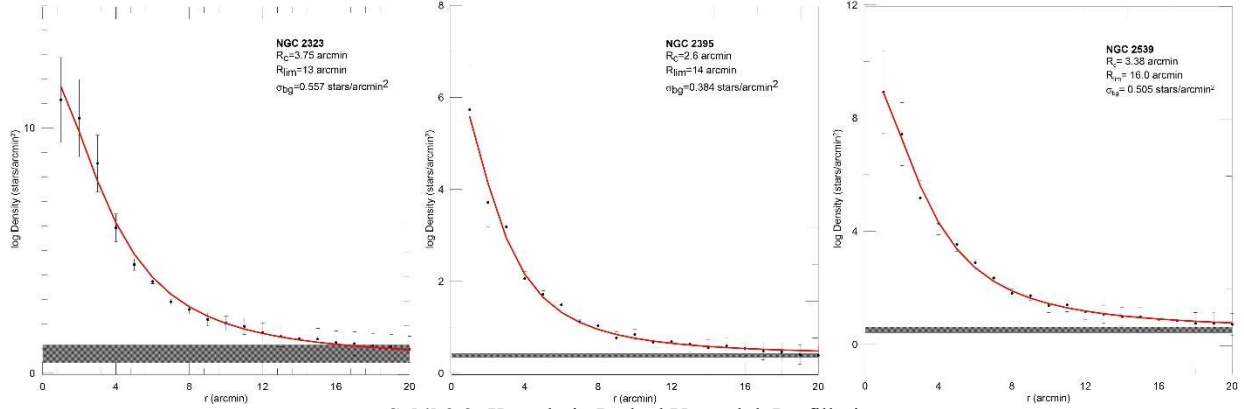


Şekil 2.1: Kümelerin öz hareket dağılımları.

Çizelge 2.1: Öz hareket verileri için elde edilen Gauss fonksiyonlarının maksimumları ve standart sapmaları

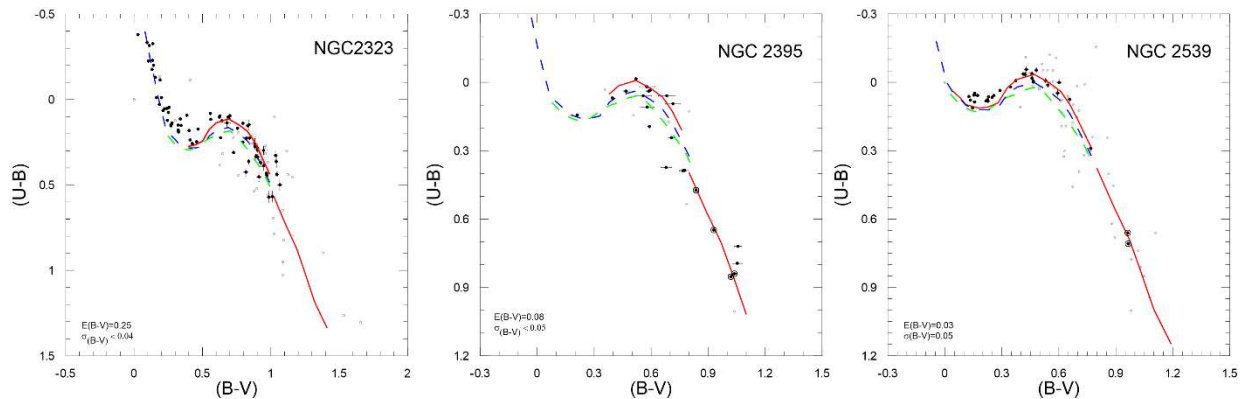
Küme	$pmRA \pm 1\delta$	$pmDEC \pm 1\delta$
NGC2323	-0.33 ± 10.61	-7.63 ± 3.57
NGC2395	-5.95 ± 4.42	-9.13 ± 1.28
NGC2539	-0.72 ± 5.49	-2.35 ± 5.63

Kümelerin yapısal parametreleri küme üyesi yıldızların radyal sayı yoğunluklarını modelleyen üç parametrelilik King profiliyle belirlenmiştir. King profili; $\sigma(R) = \sigma_{bg} + \sigma_{ok} / (1 + (R/R_{core})^2)$ eşitliğiyle tanımlanır (Bonatto, C., Bica, E., 2009). Eşitlikteki σ_{bg} , σ_{ok} ve R_{core} parametreleri sırasıyla arka plan yıldız sayı yoğunluğunu, kümenin merkezi yüzey sayı yoğunluğunu ve kümenin çekirdek yarıçapını tanımlamaktadır. Şekil 2.2’de kümelere ait radyal yoğunluk profilleri görülmektedir. Burada sürekli kırmızı çizgi King fitini, dikey eksen ise yıldız sayı yoğunluğunu temsil etmektedir. Buna göre her bir küme için bulunan alan yıldız yoğunluğu σ_{bg} , kümenin merkezi sayı yoğunluğu σ_{ok} ve çekirdek yarıçapı R_{core} diyagramların sağ üst kısmında verilmiştir.



Şekil 2.2: Kümelerin Radyal Yoğunluk Profilleri

Kümelerin yıldızlararası kızarması belirlenirken iki renk diyagramında hem dev hem de cüce yıldızlar olmak üzere oldukça geniş renk indekslerini içine almasından dolayı Schmidt-Kaler (1982) (SK) gözlemsel sıfır yaş anakolu kullanılmıştır. Diğer taraftan metal bolluğu belirlenirken $[M/H] = +0.12$ ile $+0.14$ dex arasında Güneş’in metal bolluğuna çok yakın ve 625 ± 50 Myıl yaşındaki bir açık yıldız kümesi olan Hyades’e ait gözlemsel anakol kullanılmıştır (Sandage, A., 1969). Hyades anakolu kullanılırken, $0.3 < (B-V)_0 < 0.6$ aralığında metal azlığı gösteren parlak F tayf türünden yıldızların dağılımlarından belirlenen $\delta(U-B)$ morötesi tekniğinden faydalanılmıştır. Şekil 2.3’de görüldüğü gibi SK kızarmamış $(U-B)_0 - (B-V)_0$ anakolu, $(U-B)$ eksenini boyunca $(U-B)_0 + 0.72 \times E(B-V) + 0.05 \times E(B-V)^2$ kadar, $(B-V)$ ekseninde ise $(B-V)_0 + E(B-V)$ kadar kızartılarak en iyi fit elde edilmiştir (Lata, S., ve diğ., 2012).



Şekil 2.3: Kümelerin renk-renk diyagramları. Burada yeşil kesikli çizgi Hyades anakolunu, mavi kesikli çizgi SK kolunu, kırmızı sürekli çizgi ise küme için elde ettiğimiz eş metal bolluğu çizgisini temsil etmektedir.

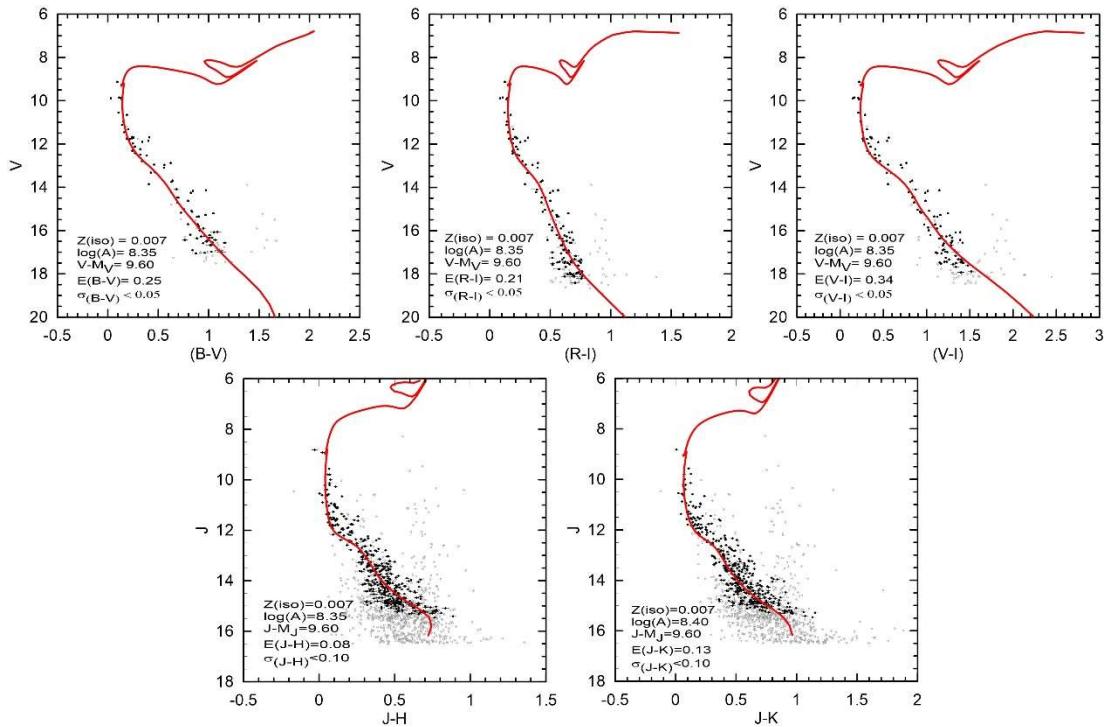
Fotometrik metal bolluğu $[M/H]$ ise F-tipi yıldızların Hyades koluna göre iki-renk diyagramındaki metal azlığı gösteren yıldızlardan hareketle $\delta(U-B)$ morötesi artışı belirlenir ve $(B-V)_0 = 0.6$ değerine normalize edilerek $[M/H] - \delta(U-B)_{0.6}$ dönüşümlerinden kümenin $[M/H]$ değeri belirlenir (Lata, S., ve ark., 2012). Daha sonra fotometrik metal bolluğu $Z = Z_\odot \cdot 10^{[M/H]}$ ifadesinden ağır element bolluğu Z ’ye dönüştürülür. Bu yöntemle kümeler için belirlenen kızarma değerleri her bir küme için renk-renk diyagramlarında verilmiştir. Bu kızarma değerleri Şekil 2.3’de görüldüğü gibi kümelerin iki-renk diyagramındaki yıldız dağılımıyla oldukça uyumludur. Aynı zamanda bu kızarma değeri renk-kadir diyagramlarında kümenin ana kolu ile eş yaş çizgilerinin iyi bir şekilde fit olmasını sağlamaktadır. Şekil 2.3’de NGC2395 ve NGC2539 kümelerinde daire içerisinde belirtilen yıldızlar kümenin olası Kırmızı Dev (RG: Red Giant) yıldızlarını göstermektedir.

Çizelge 2.2: Kümelerin $\langle (B-V)_0 \rangle$ değerinde Hyades ve eşmetal eğrisi için $(U-B)_0$ ve $\langle U-B \rangle_{0,EM}$ değerleri verilmiştir.
EM sembolü, eş metal

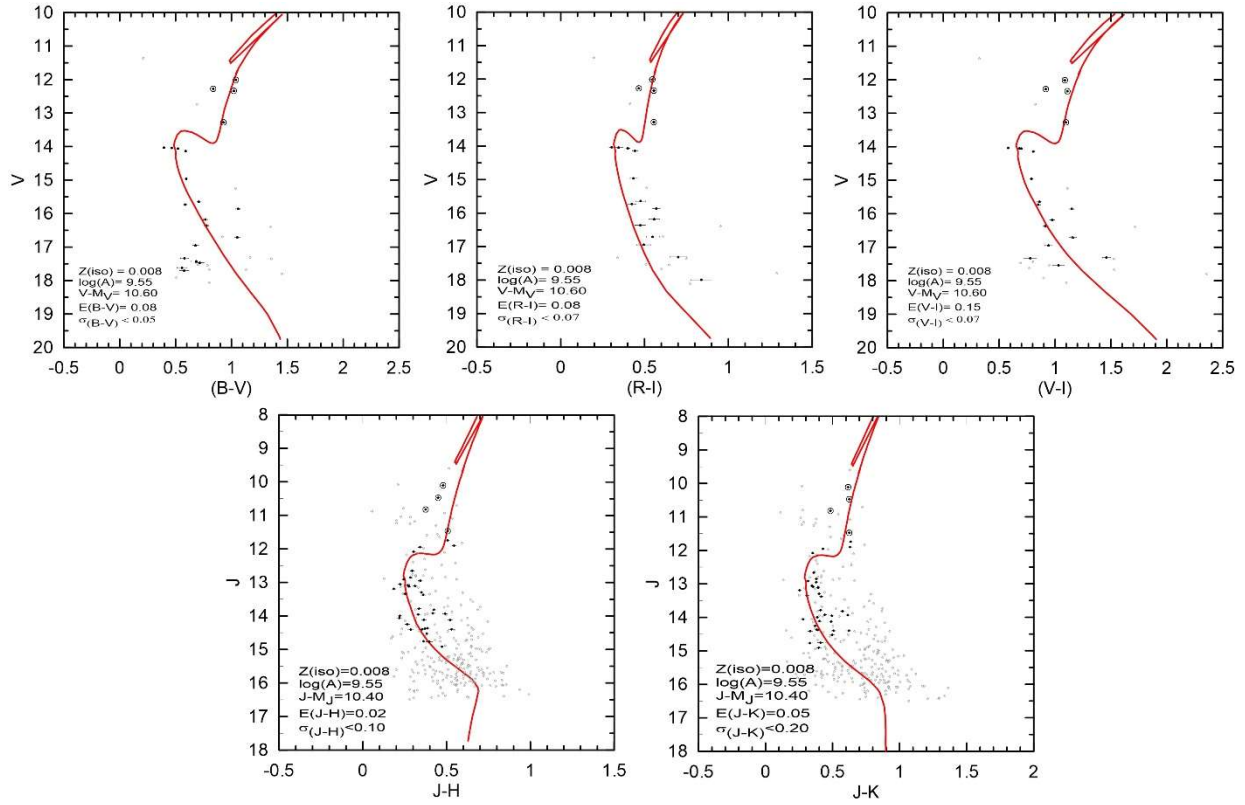
bolluğu anlamına gelmektedir $\delta(U-B)$ morötesi artışı, $\delta_{0.6}$
ise $(B-V)_0 = 0.6$ 'ya normalize edilmiş morötesi
artıklarıdır. $[M/H]$, Z kümelerin metal ve ağır element bollukları

Küme	$\langle(B-V)_0\rangle$	$(U-B)_0$	$\langle(U-B)_{0,EM}\rangle$	$\delta(U-B)_0$	$\delta(0.6)$	$[M/H]$	Z
NGC2323	0.45	0	-0.065	0.065	0.074	-0.27	0.007
NGC2395	0.08	0.05	-0.03	0.08	0.087	-0.35	0.006
NGC2539	0.03	0.1	0.013	0.087	0.088	-0.36	0.006

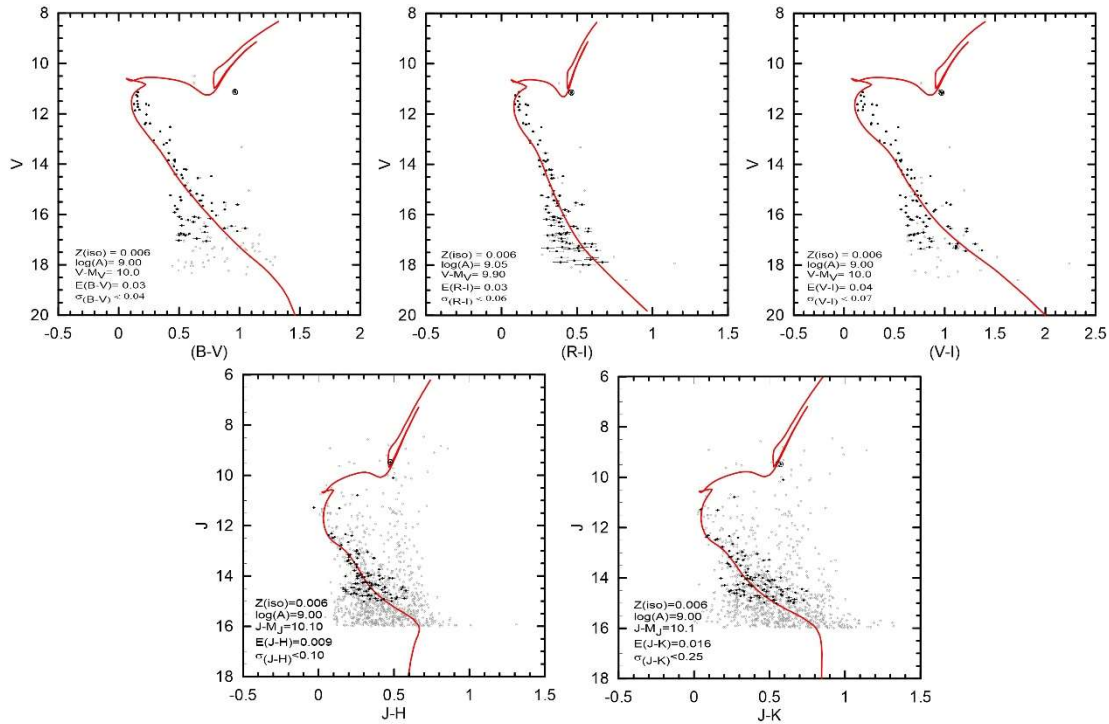
Kümelerin diğer parametrelerinin belirlenmesinde Bressan ve ark. (2012)'ne ait PARSEC eş yaş çizgileri kullanılmasıdan dolayı Güneş bolluğu $Z_0 = 0.015$ olarak alınmıştır. Açık yıldız kümelerinin (V-M V) uzaklık modülü, PARSEC teorik eş yaş eğrilerinin kümelerin V-(B- V), V-(R- I), V-(V- I), J-(J- H), J-(J- K) renk-kadir diyagramlarında kümenin standart sönükleşme kanunlarına göre renk artıkları dikkate alınarak, dikey mutlak kadir ekseninde ve yatay renk indeksi ekseninde kaydırılarak elde edilir. Benzer şekilde kümeler için uzaklık modülü ve yaşların tespitinde beş farklı renk-kadir diyagramı kümeler için belirlenen Z değerinde ki (bkz Çizelge 2.2) PARSEC eşyaş çizgileri ile fit edilmiştir. Kümeler için beş farklı diyagramda elde edilen yaş ve uzaklık modülü değerleri her bir kümenin renk-kadir diyagramlarında Şekil 2.4 , Şekil 2.5 ve Şekil 2.6'da verilmiştir. Bu şekillerde görüldüğü gibi renk-kadir diyagramlarından üç tanesi (V-(B- V), V-(R- I), V-(V- I)) SPM'den alınan CCD UBV(RI)_C fotometrisine ait iken diğer iki tanesi (J-(J- H), J-(J- K)) 2MASS JHK_s fotometrisine aittir. Her iki veri setinden elde edilen sonuçların birbirleriyle tutarlı olması analizlerimizin ve sonuçlarımızın güvenilirliğini kanıtlar niteliktedir. Şekiller'deki kırmızı çizgi kümenin yaşı için tahmini bir yaş değeri verir. Burada açık gri ile belirtilen yıldızlar küme limit yarıçapı içerisinde kalan ve PPMXL verilerinden itibaren temizlenmiş alan yıldızları ile gözlemsel hataları çok büyük olan küme üyesi olmayan yıldızları temsil etmektedir.



Şekil 2.4: NGC2323 açık yıldız kümesinin renk-kadir diyagramları.



Şekil 2.5: NGC2395 açık yıldız kümesinin iki renk diyagramı



Şekil 2.6: NGC2539 açık yıldız kümesinin iki renk diyagramı

3. Sonuçlar

-NGC2323, NGC2395 ve NGC2539 açık yıldız kümelerinin temel ve yapısal parametreleri hata değerleriyle birlikte ayrıntılı olarak Çizelge 3.1'de verilmiştir. Analizi yapılan bu üç kümeden iki tanesinde kümelere ait olabilecek kırmızı dev yıldızlarına diyagramlarda rastlanmıştır. NGC2395 kümesinde 4 RG, NGC2539 kümesinde 2 RG aday yıldızları renk-renk ve renk-kadir diyagramlarında rastlanmıştır. Çalışmanın bundan sonraki hedefleri arasında bu özel yıldızların tayfsal olarak incelenmesi vardır.

Çizelge 3.1: Kümelere ait E(B-V) renk artışı, metal ve ağır element bolluğu ([M/H], Z), (V-M_v)₀ uzaklık modülü ve d (kpc) uzaklık, (Log A, A) (A/yıl, Gyl) yaşa ait ortalama değerler ile R_{GC} (kpc) Galaksi merkezinden uzaklık değerleri.

Küme	l(°)	b(°)	E(B-V)	[M/H]	Z	(V-M _v) ₀	d(kpc)	Log(A)	A(Gyl)	R _{GC} (kpc)
NGC2323	221.672	-1.331	0.25±0.07	-0.27±0.14	0.007±0.03	9.60±0.03	0.883±0.01	8.36±0.04	0.22±0.02	3.75
NGC2395	204.605	13.988	0.08±0.07	-0.35±0.12	0.006±0.02	10.60±0.05	1.13±0.29	9.55±0.03	3.55±0.31	2.59
NGC2539	233.705	11.112	0.03±0.07	-0.36±0.06	0.006±0.008	9.00±0.04	1.001±0.01	9.00±0.04	1.01±0.01	3.38

4. Kaynaklar

Schmidt-Kaler, T., 1982. Numerical Data and Functional Relationships in Science and Technology, Springer, Berlin, 14-16 pp

Bressan, A., Marigo, P., Girardi, L., Salasnich, B., Dal Cero, C., Rubele, S., Nanni, A., 2012. Parsec: stellar tracks and isochrones with the padova and trieste stellar evolution code,» Mon. Not. R. Astron. Soc., 427: 127-145.

Clem, J.L., Landolt, A., 2012. Faint UBVR standard star fields, Astrophysical Journal Supplement Series, 146: 88-106.

Akkaya, İ. Schuster, W. J., Michel, R., Chavarria, K. C. Moitinho, A., Vázquez, R., Karatas, Y., 2010. CCD UBVR photometry of the galactic open clusters: Be 89, Ru 135, and Be 10, RevMex, 46: 385-430

Akkaya Oralhan, İ., Karataş, Y., Schuster, W.J., Michel, R., Chavarria, K. C., 2015. CCD UBVR Photometry of twenty open clusters, New Astronomy, 34: 195-210.

Skrutskie, M. F., Cutri, R. M., Stiening, R., Weinberg, M. D., Schneider, S., Carpenter, J. M., Beichman, C., Capps, R., Chester, T., Elias, J., 2006. The two micron all sky survey (2MASS), Astrophysical Journal Supplement Series, 131: 1163-1183

Röser, H. J., Hippelein, H., Wolf, C., Zatloukal, M., Falter, S., 2010. The heidelberg infrared optical cluster survey, Astronomy&Astrophysics, 513: 15.

Tadross, A., 2011. A catalog of 120 NGC open star cluster, Journal of The Korean Astronomical Society, 44: 1-11

Arnaud, K. A. 1996, Astronomical Data Analysis Software and Systems V, edit. G. H. Jacoby & J. Barnes, ASP Conf. Ser., 101, 17

Bonatto, C., Bica, E., 2009. Probing the age and structure of the nearby very young open clusters NGC 2244 and NGC 2239, Mon. Not. R. Astron. Soc., 394: 2127-2140.

Sandage, A., 1969. Isochrones, ages, curves of evolutionary deviation, and the composite C-M diagram for old galactic clusters, Astrophysical Journal Supplement Series, 158: 1115-1136.

Lata, S., Pandey, A. K., Sagar, R., Mohan, V., 2012. Integrated photometric characteristics of galactic open star cluster, Astronomy&Astrophysics, 388: 158-167.

Hassas Dikine Hız Ölçümlerinde Yıldız Leke Aktivitesinin Etkisi

Orkun Özdarcan¹, Serdar Evren¹

¹Ege Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, İzmir, Türkiye.

Özet: Hassas dikine hız ölçümlerine dayalı ötegezegen keşiflerinin başlamasıyla yıldız aktivitesinin yüksek duyarlıklı dikine hız ölçümlerine etkisi de gündeme gelmiştir. Ötegezegen çalışmalarında hedef yıldız leke aktivitesi gösteriyorsa, ölçülen dikine hızlarda gezegen kaynaklı dikine hız değişimini bastırabilecek kadar büyük ek kaymalar gözlenebilir. Bu çalışmada yüksek leke aktivitesine sahip tek çizgili tayfsal çift HD 208472 yıldızının hassas dikine hız ölçümleri üzerinden leke aktivitesinin dikine hızlara etkisi araştırıldı. Yıldızın yörünge hareketi boyunca sergilediği dikine hızlarda 1 km s^{-1} kadar ek kaymalar olduğu gözlemlendi. Yıldızın beklenen dikine hız eğrisine göre, farklı yörünge evrelerinde farklı miktarlarda gözlenen bu kaymaların, leke konumları ile ilişkili olduğu görüldü.

Anahtar Kelimeler: Yıldız aktivitesi, dikine hızlar, HD 208472

Abstract: With the beginning of the discoveries of extrasolar planets via precise radial velocity measurements, effects of stellar activity on high precision radial velocity measurements are put on the agenda. In the extrasolar planet studies, if the target star exhibits star spot activity, additional large shifts, which could suppress the radial velocity variation of planetary origin, could be observed in measured radial velocities. In this study, effects of spot activity on radial velocities are investigated via precise radial velocity measurements of single-lined spectroscopic binary with high spot activity, HD 208472. Up to 1 km s^{-1} of additional shifts were observed in radial velocities of the star through its orbital motion. According to the expected radial velocity curve of the star, it is seen that different amount of observed shifts in different orbital phases are related to the positions of spots.

Key Words: Stellar activity, radial velocities, HD 208472

1. Giriş

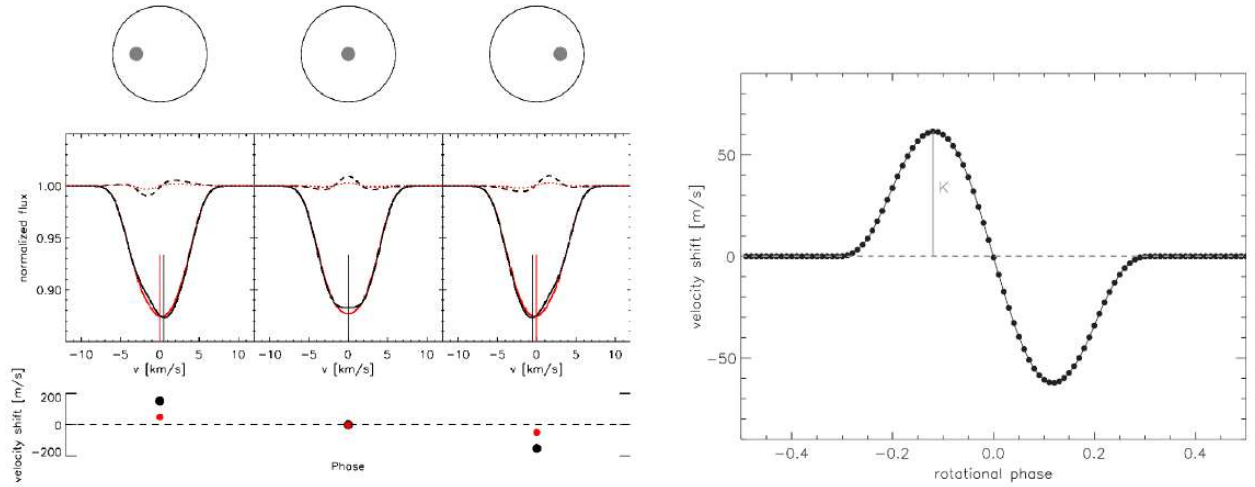
Yıldızların ve yıldız sistemlerinin doğalarında bulunan kimi değişimleri izleyip analiz edebilmek için çoğu zaman yüksek çözünürlüğe ve sinyal/gürültü oranına (S/N) sahip görsel bölge tayflarına gereksinim duyulur. Bu gereksinimi karşılamak için iyi bir tayfçekker ve CCD alıcıya ihtiyaç olduğu kadar bu aletlerin iyi gözlem koşullarına sahip gözlemevlerinde sıcaklığın ve basıncın olabildiğince sabit tutulduğu kararlı ortamlarda tutularak kullanılması da çok önemlidir. Bu koşulları sağlayan gözlemevi ve aletsel kurulumdan elde edilen gözlemlerin dikkatli bir biçimde indirgenmesi ile sözü edilen gereksinim karşılanabilir.

Güneş benzeri leke aktivitesi gösteren çift veya çoklu sistem üyesi olmayan yıldızlar için elde edilen yüksek çözünürlüklü tayflarda karanlık/soğuk bölgelerin (lekeler), parlak/sıcak bölgelerin (fakülalar) ve bulgurlanmanın (granülasyon) etkileri gözlenebilir. Eğer gözlenen tayfin çözünürlüğü $R < 100000$ ise granülasyonun etkisi çözümlenemez. Bununla beraber $40000 < R < 100000$ için yıldız yüzeyindeki leke ve fakülaların tayftaki soğurma çizgilerinde bakışıklığı bozması gözlenebilir. Bu tip bir yıldız üzerindeki herhangi bir aktivite yapısı (leke veya faküla) göz önüne alındığında, yıldızın bir dönme dönemi boyunca belirli bir zamanda bu aktivite yapısı önce yıldız diskinin bize yaklaşan tarafından görünür. Zaman ilerledikçe bakış doğrultumuza gelir ve ardından yıldız diskinin bizden uzaklaşan tarafından kaybolur. Aktivite yapısının varlığı soğurma çizgilerinin belirli bölgelerinde biçimsel bozulmaya neden olurken bir dönem içinde yıldız diski üzerindeki hareketi sonucunda bu bozulma soğurma çizgisinin kısa dalgaboyu tarafından uzun dalgaboyu tarafına doğru göç eder ve bu olay her bir dönme döneminde tekrarlanır.

Soğurma çizgilerinde gözlenen bu bozulmalar, bir yörünge (eğer yıldız tekse dönme) dönemi boyunca çizgi kesiti içinde kısa dalgaboyundan uzun dalgaboyuna doğru göç ettiği ve çizginin merkez dalgaboyuna göre bakışıklığı bozduğu için, ölçülecek dikine hızlarda da kimi kaymalara yol açacaktır. Şekil 1'de (Reiners ve ark 2010) dönme eksenine dik bakılan bir yıldız yüzeyinde eşlekte bulunan bir lekenin çizgi kesitinde oluşturduğu bozulma ve bu bozulmanın ölçülen dikine hıza yansımaları görsel olarak gösterilir.

Çift veya çoklu sistem üyesi olmayan ve güneş benzeri leke aktivitesine sahip tek bir yıldız için zaman serisi biçiminde alınacak görsel tayflardan ölçülen dikine hızlar yıldızın uzay hızı etrafında rastgele olmayan bir saçılma gösterecektir. Söz konusu yıldız bir çift sistem üyesi ise, aktivite yapılarının tayf çizgilerini bozması nedeniyle ortaya çıkacak dikine hız kaymalarının üzerine yörünge hareketi sonucu ortaya çıkan Doppler kaymaları binecektir. Benzer olarak ötegezegenlere sahip ve leke aktivitesi gösteren bir sistem gözleniyorsa, gezegen nedeniyle ortaya çıkan yörünge hareketi ve yıldız üzerindeki aktif yapılar nedeniyle ortaya çıkan ek dikine hız kaymaları üst üste binecektir.

*Sorumlu Yazar E- Posta: orkun.ozdarcan@ege.edu.tr



Şekil 1: Bir eşlek lekesinin çizgi kesitinde oluşturduğu bozulma ve bu bozulmanın ölçülen dikine hızla yansması (Reiners et al. 2010). Şekilde ele alınan yıldızın etkin sıcaklığı 3700 K'dir. Kırmızı ve siyah çizgiler sırasıyla 3500 K ve 0 K sıcaklığına sahip lekenin oluşturduğu çizgi kesitlerini gösterir. Her bir çizgi kesitine karşılık gelen dikine hız ölçümü şeklin alt bölümünde gösterilir. Sağ tarafta lekenin konumuna göre beklenen dikine hızlar gösterilir. Sıfır evre ölçülen dikine hız lekenin gözlemcinin tam bakış doğrultusundan geçtiği anda, -0.25 ve 0.25 evrelerde ölçülen hızlar da sırasıyla lekenin gözlemciye yaklaştığı ve uzaklaştığı anda ölçülen dikine hızlardır.

Bu çalışma kapsamında K1 III tayf türünden tek çizgili tayfsal çift üyesi ve leke aktivitesi gösteren HD 208472 yıldızının yörünge hareketi ve leke aktivitesi sonucu gözlenen dikine hızları incelenmiştir. Yıldızın aktivite düzeyinin değişimi ile ölçülen

dikine hızlardaki ek kaymaların değişimi, bu değişimlerin hesaplanan tayfsal yörünge parametrelerine etkisi ve olası ötegezegen keşfi çalışmalarında neden olabilecekleri sorunların büyüklüğü tartışılmıştır.

2. Gözlemler ve Veri İndirgeme

HD 208472'nin tayfsal gözlemleri Leibniz Astrofizik Enstitüsü'nün Izana Gözlemevi'nde (Tenerife, İspanya) bulunan STELLA robotik gözlem evinde 2009, 2010 ve 2011 yıllarında yapılmıştır. 1.2 m teleskoba bağlı fiber beslemeli ve R=55000 çözünürlüğe sahip Stella Echelle Spectrograph (SES) ile zaman serisi biçiminde 229 kullanışlı tayf elde edilmiştir. Tayfçekerde 2048 x 2048 piksel sayılı geri aydınlatmalı bir CCD kullanılmıştır. Her bir eşel tayf 80 sıradan oluşur ve 3800 - 8600 Å aralığını kapsar. SES tayfçekerindeki son güncellemelerle dikine hız duyarlılığı 30 m s⁻¹ değerine kadar inmiştir.

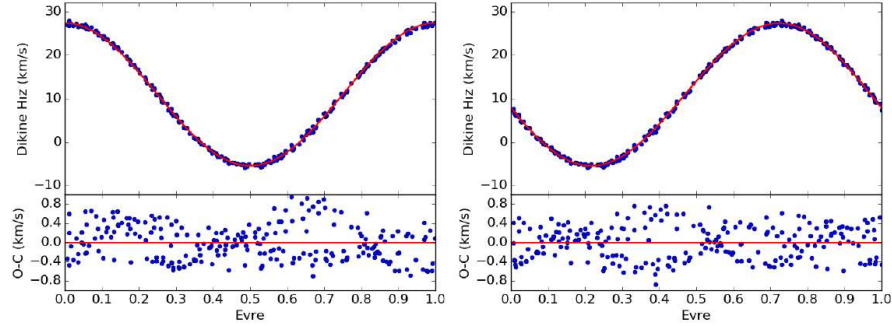
Tüm gözlemler IRAF görüntü indirgeme programında hazırlanmış küçük *cl betiklerinin* ardışık çalıştırılması ile otomatik olarak indirgenmiştir. İlk olarak kara akım, sıfır saniye ve düz alan düzeltmeleri, kozmik ışın ve bozuk piksel ayıklama gibi ön indirgeme işlemleri gerçekleştirilmiştir. Hemen ardından, eşel tayftaki sıralar çıkartılmış ve Th - Ar lambası ile alınmış görüntüler kullanılarak dalgaboyu kalibrasyonu yapılmıştır. Son olarak, hedef yıldızla benzer tayfsal özellikler gösteren atmosfer modelleri kullanılarak, kalıp sentetik tayflar oluşturulmuş ve bu kalıplarla süreklilik normalizasyonu yapılmıştır.

İndirgeme sürecinden sonra, tayfların dikine hızlarının ölçülebilmesi için her bir tayftaki 80 sıradan 60'ı seçilmiştir. Bu noktada genişlemiş çizgilerin bulunduğu sıralar göz önüne alınmamıştır. 60 sıranın her biri için normalizasyon sürecinde kullanılan kalıp sentetik tayf kullanılarak çapraz korelasyon fonksiyonu hesaplanmış ve dikine hız belirlenmiştir. Göz önüne alınan 60 sıradan hesaplanan dikine hızların ortalaması, ilgili tayfin dikine hızı olarak kabul edilmiştir.

Tayf gözlemlerine ek olarak Johnson V bandı ışıkölçümleri Arizona Fairborn Gözlemevi'nde Tennessee Devlet Üniversitesi'ne ait TSU 0.40m otomatik fotoelektrik teleskop (APT), Viyana Üniversitesi'ne ait 0.75m "Amadeus" APT ve Ege Üniversitesi Gözlemevi'ne ait 0.30m Schmidt-Cassegrain teleskoplar ve bu teleskoplara bağlı fotoelektrik ışıkölçerler ile elde edilmiştir. Teleskoplara ve veri indirgeme sürecine ilişkin ayrıntılı bilgi Henry (1995), Strassmeier ve ark. (1997) ve Özdarcan ve ark. (2010) kaynaklarında bulunabilir.

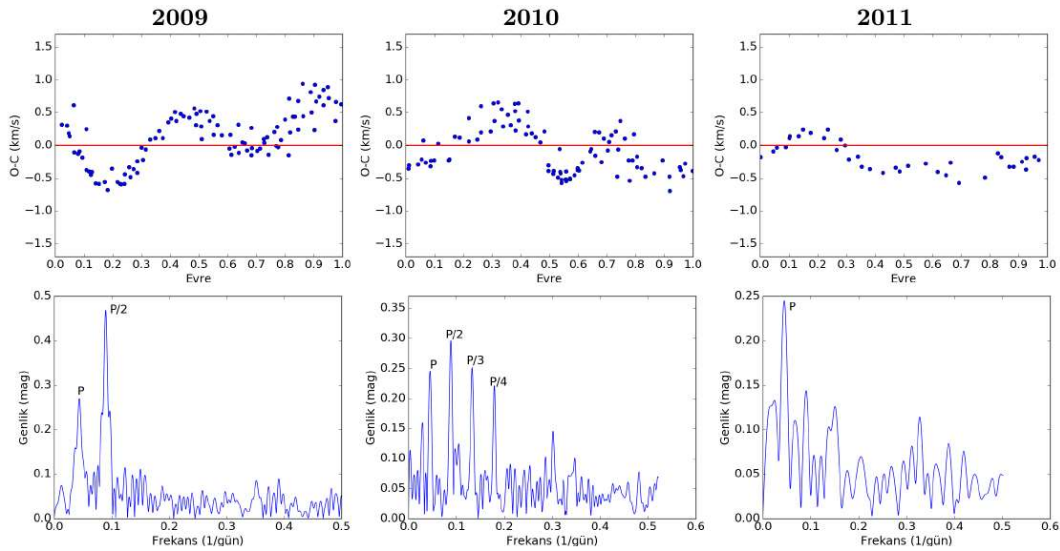
3. Dikine Hızların Analizi

Elde edilen dikine hızlara yörünge çözümü uygulanmıştır. Başlangıç parametreleri olarak Fekel ve ark. (1999) tarafından verilen yörünge çözüm parametreleri alınmıştır. Çember yörünge varsayımı ile elde edilen çözüm Şekil 2 sol panelde gösterilir. Çözümün kalan artıklar evreye bir grafik olarak noktalandığında 0 km s⁻¹ civarında rastgele bir dağılımdan çok 0.5 kadar evre farkı gösteren ve genişliği ± 1 km s⁻¹ değerine kadar ulaşan iki dalga deseninin varlığı görülür. Dışmerkezli yörünge varsayımı altında yapılan ikinci bir çözüm Şekil 2 sağ panelde gösterilir. Çözümün bulunan yörünge düşük bir dışmerkezliğe ($e = 0.01$) işaret eder. Bununla beraber çözümden kalan artıklar incelendiğinde sözü edilen iki dalga deseninin halen varlığını koruduğu görülür.



Şekil 2: Dikine hızlara uygulanan yörünge çözümleri (üst paneller) ve çözümden kalan artıklar (alt paneller). Grafiklerde içi dolu daireler ölçülen dikine hızları, sürekli eğri tayfsal yörünge çözümünü gösterir. Sol panelde çember yörünge varsayımı altındaki çözüm, sağ panelde basık yörünge varsayımı ile yapılan çözüm gösterilir.

Çember yörünge varsayımı altında yapılan yörünge çözümünden kalan artıklarda gözlenen dalga desenlerinin dönemselliğini araştırmak için artıklara Period04 (Lenz ve Breger 2005) programı ile Fourier analizi uygulanmıştır. Analiz sürecinde her yıla ilişkin artıklar kendi içlerinde değerlendirilmiştir. Şekil 3'te her yıla ilişkin artıklar ve bu artıklara uygulanan Fourier analizine ilişkin genlik tayfları gösterilir. Üç yıl boyunca baskın olan dönemlerin yörünge dönemi ve harmonikleri olduğu gözlenir. Genlik tayflarında gürültü düzeyinin beş katının (5σ) üzerinde kalan dönemler göz önüne alınmıştır. İlgili dönemler Çizelge 1'de gösterilmiştir.



Şekil 3: Her yıla ilişkin artıklar ve bu artıklara uygulanan Fourier analizinden elde edilen genlik tayfları. Baskın dönemler ve harmonikleri genlik tayflarında P, P/2 vs. şeklinde gösterilmiştir. Burada P yörünge dönemini simgeler.

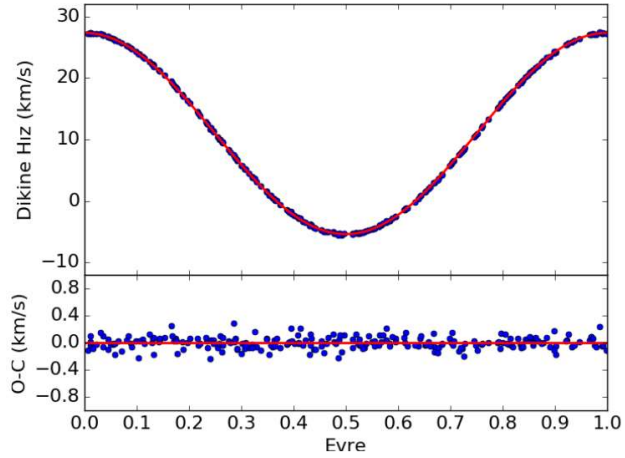
Her yıla ilişkin artıklardan bulunan dönemler o yılın dikine hız ölçümlerinden arındırılarak sadece yörünge değişimini içinde barındıran dikine hızlar elde edilmiş ve çember yörünge varsayımıyla bu dikine hızlardan tekrar yörünge çözümü elde edilmiştir. Şekil 4 üç yıllık arındırılmış veriyi ve tayfsal yörünge çözümünü gösterir. Çizelge 2'de artık hızlardan bulunan dönemler arındırmadan ve arındırılarak yapılan yörünge çözümlerine ait parametreler verilir. İki çözüm karşılaştırıldığında, parametrelerde çok küçük farklar olduğu, bununla beraber istatistik hataların yaklaşık dört kat kadar azaldığı görülür.

4. Dikine Hız Artıkları ve Işık Eğrisi Karşılaştırması

Her bir yıla ilişkin dikine hız artıkları, o yıl içinde Johnson V bandında elde edilmiş ışıkölçüm verileri ile karşılaştırılmıştır. Şekil 5'te her yıla ilişkin dikine hız artıkları ve o yıl elde edilen ışıkölçüm gözlemleri gösterilir. İlk bakışta fotometrik veri ve dikine hız artıkları arasında net bir ilişki göz çarpmaz. Bununla beraber ışık eğrisi genliğinin büyük olduğu 2009 ve 2010 yıllarında artıklar 500 m s^{-1} 'den daha büyük saçılma gösterirken, ışık eğrisi genliğinin daha küçük olduğu 2011 yılında dikine hız artıklarındaki saçılma 500 m s^{-1} 'den daha küçüktür.

Çizelge 1: Her yıla ilişkin bulunan baskın dönemler (5σ üzeri) ve genlikleri.

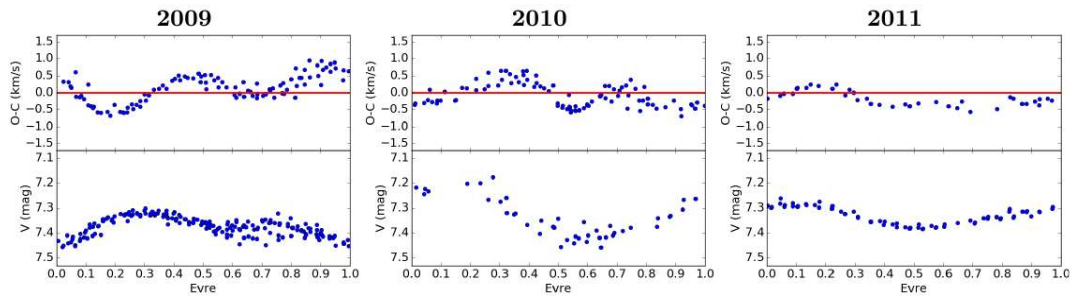
Yıl	Dönem (gün)	Genlik (km s^{-1})
2009	11.127 ± 0.006	0.48 ± 0.01
	22.882 ± 0.052	0.24 ± 0.01
	7.382 ± 0.018	0.07 ± 0.01
	25.322 ± 0.189	0.07 ± 0.01
2010	22.327 ± 0.120	0.28 ± 0.02
	11.350 ± 0.038	0.23 ± 0.02
	7.462 ± 0.022	0.18 ± 0.02
	5.568 ± 0.018	0.12 ± 0.02
2011	23.059 ± 0.375	0.28 ± 0.03



Şekil 4: Arındırılmış dikine hızlar ve bu hızlardan elde edilen tayfsal yörünge çözümü. Şekil 2 sol panel ile karşılaştırıldığında çözümünden kalan artıkların küçülmesi net olarak görülür.

Çizelge 2: Tayfsal yörünge parametreleri.

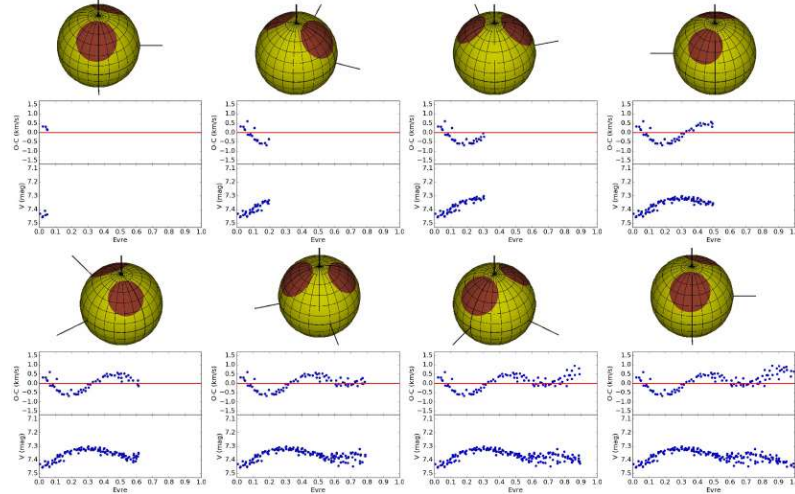
	Leke etkisi arındırılmamış	Leke etkisi arındırılmış
P (gün)	22.61942 ± 0.00066	22.61940 ± 0.00015
To (HJD2449+)	252.414 ± 0.180	252.419 ± 0.041
γ	10.968 ± 0.012	10.974 ± 0.003
K_1	16.355 ± 0.035	16.345 ± 0.008
e (sabit)	0	0
ω	...	...
$a_1 \sin i (10^6 \text{ km})$	5.087 ± 0.011	5.084 ± 0.003
$f(m) (M_\odot)$	0.01025 ± 0.00006	0.01023 ± 0.00001
Temsilin hatası (m s^{-1})	380	88



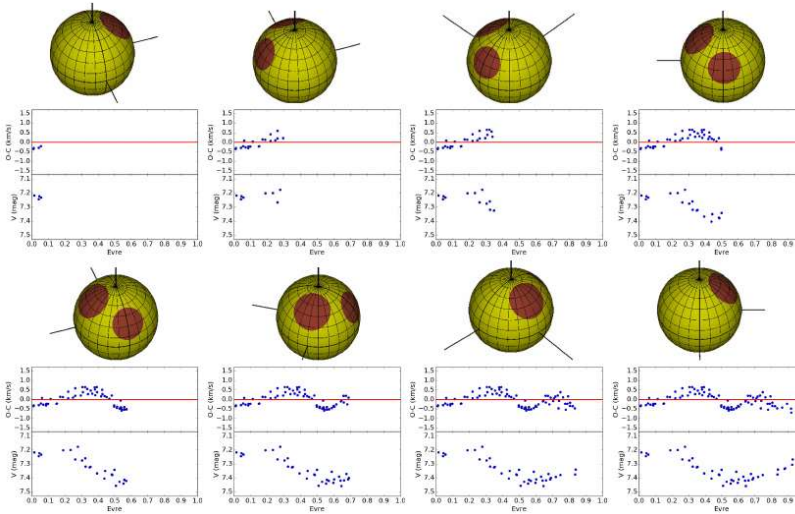
Şekil 5: Her yıla ilişkin artıklar ve Johnson V ışıkölçüm verileri.

Şekil 1'de gösterilen ilişkiyi gözlemsel olarak incelemek için, her yılın dikine hız artıkları ve ışıkölçüm verilerinin farklı evrelerdeki durumlar Şekil 6, 7 ve 8'de ayrı ayrı grafik olarak çizdirilir. Buna ek olarak, ışık eğrilerine Budding (1977) tarafından geliştirilen analitik leke modeli SpotModel programı Ribárik ve ark (2003) ile uygulanmıştır. Modelde yıldız üzerinde iki dairesel leke olduğu varsayılmıştır. Leke modelinin uygulamasına ilişkin teknik ayrıntılar Özdarcan ve ark. (2010, 2016) kaynaklarında bulunabilir. Uygulanan leke modeli sonucunda yıldızın ve üzerindeki lekelerin üç boyutlu görünüşleri elde edilmiş ve Şekil 6, 7 ve 8'de ek olarak gösterilmiştir.

Şekil 6, 7 ve 8 incelendiğinde, lekelerin gözlemcinin bakış doğrultusundan geçtiği ve yıldız diskinin arkasında kaybolduğu veya en az görüldüğü anlarda dikine hız artıklarının 0 km s^{-1} hız değerine yakınsadığı, lekelerin enlem yayları boyunca gözlemcinin bakış doğrultusu ile yaklaşık 45° açı yaptığı anlarda ise artıkların $\pm 500 \text{ m s}^{-1}$ daha büyük sistematik dağılım gösterdiği görülür. Bu çalışma kapsamında yapılan leke modellemesinde, leke enlemlerinin çok kısıtlı bir aralıkta dağıldığı görülür ($\sim 50^\circ - 80^\circ$). Bu nedenle gözlemsel incelemede enlemsel farklılığın dikine hız artıklarına etkisi konusunda net bir kanıya varılamaz. Bununla beraber, lekelerin boylamsal konumunun dikine hız artıklarına etkisi göz önüne alındığında, leke enlemlerindeki olası değişimlerin de dikine hız artıklarında değişime neden olabileceği öngörülebilir.



Şekil 6: 2009 yılı için artıklarının ve ışıkölçüm verilerinin farklı evrelerde yıldızın üç boyutlu çizimi ile beraber gösterimi.



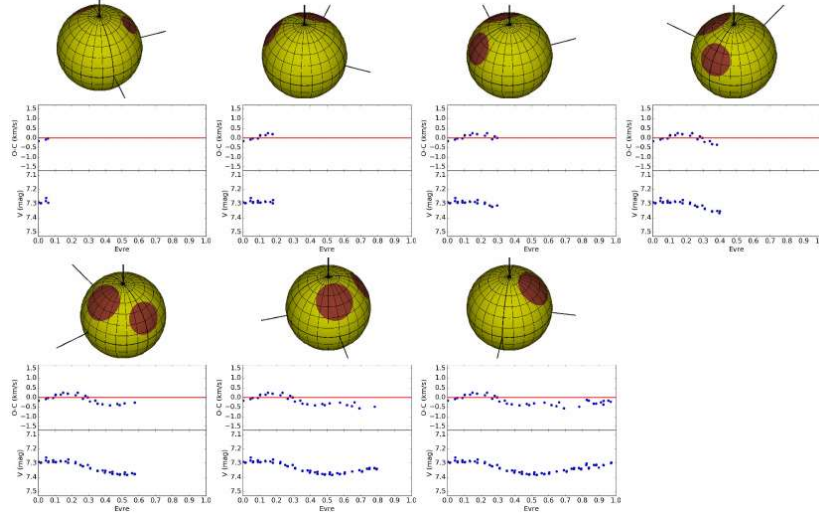
Şekil 7: 2010 yılı için artıklarının ve ışıkölçüm verilerinin farklı evrelerde yıldızın üç boyutlu çizimi ile beraber gösterimi.

5. Değerlendirme

Güneş benzeri leke aktivitesine sahip yıldızların ölçülen dikine hızlarında leke aktivitesi nedeniyle ek kaymalar gözlemlendiği bilinir. Bununla beraber, ötegezegen araştırmalarında m s^{-1} duyarlılığında yapılan ölçümlerde leke aktivitesinin etkisi ciddi sorunlara yol açar. Bu çalışmada, HD 208472 yıldızı için ölçülen dikine hızlardaki ek kaymaların km s^{-1} mertebesine kadar ulaşabildiği gözlemlenmiştir. Bu da, yüksek aktiviteye sahip yıldızların dikine hızlarında gözlenecek ek kaymaların olası bir ötegezegen sinyaliyle bastırarak gezegenin dikine hız sinyalinin çok zayıflamasına veya kaybolmasına neden olabileceğini gösterir.

Eğer dikine hızlardaki ek kaymaların yegane kaynağı leke aktivitesi ise, bu kaymaların dönem analizi sonucunda yıldızın yörünge (eğer yıldız tek ise dönme) dönemine ve harmoniklerine ulaşılacaktır. Ek kaymalar mevsimsel değişimler sergilese de hesaplanacak dönemlerde önemli değişimler olmayacaktır. Buna ek olarak, ışık eğrilerinde

zaman içinde gözlenen biçimsel değişimlerin bu ek kaymalara eşlik ettiği ve fotometrik leke modellemesi ve/veya Doppler görüntüleme yöntemi ile elde edilen yüzey haritalarındaki leke sayılarının ve konumlarının ek kaymalarla ilişkili olduğu görülecektir. HD 208472 durumunda ek kaymalarda gözlenen iç içe geçmiş ve 0.5 evre farkı gösteren iki dalganın aslında bir flip-flop (Jetsu ve ark. 1991; Berdyugina ve Tuominen 1998) olayı sonucun ortaya çıktığı anlaşılmıştır (Özdarcan ve ark. 2016). HD 208472 gibi yüksek leke aktivitesine sahip HU Vir yıldızı için (Harutyunyan ve ark. 2016) Doppler görüntüleme çalışması yapmış ve bu çalışmada kapsamında elde ettikleri dikine hızlarda, HD 208472 ile karşılaştırıldığında çok daha büyük ($\pm 2 \text{ km s}^{-1}$) ek kaymalar olduğunu gözlemlemiştir.



Şekil 8: 2011 yılı için artıklarının ve ışıkölçüm verilerinin farklı evrelerde yıldızın üç boyutlu çizimi ile beraber gösterimi.

Dikine hızlardaki ek kaymaların sadece leke aktivitesi kaynaklı olduğu durumlarda, leke konumları ile dikine hız ek kaymaları arasındaki ilişki akıllara "yeni bir leke modelleme tekniği geliştirilebilir mi?" sorusunu getirebilir. Şimdiye kadar yapılan çalışmalarda bu tür bir modelleme girişimi yapılmamıştır. Bununla beraber, leke aktivitesi gösteren yıldızların ışık eğrilerinden dikine hızlardaki ek kaymaları tahmin etmek için yöntemler geliştirilmiştir (Aigrain ve ark. 2012). Ötegezegen araştırmalarında kullanılabilecek bu yöntemle tahmin edilen ek kaymalar veriden arındırılarak geriye sadece ötegezegenin sinyalinin kalması amaçlanır ancak bu yöntem, çoğu durumda geçerli olmayan, sadece tek bir leke nedeniyle ışık değişiminin gerçekleştiği durumlarda sağlıklı olarak çalışabilir.

Dikine hızlardaki ek kaymalardan leke konumlarına (özellikle leke enlem bilgisine) ulaşabilecek olası bir model geliştirilmesi, aktif yıldızların yüzey modellemesinde ve yüzey hız dağılımının çalışılmasında (diferansiyel dönme, meridyenel akıntılar) yeni bir kilometre taşı olacaktır.

6. Kaynaklar

- Aigrain, S.; Pont, F.; ve Zucker, S. 2012 MNRAS, 419, 3147
Berdyugina, S.V. ve Tuominen, I. 1998, A&A, 336, L25
Budding, E. 1977, Ap&SS, 48, 207
Fekel, F.C., Strassmeier, K.G., Weber, M., ve Washuettl, A. 1999 A&AS, 137, 369
Harutyunyan, G., Strassmeier, K.G., Künstler, A., Carroll, T.A., ve Weber, M. 2016 A&A, 592, A117
Henry, G.W. The Development of Precision Robotic Photometry. G.W. Henry ve J.A. Eaton (eds.), Robotic Telescopes. Current Capabilities, Present Developments, and Future Prospects for Automated Astronomy, volume 79 of Astronomical Society of the Pacific Conference Series, 44. 1995.
Jetsu, L.; Pelt, J.; Tuominen, I.; ve Nations, H. The spot activity of FK Comae Berenices. I. Tuominen; D. Moss; ve G. Rüdiger (eds.), IAU Colloq. 130: The Sun and Cool Stars. Activity, Magnetism, Dynamos, volume 380 of Lecture Notes in Physics, Berlin Springer Verlag, 381. 1991. doi:10.1007/3-540-53955-7 161.
Lenz, P. ve Breger, M. 2005, Communications in Asteroseismology, 146, 53
Özdarcan, O., Carroll, T.A., Künstler, A., Strassmeier, K.G., Evren, S., Weber, M. ve Granzer, T. 2016, A&A, 593, 123
Özdarcan, O., Evren, S., Strassmeier, K.G., Granzer, T. ve Henry, G.W. 2010, AN, 331, 794
Reiners, A.; Bean, J.L.; Huber, K.F.; Dreizler, S.; Seifahrt, A.; ve Czesla, S. 2010, ApJ, 710, 432
Ribárik, G., Oláh, K., ve Strassmeier, K.G. 2003, AN, 324, 202
Strassmeier, K.G., Boyd, L.J., Epanand, D.H. ve Granzer, T. 1997, PASP, 109, 697

Seçilen Kara Delik Bileşenli Çift Sistemlerin Işık Değişimi

Dolunay Koçak^{1,*}, Kadri Yakut¹

¹Ege Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, İzmir, Türkiye.

Özet: Bu çalışmada V616 Mon ve V1343 Aql örten X-ışın çift sistemlerinin uzun ve kısa dönemli optik gözlemleri sunulmuştur. Yeni gözlemler TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi'nde (TUG) bulunan T60 ve T100 teleskopları kullanılarak elde edilmiştir. Sistemlere ilişkin uzun ve kısa dönemli yeni ışık değişimleri elde edilmiştir.

Anahtar Kelimeler: X-ışın çiftleri, kara delik

Abstract: We present short and long-term multicolor optical observations of the eclipsing X-ray binary system V616 Mon and V1343 Aql. New observations have been obtained at the TÜBİTAK National Observatory (TUG). We obtained short and long period light variation of the systems.

Key Words: X-ray binaries, Black hole

1. Giriş

Astrofizikte çift yıldızlar, yıldızlara ait özellikleri incelemek için çok iyi laboratuvarlardır. Kütleleri ve diğer fiziksel parametreleri bilinen yıldızların çoğu, bir çift sistemin üyesidir. Çift sistemlerde büyük kütleli bileşen daha hızlı evrimleşir. Büyük kütleli yıldızlar çekirdeklerinin çökmesi veya süpernova patlaması geçirdikten sonra evrimlerinin sonunda ardında bir nötron yıldızı ya da bir kara delik bırakırlar. Bir X-ışın çifti, bileşenlerinden biri kara delik veya nötron yıldızı olan diğer bileşeni ise anakol veya evrimleşmiş bir yıldızdan oluşan sistemdir. X-ışın çiftleri bileşen yıldızların kütlelerine göre üç alt sınıfa ayrılabilir; (i) düşük kütleli X-ışın çifti (LMXB), (ii) orta kütleli X-ışın çifti (IMXB), (iii) büyük kütleli X-ışın çifti (HMXB). X-ışın çiftlerini çalışarak pek çok farklı astrofiziksel süreci irdelemek mümkündür. Bu sistemler bize büyük kütleli yıldızların evriminin son aşamalarını anlama, nötron yıldızları ve kara deliklere ilişkin gözlemsel davranışları ve özellikleri belirleme, bileşen yıldızların fiziksel özelliklerini tespit etme, açısal momentum kaybı, madde transferi ve madde kaybı mekanizmaları gibi süreçleri çalışma olanağı sağlar (bknz. Koçak 2016 ve burada yer alan referanslar). Bu bağlamda bu alan astrofizikte çok önemli bir yere sahiptir.

Kara delik bileşenli X-ışın çiftlerinin farklı dalgaboylarındaki gözlemlerinden farklı bilgiler elde edilir. Örneğin Swift J1753.5-0127 sistemi BAT (Swift Burst Alert Telescope) ile 2005 yılında parlaklığı değişen bir X-ışın geçişi olarak keşfedilmiştir. Sistem düşük kütleli X-ışın çiftleri grubuna girmektedir. Sistemde bulunan baş yıldızın kütlesi dinamik olarak ölçülememesine rağmen, sistemin birkaç karakteristik özelliği onun bir kara delik olduğunu göstermektedir (Neustroev ve ark. 2014). Swift J1753.5-0127 sisteminin 2005 yılında meydana gelen patlamasından bu yana aktif kalmıştır. Neustroev ve ark. (2014) yaptıkları çalışmada sıkışık cismin kütlelerinin 5 $M_{\odot}$ 'den daha büyük olamayacağını göstermişlerdir. Böylece Swift J1753.5-0127'nin en kısa yörünge dönemi (0.1 gün) ve şimdiye kadar bulunan en küçük kütleli kara deliğe ev sahipliği yaptığı bulunmuştur. Bu bağlamda sistem önemli bir düşük kütleli X-ışın çiftidir. Tutulma gösteren bir sistem olan A0620-00 (V616 Mon) 1975 yılında meydana gelen patlamada keşfedilmiştir (Elvis ve ark. 1975). Sakin evrede sistemin optik akısı, K3-7 cücesi olan optik yıldızın ışığı tarafından bastırılmaktadır (Froning ve ark. 2007). Daha sonra yapılan çalışmalarda, bileşenin bir kara delik olduğu McClintock ve ark. (1986) tarafından tespit edilmiştir. Eachus ve ark. (1976) yaptıkları çalışmada sistemde tekrarlayan patlamalar gözlemişlerdir. Geçici yumuşak X-ışın kaynaklarının bir örneği olan sistem seyrek fakat yoğun X-ışın patlamaları göstermektedir (Gelino ve ark. 2001). V616 Mon sisteminde bulunan kara deliğin kütlesi $M_{KD} = 6.61^{+0.23}_{-0.17} M_{\odot}$, optik bileşenin kütlesi $M_2 = 0.40 \pm 0.01 M_{\odot}$ ve sistemin dönemi $P = 0.32$ gündür (Hernandez ve ark. 2014). Bir mikroküazar olan SS 433 (V1343 Aql) sistemi galaksinin bilinen en enerjik jetlerini barındırır (Bordas ve ark. 2015). INTEGRAL gözlemlerinden sistemin yörünge dönemini 13 gün olarak elde etmişlerdir (Cherepashchuk ve ark. 2013). Sistemde bulunan kara deliğin kütlesi $4.3 M_{\odot}$ ve optik bileşenin kütlesi $12.3 M_{\odot}$ (Gies 2003).

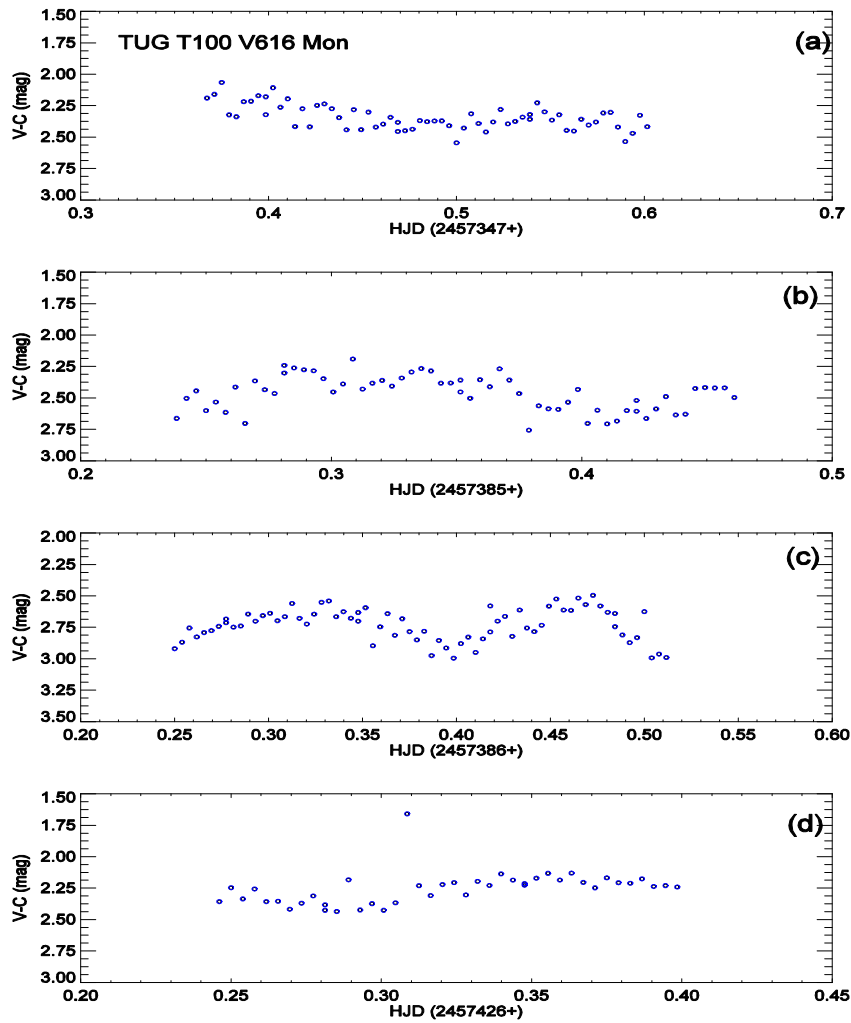
Bu çalışmada, bileşenlerden biri çok büyük kütleli yıldızların evriminin sonunda oluşan bir kara delik, diğeri bir anakol yıldızı veya evrimleşmiş bir yıldız olan çift sistemler gözlemsel olarak çalışılmıştır. Sistemlere ait yeni fotometrik değişimler TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi'nde bulunan T60 ve T100 teleskopları kullanılarak elde edilmiştir. Elde edilen yeni gözlemler ile sistemlerin kısa ve uzun dönemli fotometrik davranışları incelenmiştir

*Sorumlu Yazar E-Posta: dolunay.kocak@gmail.com

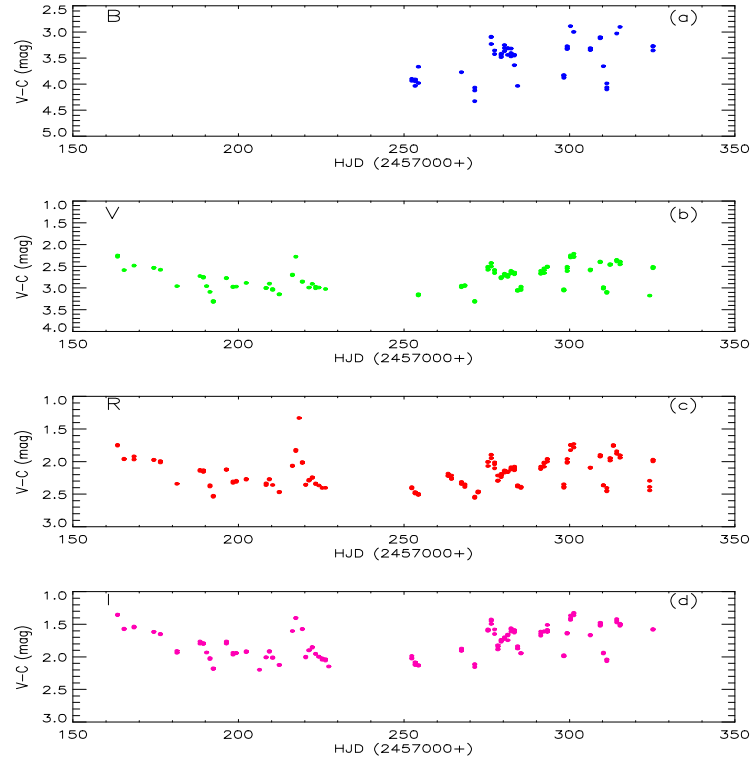
2. Yeni Gözlemler

Çalışma kapsamında V616 Mon ve V1343 Aql X-ışın çiftlerine ilişkin gözlemler yapılmıştır. Sistemlere ilişkin gözlemler TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi'nde (TUG) T100 ve T60 teleskopları kullanılarak elde edilmiştir. Gözlemler sonucunda elde edilen görüntülere standart bias, dark ve flat düzeltmesi yapıp sonrasında zaman düzeltmesi ve fark fotometrisi işlemleri yapılmıştır. İndirgemeler sırasında IRAF paket programı kullanılmıştır. T100 gözlemi sırasında V616 Mon sistemine 400sn'lik poz süresi verilip R süzgeci kullanılmıştır. T60 gözlemlerinde V1343 Aql sistemi için BVRI süzgeçlerinde 20sn'lik poz süresi verilmiştir.

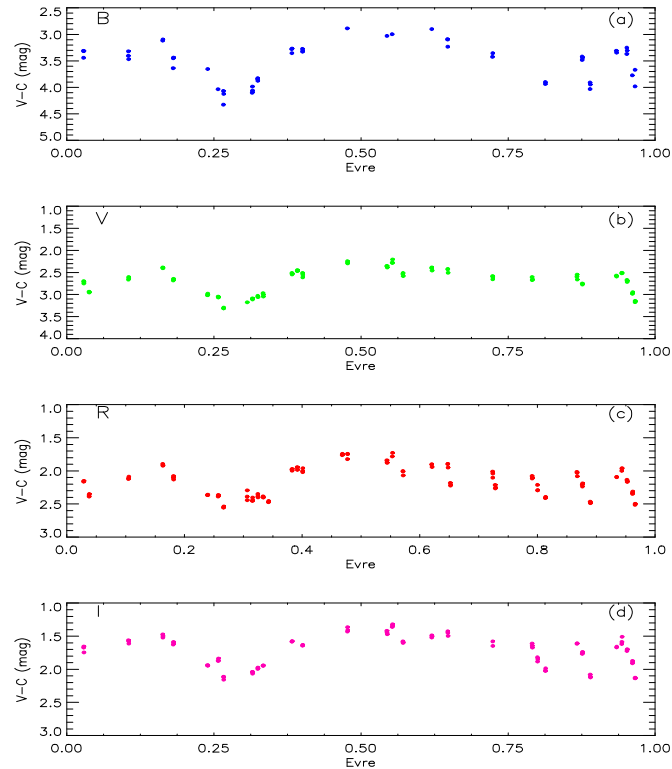
V616 Mon sisteminin gözlemlerinden elde edilen parlaklık değişimi (V-C) Şekil 1'de verilmiştir. Parlaklık değişimi dört farklı gözlem gecesi için ayrı ayrı gösterilmiştir. V1343 Aql sisteminin uzun dönemli gözlemleri robotik T60 teleskobu ile iki farklı dönemde elde edilmiştir. Gözlemler sırasında BVRI filtreleri kullanılmıştır. Gözlemlerin indirgenmesi sonucu elde edilen parlaklık farkının (V-C) zamana karşı değişimi Şekil 2 ve Şekil 3 te gösterilmiştir.



Şekil 1: V616 Mon sistemi için T100 teleskobu kullanılarak R bandında elde edilen ışık değişimi



Şekil 2: V1343 Aql sistemi için T60 teleskobı kullanılarak elde edilen zamana karşı parlaklık değişimi.



Şekil 3: V1343 Aql sistemi için T60 teleskobı kullanılarak elde edilen BVRI renklerindeki ışık eğrileri.

3. Sonuç ve Tartışma

-Bu çalışma kapsamında kara delik bileşenli çift sistemlerin uzun ve kısa dönemli optik gözlemleri TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi'nde bulunan T60 ve T100 teleskopları kullanılarak elde edilmiştir. Gözlemler sonucunda elde edilen ışık değişimleri Şekil 1, Şekil 2 ve Şekil 3 te gösterilmiştir. V616 Mon sisteminin gözlemleri sırasında T100 teleskobunun R süzgeci kullanılmıştır yapılan gözlemler sonucunda dört farklı gözlem gecesi için değişimler saptanmış ve sadece bir gecede (29 Aralık 2015) tutulma benzeri bir değişim elde edilmiştir (Şekil 1c). Diğer gecelerde de çok kısa dönemli değişimleri görmek mümkün. Bu tür sistemlerin kısa dönemli gözlemleri yörünge dönemi boyunca gerçekleşen değişimleri belirtirken uzun dönemli değişimleri ise hem disk üzerindeki aktivite hem de bileşen yıldız yüzeyindeki aktivite etkilerinin izlerini gösterir. V1343 Aql (SS 433) sistemi 13 günlük bir yörünge dönemine sahiptir. Bu nedenle bu tür sistemlerin takibi için robotik teleskoplar uygun aletlerdir. Sisteme ilişkin T60 teleskobu ile elde edilen sonuçlar iki farklı gözlem dönemi için ayrı ayrı çizilmiştir. Özellikle Şekil 3 ile verilen gözlemlerde sistemin yörünge dönemi boyunca ışık değişiminin olduğunu ortaya koymuştur. Bu yeni gözlemler ile göreceli olarak daha uzun dönemli olan V1343 Aql sistemi literatürden elde edilen ışık değişimlerine göre tutulmanın daha belirgin olarak elde edildiğini söyleyebiliriz.

-Kara delik bileşenli çift sistemlerin uzun dönemli gözlemleri bize değerli bilgiler sunar ve onların doğasını anlamamıza olanak sağlar. Bu sistemlerde açısal momentum kayıp mekanizması sistemin türüne ve onun geometrik yapısına bağlıdır. Örneğin kataklizmik değişimlerde ve bazı diğer X-ışın çiftlerinde hem yıldız aktivitesi ile kütle kaybı hem de gravitasyonel ışınlama ile açısal momentum kaybı önemli iken (Andronov ve ark. 2003; Kalomeni ve ark. 2016) anakol yıldızlarında yıldız rüzgarları ile açısal momentum kaybı baskındır (Nathan 2014, Yakut ve Eggleton 2005). Kara delik bileşenli çift sistemlerin hem optik değişimleri hem de açısal momentum kayıp mekanizmaları detaylı olarak Koçak (2016) da ele alınmıştır.

Bu çalışmada TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi'nde bulunan T60 ve T100 teleskopları kullanılmıştır. Gözlem projelerine verilen destekten dolayı TÜBİTAK'a teşekkür ederiz (Proje no:15CT100-916, 15AT60-775).

4. Kaynaklar

- Andronov, N., Pinsonneault & M., Sills, A., 2003, AJ, 582, 358-368
Bordas, P., Yang, R., Kafexhiu, E., & Aharonian, F. 2015, AJ, 807, L8, 5
Eachus, L. J., Wright, E. L., & Liller, W. 1976, AJ, 203, L17-L19
Elvis, M., Page, C. G., Pounds, K. A., Ricketts, M. J., ve ark. 1975, Nature, 257, 656, 657
Froning, Cynthia S., Robinson, Edward L., & Bitner, Martin A., 2007, ApJ, 663, 1215-1224
Gelino, D. M., Harrison, T. E., & Orosz, J. A., 2001b, AJ, 122, 2668-2678.
Gies, D. R., Bolton, C. T., Thomson, J. R., Huang, W., McSwain, M. V., ve ark. 2003, ApJ, 583, 424-436
Gonzalez Hernandez, J. I., Rebolo, R., & Casares, J., 2014, MNRAS, 438, 21
Kalomeni, B.; Nelson, L.; Rappaport, S.; Molnar, M.; Quintin, J.; Yakut, K., 2016, ApJ, 833, 83
Koçak, D., 2016, Ege Üniversitesi Fen Bilimleri Enstitüsü, Yüksek Lisans Tezi
McClintock, J. E., & Remillard, R. A., 1986, ApJ, 308, 110-122
Natham, S., 2014, ARA&A, 52, 487
Neustroev, Vitaly V., Veledina, Alexandra., Poutanen, Juri., ve ark. 2014, MNRAS, 445, 2424
Yakut, K., Eggleton, P. P., 2005, ApJ, 629, 1055

Collinder 359 Küme Bölgesindeki V2659 Oph Örtlen Çift Sistemin Çok Renk Işık Ölçümü

Evrin Kiran^{1*}, Ömer L. Değirmenci¹

¹Ege Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, İzmir, Türkiye.

Özet: Bu çalışmada, Collinder 359 açık küme bölgesindeki V2659 Oph örtlen çift sisteminin *BVR* ışık ölçümüne ilişkin sonuçlar sunulmaktadır. Collinder 359 açık kümesinin uzaklığı 249 parsek ve yaşı yaklaşık 32 milyon yıldır. Sisteme ait ışık eğrileri Ege Üniversitesi Gözlemevi Uygulama ve Araştırma Merkezi'nde 40 cm çaplı teleskop ile elde edilmiş ve PHOEBE programı ile çözülmüştür. V2659 Oph sisteminin uzaklık ve kızıllaşma miktarı elde edilmiş ve Collinder 359 açık kümesiyle ilişkisi tartışılmıştır.

Anahtar Kelimeler: Açık küme: Collinder 359; örtlen çift: V2659 Oph; ışık ölçüm: ışık eğrisi

Abstract: In this study, we present the results related to the *BVR* photometric observations of eclipsing binary V2659 Oph in Collinder 359 open cluster region. The distance of Collinder 359 is 249 parsec and the of the open cluster is about 32 billion years. The light curves of the system are obtained by 40 cm telescope at Ege Üniversitesi Gözlemevi Uygulama ve Araştırma Merkezi and by PHOEBE programme. We determined the distance and age of V2659 Oph obtained from photometric observations and discuss the relation with the Collinder 359 open cluster.

Key Words: Open Cluster: Collinder 359; eclipsing binary: V2659 Oph; photometry: light curve

1. Giriş

Collinder 359 (Melotte 186) kümesi, ($\alpha = 18^{\text{sa}} 01^{\text{dk}} 06^{\text{s}}$, $\delta = +02^{\circ} 54' 00''$) Ophiucus takımyıldızı bölgesinde yer alan bir açık yıldız kümesidir. Collinder 359 kümesine ilişkin WEBDA veri tabanından alınan bilgiler Çizelge 1'de listelenmiştir.

Çizelge 1: Collinder 359 açık kümesinin WEBDA veri tabanında yer alan bilgileri.

b (°)	l (°)	RA (2000) (sa, dk, s)	DEC (2000) (°, ', ")	Uzaklık (pc)	Kızıllaşma Miktarı (mag)
29.750	+12.517	18 01 06	+02 54 00	249	0.193

Collinder 359 kümesi ilk olarak Melotte (1915) tarafından tanımlanmıştır. Daha sonra Collinder (1931), 13 küme yıldızını ve yıldızlara ait koordinat, ışık ölçüm, tayf türü ve öz hareketlerini sunmuştur. Rucinski (1987), Collinder 359 kümesindeki 13 yıldızın UBV(RI)_c gözlemlerini yapmış, kümenin varlığını güçlendirmiştir. Elde ettiği renk - renk diyagramını kullanarak yıldızların $E(B-V)$ değerlerini belirlemiş ve dokuz yıldızın kümeye ait olabileceğini söylemiştir. Collinder 359 açık kümesine ilişkin yapılan en detaylı çalışmalar Lodieu (2005) ve Lodieu et al., (2006)'a ilişkindir. Dias et al., (2014) tarafından yayınlanan katalogda Collinder 359 kümesinin boyutu 240 yay saniyesi, uzaklığı $d = 249$ pc, kızıllaşma miktarı da $E(B-V) = 0^{\text{m}}.193$ ve yaşı da $\log(t) = 7.506$ olarak verilmiştir. Kharchenko et al., (2013), yayınladıkları katalogda Collinder 359 kümesi için kümenin açısal yarıçapını 0.8 derece olarak vermiş ve bu bölge içinde küme üyesi olası yüksek olan 463 yıldızın yer aldığını söylemişlerdir. Katalogda kümenin uzaklığı $d = 640$ pc ve renk artışı $E(B-V) = 0^{\text{m}}.160$ olarak verilmiştir. Küme bölgesindeki 149 yıldız kullanılarak Collinder 359'un yaşı $\log t$ (yıl) = 7.450 (yaklaşık 28 milyon yıl) olarak verilmiştir. Çakırlı and İbanoğlu (2016), küme bölgesinde bulunan V2653 Oph yıldızından yola çıkarak Collinder 359 kümesinin uzaklığı 300 ± 50 pc olarak vermişlerdir.

V2659 Oph (GSC 421 745, NSV 9919, RA (2000) = $17^{\text{sa}} 59^{\text{dk}} 13^{\text{s}}.69$, DEC (2000) = $+03^{\circ} 00' 13.6''$, $V = 12^{\text{m}}.83$) yıldızı Collinder 359 kümesinde yer alan bir örtlen çift sistemdir. Hoffmeister (1966), V2659 Oph (SV 9272) yıldızının parlaklığında bir değişim olduğunu söylemiş, değişim aralığını $13^{\text{m}}.5 - 14^{\text{m}}.5$ olarak vermiş ve sistemin algol türü bir yıldız olabileceğine dikkat çekmiştir. Otero and Wils (2005), ASAS - 3 verilerini kullanarak V2659 Oph örtlen çift sisteminin ilk ışık eğrilerini $T_0 = 24413448.899$ ve $P = 0.776761$ gün olarak vermiştir. Haussler (2006), kendi vermiş olduğu minimum zamanları ile ASAS - 3'den aldığı minimum zamanlarını kullanarak yeni ışık eğrilerini, $T_0 = 2453448.891 \pm 0.003$ ve $P = 0.7767554 \pm 0.0000002$ gün şeklinde vermiştir. Aynı çalışmada sistemin ışık eğrisinin maksimum, baş ve yan minimum evrelerindeki parlaklıkları ise, sırasıyla $m_{\text{max}} = 13^{\text{m}}.35$, $m_{\text{min II}} = 13^{\text{m}}.4$ ve $m_{\text{min I}} = 13^{\text{m}}.85$ şeklinde verilmektedir. Kazarovets et al., (2008), yayınladıkları katalogda yıldızın literatür verilerini toparlayarak maksimum ve minimum parlaklığını vermiştir. Kharchenko et al., (2013) tarafından yapılan istatistiksel çalışmada, V2659 Oph örtlen çift sisteminin küme üyeliğine ilişkin veriler yer almaktadır. Buna göre sistem, PPMXL katalogundaki öz hareket verilerine ve konum değerlerine göre küme üyesi olma olasılığı yüksek bir

*Sorumlu Yazar E-Posta: kiran.evrin@mail.ege.edu.tr

adaydır. Ancak aynı yıldızın 2MASS fotometrik verileri göz önüne alınınca üye olma olasılığı zayıflamaktadır. Benzer bir şekilde Dias et al., (2014) tarafından yapılan diğer bir istatistiksel çalışmada da V2659 Oph örten çift sisteminin, öz hareketler göz önünde tutulduğunda bölgedeki diğer yıldızlar ile uyum içinde olduğu buna karşılık fotometrik açıdan ise bölgedeki yıldızlarla uyum sağlamadığı görülmektedir.

Bu sistemin farklı süzgeçler kullanılarak ışık eğrilerinin yeniden oluşturulması ve çözümü çift sisteme ilişkin fiziksel parametreleri elde etmemiz, içinde bulunduğu küme ile ilişkisini tartışmamız açısından önemlidir.

2. Gözlemler

V2659 Oph örten çift sistemi, Ege Üniversitesi Gözlemevi Uygulama ve Araştırma Merkezi (EÜGUAM)'nde yer alan 40 cm çaplı tam otomatik MEADE LX200GPS Schmidt – Cassegrain türü teleskop ile gözlenmiştir. Gözlemlerde her bir pikseli 13.5×13.5 mikron boyutlu olan 2048×2048 pikseli Apogee Alta – U42 CCD ile ve Bessell BVRI süzgeçleri kullanılmıştır. Gözlemlerin ön indirgemesi ve parlaklıkların elde edilmesinde IRAF programı kullanılmıştır. Gözlemlerin ön indirgemelerinde her gözlem gecesinde elde edilen bias, dark ve flat görüntüleri kullanılmıştır. Cisimlerin parlaklığının ölçümü, IRAF programı içerisindeki APPHOT (açıklık fotometresi) ışık ölçüm paketi ile yapılmıştır.

Colinder 359 açık yıldız kümesinde yer alan V2659 Oph örten çift sistemi (var) ile fark fotometrisinde kullanılan mukayese yıldızlarına (C1, C2, C3, C4, C5) ilişkin bilgiler ise Çizelge 2'de listelenmiştir. Mukayese olarak kullanılan beş yıldıza ilişkin SİMBAD'da verilen parlaklıklar dışında, ADS⁵ veri tabanında herhangi bir çalışmaya rastlanmamıştır. Ancak gözlemler süresince yıldızların parlaklıklarının değişim göstermediği görülmüştür.

Çizelge 2: Melotte 186 kümesinde yer alan V2659 Oph örten çift sistemi ve mukayese yıldızlarının Guide Star Catalogue (GSC)'de verilen özellikleri.

Yıldız	GSC No	GSCV	RA (sa dk s)	DEC (°, ', ")	V _{pg} (mag)
Değişen	421 745	V2659 Oph	17 58 13.69	+03 00 13.6	12.83 ± 0.40
Mukayese 1	421 869	-	17 58 21.42	+02 57 52.8	12.38 ± 0.36
Mukayese 2	421 646	-	17 58 21.73	+03 02 46.1	11.90 ± 0.36
Mukayese 3	421 372	-	17 58 01.15	+03 02 41.6	12.48 ± 0.36
Mukayese 4	421 733	-	17 58 28.46	+02 58 24.1	12.84 ± 0.36
Mukayese 5	421 374	-	17 58 12.29	+03 05 02.6	11.09 ± 0.36

V2659 Oph örten çift sisteminin standart renk değerlerine ulaşmak için sistemin ve mukayese yıldızların aletsel parlaklıkları standart parlaklıklara dönüştürülmüştür. Bunun için V2659 Oph yıldızıyla birlikte aynı gece gözlenen NGC 6913 küme bölgesinden elde edilen standart dönüşüm katsayıları kullanılmıştır. Bu standart dönüşüm katsayıları EÜGUAM T40 teleskobunda 05 Ağustos 2013 tarihindeki gözlemlerden elde edilmiştir. Standart gözlem gecesinde NGC 6913 küme bölgesindeki yıldızların gözlenen aletsel parlaklıklarıyla, Massey et al., (1995) tarafından verilen standart UB_V ve Fernie (1983) tarafından verilmiş standart VRI parlaklıkları kullanılarak, aşağıdaki dönüşüm formülleri elde edilmiştir.

$$(V - v) = 0.038 \pm 0.015 \times (B - V) - 3.934 \pm 0.012 \quad (1)$$

$$(B - V) = 1.061 \pm 0.026 \times (b - v) - 1.182 \pm 0.0467 \quad (2)$$

$$(V - R) = 1.322 \pm 0.218 \times (v - r) + 0.184 \pm 0.087 \quad (3)$$

$$(V - I) = 1.315 \pm 0.664 \times (v - i) + 0.906 \pm 0.156 \quad (4)$$

Bu dönüşüm katsayılarıyla V2659 Oph yıldızının (maksimum evrede) ve mukayese yıldızlarının standart parlaklık ve renk ölçekleri belirlenmiştir. Elde edilen standart parlaklık ve renk ölçekleri Çizelge 3'de listelenmiştir. Standart gözlem gecesinde elde edilen renk ölçekleri ve Johnson (1966)'dan alınan kuramsal kollar kullanılarak ve ortalama kızıllaşma yasası varsayılarak, değişen ve mukayese yıldızlarının $E(B-V)$ ve $E(V-R)$ renk artıkları belirlenmiş ve Çizelge 3'de verilmiştir. Elde edilen $E(B-V)$ renk artıkları 0.088 ila 1.000 arasında değişmektedir. Bu renk artıklarının ortalaması alınarak $E(B-V) \sim 0^m.499$ olarak bulunmuştur. V2659 Oph'un maksimum evresi için elde edilen $E(B-V)$ renk artığı değeri $0^m.088$ 'dir. WEBDA'nın küme için vermiş olduğu $E(B-V) = 0^m.193$ değerine yakındır.

² <http://cdsads.u-strasbg.fr/>

Çizelge 3: V2659 Oph örten çift sisteminin (maksimum evrede) ve mukayese yıldızlarının elde edilen standart parlaklık, renk ölçekleri ve renk artıkları. Son sütunda verilen olasılıklar Dias et al., (2014)⁶’den alınmıştır.

Yıldızlar	B (mag)	V (mag)	R (mag)	I (mag)	B-V (mag)	V-R (mag)	V-I (mag)	E(B-V) (mag)	E(V-R) (mag)	P (%)
V2659 Oph	13.012	12.724	10.359	12.120	0.288	0.265	0.605	0.088	0.055	98
GSC 421 869	12.754	12.184	11.722	11.222	0.570	0.461	0.962	0.305	0.196	98
GSC 421 646	13.325	12.175	11.349	10.525	1.151	0.825	1.650	0.941	0.625	99
GSC 421 372	13.610	12.521	11.740	10.944	1.090	0.780	1.576	0.910	0.610	98
GSC 421 733	13.360	12.771	12.278	11.740	0.588	0.494	1.031	0.253	0.159	0
GSC 421 374	13.759	12.448	11.497	10.521	1.310	0.951	1.927	1.000	0.641	98

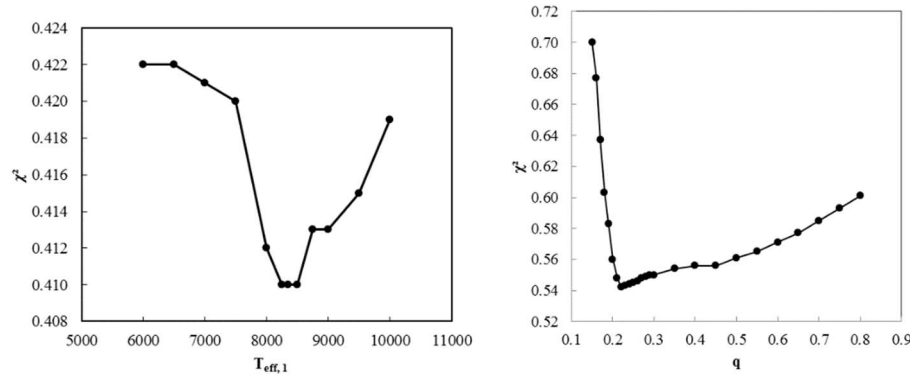
V2659 Oph yıldızı için elde edilen BVRI ışık eğrileri standart parlaklığa dönüştürülerek, ışık eğrisinin maksimum ve minimum evrelerdeki V parlaklığı ve (B-V) renk ölçekleri elde edilmiştir. Bunun için V2659 Oph fark ışık ölçümü ile elde edilmiş ışık eğrilerine mukayese 1 (GSC 421 869) yıldızının Çizelge 3’de verilmiş olan standart parlaklıkları eklenerek V2659 Oph yıldızının BVRI süzgeçlerindeki standart parlaklıktaki ışık eğrileri oluşturulmuştur. Standart parlaklığa dönüştürülmüş ışık eğrilerinin maksimum ve minimum düzeylerindeki BVRI parlaklıkları okunarak renk ölçekleri elde edilmiştir. V2659 Oph için daha önce elde edilen ve Çizelge 3’de verilen $E(B-V) = 0.088$ mag değerindeki renk artığı kullanılarak sistemin maksimum ve minimum düzeylerindeki özgün renk ölçekleri belirlenmiş ve bütün bu değerler Çizelge 4’te bir arada verilmiştir.

Çizelge 4: V2659 Oph örten çift sisteminin 1.0, 0.5 ve 0.25 evrelerine ilişkin gözlenen parlaklık ve renk ölçekleri ve $E(B-V) = 0.088$ mag varsayımı ile hesaplanan özgün renk ölçekleri.

Evre	V (mag)	(B-V) (mag)	(B-V) _o (mag)
Baş minimum	13.348	0.315	0.227
Yan minimum	12.803	0.253	0.165
Maksimum	12.719	0.287	0.199

2. Işık Eğrilerinin Çözümü

V2659 Oph sisteminin BVRI ışık eğrileri Prša and Zwitter (2005) tarafından geliştirilen Wilson Devinney (Wilson ve Devinney 1971) tabanlı PHOEBE 1.0⁶ programı ile çözülmüştür.



Şekil 1: V2659 Oph sistemine ilişkin baş yıldızın sıcaklık ve kütle oranı (q) belirlemek için yapılan tarama.

Elimizde tayf olmadığından $T_{eff,1}$ sıcaklığı fotometrik veriler ışığında tahmin edilmiştir. Sistemin ışık eğrilerinde yan minimum derinliği, baş minimuma göre oldukça sığdır. Bundan başka özellikle V rengi ışık eğrisinde yan minimum tam tutulmayı andırmaktadır. Bu nedenle yan minimum evresindeki parlaklık ve renk ölçeğinin büyük oranda başyıldızla ilişkin olduğunu kabul ederek, yan minimum evresine ilişkin olarak Çizelge 4’te verilen özgün renk ölçeği değerine karşılık gelen sıcaklık Gray (2005)⁷’in tablolarından 8121 K olarak okunmuştur. Buna göre başyıldızın sıcaklığı için bir ilk yaklaşım olarak 8121 K değerini almıştır. Alternatif olarak BVRI ışık eğrilerini $T_{eff,1}$ ’in 6000 - 10000 K aralığındaki farklı değerleri ile çözerek $T_{eff,1}$ sıcaklık taraması yapılmıştır. Her bir çözümde elde edilen $X^2 = [\sum W(O - C)^2]$ değerlerinin sıcaklığın bir fonksiyonu olarak değişimi Şekil 1’de grafik olarak çizdirilmiştir. Şekilden de görüldüğü gibi gözlenen ve PHOEBE ile oluşturulan

⁶ <http://phoebe-project.org/1.0/>

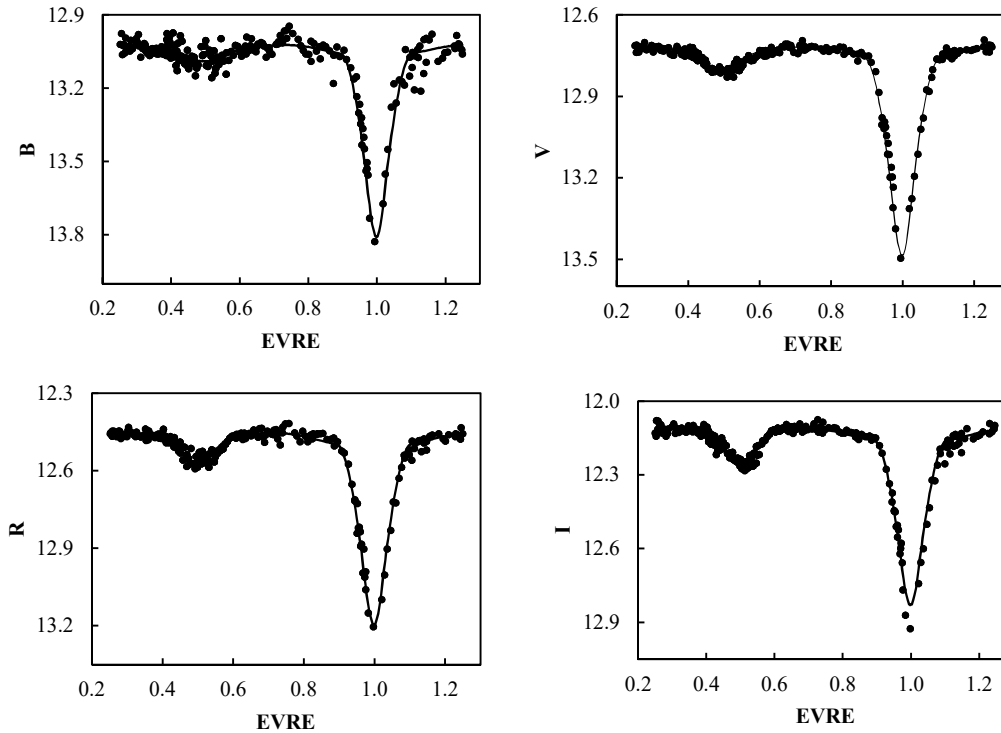
kurumsal ışık eğrileri arasındaki en iyi uyuma (en küçük χ^2), $T_{eff,1} = 8375$ K sıcaklığında elde edilmektedir.

Bu aşamadan sonra sistemin baş bileşeni için $T_{eff,1} = 8375$ K değeri kabul edilmiş ve bu sıcaklık değeri kullanılarak q taraması yapılmıştır. Kütle oranının 0.0 – 0.8 aralığındaki farklı değerleri ile elde edilen çözümlere ilişkin $\chi^2 = [\sum W(O - C)^2]$ değerlerinin q 'nun fonksiyonu olarak değişimi Şekil 1'de verilmiştir. q taraması sonucunda sistemin kütle oranı $q = 0.22$ bulunmuştur.

$T_{eff,1}$ ve q taramaları öncesinde sistemin dış merkezliğinin belirlenmesi amacıyla farklı e değerleri için çözümler yapılmış (e taraması)tır. Elde edilen çözümlerde dış merkezlik değeri 0.0 ile 0.01 aralığında yer almaktadır. Çözümler sırasında dış merkezlik için bu aralıktaki değerlerle başlatılan çözümlerin hepsinde e değeri sıfıra doğru yakınsamıştır. Bu nedenle sistemin dış merkezliği 0.0 (çember yörünge) kabul edilmiştir.

Çizelge 5: V2659 Oph örten çift sisteminin BVRI ışık eğrilerinin PHOEBE 1.0 programı ile yapılan ortak çözümüne ilişkin sonuçlar. Hatalar PHOEBE programının vermiş olduğu hatalardır.

Parametre	Birim	Baş Bileşen	Sistem	Yoldaş Bileşen
T_o	gün		2453449.0124	
P	gün		0.776726638	
e			0.0	
x_{bol}		0.267		0.303
A		1.00		0.50
g		1.00		0.50
i	derece		82.9 ± 0.1	
T_{eff}	K	8375 (sabit)		4761 ± 37
Ω		3.250 ± 0.020		2.271 ± 0.013
q			0.242 ± 0.006	
(I/I_{topl})	B	0.98 ± 0.03		0.02
(I/I_{topl})	V	0.96 ± 0.03		0.04
(I/I_{topl})	R	0.93 ± 0.05		0.07
(I/I_{topl})	I	0.90 ± 0.07		0.10
χ^2			0.428	



Şekil 2: V2659 Oph yıldızının BVRI süzgeçlerinden elde edilen ışık eğrileri (noktalar) ve PHOEBE programı ile elde edilen çözüm sonuçlarına ilişkin kuramsal ışık eğrileri (düz çizgiler).

Her iki bileşen için bolometrik albedolar (A) ve çekimsel kararma katsayıları (g) Claret (2001) ve Claret (1998)'den

alınmıştır. Kenar kararına katsayıları için Castelli ve Kurucz (2004) listesi kullanılmıştır. V2659 Oph örten çift sisteminin BVRI ışık eğrilerinin çözümü PHOEBE 1.0 programı kullanılarak ve $T_{eff,1} = 8375$ K ve çember yörünge varsayımıyla ve fakat kütle oranı serbest bırakılarak yeniden yapılmış ve kütle oranı için $q = 0.22$ değeri başlangıç değeri olarak kullanılmıştır. Bu son çözümler sırasında yörünge eğikliği i , her iki bileşene ilişkin yüzey potansiyelleri Ω_1 ve Ω_2 , yoldaş bileşenin, sıcaklığı $T_{eff,2}$, kütle oranı q ve her bir süzgeç için L_1 ısıtmaları serbest parametre olarak alınmıştır. Elde edilen sonuçlar Çizelge 5’de verilmiştir. PHOEBE çözümü sonunda elde edilen kuramsal ışık eğrilerinin gözlenen ışık eğrileriyle uyumu Şekil 2’da gösterilmiştir.

4. Sonuçlar

V2659 Oph çift yıldızının her bir bileşeninin parlaklık, renk ölçęi, renk artışı, toplam kızılâşma miktarı, uzaklık modülü ve uzaklıkları ayrı ayrı tahmin edilmeye çalışılmıştır. V2659 Oph sistemine ait maksimum evrede elde edilen (Bkz. Çizelge 4) V parlaklıkları ve (B-V) renkleri ile PHOEBE çözümünün verdiği bileşenlere ilişkin L_B , L_V , L_R ve L_I ısıtma değeri kullanılarak bileşenlere ilişkin BVRI parlaklıkları ile B-V, V-R ve R-I renk ölçekleri belirlenmiştir. Bessell et al., (1998)’in tabloları kullanılarak bileşenlerin Çizelge 5’de verilen sıcaklıklarına karşılık gelen (B-V)₀ özgün renk ölçekleri ve BC bolometrik düzeltme değeri belirlenmiştir. Bessell et al., (1998)’in tabloları konvektif fırlatma modeli varsayımı yapılarak oluşturulmuş ve farklı log g’lere karşılık sıcaklık, renk ve bolometrik düzeltme değeri içerir. Bu çalışmada renk artıkları ve bolometrik düzeltmeler bulunurken bileşenlerin ana kola yakın yıldızlar olduğu varsayılmış ve her iki bileşen için de log g = 4.5 (cgs) değeri kabul edilmiştir. Bileşenler için $E(B-V) = (B-V) - (B-V)_0$ ilişkisi kullanılarak renk artıkları ve $A_V = 3.1 E(B-V)$ bağıntısı kullanılarak da toplam kızılâşma miktarları elde edilmiştir. Bu şekilde elde edilen sonuçlar Çizelge 6’da verilmiştir.

Çizelge 6: V2659 Oph örten çift sisteminin bileşenlerine ait fotometrik ve fiziksel parametreler.

Parametre	Birim	Baş Bileşen	Yoldaş bileşen
m_V	mag	12.768	16.118
B-V	mag	0.261	1.079
(B-V) ₀	mag	0.157	1.008
$E(B-V)$	mag	0.104	0.071
A_V	mag	0.323	0.219
BC	mag	0.000	-0.394
M_V	mag	2.036	6.978
$m_V - M_V$	mag	10.732	9.140
d	pc	1207	609
M_{bol}	mag	2.036	6.583
L_{bol}	$L_{\odot}$	12.07	0.18
R	$R_{\odot}$	1.657	0.630
M	$M_{\odot}$	2.057	0.705

Elimizde sistemin dikine hız eğrisi olmadığından V2659 Oph çift sisteminin ve bileşenlerine ilişkin salt parametrelerine doğrudan ulaşmamız mümkün değildir. Bu nedenle, salt parametreleri tahmin etmek için Gray (2005)’in ana kol yıldızları için verdiği renk, görünür salt parlaklık, yarıçap, kütle tablolarından faydalanıldı. V2659 Oph bileşenlerinin normal ana kol yıldızları oldukları varsayılarak ve bileşenlerin Çizelge 6’da verilen (B-V)₀ özgün renk ölçekleri baz alınarak M_V görünür salt parlaklıkları Gray (2005)’in tablolarından tahmin edilmiştir. Böylece her iki bileşene ilişkin uzaklık modülü değeri ve $m_V - M_V = -5 + 5 \log d + A_V$ bağıntısı yardımıyla da bileşenlerin uzaklıkları hesaplanmıştır. Bessell et al., (1998)’dan alınan bolometrik düzeltmeler ile $M_{bol} - M_V = BC$ ilişkisi kullanılarak, bileşenlerin bolometrik salt parlaklıkları (M_{bol}) belirlenmiştir. Güneş için $M_{bol} = 4^m.74$ değeri kabul edilerek bileşenlerin güneş cinsinden bolometrik ısıtmalarına (L_{bol}) ulaşılmıştır. Bileşenler için belirlenen bolometrik ısıtmalar ve sıcaklıklar ile Güneş için kabul edilen yarıçap $R_{\odot} = 6.96 \times 10^{10}$ cm, ısıtma $L_{\odot} = 3.85 \times 10^{33}$ (cgs) ve sıcaklık $T_{\odot} = 5784$ K değeri kullanılarak bileşenlerin yarıçapları ve kütleleri belirlenmiştir. Elde edilen sonuçlar yine Çizelge 6’da verilmiştir. Elimizde tayfsal veri olmadığından bileşenlerin salt parametreleri ile sistemin uzaklığı için hata hesabı yapılmamıştır.

Collinder 359 kümesinin renk artışı uzaklık modülü ve uzaklığı V2659 Oph sisteminden yola çıkarak tahmin edilmeye çalışılmıştır. Bu amaçla bileşenler için elde edilen kızılâşma, uzaklık modülü ve uzaklıkları, onların ısıtmaları ile ağırlıklandırılarak çifte ilişkin ortalama değeri hesaplanmıştır. Buna göre V2659 Oph’un uzaklığı $d = 1.172$ kpc olarak bulunmuştur. V2659 Oph örten çift sistemi için elde edilen uzaklık değeri, literatürde verilen uzaklık değerlerinden çok büyüktür. Bu nedenle sistem Collinder 359 kümesinin bir üyesi olarak gözükmemektedir.

V2659 Oph örten çift sisteminin Algol türü yarı-ayrık geometrisi sistemin oldukça evrimleşmiş olduğunun bir göstergesidir. Bu durum Collinder 359 kümesinin yaşı için literatürde verilen değeri ile uyuşmamaktadır. Bu uyuşmazlık, V2659 Oph örten çift sisteminin, Collinder 359 kümesinin üyesi olamayacağını diğer bir göstergesidir.

Eldeki veriler ışığında V2659 Oph örten çift sisteminin, Collinder 359 kümesinin üyesi olmadığı yönünde elde ettiğimiz sonucun gelecekte yapılacak ek gözlemlerle denetlenmesi gerekmektedir.



5. Kaynaklar

- Bessell, M.S., Castelli, F. and Plez, B., 1998, Model Atmospheres Broad-Band Colors, Bolometric Corrections and Temperature Calibrations for O - M Stars, *Astronomy and Astrophysics*, 333, 231
- Castelli, F. and Kurucz, R. L., 2004, New Grids of ATLAS9 Model Atmospheres, ArXiv Astrophysics e-prints, 5087
- Claret, A., 1998, Comprehensive tables for the interpretation and modeling of the light curves of eclipsing binaries, *Astronomy and Astrophysics Suppl. Ser.*, 131, 395
- Claret, A., 2001, The evolution of the theoretical bolometric albedo in close binary systems, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 327, 989
- Collinder, P., 1931, On Structural Properties of Open Galactic Clusters and their Spatial Distribution. Catalog of Open Galactic Clusters., *AnLun*, 2, 1
- Çakırlı, Ö. and İbanoglu, C., 2016, V2653 Ophiuchii with a pulsating component and $P_{\text{puls}} - P_{\text{orb}}$, $P_{\text{puls}} - g$ correlations for gamma Dor type pulsators, *New Astronomy*, 45, 36
- Dias, W.S., Monteiro, H., Caetano, T. C., Lépine, J. R. D., Assafin, M. and Oliveira, A. F., 2014, Proper motions of the optically visible open clusters based on the UCAC4 catalog, *Astronomy and Astrophysics*, 564, 79
- Fernie, J. D., 1983, New UBVRI photometry for 900 supergiants, *ApJS*, 52, 7
- Gray, D. F., 2005, The Observation and Analysis of Stellar Photospheres
- Hausser, K., 2006, Ergebnisse zu zwei Bedeckungssternen im Ophiuchus, *BAV-R*, 55, 55, 61
- Hoffmeister, C., 1966, Mitteilungen über neuentdeckte Veränderliche Sterne, *Astronomische Nachrichten*, 289, 139
- Johnson, H. L., 1966, Astronomical Measurements in the Infrared, *ARA&A*, 4, 193
- Kazarovets, E. V., Samus, N. N., Durlevich, O. V., Kireeva, N. N. and Pastukhova, E. N., 2008, The 79th Name-List of Variable Stars, *IBVS*, 5863, 1
- Kharchenko, N. V., Piskunov, A. E., Schilbach, E., Röser, S. and Scholz, R.-D., 2013, Global survey of star clusters in the Milky Way. II. The catalogue of basic parameters, *Astronomy and Astrophysics*, 558, A53
- Lodieu, N., 2005, A study of the young open cluster Collinder 359, *Astronomische Nachrichten* 326,1001
- Lodieu, N., Bouvier, J., James, D. J., de Wit, W. J., Palla, F., McCaughrean, M. J. and Cuillandre, J.-C., 2006, A deep wide-field optical survey in the young open cluster Collinder 359, *Astronomy and Astrophysics*, 450,147
- Massey, P., Johnson, K. E. and Degipia-Eastwood, K., 1995, The Initial Mass Function and Massive Star Evolution in the OB Associations of the Northern Milky Way, *The Astrophysical Journal*, 454, 151
- Melotte, P. J., 1915, A Catalogue of Star Clusters shown on Franklin-Adams Chart Plates, *Memoirs of the Royal Astronomical Society*, 60, 175
- Otero, S. and Wils, P., 2005, New Elements for 80 Eclipsing Binaries VI, *IBVS*, 563, 10
- Prša, A. and Zwitter, T., 2005, A Computational Guide to Physics of Eclipsing Binaries. I. Demonstrations and Perspectives, *The Astrophysical Journal*, 628, 426
- Rucinski S.M., 1987, UBVRI photometry of the open cluster Collinder 359, alleged to contain W Ursae Majoris systems, *Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, 99, 487
- Wilson, R. E. and Devinney, E. J., 1971, Realization of Accurate Close-Binary Light Curves: Application to MR Cygni, *The Astrophysical Journal*, 166, 605

Seçilen Katakлизмik Değişen Çift Yıldızların Fotometrik Değişimi

Samet Ok^{1,2*}, Belinda Kalomeni¹, Axel Schwöpe²

¹Ege Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, İzmir, Türkiye.

²Leibniz Astrofizik Enstitüsü, Potsdam, Almanya.

Özet: Bu çalışmada seçilen katakлизмik değişen yıldızlar AN UMa, V1007 Her ve IPHAS J052832.69+283837.6 sistemlerinin TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi (TUG) T60 ve T100 teleskopları kullanılarak elde edilen verileri ile V808 Aur sisteminin XMM-Newton X-ışın uydu verisinin analizleri ve tayfsal enerji dağılımı sunulmaktadır.

Anahtar Kelimeler: çift yıldızlar, X-ışın, katakлизмik değişen, yıldızlar, beyaz cüce bileşenli yıldızlar

Abstract: In this study, we present optical observations by T60 and T100 telescopes which are selected cataclysmic variables AN UMa, V1007 Her and IPHAS J052832.69+283837.6. We also analysed XMM-Newton X-ray satellite data of V808 Aur.

Key Words: binary stars, X-ray, Cataclysmic variables, binary stars with white dwarf component.

1. Giriş

Katakлизмik değişen yıldızlar bileşenlerinden biri beyaz cüce olan diğeri ise Roche lobunu doldurmuş anakol yıldızı olan etkileşen çift sistemlerdir (Warner 1996). Katakлизмik değişen yıldızlar genel olarak manyetik alanlarının şiddeti ile sınıflandırıldığında 2 alt gruba ayrılmaktadır. Manyetik alan şiddeti > 10 MG olan sistemler manyetik katakлизмik değişenler, bu değerden daha az olan sistemler ise manyetik olmayan katakлизмik değişenler olarak isimlendirilmektedir.

Manyetik olan katakлизмik türü değişen sistemlerde *Polar* ve *Intermediate Polar* olarak 2 alt sınıfa ayrılmaktadırlar. Bu sistemlerde madde aktaran anakol yıldızından gelen madde sistemin L1 noktasından geçerek beyaz cücenin manyetosferi ile etkileşime girer ve madde manyetik alan çizgilerini takip ederek beyaz cücenin manyetik kutuplarına çarpar. İyonize olmuş gaz spiral hareketlerle manyetik alan çizgilerini takip ederken moröteden kızılöteye varan dalgaboylarında ışıma yapar. Manyetik kutupların yakınında şok bölgesi oluşarak bremsstrahlung yayışma kolonu adı verilen bölgeler oluşur ve bu bölgelerden yumuşak ve sert X-ışında olmak üzere elektromanyetik tayfin farklı bölgelerinde ışıma alınır (Cropper 1990). *Intermediate Polar* türü sistemlerde madde aktarım süreci polar türü sistemler ile aynı olmakla beraber bu sistemlerde beyaz cücenin çevresinde bozulmuş bir disk yapısı da görülmektedir.

Manyetik olmayan sistemlerde ise madde aktarım süreci biraz daha farklı olmaktadır. Bu sistemlerde anakol yıldızından gelen madde beyaz cüce çevresinde bir madde aktarım diski oluşturmaktadır. Madde aktarım süreci bu disk üzerinden beyaz cücenin ekvator düzlemindeki bir bölgeye düşmesiyle gerçekleşmektedir.

Bu sistemler kütle aktarım süreçlerini, çift yıldız etkileşimlerini ve maddenin manyetik alan varlığındaki hareketini incelemek için önemli laboratuvarlardır. Uzun gözlem sürelerinde türlerine göre bu sistemlerin madde aktarım miktarlarının değiştiği, zamanla düzenli ya da düzensiz patlamalar gösterdikleri de gözlenmiştir (Witham et al. 2006; Ramsay et al. 2004). Bu kapsamda sistemlerin düzenli gözlemlerinin yapılması bu süreçlere hangi fiziksel olayların meydana getirdiğini anlamada büyük katkısı olacaktır. Bu çalışmamızda, seçilen katakлизмik değişen yıldızların TUG T60 ve T100 teleskopları tarafından gerçekleştirildiğimiz gözlemleri sunulmuştur. Ayrıca bu sistemlerin X-ışın bölgesinde gösterdikleri değişimleri incelemek için V808 Aur polar türü bir katakлизмik yıldızın XMM-Newton analizlerine de yer verilmiştir.

2. Gözlemler

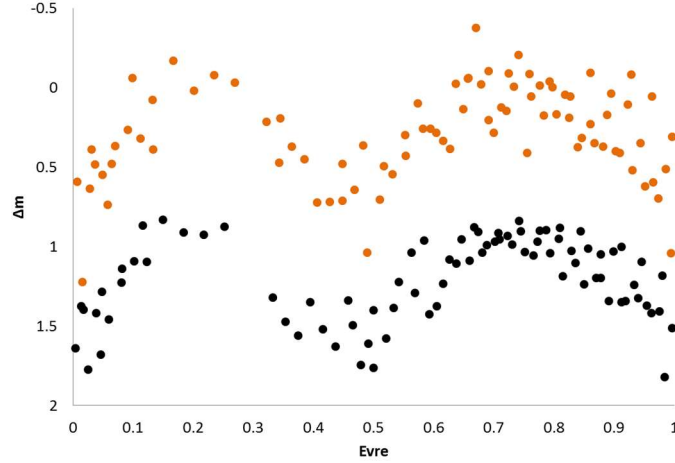
Sistemler TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi T100 ve T60 teleskopları ile Johnson V, R, ve I bandlarında gözlenmiştir. Analizler IRAF görüntü işleme paket programı ile yapılmış ve sistemlere ait ışık eğrileri elde edilmiştir (Bkz. Bölüm 3). Sistemlerin gözlemlerine devam edilmektedir. Elde edilen sonuçlar ayrıntılı olarak Ok ve d. (2018) çalışmasında bulunmaktadır.

*Sorumlu Yazar E-Posta: samet.ok@gmail.com

3. Seçilen Sistemler

3.1 AN UMa

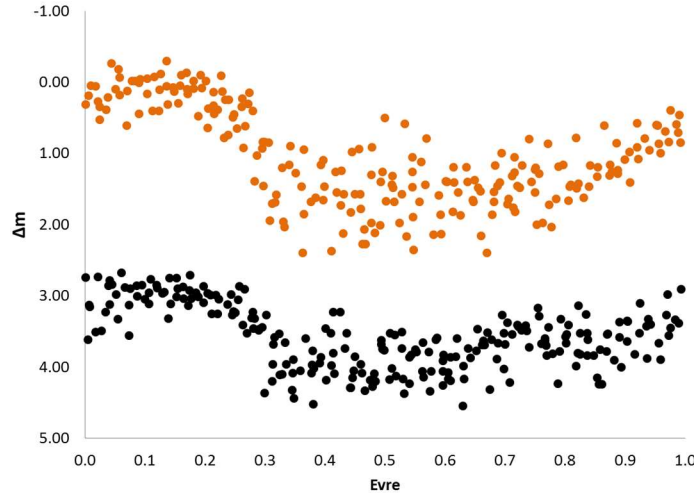
AN UMa sistemi manyetik kataklizmik değişen bir sistemdir. İlk olarak Krzeminski ve Serkowski (1977) tarafından keşfedilmiştir. AN UMa, AM Her türü olarak bilinen polarlar içerisinde keşfedilmiş ikinci yıldızdır. 1.91 saatlik yörünge dönemine sahip olan AN UMa'nın beyaz cücesi 35.8 MG'lık (Cropper ve d. 1989) bir manyetik alan şiddetine sahiptir. Düşük kütleli bir beyaz cüce içeren AN UMa ($M_{wd} = 0.4 - 0.6 M_{\odot}$) 20 000 K'lık yüzey sıcaklığına sahiptir (Bonnet-Bidaud ve d. 1996). Birkaç yayında bu sistemin fotometrik ve tayfsal çalışmaları gerçekleştirilmiştir (Campbell ve d. 2008; Kafka & Honeycutt 2005; Ramsey ve d. 2004; Bonnet-Bidaud ve d. 1996; Ramseyer ve d. 1993; Imamura ve d. 1986; Szkody ve d. 1981, 1988).



Şekil 1. AN UMa sisteminin TUG T100 teleskobu ile elde edilen V ve R bandlarındaki ışık eğrisi. Düşey eksen sistemin mukayese yıldızından parlaklık farkını göstermektedir. Işık eğrisindeki değişim daha iyi görülebilmesi için aynı evre arka arkaya eklenerek çizilmiştir. V ve R bandları ayrı olarak görülebilmesi için R bandındaki tüm noktalara 1 kadir eklenmiştir.

3.2 V1007 Her

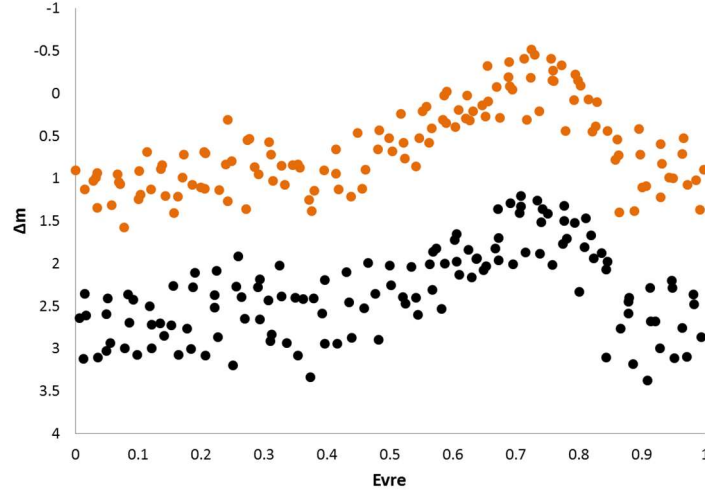
V1007 Her sistemi 1998 yılında ROSAT gökyüzü taraması tarafından keşfedilmiş bir manyetik kataklizmik değişendir (Greiner et al. 1998). 1.99 saatlik bir dönemi olan bu sistemin 50 MG şiddetinde manyetik alanı bulunmaktadır.



Şekil 2. V1007 sisteminin TUG T100 teleskobu ile elde edilen V(turuncu) ve R(siyah) bandlarındaki ışık eğrisi. Düşey eksen sistemin mukayese yıldızından parlaklık farkını göstermektedir. Işık eğrisindeki değişim daha iyi görülebilmesi için aynı evre arka arkaya eklenerek çizilmiştir. V ve R bandları ayrı olarak görülebilmesi için R bandındaki tüm noktalara 3 kadir eklenmiştir.

3.3 IPHAS J052832.69+283837.6

Bu sistem 2007 yılında Witham ve d. (2007) tarafından H β çizgisinde meydana gelen değişimlere bakılarak bir kataklismik değişen aday olarak belirtilmiştir. Borisov ve d. (2016) sistemin ilk çok renk ışık ölçümünü yapmış ve sistemin yaklaşık 80 dk lık bir döneme sahip olduğunu bulmuşlardır. Sistemin uzun dönemli parlaklık değişimi yaklaşık 1 kadir

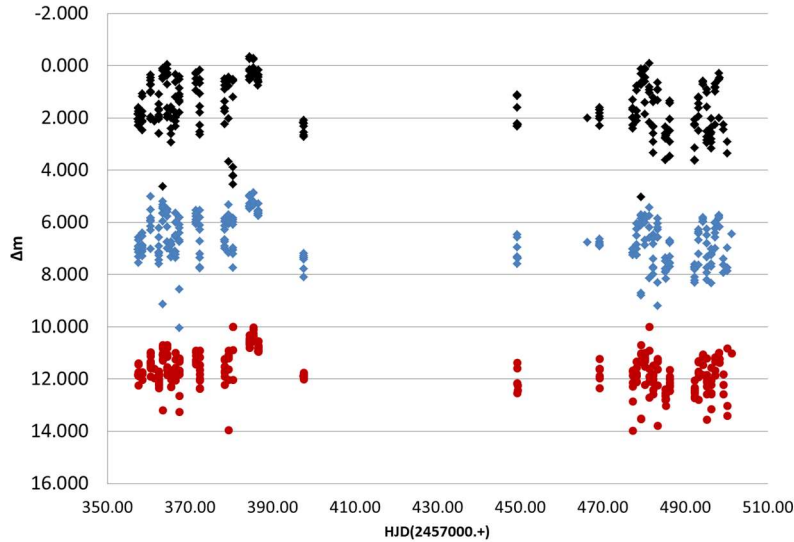


civarındadır.

Şekil 3. IPHAS J052832.69+283837.6 kataklismik adayı sistemin TUG T100 teleskobu ile elde edilen V(turuncu) ve R(siyah) bandlarındaki ışık eğrisi. Düşey eksen sistemin mukayese yıldızından parlaklık farkını göstermektedir. V ve R bandları ayrı olarak görülebilmesi için R bandındaki tüm noktalara 2 kadir eklenmiştir.

3.4 2MASS J071126+440405 – V808 Aur

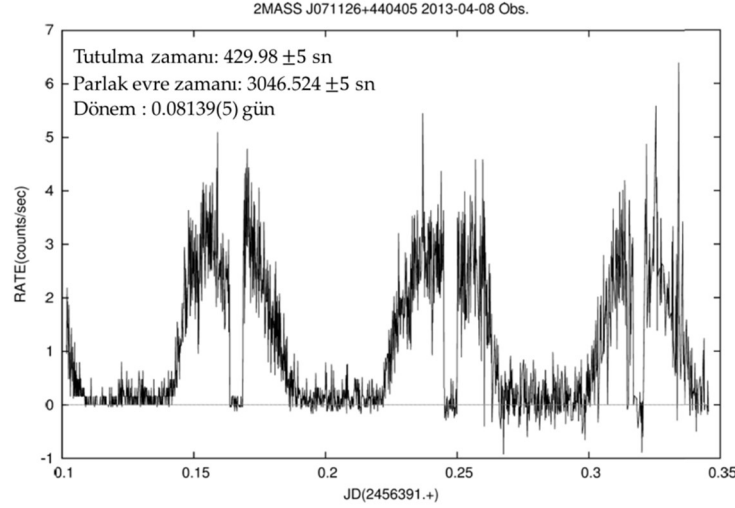
V808 Aur sistemi 2008 yılında Catalina Sky Survey tarama programı tarafından keşfedilmiştir (Drake ve d. 2009; Templeton ve d. 2009). Manyetik kataklismik türü bir değişen olan bu sistemin dönemi 1.95 saat olarak bulunmuştur. Tutulma gösteren bir sistem olan V808 Aur'un dönem analizlerinden sistemin çevresinde dolanan iki Jüpiter kütleli bir gezegenin varlığı keşfedilmiştir (Schwope ve d. 2015).



Şekil 4. V808 Aur sisteminin TUG T60 teleskobu ile elde edilen V(siyah), R(mavi) ve I(kırmızı) bandlarındaki uzun dönemli ışık değişimi. Düşey eksen sistemin mukayese yıldızından parlaklık farkını göstermektedir. Yatay eksen yıl cinsinden zamanı vermektedir. V, R ve I bandları ayrı olarak görülebilmesi için parlaklıklar filtrelerde V, R+6, I+12 şeklinde çizilmiştir.

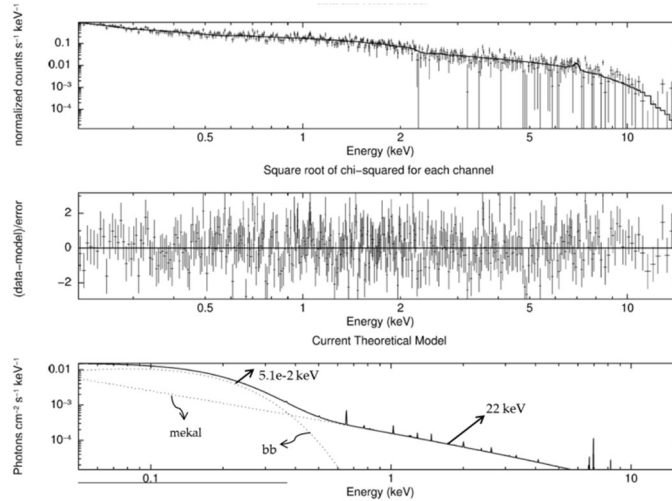
4. V808 Aur X-ışın Analizleri

Bu çalışmada V808 Aur sisteminin 2013-04-08 tarihinde XMM-Newton uydusu tarafından yapılmış X-ışın ve moröte gözlemleri analiz edilmiştir. Analizler sonucunda sisteme ait UV, optik bölgedeki gözlemlerden ve 2MASS, WISE gibi gökyüzü tarama programlarından parlaklıkları elde edilerek tayfsal enerji dağılımı elde edilmeye çalışılmıştır. Bu dağılımdan beyaz cücenin sıcaklığının 10 000 – 8000 K aralığında olduğu sistemin uzaklığının ise 300 pc'den küçük olduğu bulunmuştur.



Şekil 5. V808 Aur sisteminin 2013 XMM-Newton tarafından yapılmış gözlemine ait X-ışın ışık eğrisi. Işık eğrisinin zamansal çözünürlüğü 5 saniye olup ışık eğrisinden elde edilen parametreler grafikte verilmiştir.

Sistemin XMM-Newton veri analizleri Science Analysis System (SAS) versiyon 14.0.0 programı ile yapılmış olup X-ışın tayf analizleri ise XSPEC 12.8.2p paket programı yardımıyla elde edilmiştir (Arnaud 1996; Dorman & Arnaud 2001)(Bkz. Şekil 5).



Şekil 6. V808 Aur sisteminin 2013 XMM-Newton tarafından yapılmış gözlemine ait evreye bağlı X-ışın tayfı. X-ışın tayfı sistemin X-ışın ışık eğrisindeki parlak evredeki bölgelerden gelen fotonlarla elde edilmiştir. Tayf black body ve iyonize sıcak gaz modeli ile modellenerek yumuşak X-ışın kaynağının sıcaklığı 0.511 keV, sert X-ışın kaynağının ise 22 keV bulunmuştur. Bu model için χ^2 değeri 1.01 olarak elde edilmiştir.



5. Sonuçlar

-Bu çalışmada seçilen olduğumuz kataklismik değişen yıldızların TUG T60 ve T100 teleskopları ile çok renk ışık ölçümleri yapılmıştır. Çok renk ışıkölçüm bazı sistemler için ilk kez yapılmıştır. Sistemlerine ilişkin gözlemler T100 ve T60 teleskobu ile devam edilmektedir. Aynı zamanda V808 Aur sisteminin XMM-Newton tarafından yapılmış gözlemleri de analiz edilmiş ve sisteme ait tayfsal enerji dağılımı elde edilmiştir. Bunun sonucunda sistemin sahip olduğu beyaz cücenin sıcaklığı ve uzaklığı bulunmuştur. Ayrıca X-ışın tayfinin modellenmesi ile birlikte madde aktarımının meydana geldiği bölgenin sıcaklıkları da bulunmuştur. Çalışmaya ilişkin ayrıntılar ve sonuçlar OK ve d. (2018)'de yer alacaktır.

-Bu çalışma TÜBİTAK 2211-C Öncelikli Alanlar Yurtiçi Doktora Burs Programı tarafından desteklenmektedir. Bu çalışma 112T766 nolu TÜBİTAK projesi ile desteklenmiştir. Çalışmada TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi T100 teleskobu (Proje Numarası: 16BT100-1027) ve T60 (Proje Numarası: 16BT60-1008) kullanılmıştır. Desteklerinden dolayı TÜBİTAK ve TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi çalışanlarına teşekkür ederiz.

6. Kaynaklar

- Arnaud, K. A. 1996, ASP Conf. Ser., 101, 17
Bonnet-Bidaud J. M., Mouchet M., Somova T. A., Somov N. N. 1996, A&A, 306, 199
Borisov N.V., Gabdeev M.M. and Afanasiev V.L., 2016, Astrophys. Bull., 71, 95-100
Campbell R. K., Harrison T. E., Mason E. et al. 2008, ApJ, 678, 1304
Dorman, B., & Arnaud, K. A. 2001, ASP Conf. Ser., 238, 415
Drake, A. J., Djorgovski, S. G., Mahabal, A., et al. 2009, ApJ, 696, 870.
Imamura J. N., Steiman-Cameron T. Y. 1986, ApJ, 311, 786
Kafka S., Honeycutt R. K. 2005, AJ, 130, 742.
Krzeminski W., Serkowski K. 1977, ApJ, 216, L45
OK S., ve d., 2018, *hazırlık aşamasında*.
Ramsay G., Cropper M., Wu K. et al. 2004, MNRAS, 350, 1373
Ramsay G., Cropper M., Wu K., Mason K.O., ve d., 2004, Mon. Not. R. Astron. Soc., 350, 1373-1384
Ramseyer T. F., Robinson E. L., Zhang E. et al. 1993, MNRAS, 260, 209
Schwope, A. D., Mackebrandt, F., Thinius, B. D., et al. 2015, Astron. Nachr., 336, 115
Szkody P., Mateo M. Downes R. 1988, PASP, 100, 362
Greiner J., Schwarz R. and Wenzel W., 1998, Mon. Not. R. Astron. Soc., 296, 437-441
Szkody P., Schmidt E., Crosa L., Schommer R. 1981, ApJ, 246, 223
Templeton, M., Oksanen, A., Boyd, D., Pickard, R., ve Maehara, H. 2009, Central Bureau Electronic Telegrams, 1652, 1
Warner B., 1995, Cataclysmic Variable Stars, Cambridge University Press, Cambridge.
Witham A. R., Knigge C., Aungwerojwit A., 2007, Mon. Not. R. Astron. Soc., 382, 1158
Witham A.R., Knigge C., Gansicke B.T., Aungwerojwit A., ve d., 2006 Mon. Not. R. Astron. Soc., 369, 581-597

Beta Lyrae Türü Örtlen Çift Yıldız V356 Vela'nın Fotometrik Analizi

Gökçe Zeynep Özalp¹, Burcu Özkardeş^{2, 3*}

¹Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi, Fen Bilimleri Enstitüsü, Uzay Bilimleri ve Teknolojileri Anabilim Dalı, Çanakkale, Türkiye.

²Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi, Fen Edebiyat Fakültesi, Uzay Bilimleri ve Teknolojileri Bölümü, Çanakkale, Türkiye.

³Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi, Astrofizik Araştırma Merkezi ve Ulupınar Gözlemevi, Çanakkale, Türkiye.

Özet: Bu çalışmada, Güney Yarımküre'den gözlenebilen ve literatürde β Lyrae türü (EB) olarak sınıflandırılmış V356 Vel örtlen çift yıldızının fotometrik gözlemlerinin analizi sunulmaktadır. Sistemin, ASAS (All Sky Automated Survey) ve HIPPARCOS veri tabanlarından alınan ışık eğrileri, Wilson – Devinney (W-D) yöntemiyle modellenmiş; örtlen çiftin fiziksel ve geometrik parametreleri belirlenmiştir. Ayrıca, bileşen yıldızların, tahmini mutlak parametreleri hesaplanarak, $\log M - \log R$ diyagramındaki konumları tartışılmıştır.

Anahtar Kelimeler: çift yıldızlar, örtlen çift, β Lyrae türü, V356 Vel

Abstract: In this study, the analysis of the photometric observations of the eclipsing binary V356 Vel classified as β Lyr type (EB) in the literature, which can be observed from the Southern Hemisphere, is presented. The light curves obtained from the ASAS (All Sky Automated Survey) and HIPPARCOS databases were modeled by the Wilson – Devinney (W-D) method. The physical and geometrical parameters of the system were determined. In addition, the positions of the component stars in the $\log M - \log R$ diagram are discussed by calculating the estimated absolute parameters.

Key Words: binary stars, eclipsing binary, β Lyrae type, V356 Vel

1. V356 Vel'e İlişkin Önceki Çalışmalar

V356 Vel (HIP 52816 = HD 93668) örtlen çift yıldızının parlaklığındaki değişim, Hipparcos (ESA 1997) uydusu tarafından keşfedilmiş ve 1.76791 gün dönemli EB (Beta (β) Lyrae) türü sistem olarak sınıflandırılmıştır. Kazarovets ve ark. (1999), Hipparcos tarafından keşfedilen 5665 değişen yıldız için 74. isim listesini, V356 Vel'i de dahil ederek vermişlerdir. Gontcharov (2012), Gontcharov'ın (2008) verdiği 37845 şüpheli OB yıldız örneğini kullanarak herbir sistem için kızılilaşmadan arındırılmış ($B-V$)₀ ve uzaklık değerlerini hesaplamış; V356 Vel için bu değerleri sırasıyla, -0.07 ve 136 pc olarak vermiştir. Literatürde, V356 Vel örtlen çift sistemine ilişkin fotometrik ve/veya tayfsal analiz çalışması yer almamaktadır. Sisteme ait sadece iki minimum ışık zamanı elde edilmiştir (Ogla & Zakrzewski 2004). Kimi kataloglarda, sistemin bazı fiziksel parametreleri bulunmaktadır (Hauck & Mermilliod 1998; Malkov ve ark. 2006; Paunzen 2015).

2. Gözlemsel Veri

Örtlen çift yıldız V356 Vel'in gözlemsel verileri, Hipparcos ve ASAS (All Sky Automated Survey) kataloglarından alınmıştır. ASAS, uzun süreli bir gözlem projesi olup temel amacı, gökyüzünün büyük bir alanını, otomatik enstrümanlar aracılığıyla (ikisi Kuzey Yarımküre'de, diğer ikisi Güney Yarımküre'de bulunmak üzere) tarayıp değişen yıldızları saptamak ve sonrasında, katalog haline getirmektir. ASAS projesi kapsamında, gökyüzünün yaklaşık dörtte üçlük alanı gözlenmiş ve 50000'den fazla değişen yıldız keşfedilmiştir. ASAS'a ilişkin detaylı bilgi (fotometrik aletler, veri elde etme, indirgeme vb.) Pojmanski'nin (1998, 2000) çalışmalarında yer almaktadır.

İncelenen örtlen çift yıldız V356 Vel, farklı türden (ayrık, yarı-ayrık ve değen) 10000'den fazla örtlen değişen yıldız içeren ASAS – 3 Değişen Yıldız Kataloğunda (Paczynski ve ark. 2006), 104755 – 5214.8 numaralı kod ile yer almaktadır. Sistemin SIMBAD veritabanına göre bazı fotometrik özellikleri, Çizelge 1.'de verilmektedir.

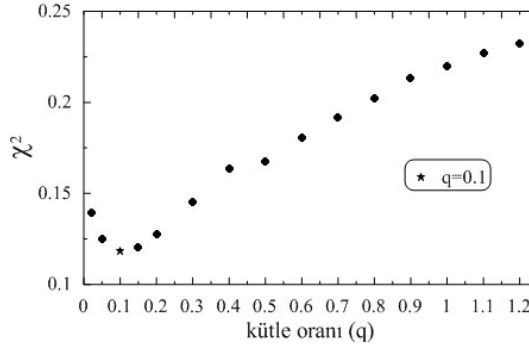
Çizelge 1: V356 Vel'in SIMBAD veritabanından alınan bazı fotometrik özellikleri

GSC No	α_{2000}	δ_{2000}	V	J	H	K	Tayf Türü
08210-02870	'10 ^h 47 ^m 55 ^s	-52°14'45"	6.74	6.65	6.68	6.67	A0

*Sorumlu Yazar E-Posta: burcu@comu.edu.tr

3. Analiz: Yöntem ve Modelleme

V356 Vel'in fiziksel ve geometrik parametrelerini elde etmek için sistemin Hipparcos ve ASAS V bandı ışık eğrileri, Wilson – Devinney (W-D) yöntemi (Wilson & Devinney 1973, vers. 1996) kullanılarak analiz edilmiştir. Sistemin tayfsal çalışması olmaması nedeniyle, kütle oranı (q) parametresinin başlangıç değerini bulmak amacıyla 0.02 – 1.2 değer aralığında q -taraması yapılmıştır. Tarama işlemine, ilk olarak, Mod 2 (ayrık model) ile başlanmış; fakat, birkaç iterasyon sonrası uyum, ikinci bileşenin Roche şişimini doldurmuş olarak kabul eden Mod 5'te gerçekleşmiştir. Sistemin Mod 5'e göre yapılan kütle oranı taraması, en küçük χ^2 değerini $q=0.1$ değerinde vermiştir (bkz. Şekil 1).



Şekil 1: V356 Vel'in kütle oranı (q) – χ^2 değişimi.

Yöntemde, uygun teorik modellere göre belirlenen değerlerde sabit tutulan parametreler şu şekildedir: Birinci bileşenin sıcaklığı T_1 , Drilling & Landolt'un (2000) oluşturduğu MK tayf sınıflaması kalibrasyonu kullanılarak Hipparcos kataloğunda verilen A0 tayf türü için 9790 K olarak belirlenmiştir. Kareköklü kenar kararma yasası kabul edilmiş ve kenar kararma sabitleri, Claret & Bloemen (2011) ve Claret ve ark.'nın (2013) verdiği çizelgelerden alınmıştır. Bileşenlerin bolometrik çekim kararma üsleri, radyatif zarf ($T > 7200$ K) için von Zeipel'in (1924) çalışmasına göre 1.0 olarak, konvektif zarf ($T < 7200$ K) için Lucy'nin (1967) çalışmasına göre 0.32 olarak alınmıştır. Bileşenlerin bolometrik yansımaları ise, Rucinski'nin (1969) çalışmasına göre, radyatif ve konvektif atmosferler için sırasıyla, 1.0 ve 0.5 değerinde sabit alınmıştır. Bileşen yıldızların eşdöndüğü ve sistemin yörüngesinin çembersel olduğu kabul edilmiştir.

Analiz süresince serbest alınan parametreler ise, evre kayması (ϕ), yörünge eğimi (i), ikinci bileşenin etkin yüzey sıcaklığı (T_2), kütle oranı (q), birinci bileşenin yüzey potansiyeli (Ω_1) ve birinci bileşenin kesirsel ısıtması (L_1/L_{toplam})'dır. Çözüm sonuçları, Çizelge 2.'de verilmektedir. Şekil 2.'de, gözlenen ve hesaplanan ışık eğrileri arasındaki karşılaştırma (üst panelde) ve sistemin Roche geometrisi (alt panelde) (Binary Maker program, vers. 3.0, Bradstreet & Steelman 2002) gösterilmektedir.

Çizelge 2: V356 Vel örten çift yıldızının ışık eğrilerinin analiz sonuçları

Parametre	Değer
ϕ	0.0020 ± 0.0005
$i(^{\circ})$	68.36 ± 0.29
T_1 (K)	9790
T_2 (K)	6593 ± 54
Ω_1	3.30 ± 0.03
Ω_2	2.01
q (M_1/M_2)	0.12 ± 0.01
L_1/L_{toplam} – Hipparcos	0.87 ± 0.01

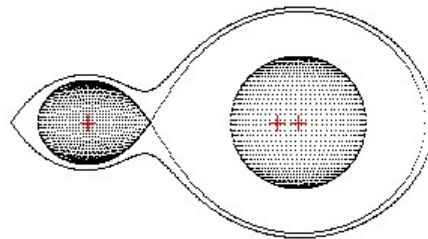
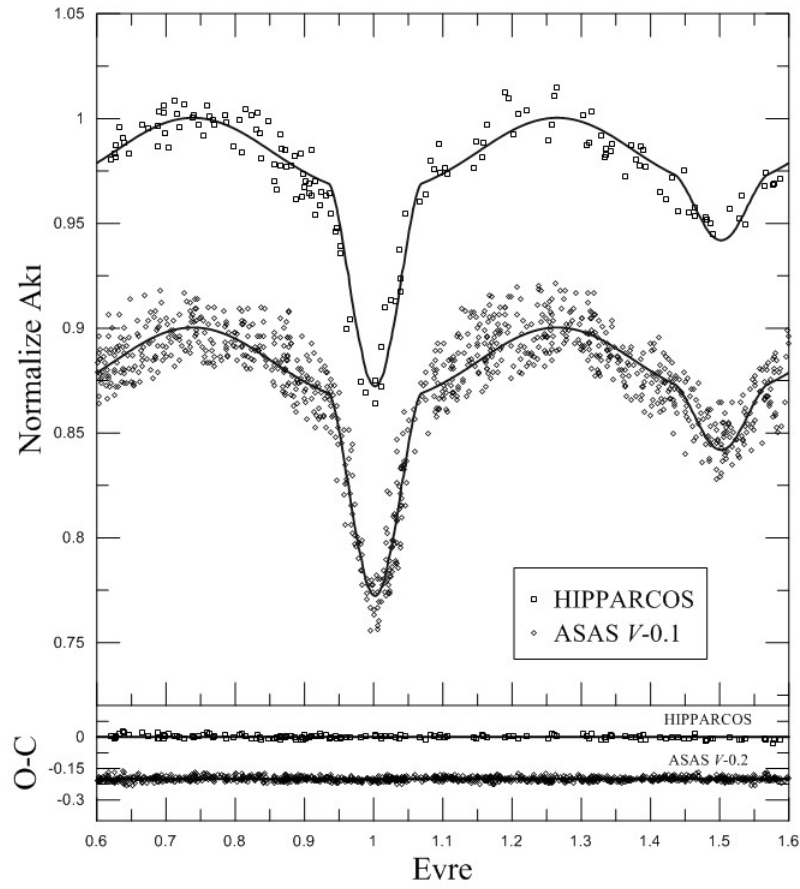
$$L_1/L_{\text{topl}} - \text{ASAS } V \quad 0.87 \pm 0.01$$

$$r_1 (\text{ortalama}) \quad 0.32 \pm 0.01$$

$$r_2 (\text{ortalama}) \quad 0.23 \pm 0.01$$

$$\Sigma W(O-C)^2 - \text{Hipparcos} \quad 0.006$$

$$\Sigma W(O-C)^2 - \text{ASAS } V \quad 0.115$$



Şekil 2: V356 Vel örten çift yıldızının Hipparcos ve ASAS *V* ışık eğrileri ile bu eğrilere uydurulan en iyi kuramsal fitler ve fitten kalan artıklar (O-C) (üst panel); sistemin Roche geometrisi (alt panel).

4. Sonuçlar

-Bu çalışmada, Güney Yarımküre gökyüzünden gözlenebilen β Lyrae türü örten çift yıldız V356 Vel'in literatür ışık eğrilerinin (Hipparcos ve ASAS V) analizi ilk kez yapılmış olup elde edilen ilk fotometrik sonuçlar şu şekildedir:

- Fotometrik çözüm, V356 Vel'i, ikinci bileşeni Roche şişimini doldurmuş, birinci bileşeni ise % 61 oranında doldurmuş, yarı-ayrık bir sistem olarak tanımlamaktadır.

- Literatürde, sisteme ait tayfsal gözlemlerin bulunmaması nedeniyle, birinci ve ikinci bileşenin mutlak parametreleri, fotometrik çözüm sonuçları kullanılarak hesaplanmıştır. Bunun için, birinci bileşenin kütlesi M_1 , anakol yıldızı kabul edilerek, A0 tayf türü için Drilling & Landolt (2000) çalışmasından $2.9 M_{\odot}$ olarak belirlenmiştir. İkinci bileşenin kütlesi, fotometrik kütle oranı kullanılarak hesaplanırken yörünge yarı-büyük eksen uzunluğu a , Kepler'in üçüncü yasasından hesaplanmıştır. M_1 için % 10 oranında bir hata varsayımı yapılmış ve diğer parametrelerin hata değerleri, buna göre belirlenmiştir. Sonuçlar, hata değerleriyle birlikte, Çizelge 3.'te verilmektedir.

Çizelge 3: V356 Vel'in tahmini mutlak parametreleri

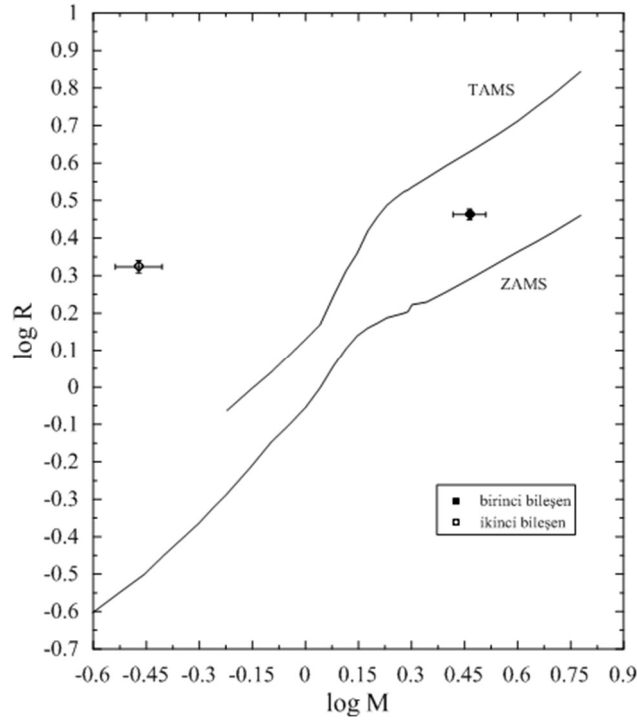
Parametre	Birinci Bileşen	İkinci Bileşen
$a (R_{\odot})$	9.10 ± 0.05	
$M (M_{\odot})$	2.90 ± 0.29	0.34 ± 0.05
$R (R_{\odot})$	2.90 ± 0.04	2.11 ± 0.03
$T (K)$	9790 ± 300	6593 ± 330
$\log g (cgs)$	3.98 ± 0.06	3.32 ± 0.05
$M_{bol} (mag.)$	0.15 ± 0.16	2.56 ± 0.23
$M_V (mag.)$	0.35 ± 0.16	2.25 ± 0.23
$L (L_{\odot})$	69.73 ± 10.32	7.56 ± 1.61
$BC (mag.)$	-0.2	-0.01
$V^* (mag.)$	6.74 ± 0.01	
$d (pc)$	188 ± 14	

*: Simbad veri tabanından alınmıştır.

V356 Vel'in mutlak parametrelerinin hesaplanmasında, güneş değerleri, Pecaut & Mamajek (2013) çalışmasından $T_{etkin}=5771.8 \pm 0.7 K$, $M_{bol}=4.7554 \pm 0.0004 mag$ ve $g=27423.2 \pm 7.9 cm/s^2$ olarak alınmıştır. Sistemin bileşenlerinin bolometrik düzeltmeleri (BC) ise, Budding & Demircan (2007) çalışmasından belirlenmiştir. Sistem için renk artışı, $E(B-V)$, Eker ve ark.'nın (2009) verdiği yöntem kullanılarak, 0.057 olarak hesaplanmış ve buradan, yıldızlararası soğurma, A_V , 0.177 olarak belirlenmiştir. Yıldızlararası soğurmanın dikkate alındığı uzaklık modülü, bu çalışmada elde edilen çözüm sonuçlarına göre sistemin uzaklığını, $188 \pm 14 pc$ olarak vermektedir. van Leeuwen (2007) çalışmasında verilen Hipparcos paralaksı kullanılırsa çift yıldızın uzaklığı $190 \pm 16 pc$ olarak bulunmaktadır. Farklı yöntemlerle belirlenen bu iki uzaklık değeri kıyaslanırsa, hata sınırları içinde, birbiriyle uyumlu oldukları görülmektedir.

- Hesaplanan tahmini mutlak parametrelere göre, $\log M - \log R$ diyagramındaki sistemin bileşenlerinin konumları, Şekil 3.'te verilmektedir. Diyagramda, ZAMS (Zero Age Main Sequence) Sıfır Yaş Anakolu ve TAMS (Terminal Age Main Sequence) Terminal Yaş Anakolu, Girardi ve ark.'nın (2000) düşük kütleli yıldız modelleri için verdiği değerlere göre çizilmiştir. Kimyasal bolluk oranı için güneş modeli ($Z=0.019$) seçilmiştir. Kütle - yarıçap diyagramında, birinci bileşen anakol bandı içinde yer alırken ikinci bileşenin TAMS sınırını geçerek evrimleşmiş olduğu görülmektedir.

β Lyrae türü örten çift V356 Vel'in bileşen yıldızlarının daha duyarlı mutlak parametrelerini belirlemek ve sistemin evrim durumunu incelemek için yüksek çözünürlüklü tayfsal gözlemlerle birlikte çok - renk fotometrik gözlemlerine ihtiyaç vardır.



Şekil 3: V356 Vel örten çift yıldızının bileşenlerinin kütle – yarıçap diyagramındaki konumları.

Teşekkür

Bu çalışma Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi Bilimsel Araştırma Projeleri Koordinasyon Birimince Desteklenmiştir. Proje Numarası: FYL-1195. Bu çalışmada, “SIMBAD (at CDS, Strasbourg, France)” ve “NASA Astrophysics Data System Abstract Service” veri tabanları kullanılmıştır.

5. Kaynaklar

- Bradstreet, D. H., & Steelman, D. P. 2002, AAS, 201, 1224
Claret, A., & Bloemen, S. 2011, A&A, 529, 75
Claret, A., Hauschildt, P. H., & Witte, S. 2013, A&A, 552, 16
Drilling, J. S., & Landolt, A. U. 2000, In: Artur, N. C. (Ed.), Allens Astrophysical Quantities, 4th ed. (New York: AIP Press/Springer) ISBN 0 – 387 – 98746 – 0
Eker, Z., Bilir, S., Yaz, E., Demircan, O., & Helvacı, M. 2009, AN, 330, 68
ESA The Hipparcos & Tycho Catalogues 1997, SP – 1220
Gontcharov, G.A. 2008, Astron. Lett., 34, 7
Gontcharov, G.A. 2012, Astron. Lett., 38, 694
Hauck, B., & Mermilliod, M. 1998, A&AS, 129, 431
Kazarovets, E. V., Samus, N. N., Durlevich, O. V., ve ark. 1999, A&A, 412, 465
Lucy, L. B. 1967, ZA, 65, 89
Malkov, O. Yu., Oblak, E., Snegireva, E. A., & Torra, J. 2006, A&A, 446, 785
Ogloza, W., & Zakrzewski, B. 2004, IBVS 5507
Paczynski, B., Szczygiel, D. M., Pilecki, B., & Pojmanski, G. 2006, MNRAS, 368, 1344
Paunzen, E. 2015, A&A, 580:23, 1
Pecaut, M. J., & Mamajek, E. E. 2013, ApJS, 208, 9
Pojmanski, G. 1998, AcA, 48, 35
Pojmanski, G. 2000, AcA, 50, 177
Rucinski, S. M. 1969, AcA, 19, 245
van Leeuwen, F. 2007, A&A, 474, 653
Wilson, R. E., & Devinney, E. J. 1973, ApJ, 182, 539

Güney Yarımküre Gökyüzünden Seçilen Ayrık Çift Yıldızların Mutlak Parametreleri

Derya Sürgit^{1,2*}, Ahmet Erdem^{1,3}

¹Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi, Astrofizik Araştırma ve Uygulama Merkezi ve Ulupınar Gözlemevi, Terzioğlu Kampüsü, 17020 Çanakkale, Türkiye.

² Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi, Fen Edebiyat Fakültesi, Uzak Bilimleri ve Teknolojileri Bölümü, Terzioğlu Kampüsü, 17020 Çanakkale, Türkiye.

³Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi, Fen Edebiyat Fakültesi, Fizik Bölümü, Terzioğlu Kampüsü, 17020 Çanakkale, Türkiye.

Özet: Güney yarımküre gökyüzünden seçilen ayrık çift sistemlerin Güney Afrika Gözlemevi'nde yapılan tayfsal gözlemlerden elde edilen dikine hız eğrileri ile literatürden alınan ışık eğrileri, çözülünerek; bileşen yıldızların mutlak parametreleri belirlenmiş ve modern evrim modelleri kullanılarak evrim durumları tartışılmıştır.

Anahtar Kelimeler: Yıldızlar: çift yıldızlar: örten çift yıldızlar – Yıldızlar: çift yıldızlar: tayf – Yıldızlar: mutlak parametreler – Yıldızlar: evrim – Yıldızlar: çift yıldızlar: V349 Ara, V4403 Sgr, QY Tel, HO Tel, HD 53570, AE Hor ve XX Ant

Abstract: Spectroscopic observations of selected southern detached binaries were made at the South African Astronomical Observatory. Radial velocity curves obtained from these spectroscopic observations and photometric light curves from literature were solved, and then absolute physical parameters of component stars were calculated. Evolutionary statuses of these southern detached binaries were also discussed using evolution models.

Key Words: Stars: binaries: eclipsing – Stars: binaries: spectroscopic – Stars: fundamental parameters – Stars: evolution – Stars: individual: V349 Ara, V4403 Sgr, QY Tel, HO Tel, HD 53570, AE Hor and XX Ant

1. Giriş

V349 Ara, Strohmeyer, Knigge & Ott (1964) tarafından, fotografik yöntemle, değişen yıldız olarak keşfedilmiştir. Schoeffel ve Kohler (1965) tarafından ilk fotometrik gözlemi yapılmış, Pojmanski ve Maciejewski (2004a) tarafından, ASAS (All Sky Automated Survey) veri tabanında dönemi 2.65178 gün olarak kaydedilmiştir. **V4403 Sgr**, HIPPARCOS (ESA, 1997) gözlemleriyle değişen yıldız olduğu ortaya konmuştur. V4403 Sgr, ASAS veri tabanında Pojmanski ve Maciejewski (2004b) tarafından dönemi 1.7014 gün olarak belirlenmiştir. **QY Tel**, HIPPARCOS (ESA, 1997) gözlemleriyle değişen yıldız olduğu ortaya çıkarılmıştır. Sistem, Kazarov ve ark. (1999) tarafından Algol türü örten bir çift sistem olarak sınıflanmıştır. QY Tel'in, ASAS veri tabanında dönemi 2.488926 gün olarak verilmiştir (Pojmanski, 2002). **HO Tel**, Strohmeyer ve ark. (1965) tarafından fotografik yöntemle keşfedilmiş ve Algol türü örten çift sistem olarak sınıflandırılmıştır. Daha sonra Spoelstra ve van Houten (1972) sistemin beş farklı filtrede alınmış fotometrik minimum zamanlarından sistemin yörünge dönemini 1.6131409 gün olarak yeniden güncelleştirir. **HD 53570**, SIMBAD veri tabanında, F3V tayf türünden, değişen yıldız olarak verilmiştir. HD 53570'in ilk fotometrik ışık eğrisi Pojmanski (2002) tarafından yayınlanmış; sistemin yörünge dönemi 2.6396 gün olarak belirlenmiş ve ASAS kataloğunda değişen yıldız olarak listelenmiştir. **AE Hor**, Renson ve ark. (1991)'nin Ap ve Am yıldızlar kataloğunda listelenmiştir. ASAS veri tabanına göre sistemin dönemi 2.38330 gün olarak verilmiştir (Pojmanski, 2002). **XX Ant**, Strohmeyer, Knigge & Ott (1965) tarafından Bamberg değişen yıldızı (BV 716) olarak listelenmiştir. Dvorak (2004), XX Ant'nda içerisinde olduğu 85 Güney Yarımküre örten çift sistemin yörünge dönemlerini yeniden hesaplamış ve XX Ant'ın yörünge dönemini 0.88801 gün olarak güncelleştirir.

2. Tayfsal Gözlemler ve Veri İndirgemesi

Seçilen sistemlerin tayfları, 2012-2014 yılları arasında Güney Afrika Cumhuriyeti'nde, Cape Town'a 4 saat uzaklıktaki Sutherland kasabasında yer alan, Bilim ve Teknoloji Bölümü altında Ulusal Araştırma Fonu (National Research Foundation, NRF) tarafından desteklenen Güney Afrika Astronomi Gözlemevi'nde (South Africa Astronomical Observatory, SAAO), 1.9 m Cassegrain teleskobu ve buna bağlı SITE CCD kamera ile kullanılan slit (grating) tayf çekeri ile alınmıştır. Gözlemlerde, her biri 15 µm boyutunda olan 266x1798 pikselden oluşan ve verimli dalgaboyu aralığı 0.35 µm ile 1 µm arasında değişen SITE CCD kamera kullanılmıştır. Gözlemlerde grating 4 kullanılmıştır. Grating 4'ün gözlem duyarlılığı 410 – 510 nm dalgaboyu aralığında olup maksimum duyarlılığı 460 nm'dir; çözünürlüğü 0.1 nm (R=4600) ve slit genişliği 1.5 yaysaniyesidir. Tüm tayfsal gözlemler sırasında her bir yıldız görüntüsünün öncesinde ve sonrasında Cu/Ar lambası, mukayese tayfı olarak alınırken; flat düzeltmesi için, her gece beyaz ışık görüntüsü de alınmıştır. Gözlemlerin indirgenmesinde ve veriye dönüştürülmesinde IRAF yazılımının (iraf.noao.edu/) içinde yer alan standart paketler kullanılmıştır.

*Sorumlu Yazar E-Posta: d.surgit@comu.edu.tr

3. Tayfsal Veri Analizi ve Yörünge Çözümü

Gözlenen ayırık çift yıldızların bileşenlerinin dikine hızlarının ölçümü, dalgaboyu kalibrasyonu ve normalizasyonu yapılan tayflara çapraz-eşleme (cross-correlation, Tonry ve Davis, 1979; Popper ve Jeong, 1994) ve Fourier ayıklama (Fourier disentangling, KOREL, Hadrava, 2004) olmak üzere iki farklı yöntem kullanılarak yapılmıştır. Fourier ayıklama yönteminin bileşenlerin okunan dikine hızlarının standart hatalarını vermediğinden ve bazı kompleks durumlarda tek bir çözüm üretmediğinden dolayı; dikine hızların okunmasında ve yörünge parametrelerinin elde edilmesinde çapraz-eşleme yöntemi tercih edilmiştir; Fourier ayıklama yöntemi, yalnızca, çapraz-eşleme yöntemi ile belirlenen dikine hız değerlerinin denetlenmesi için kullanılmıştır.

Çizelge 1: V349 Ara, V4403 Sgr, QY Tel, HO Tel sistemlerinin yörünge elemanları

Parametre	V349 Ara	V4403 Sgr	QY Tel	HO Tel
P_{orb} (d)	2.65178(sbt)	1.7014(sbt)	2.488926 (sbt)	1.613097(sbt)
T_o (HJD)	52434.7727(± 0.0064)	51951.9209(± 0.0037)	2451957.1046(± 0.0036)	51875.0721(± 0.0026)
K_1 (km s $^{-1}$)	126.87(± 1.44)	137.28(± 1.16)	114.82(± 0.95)	131.45(± 1.20)
K_2 (km s $^{-1}$)	129.82(± 1.36)	114.18(± 1.14)	105.02(± 0.94)	142.75(± 1.21)
e	0	0	0	0
V_γ (km s $^{-1}$)	-21.92(± 0.89)	13.15(± 0.69)	5.59(± 0.57)	-5.88(± 0.70)
q	0.977(± 0.034)	1.202(± 0.035)	1.093(± 0.007)	0.921(± 0.005)
$a_1 \sin i$ (AU)	0.0309(± 0.0004)	0.0215(± 0.0002)	0.0263(± 0.0002)	0.0195(± 0.0002)
$a_2 \sin i$ (AU)	0.0316(± 0.0003)	0.0179(± 0.0002)	0.0240(± 0.0002)	0.0212(± 0.0002)
$M_1 \sin^3 i$ (M $_{\odot}$)	2.350(± 0.056)	1.273(± 0.027)	1.309(± 0.026)	1.794(± 0.035)
$M_2 \sin^3 i$ (M $_{\odot}$)	2.297(± 0.057)	1.530(± 0.030)	1.431(± 0.027)	1.652(± 0.033)

Çizelge 1'in Devamı HD 53570, AE Hor ve XX Ant sistemlerinin yörünge elemanları

Parametre	HD53570	AE Hor	XX Ant
P_{orb} (d)	2.6396(sbt)	2.38327(sbt)	0.88801(sbt)
T_o (HJD)	51871.6820(± 0.0086)	53373.4981(± 0.0061)	53052.8187(± 0.0020)
K_1 (km s $^{-1}$)	106.25(± 1.99)	120.00(± 1.56)	161.41(± 2.41)
K_2 (km s $^{-1}$)	94.17(± 1.92)	111.50(± 1.58)	159.69(± 2.47)
e	0	0	0
V_γ (km s $^{-1}$)	60.66(± 1.17)	17.63(± 0.99)	9.27(± 1.30)
q	1.128(± 0.071)	1.076(± 0.046)	1.011(± 0.049)
$a_1 \sin i$ (AU)	0.0258(± 0.0005)	0.0263(± 0.0003)	0.0132(± 0.0002)
$a_2 \sin i$ (AU)	0.0228(± 0.0005)	0.0244(± 0.0003)	0.0130(± 0.0002)
$M_1 \sin^3 i$ (M $_{\odot}$)	1.035(± 0.046)	1.476(± 0.046)	1.515(± 0.052)
$M_2 \sin^3 i$ (M $_{\odot}$)	1.167(± 0.050)	1.588(± 0.047)	1.531(± 0.052)

4. Işık ve Dikine Hız Eğrilerinin Çözümü

V349 Ara, V4403 Sgr ve QY Tel sistemlerinin ASAS (The All Sky Automated Survey) veri tabanından alınmış (Pojmanski, 2002) V filtresindeki ışık eğrileri ile bu çalışmadan elde edilen dikine hız eğrileri, Wilson-Devinney (W-D) yöntemi (Wilson ve Devinney 1971) kullanılarak eşzamanlı olarak analiz edildi. V349 Ara, V4403 Sgr ve QY Tel sistemlerinin eşzamanlı çözüm sonucu elde edilen parametreleri ve hataları Çizelge 2'de verilmiştir. HO Tel'in, ASAS (The All Sky Automated Survey) veri tabanından alınmış (Pojmanski, 2002) V filtresindeki ışık eğrisi, *VBLUW* Walfraven (Spoelstra ve van Houten, 1972) beş farklı filtrede alınmış ışık eğrileri, HD 53570, AE Hor ve XX Ant sistemlerinin ASAS veri tabanından alınmış V filtresindeki ışık eğrileri ile sistemlerin bu çalışmadan elde edilen dikine hız eğrileri Monte Carlo algoritması altında W-D yöntemi (Zola ve ark. 2004, 2010) kullanılarak çözülmüştür. HO Tel, HD 53570, AE Hor ve XX Ant sistemlerinin Monte Carlo yöntemi kullanılarak elde edilen ışık elemanları ve hataları Çizelge 3'te verilmiştir. Seçilen 7 ayırık çift sistemin ışık

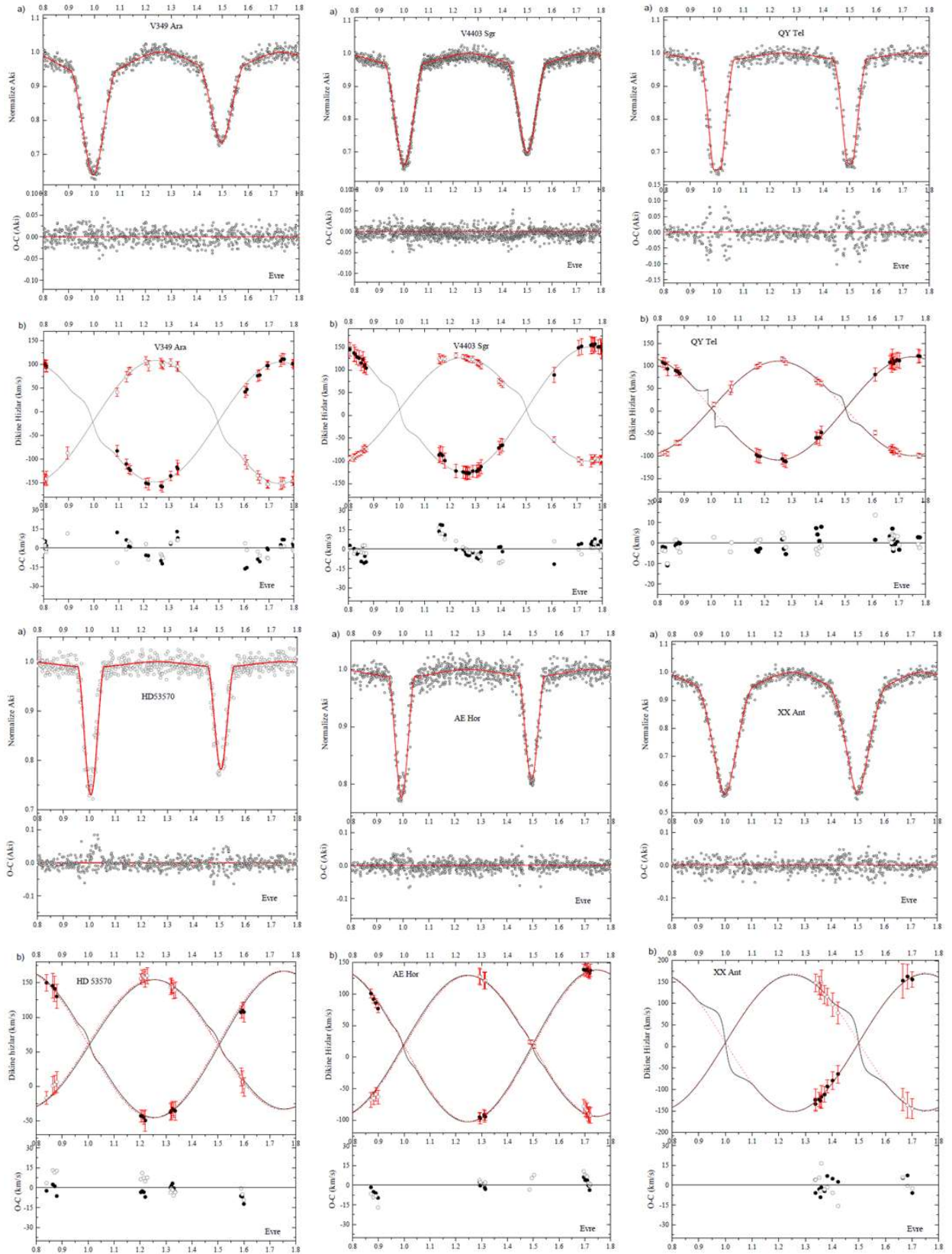
eğrileri ve en iyi temsil eden teorik ışık eğrileri, bileşenlerin gözlenen dikine hızları ve bunları en iyi temsil eden teorik eğrileri, Şekil 1 ve 2’de gösterilmiştir.

Çizelge 2: V349 Ara, V4403 Sgr ve QY Tel sistemlerinin ASAS V ışık ve dikine hız eğrilerinin eşzamanlı çözümlerinden elde edilen parametreleri ve hataları.

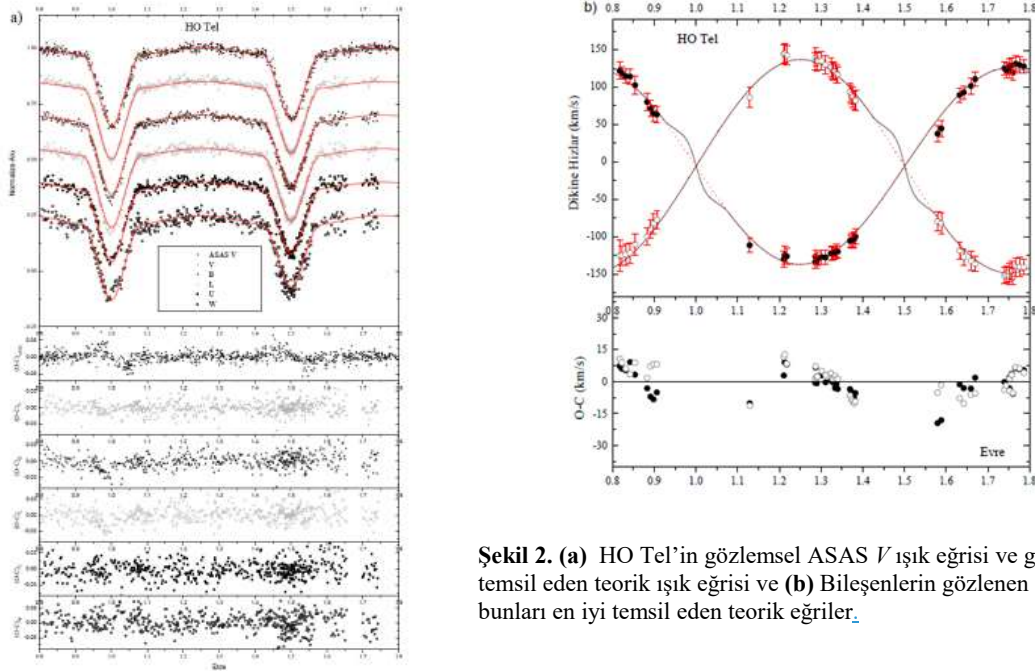
Parametre	V349 Ara	V4403 Sgr	QY Tel
a ($R_{\odot}$)	13.86(± 0.08)	8.56(± 0.03)	10.82(± 0.12)
Evre kayması (ϕ)	-0.0039(± 0.0003)	0.0012(± 0.0001)	0.0007(± 0.0003)
$V\gamma$ (km/s)	-21.3(± 0.7)	13.2(± 0.4)	5.65(± 1.07)
i ($^{\circ}$)	77.61(± 0.11)	81.20(± 0.09)	89.00(± 0.84)
T_1 (K)	9074	6517	6550 (sbt)
T_2 (K)	8180(± 28)	6316(± 7)	6294(± 23)
q (m_2/m_1)	0.967(± 0.007)	1.199(± 0.007)	1.091(± 0.022)
Ω_1	4.865(± 0.050)	6.162(± 0.036)	7.343(± 0.054)
Ω_2	4.306(± 0.030)	5.072(± 0.025)	5.369(± 0.080)
L_1/L_{tot} (V)	0.493(± 0.011)	0.349(± 0.005)	0.324(± 0.005)
r_1 (ortalama)	0.259(± 0.004)	0.203(± 0.002)	0.160(± 0.012)
r_2 (ortalama)	0.299(± 0.004)	0.292(± 0.003)	0.249(± 0.015)

Çizelge 3: HO Tel’in ASAS V ve $VBLUW$ Walfraven beş renk ışık eğrileri, HD 53570, AE Hor ve XX Ant sistemlerinin ASAS V ışık eğrileri ile dikine hız eğrilerinin Monte Carlo algoritması altında W-D yöntemi kullanılarak elde edilen parametreleri ve hataları.

Parametre	HO Tel	HD 53570	AE Hor	XX Ant
A ($R_{\odot}$)	8.88(± 0.04)	10.54(± 0.13)	11.12(± 0.06)	5.67(± 0.05)
Evre kayması (ϕ)	0.0006(± 0.0002)	0.0039(± 0.0003)	-0.0040(± 0.0004)	0.0001(± 0.0002)
$V\gamma$ (km/s)	-5.7(± 0.5)	60.8(± 1.0)	17.9(± 0.5)	8.6(± 1.2)
$q(M_2/M_1)$	0.920(± 0.001)	1.132(± 0.001)	1.076(± 0.001)	1.010(± 0.001)
i ($^{\circ}$)	81.01(± 0.03)	81.33(± 0.12)	79.79(± 0.12)	83.11(± 0.08)
Evre kayması (ϕ)	0.0005(± 0.0001)	0.0061(± 0.0002)	-0.0048(± 0.0003)	-0.0001(± 0.0002)
T_1 (K)	7872 (sbt)	6000 (sbt)	7300 (sbt)	6872(sbt)
T_2 (K)	7627(± 5)	5706(± 14)	7016(± 15)	6840(± 12)
Ω_1	4.857(± 0.007)	7.785(± 0.077)	7.210(± 0.069)	4.462(± 0.037)
Ω_2	5.002(± 0.008)	6.755(± 0.058)	6.676(± 0.090)	4.088(± 0.037)
L_1/L_{tot} (V_{ASAS})	0.564(± 0.002)	0.420(± 0.004)	0.460(± 0.028)	0.429(± 0.012)
L_1/L_{tot} (V)	0.568(± 0.002)			
L_1/L_{tot} (B)	0.563(± 0.002)			
L_1/L_{tot} (L)	0.567(± 0.002)			
L_1/L_{tot} (U)	0.574(± 0.002)			
L_1/L_{tot} (W)	0.588(± 0.002)			
r_1 (ortalama)	0.257(± 0.012)	0.151(± 0.012)	0.164(± 0.012)	0.295(± 0.012)
r_2 (ortalama)	0.234(± 0.015)	0.196(± 0.015)	0.189(± 0.015)	0.334(± 0.015)



kil 1. (a) V349 Ara, V4403 Sgr, QY Tel, HD 53570, AE Hor ve XX Ant'nin gözlemsel ASAS V ışık eğrileri ve gözlemleri en iyi temsil eden teorik ışık eğrileri ve **(b)** Bileşenlerin gözlenen dikine hızları ve bunları en iyi temsil eden teorik eğriler.



Şekil 2. (a) HO Tel'in gözlemsel ASAS *V* ışık eğrisi ve gözlemleri en iyi temsil eden teorik ışık eğrisi ve **(b)** Bileşenlerin gözlenen dikine hızları ve bunları en iyi temsil eden teorik eğriler.

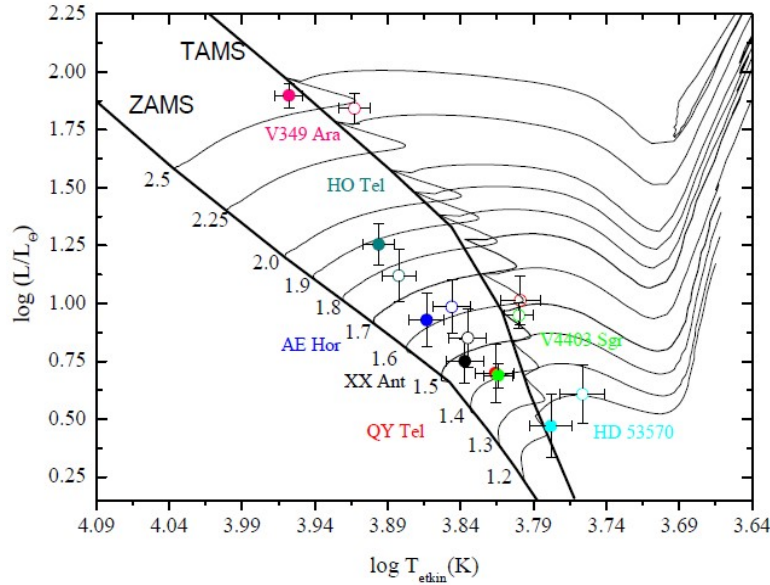
5. Sonuç ve Tartışma

-Seçilen ayırık çift yıldızların bu çalışmadan elde edilen dikine hız eğrileri ve literatürden alınan ışık eğrileri, analiz edilmiş ve sistemlerin mutlak parametreleri elde edilmiştir (bkz, Çizelge 4). Ayrıca, seçilen 7 ayırık çift yıldızın bileşenlerinin HR diyagramındaki konumları işaretlenmiştir (bkz, Şekil 3). Diyagram için Geneva evrim modelleri (Ekström ve ark. 2012) kullanılmış ve Güneş kimyasal kompozisyonu $Z=0.014$ (Asplund ve ark. 2009) seçilmiştir. (1.1 - 2.6) M kütle aralığına yayılmış, Kütle oranı ($q \leq 1$) olan iki ayırık çift yıldızın (V349 Ara ve HO Tel) bileşenlerinin ve kütle oranı ($q \geq 1$) olan beş ayırık çift yıldızın (V4403 Sgr, QY Tel, HD 53570, AE Hor ve XX Ant) bileşenlerinin HR diyagramındaki konumlarına bakıldığında; baş bileşenlerin ZAMS'a daha yakın konumda yer aldıkları, yoldaş bileşenlerin ise evrim sürecinde daha ileri aşamada oldukları ve TAMS'a yakın ya da TAMS'ı terketmiş konumda oldukları görülmektedir. Seçilen yıldızlardan, yalnızca, en küçük kütleli HD 53570 ayırık çift yıldızın bileşenlerinin her ikisi de TAMS'ı terketmiş gözükmemektedir.

Çizelge 4: Seçilen Sistemlerin Mutlak Parametreleri

Parametre	V349 Ara	V4403 Sgr	QY Tel	HO Tel	HD 53570	AE Hor	XX Ant
A ($R_{\odot}$)	13.86(± 0.08)	8.56(± 0.03)	10.82(± 0.12)	8.88(± 0.04)	10.54(± 0.13)	11.12(± 0.06)	5.67(± 0.05)
M_1 ($M_{\odot}$)	2.59(± 0.07)	1.33(± 0.02)	1.32(± 0.06)	1.88(± 0.03)	1.06(± 0.04)	1.57(± 0.03)	1.55(± 0.05)
M_2 ($M_{\odot}$)	2.51(± 0.06)	1.59(± 0.03)	1.44(± 0.09)	1.73(± 0.03)	1.20(± 0.05)	1.69(± 0.03)	1.56(± 0.05)
R_1 ($R_{\odot}$)	3.60(± 0.07)	1.74(± 0.02)	1.74(± 0.15)	2.28(± 0.12)	1.59(± 0.15)	1.82(± 0.14)	1.67(± 0.08)
R_2 ($R_{\odot}$)	4.15(± 0.07)	2.50(± 0.03)	2.70(± 0.16)	2.08(± 0.16)	2.06(± 0.16)	2.10(± 0.16)	1.89(± 0.16)
T_1 (K)	9074(± 200)	6517(± 150)	6550(± 200)	7872(± 200)	6000(± 200)	7300(± 200)	6872(± 200)
T_2 (K)	8180(± 202)	6316(± 151)	6294(± 201)	7627(± 201)	5706(± 201)	7016(± 201)	6840(± 201)
L_1 ($L_{\odot}$)	79(± 11)	4.90(± 0.58)	5.00(± 1.47)	17.96(± 3.65)	2.95(± 0.93)	8.46(± 2.26)	5.62(± 1.21)
L_2 ($L_{\odot}$)	69(± 9)	8.95(± 1.08)	10.30(± 2.54)	13.17(± 3.42)	4.06(± 1.20)	9.65(± 2.58)	7.08(± 2.03)
M_{bol1} (mag)	0.01(± 0.14)	3.03(± 0.13)	3.01(± 0.32)	1.62(± 0.22)	3.58(± 0.34)	2.44(± 0.29)	2.88(± 0.23)
M_{bol2} (mag)	0.15(± 0.15)	2.38(± 0.13)	2.22(± 0.27)	1.96(± 0.28)	3.23(± 0.32)	2.93(± 0.29)	2.63(± 0.31)

M_V (sistem)	-0.68(± 0.12)	2.03(± 0.11)	1.80(± 0.23)	0.98(± 0.22)	2.68(± 0.33)	1.56(± 0.23)	1.56(± 0.23)
d (pc)	677(± 36)	199(± 10)	365(± 40)	280(± 28)	225(± 35)	238(± 25)	221(± 21)



Şekil 3. Seçilen bileşenlerinin

konumları. Diyagramdaki içi dolu küreler, birinci bileşenleri ve içi boş küreler, ikinci bileşenleri temsil etmektedir. Dikey ve yatay çizgiler bileşenlerin hesaplanan değerlerinin hata barlarını göstermektedir. HR diyagramında, ZAMS (Zero Age Main Sequence), sıfır yaş anakolu; TAMS (Terminal Age Main Sequence), terminal yaş anakolu temsil etmektedir. ZAMS kolundaki sayılar, seçilen evrim çizgilerinin başlangıç kütlelerini göstermektedir.

7 ayrı çift yıldızın HR diyagramındaki

Teşekkür: Bu çalışma, Türkiye Bilimsel ve Teknolojik Araştırma Kurumu (TÜBİTAK) tarafından, TÜBİTAK_1002 hızlı destek programı kapsamında, 115F258 numaralı ve “Güney Yarımküre Gökyüzünden Seçilen Ayrı Çift Yıldızların Mutlak Parametreleri” başlıklı proje altında desteklenmiştir.

6. Kaynaklar

- All Sky Automated Survey (ASAS), <http://www.astrouw.edu.pl/asas/>.
Asplund, M., Grevesse, N., Sauval, A.J., Scott, P., 2009, ARA&A, 47, 481-522
Dvorak, S. W. 2004, IBVS, 1, 5542
Ekström, S., ve ark., 2012, A&A, 537, 146
ESA, 1997. The Hipparcos & Tycho Catalogues. SP-1220
Hadrava, P. 2004. in Hilditch R. W., Hensberge H., Pavlovski K., eds, ASP Conf. Ser. Vol. 318, Spectroscopically and Spatially Resolving the Components of the Close Binary Stars. Astron. Soc. Pac., San Francisco, p. 86
Kazarovets, E.V., ve ark., 1999, IBVS, 1, 4659
Pojmanski, G. 2002, AcA, 52, 397-427
Pojmanski, G., & Maciejewski, G. 2004a, AcA, 54, 153-179
Pojmanski, G., Maciejewski, G., 2004b, AcA, 55, 97
Popper, D.M., Jeong, Y.-C., 1994, PASP, 106, 189
Renson, P., Gerbaldi, M., Catalano, F. A. 1991, A&AS, 89, 429-434
SIMBAD Astronomical Database, <http://simbad.u-strasbg.fr/simbad/>
Schoeffel, E., Kohler, U. 1965, IBVS, 2, 100
Spoelstra, T. A. Th.; van Houten, C. J. 1972, A&AS, 7, 83
Strohmeier, W., Knigge, R., Ott, H. 1964, IBVS, 1, 66
Strohmeier, W., Knigge, R., Ott, H. 1965, IBVS, 1, 81
Strohmeier, W., Knigge, R., Ott, H. 1965, IBVS, 1, 115
Tonry, J., Davis, M. 1979, AJ, 84, 1511-1525
Wilson, R.E., Devinney, E.J., 1971, AJ, 166, 605
Zola, S., ve ark., 2004, AcA, 54, 299-312
Zola, S., ve ark., 2010, MNRAS, 408, 464-47

Soğuk Yıldızlardan Sıcak Yıldızlara Kromosferik Aktivite Davranışı

Ezgi Yoldaş^{1*}, Hasan Ali Dal¹

¹Ege Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Astrofizik Bölümü, 35100, İzmir, Türkiye.

Özet: Bu çalışmada, KIC 9641031 ve KIC 9761199 sistemlerinin fotometrik uydu verileri analizi ile ulaşılan sonuçlar sunulacaktır. Kepler Uydusu ile KIC 9641031 576.475 gün, KIC 9761199 için 289.829 gün boyunca yapılan gözlemlerden KIC 9761199 sisteminin literatürde ilk kez ışık eğrisi analizi yapılmış ve her iki sistem için tutulmalar dışında kalan ve soğuk yıldız lekelerinden kaynaklanan sinüzoidal değişim ve anlık kısa süreli parlamalar şeklinde ortaya çıkan flareler ayrı ayrı analiz edilip modellenmiştir. KIC 9761199 sisteminin ışık eğrisi analizi sonucunda tutulmalar dışında kalan sinüs benzeri değişim, aktif bileşen üzerindeki, gözlem süresi boyunca sabit kalan, +47° ve +30° enlemlerinde yer alan ve 180° boylam farkına sahip iki soğuk lekeden kaynaklandığı bulunmuştur. KIC 9641031 sisteminin sergilediği tutulmalar dışı sinüzoidal değişim toplam gözlem süresi boyunca birbirinden farklı 92 farklı ışık eğrisi ile tanımlanmış ve bu eğriler SPOTMODEL Programı ile yapılan modellerinde, +50° ile +100° enlemleri arasında 180° boylam farkı ile bir bileşen üzerinde çok hızlı konum ve şekil değiştiren iki farklı aktif bölgenin varlığına işaret etmiştir. Analizlerle KIC 9641031 için 240 flare, KIC 9761199 için 94 flare belirlenmiş ve tüm flareler için flare parametreleri hesaplanmıştır. Flareler için One Phase Exponential Association (OPEA) Modeli ve model parametreleri hesaplanmıştır. Bu parametreler, benzer yıldızlarla karşılaştırılmış, sistemlerin sahip oldukları kromosferik aktivite düzeyinin diğer aktif yıldızlara göre daha düşük düzeyde olduğu görülmüştür. Gözlenen kromosferik aktivite düzeyi her ne kadar düşük olsa da Kepler Uydusu'nun yüksek duyarlılığı sayesinde çok belirgin olarak kendini gösterdiği görülmüştür.

Anahtar Kelimeler: Örtün çift, veri analizi, UV Ceti, flare, leke, KIC 9641031, KIC 9761199

Abstract: In this study, we present the results obtained from the analyses of KIC 9641031 and KIC 9761199's light variations acquired by the Kepler Mission. KIC 9641031 was observed as long as 576.475 d while KIC 9761199 was 289.829 d. KIC 9761199's light variation was analysed for the first time in the literature, while the sinusoidal variation at out-of-eclipses caused by the cool spots and the flares occurring as the instant-short term light variations were separately analysed and modelled for both systems. The sinusoidal variation out-of-eclipses of KIC 9761199's light curve was found to be caused by two cool spots, which are stable for all the observing duration, longitudinal separated by 180° between latitudes of +47° and +30°. The sinusoidal variation out-of-eclipses of KIC 9641031's light curve that was defined by different 92 light variations from each other, was found to be caused by two cool spots, whose shape and location are rapidly changing, longitudinal separated by 180° between latitudes of +50° and +100°, when these light variations were modelling by the SPOTMODEL software. In the analyses, 240 flares were found for KIC 9641031 and 94 flares for KIC 9761199, then the parameters were computed for all flares. The One Phase Exponential Association (hereafter OPEA) models and their parameters were calculated for the flares. Comparing these parameters to those of the analogue systems, it was seen that these systems possess the chromospheric activity in lower levels according to other active stars. Although the observed chromospheric activity is in lower level, it demonstrates itself owing to high sensitivity of the Kepler Mission.

Key Words: Eclipsing binary, data analysis, UV Ceti, flare, stellar spot, KIC 9641031, KIC 9761199

1. Giriş

Gökadamızdaki yıldızların %65'i kırmızı cüce yıldızlardan oluşmaktadır. Bu yıldızların %75'i flare aktivitesi gösterir ve UV Ceti türü değişen yıldızlar olarak sınıflanır (Rodono 1986). Açık yıldız kümeleri ve oymalarda bulunan kırmızı cücelerin çok büyük kısmı flare aktivitesi gösterirken (Mirzoyan 1990); genç kümelerin yaşı ilerledikçe UV Ceti yıldızlarının sayısında azalmalar görülür (Skumanich 1972). Bu yıldızlarda, flare aktivitesi ile yıldız yaşamı boyunca büyük kütle kayıpları gerçekleşir ki bu kütle kaybı bu yıldızların evriminde önemli bir rol oynar. Güneş'in kütle kaybı günümüzde yılda yaklaşık $2 \times 10^{-14} M_{\odot}$ iken (Gershberg 2005), UV Ceti türü yıldızlarda bu değer, yılda ortalama $10^{-10} M_{\odot}$ düzeyine ulaşmaktadır. Diğer yandan Güneş'te ortaya çıkan en yüksek enerjili flareler olan "çift kurdela" flarelerinde ortaya çıkan enerji genellikle 10^{30} - 10^{31} erg aralığında iken (Gershberg 2005) kromosferik aktif çift yıldızlar olan RS CVn yıldızlarında ortaya çıkan flarelere bakıldığında bu düzeyin 10^{31} erg olduğu görülür, UV Ceti türü değişenlerde flare enerjisi 10^{28} - 10^{34} erg aralığında ortaya çıkmaktadır (Haisch et al. 1991). Gerek gözlenen flare enerjisi gerekse de kütle kayıp oranları Güneş'in durumuna göre çok farklı olmasına rağmen, UV Ceti türü yıldızların flare aktivitesi de Standart Güneş Flare Modeli ile açıklanmaktadır. Ancak bu model tüm flareleri açıklamakta yetersiz kalmaktadır. Bu nedenle farklı yıldızlardaki flareler örneklerinin iyi incelenip, ortaya çıkan benzerlik ve farklılıkların analiz edilmesi gerekmektedir.

Bu çalışmada, UV Ceti türü tek yıldızlardan farklı koşullara sahip ve bir örtün çift sistem olan KIC 9641031 ve KIC 9761199'un flare, leke aktivitesi ve bu ikisi arasındaki ilişki yıldızın salt parametreleri göz önüne alınarak incelenip, iyi bilinen UV Ceti türü yıldızların sergilediği kromosferik aktivite davranışı ile karşılaştırılacaktır. İyi bilinen bir sistem olan KIC 9641031'in değişen yıldız olduğu ilk kez Morgenroth (1935) tarafından belirlenmiştir. İlk kez Struve et al. (1950) tarafından tayfsal olarak gözlenen sistem, tek çizgili tayfsal çift olarak sınıflanmıştır. İlk fotometrik çalışması Macrae (1952) tarafından

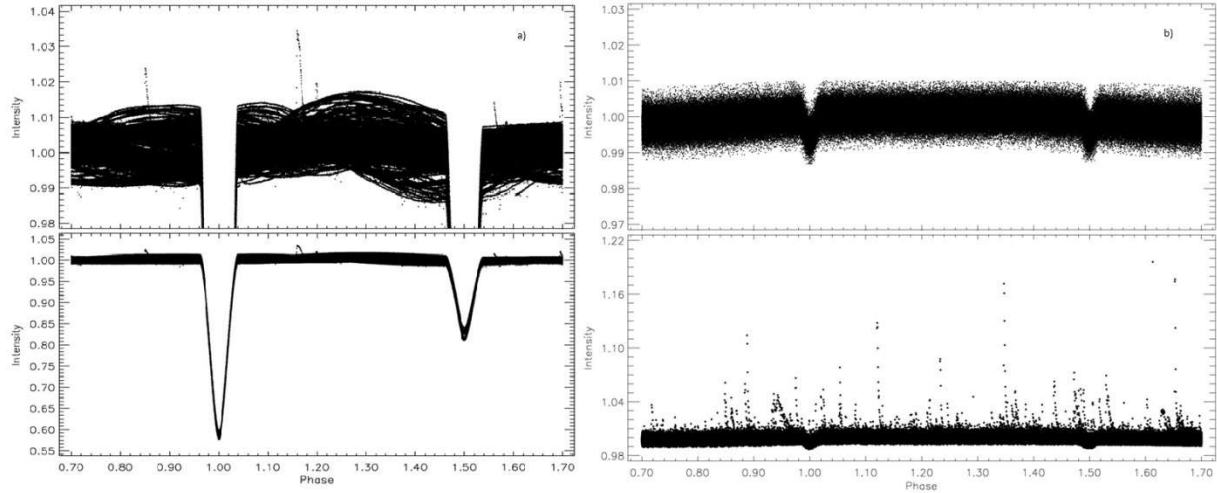
*Sorumlu Yazar E-Posta: ezgiyoldas@gmail.com

yapılan sistemin ilk darbant gözlemleri ise Miner (1966) tarafından yapılmıştır. İlk ışık eğrisi analizi ise Jurkevich et al. (1976) tarafından yapılmıştır. Işık eğrisi ve dikine hız ortak çözümü Lacy et al. (1976) tarafından yapılarak, bileşenlerin yarıçap ve kütleleri hakkındaki ilk yaklaşımlar elde edilmiştir. Popper (1986) tarafından yapılan çalışmada sistemin ilk kez çift çizgili dikine hız eğrisi elde edilmiştir. KIC 9641031, bu kadar iyi çalışılan bir sistemken, bileşenlerin sergilediği leke ve flare aktivite davranışı üzerine çok çalışma yoktur. Sistemin bileşenlerinden en az birinin kromosferik aktivite gösterdiğine ilişkin ilk çalışma Botsula (1987) tarafından yapılmışken, flare aktivitesine ilişkin çalışma Balona (2015) tarafından yapılmıştır.

KIC 9761199 ise ilk olarak USNO ACT Catalog (Urban et al. 1997)'de listelenmiştir ve parlaklığı $B=17^m.2$ ve $R=15^m.6$ olarak verilmiştir. 2MASS All-Sky Survey Catalogue'da ise sistemin kıızılöte J, H ve K parlaklıkları; $J=13^m.574$, $H=12^m.926$, $K=12^m.782$ olarak listelenmiştir (Kharchenko 2001). Sistemin dönemine ilişkin ilk yaklaşım $P=0.692031$ gün olarak Watson et al. (2006) tarafından verilmiştir. Ayrıntılı ışık eğrisi analizi olmamakla birlikte, Borucki et al. (2011) yıldızın yarı büyük eksen uzunluğunu $a=0.013$ AB olarak hesaplamıştır. Kepler Mission gözlemleri ile elde edilen yüksek duyarlılıklı gözlemlerle elde edilen ışık eğrileri incelendiğinde yıldızın $P=0.6920310$ gün olarak belirtilen döneminin aslında $P=1.3839980$ gün olduğu saptanmıştır (Coughlin et al. 2011). Aynı çalışmada sistemin yörünge eğim açısının $i=74^\circ.47$ olduğu ve üçüncü bir cisme ait ışık eğrisi olmadığı belirlenmiş fakat bu hipotezin doğrulanabilmesi için ayrıntılı bir ışık eğrisi analizine ihtiyaç olduğu vurgulanmıştır. Muirhead et al (2012) tarafından yapılan tayf gözlemleri ile sistemin M1 tayf türünden olduğu, uzaklığının ise 198 pc olduğu hesaplanmıştır (Muirhead et al. 2014). Sisteme ilişkin verilen kütle $0.51 M_\odot$ (Muirhead et al. 2014) ile $0.65 M_\odot$ (Coughling et al. 2012) arasında değişirken, yarıçap $0.48 R_\odot$ (Muirhead et al. 2014) ile $0.84 R_\odot$ (Coughling et al. 2012), sıcaklık ise 3742 K (Muirhead et al. 2014) ile 4060 K (Coughling et al. 2012) arasında değişmektedir. Sistemin bileşenlerine ait kütle ve yarıçap değerlerinin ayrı ayrı olarak verildiği ilk çalışma olan Coughlin et al. (2012)'de kalibrasyonlar yardımıyla yapılan hesaplamalar sonucunda kütleler $M_1=0.646 M_\odot$, $M_2=0.444 M_\odot$; yarıçaplar $R_1=0.830 R_\odot$, $R_2=0.384 R_\odot$ ve sistemin sıcaklığı 4060 K olarak verilmiştir.

2. Data ve Analizler

Bu çalışma kapsamında araştırılan hedeflere ait gözlem verileri Kepler Veri Taban'ından (Slawson et al. 2011) alınmıştır. Veri tabanından alınan ve teknik nedenlerle hatası büyük olan gözlem noktaları arındırıldıktan sonra geriye kalan ve analizlerde kullanılan tüm veri, Veri Tabanında verilen ephemerides kullanılarak evrendirilmiş ve tüm veri ile elde edilen ışık eğrisi Şekil 1 a,b'de gösterilmiştir. Bu çalışmada, tüm analizlerde Short Cadence formatında sunulan veri kullanılmıştır.

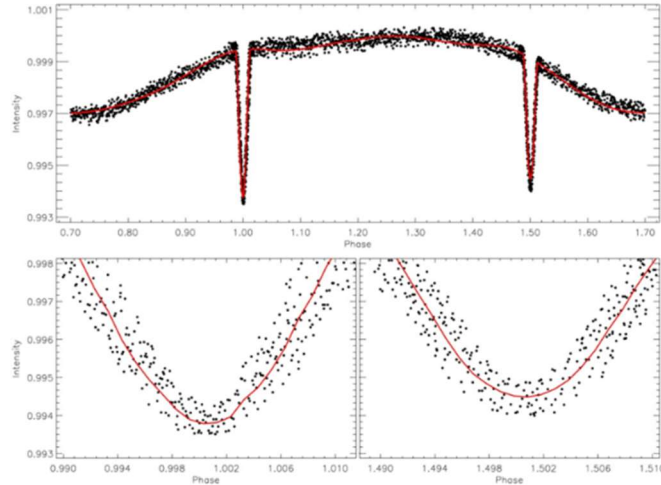


Şekil 1: a) KIC 9641031 b) KIC 9761199 sistemlerinin Kepler Veri Taban'ında verilen short cadence verileri ile elde edilen ışık eğrileri.

2.1 Işık Eğrisi Analizi

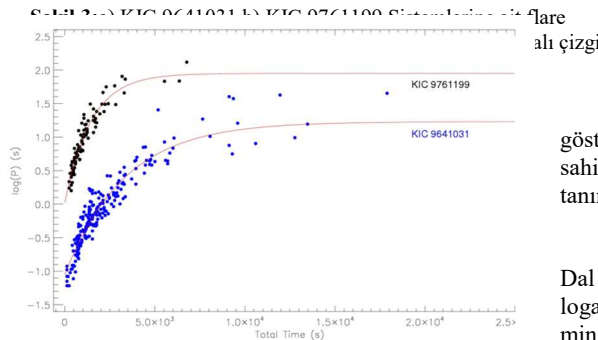
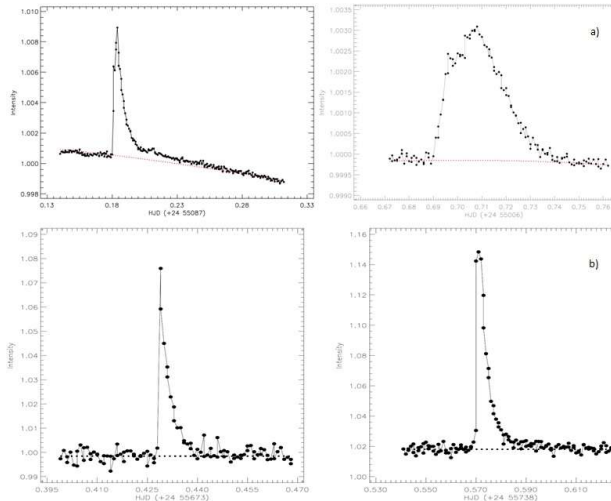
KIC 9761199'un ışık eğrisi analizi, PHOEBE V.0.32 (Prsa and Zwitter 2005) ile yapılmıştır. PHOEBE V.0.32, Wilson-Devinney Code'un 2003 versiyonunda (Wilson and Devinney 1971) kullanılan yöntemeye dayanmaktadır. Işık eğrisi analizinde Mod 2 (detached system)'de uygun bir çözüm elde edilebilmiştir. Flare aktivitesi nedeniyle ışık eğrisinde ortaya çıkan bozulmalar arındırıldıktan sonra, tüm verinin 0.001 evre aralığı ile ortalaması alınmıştır. Işık eğrisi analizi, Şekil 2'deki panellerde içi dolu noktalarla gösterilen bu ortalama veri üzerinden yapılmıştır.

Sistemin Kharchenko (2001) tarafından verilen kıızılöte parlaklıklarından Tokunaga (2000) tarafından verilen kalibrasyonlar yardımıyla yıldızlararası kıızıllaşmadan arındırılmış renk indeksleri $(H-K)_0=0^m.15$ ve $(J-K)_0=0^m.58$ değerleri hesaplanmıştır. Bu kalibrasyonlar yardımıyla bu renk indekslerine karşılık gelen sıcaklık hesaplanmış ve 4040 ± 20 K değeri elde edilmiştir. Işık eğrisi analizinde başbilenin sıcaklığı 4060 K olarak alınmış ve sabitlenmıştır. Yoldaşın sıcaklığı ise serbest parametre olarak bırakılmıştır. Tayf türleri gözönüne alınarak bileşenler için gerekli sabitler Lucy (1967), Rucinski (1969) ve van Hamme (1993)'den alınmıştır. Potansiyeller, baş bileşenin ısıtması ve sistemin yörünge eğim açısı serbest parametre olarak alınmıştır. Tutulmalar dışında kalan sinüzoidal değişim başbilen üzerinde iki soğuk leke ile temsil edilmiştir. Elde edilen sentetik ışık eğrisi, gözlemlerden elde edilen ortalama ışık eğrisi ile birlikte Şekil 2'de gösterilmiştir.



Şekil 2: KIC 9761199 sisteminin HJD 24 54964.50251 - 24 56424.01145 aralığındaki tüm Short Cadence verisinde 0.001 evre aralığı ile ortalama alınarak elde edilen ışık eğrisi verisi (içi dolu noktalar) ve analiz sonucu elde edilen sentetik ışık eğrisi (kırmızı düz çizgi).

2.2 Flare Parametreleri ve Modelleri



Şekil 4: KIC 9641031 ve KIC 9761199 sistemlerinin short cadence verisinde belirlenen, sırasıyla 240 ve 94 flare üzerinden elde edilen OPEA modeli. İçi dolu noktalar flareleri, kırmızı düz çizgi ise OPEA modelini temsil etmektedir.

Flare parlamaları dışında kalan ışık eğrisi baz alınarak sistemin ışık değişimi fourier serisi ile modellenmiş ve tüm evreler fourier ile temsil edilmiştir. Şekil 3 a,b'de gösterildiği gibi bu sentetik modellerle her bir flare için temel düzey tanımlanmıştır. Flarenin başlangıç ve bitiş zamanları belirlendikten sonra flare parlama (T_r) ve sönümlenme (T_d) zamanları, flare genliği, eşdeğer süresi (P) tüm flareler için hesaplanmıştır. Sistemlerin gözlem verisinden toplam 240 (KIC 9641031) ve 94 (KIC 9761199) flare tespit edilmiştir. Tüm flarelerin eşdeğer süreleri Gershberg (1972) tarafından tanımlanan Eşitlik (1) ile hesaplanmıştır.

$$P = \int (I_{\text{flare}} - I_0) / I_0 dt, \quad (1)$$

burada P , saniye biriminde flare eşdeğer süresi, I_{flare} flare anındaki akı, I_0 ise sistemin flare dışı sakin düzey akısıdır. Flare eşdeğer süresinin flare toplam süresine göre belirli bir kural çerçevesinde değiştiği görülür. Gerçekte de Dal and Evren (2010, 2011) tarafından yapılan çalışmalarda, the SPSS V17.0 (Green et al. 1999) ve GrahPad Prism V5.02 (Dawson & Trapp 2004) programları ile yapılan regression hesaplamaları, flare eşdeğer sürelerinin dağılımı için en iyi fonksiyonun OPEA olduğunu göstermiştir. OPEA fonksiyonu (Motulsky 2007), Plateau terimine sahip olan özel bir fonksiyondur. Eşdeğer sürelerinin dağılımını tanımlayan bu fonksiyon:

$$y = y_0 + (Plateau - y_0) \times (1 - e^{-k \times x}), \quad (2)$$

Dal and Evren (2010) tarafından yapılan tanımlarda buradaki y , logaritmik ölçekte eşdeğer süredir, x flare toplam süresi, and y_0 ise minimum toplam flare süresi için logaritmik ölçekte flare eşdeğer süresidir. Plateau değeri ise belirli bir yıldızda gözlenen bir flare için, eşdeğer sürenin üst limitini tanımlar. Bu parametre, gözlem yapılan dalgaboyu aralığında flare aktivitesi için doyma seviyesi olarak tanımlanmıştır (Dal and Evren 2011). Elde edilen OPEA modelleri, Şekil 4'te gösterilmiştir. OPEA modeline ait parametreler Çizelge 1'de listelenmiştir. Çizelgede listelenen span

value, Plateau ile y_0 değerleri arasındaki farktır. Half-life value ise Plateau değeri olarak tanımlanan maksimum flare eşdeğer süresine ulaşılan ilk x value'nun yarısıdır ki en yüksek flare enerjisinin görüldüğü flare toplam süresinin yarısıdır.

Çizelge 1: En küçük kareler yöntemi ile OPEA Modellerinden türetilen parametreler.

One-Phase Association Best-fit Values		
	KIC 9641031	KIC 9761199
Y_0	-1.052±0.037	0.026859±0.054224
Plateau	1.232±0.069	1.9509±0.069182
K	0.0003±0.0001	0.00068356±0.000064199
Tau	3306.2	1462.9
Half-time	2291.7	1462.9
Span	2.285±0.061	1.924±0.062328
95% Confidence Intervals		
Y_0	-1.1255 to -0.979	-0.081028 to 0.13475
Plateau	1.097 to 1.368	1.8132 to 2.0885
K	0.0003 to 0.0003	0.00055582 to 0.00081129
Tau	2904.7 to 3836.5	1232.6 to 1799.1
Half-time	2013.4 to 2659.3	854.37 to 1247.1
Span	2.165 to 2.405	1.8000 to 2.0480

KIC 9641031 sisteminin 24 54964.50251 - 24 56424.01145 HJD aralığında toplam 576.47474 gün (13835.39366 saat) gözlenmiştir. Bu gözlemlerde 240 flare elde edilmiştir. 240 flare için eşdeğer süreler toplamı 628.116711584 saniye (0.174476864 saat) olarak hesaplanmıştır. KIC 9761199 sisteminin HJD 24 55641.50630957 - HJD 24 55931.33562156 aralığında toplam 289.82931 gün (6955.90349 saat) gözlenmiştir. Bu gözlemlerde 94 flare elde edilmiştir. 94 flare için eşdeğer süreler toplamı 628.11671 saniye (0.17448 saat) olarak hesaplanmıştır. Ishida et al. (1991) tarafından yapılan çalışmada flare aktivitesi için iki farklı flare frekansı tanımlanmıştır. Bu frekanslar Eşitlik (3,4) ile ifade edilir:

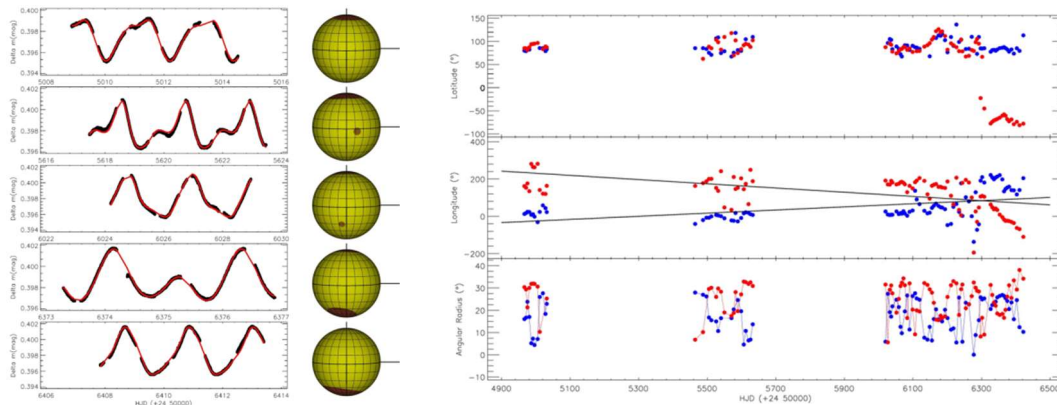
$$N_1 = \Sigma n_f / \Sigma T_f, \quad (3)$$

$$N_2 = \Sigma P_u / \Sigma T_f, \quad (4)$$

Burada Σn_f elde edilen toplam flare sayısı, ΣT_f yıldızın toplam gözlem süresini tanımlar. ΣP_u ise elde edilen tüm flarelerin eşdeğer süreleri toplamıdır. Bu tanımlara göre KIC 9641031 için, $N_1 = 0.017346814 \text{ h}^{-1}$ olarak bulunurken; $N_2 = 0.00001261$ olarak bulunmuştur. KIC 9761199 için, $N_1 = 0.01351 \text{ h}^{-1}$ olarak bulunurken; $N_2 = 0.00006$ olarak bulunmuştur.

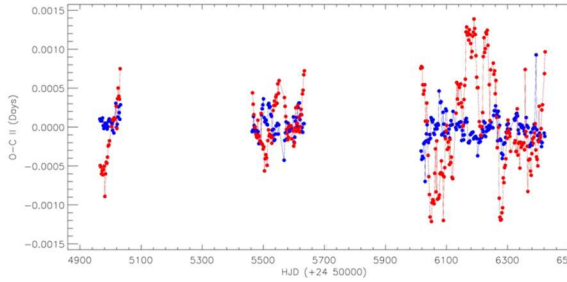
2.3. SPOTMODEL

KIC 9641031'in sergilediği leke dağılımlarını ortaya çıkarabilmek için arındırılmış ışık eğrisi SPOTMODEL program (Ribárik 2002) ile modellenmiştir. Benzer sistemler için belirlenen leke sıcaklık değerlerine uygun şekilde sıcaklık faktörü birinci leke için $k_w=0.75$, ikinci leke için $k_w=0.85$ alınmasıyla elde edildiği görülmüştür. Her bir set için ayrı ayrı yapılan modellerde leke sıcaklık faktörünün sabit alınmasıyla, lekeli bölgelerin boylamsal, enlemsel dağılımları ve yarıçap değişimleri belirlenmeye çalışılmıştır. SPOTMODEL program kullanılarak 92 set için elde edilen modellere örnek olarak seçilmiş 5 set için modeller Şekil 5'te sol panelde, elde edilen parametrelerin birbirine göre değişimi ise sağ panelde gösterilmektedir.



Şekil 5: Sol panelde oluşturulan veri setlerinin SPOTMODEL ile modellenmesi ile elde edilen sentetik eğri ve elde edilen yıldız model yüzey konfigürasyonu için örnekler. Sağ panelde SPOTMODEL Programı ile elde edilen leke parametrelerinin zamana göre değişimi. Şekilde siyah noktalar birinci lekenin ($k_w=0.75$), kırmızı noktalar ise ikinci lekenin ($k_w=0.85$) parametrelerini göstermektedir. Orta paneldeki düz çizgiler ise, iki lekenin yarıçap değişiminin doğrusal temsilleridir.

2.4 Yörünge Döneminin Değişimi



Şekil 6: Minimum zamanlarına liner düzeltme yapıldıktan sonra elde edilen artıkların (O-C II) zamana göre değişimi.

KIC 9641031'in ışık değişiminden minimum zamanları okunmuştur. Elde edilen minimum zamanları için sapmalar belirlenmiş (O-C I), çok büyük hataya sahip bazı minimum zamanları için ışık eğrisi incelenmiş ve bu minimum zamanlarında flare aktivitesinin olduğu görülüp, bu minimum zamanları veriden çıkarılmıştır. Bu nedenle analizlere sağlıklı 532 minimum zamanı ile devam edilmiştir. Elde edilen bu sapmalara, Eşitlik (5) ile verilen liner düzeltme yapılmıştır:

$$HJD = 2454954.13348(4) + 2^d.1781543(1) \times E \quad (5)$$

Elde edilen (O-C II) artıklarının zamana göre değişiminde ilginç bir değişim görülmüştür. Tran et al. (2013) tarafından, diğer kromosferik aktif örten çift sistemler için bulunana

benzeyen değişim Şekil 6'da gösterilmiştir.

3. Tartışma ve Sonuçlar

KIC 9761199'un ilk kez ışık eğrisi analizi yapılmış ve analiz sonucunda yoldaş yıldızın sıcaklığı 3891 ± 1 K olarak bulunmuştur. Bileşenlerin kütleler oranı (q) 0.689 ± 0.001 olarak bulunurken, sistemin yörünge eğim açısı (i) ise $77^\circ.44 \pm 0^\circ.01$ olarak elde edilmiştir. Sistemin yörünge eğim açısı Coughlin et al. (2011) tarafından $i=74^\circ.47$ olarak verilmiştir. Sistemin ışık değişiminde, baskın flare aktivitesi arındırıldığında geriye kalan ışık eğrisine bakıldığında saçılmanın yüksek olmasından dolayı tutulmalar dahil diğer tüm değişimler çok zor ayırt edilmektedir. Ancak bu çalışmada, verinin 0.001 evre aralığı ile ortalaması alındığında tutulmalar çok net olarak ortaya çıkmıştır. Şekil 2'de üst panelde verilen bu ortalama ışık eğrisinden de görüldüğü gibi sistemin baş ve yan minimumları net olarak ortaya çıkmaktadır ki bu durum, literatürde (Watson et al. 2006, Coughlin et al. 2011) tartışma konusu olan sistemin yörünge döneminin, $P=1.3839980$ gün olduğunu teyit etmektedir. Işık eğrisi analizinde, baş bileşen üzerinde orta enlemlerde ($47^\circ.0 \pm 0^\circ.2$ ve $30^\circ.0 \pm 0^\circ.2$) birbirinden yaklaşık 180° aralıklı iki lekenin olduğu görülmüştür. Leke aktivitesi sergileyen yıldızın baş bileşen olduğu kabul edilmiştir.

-Işık eğrisi analizinde bulunan lekelerin, gözlem verisinin elde edildiği 289.82931 gün boyunca hiç yer değiştirmedeği görülmüştür. 9.66 ay boyunca gerek boyutu gerekse de konumu değişmeyen bir leke grubunun varlığı tartışma konusudur. Çünkü, Güneş'te leke yapılarına bakıldığında, Güneş yüzeyinde lekelerin en fazla 2 - 3 ay kadar kalabildiği görülür (Gershberg 2005). Ancak, Hall et al. (1989) ve Gershberg (2005)'e göre, literatürde V478 Lyr gibi bazı RS CVn türü yıldızlarda yüzey lekelerinin iki yıl boyunca varlığını koruduğu bilinmektedir. Dolayısıyla KIC 9761199 örten çift sisteminde gözlenen leke davranışı, klasik yıldız leke davranışına aykırı bir durum oluşturmamaktadır. Burada not edilmesi gereken bir nokta da burada her ne kadar "bir leke"den söz edilse de aslında ifade edilen "bir aktif bölge"dir, dolayısıyla yıldız yüzeyinde kısa süreli lekeler oluşup kaybolursa da aktif bölge varlığını uzun süre sürdürmektedir. Burada tartışılması gereken ise, bu bölgenin 289.82931 gün boyunca neden yer değiştirmedir. Bu ise tamamen yıldızlarda diferansiyel dönmeyi ilgilendiren bir tartışmadır.

-KIC 9761199'un saatteki flare sayısını ifade eden N_1 frekansı 0.01351 h^{-1} olarak hesaplanırken, bu sistemde gözlenen flarelerin enejisini ifade eden N_2 frekansı 0.00006 olarak bulunmuştur. $N_1 = 0.01735 \text{ h}^{-1}$ ve $N_2 = 0.00001$ gibi flare frekanslarına sahip KIC 9641031 örten çift sistem ile KIC 9761199 örten çift sisteminin frekansları karşılaştırıldığında, KIC 9641031'de N_1 frekansı yüksek iken, KIC 9761199'un N_2 frekansının yüksek olduğu görülür. Bunun anlamı, her ne kadar KIC 9641031 sisteminde çok daha sık flare ortaya çıksa da, KIC 9761199 sisteminde ortaya çıkan flareler daha yüksek enerjilere sahiptir. KIC 9761199'de elde edilen bu frekanslar, UV Ceti türü genç anakol dMe cücelerinin sergilediği flarelerle karşılaştırıldığında, KIC 9761199'un sergilediği flarelerin hem enerjilerinin hem de saatte gösterdiği flare sayısının çok düşük olduğu görülür (Dal and Evren 2011). UV Ceti türü bu tek yıldızlarla karşılaştırıldığında KIC 9761199'un flare frekansları oldukça düşük değerlerde kaldığı açıktır. Ancak, Dal and Evren (2011) tarafından yapılan çalışmada V1005 Ori ve EV Lac gibi bilinen en aktif flare yıldızlarında da sezondan sezona flare frekanslarında çok büyük değişimler olduğu bilinmektedir.

-KIC 9761199'un OPEA modelinde Plateau değerinin $1.951 \pm 0.069 \text{ s}$ olduğu görülür. Plateau değeri, KIC 9641031 için $1.232 \pm 0.069 \text{ s}$ olarak bulunmuştur. KIC 9761199, KIC 9641031'in sergilediği flarelerde elde edilen maksimum enerji seviyesinden daha yüksek düzeyde flare oluştuğu görülürken UV Ceti türü tek yıldızların sergilediği flarelerden elde edilen maksimum enerji seviyesinden düşük bir düzeyde flare oluşabildiği görülür. Dal and Evren (2011), Plateau değerinin her bir yıldız için sabit olduğunu ancak yıldızdan yıldıza Plateau seviyesinin yıldızın (B-V) renk indeksine göre değişiklik gösterdiğini bulmuştur. Yazarlar bu değeri, bir yıldızın üzerinde ortaya çıkan flarelerin doyuma ulaştıkları enerji düzeyi olarak tanımlamışlardır. KIC 9761199'un flare aktivitesinde Half-life parametresinin 1014.0 s iken, bu değer KIC 9641031'de 2291.7 s 'dir. Bunun anlamı KIC 9641031 yıldızında ortaya çıkan flare parlamalarında, flare enerjisi maksimum enerji seviyesine yaklaşık 38 dakikada ulaşırken, KIC 9761199'da bu süre yaklaşık 17 dakikadır. Diğer yandan, KIC 9761199 örten çift sisteminde gözlenen flarelerde elde edilen maksimum flare parlama süresi $T_1=1118.098 \text{ s}$ iken maksimum toplam flare süresi $T_2=6767.72 \text{ s}$ 'dir. Oysa bu değerler, KIC 9641031'de $T_1=5179.00 \text{ s}$ ve $T_2=12770.62 \text{ s}$ 'dir. Bu sonuçlara göre, KIC 9641031'de elde edilen sürelerin çok daha yüksek olduğu görülür. Bu sonuç da Dal and Evren (2011) tarafından dMe türü tek flare yıldızlarında bulunan sonuçlarla uyum içindedir, çünkü KIC 9761199'nin baş bileşeni (B-V)= $1^m.303$ 'lik renk indeksi ile (B-V)= $0^m.74$ renk indeksine

sahip KIC 9641031'in aktif bileşenine göre daha soğuktur. Bu, Dal and Evren (2011) tarafından "daha soğuk anakol yıldızlarında flareler daha yüksek enerjilere daha kısa zamanlarda ulaşmaktadır" bulgusuna uymaktadır.

Gerek Plateau gerekse de flare frekans ve sürelerine bakıldığında KIC 9761199 gözlenen flare aktivite düzeyi, KIC 9641031'de olduğu gibi UV Ceti türü tek yıldızlara göre çok belirgin olarak düşüktür. Ancak bu, (Dal and Evren 2011) tarafından ulaşılan sonuçlara uygundur. Yazarlar, the OPEA modelinden türetilen ve burada tartışılan parametrelerin tamamının, flare parlamasının gözlemlendiği yıldızın (B-V) renk indeksinin bir fonksiyonu olarak azalıp arttığını göstermişlerdir. Doğal olarak, KIC 9761199'un sergilediği flare aktivitesinin parametreleri de baş bileşenin yüzey sıcaklığına göre beklenen seviyelerde çıkmaktadır. Bu çalışma kapsamında elde edilen sonuçlara göre baş bileşen için (B-V)=1^m.303 değerine ulaşılmıştır. Bu noktada tekrarlanması fayda olan bir nokta ise, sistemin sergilediği flare aktivite düzeyinin diğer sistemlerle karşılaştırılması, baş bileşenin aktif bileşen olarak kabul edilmesinin doğru bir yaklaşım olduğunu göstermektedir. Diğer yandan the OPEA modelinin istatistiksel analizi, bu modelin tek bir yıldızdan gelen flareler için oluşturulduğunu göstermektedir. Bu durumda, çiftin bileşenlerinden yalnızca bir tanesi kromosferik aktivite sergilemektedir.

KIC 9761199 sisteminin yaşı 0.77 Gyr (Walkowicz et al. 2013) verilirken, KIC 9641031 sisteminin yaşı 3.05 Gyr ile 15.25 Gyr aralığında verilmiştir. Kromosferik aktivite için Skumanich (1972) tarafından ifade edilen yasa da gözönüne alındığında, KIC 9761199'da aktivite düzeyinin KIC 9641031'den neden daha yüksek olduğu anlaşılabilir. Ancak hem KIC 9641031 hem de KIC 9761199 birer çift sistemdir. Dolayısıyla bu yıldızların aktiviteleri tartışılırken, bu durum da gözönüne alınmalıdır. Coughlin et al. (2012), KIC 9761199'un bileşenlerinin yarıçaplarını $R_1=0.830 R_\odot$, $R_2=0.384 R_\odot$ olarak verilirken; Borucki et al. (2011) sistemin yarı büyük eksen uzunluğunun $a=2.78 R_\odot$ olarak hesaplamıştır. Oysa bu çalışma da bu değerler $R_1=0.646 R_\odot$, $R_2=0.493 R_\odot$ ve $a=5.164 R_\odot$ olarak hesaplanmıştır. KIC 9641031 içinse Eker et al. (2014), bileşenlerin yarıçaplarını $R_1=1.283 R_\odot$, $R_2=0.963 R_\odot$ olarak listelerken, sistemin yarı büyük eksen uzunluğunu $a=9.17 R_\odot$ olarak listelemiştir. Dolayısıyla, gerek bu çalışmada gerekse literatürde verilen değerler gözönüne alındığında, KIC 9761199 örten çift sisteminde bileşenlerin birbirine KIC 9641031'inkilere göre görece daha yakın olduğunu gösterir. Bu yakınlık KIC 9761199'un aktif bileşeninin, KIC 9641031'in aktif bileşenine göre neden daha yüksek enerjili flare ürettiğini açıklayabilir.

4. Kaynaklar

- Balona, L.A., 2015, MNRAS, 447, 2714
Borucki, W.J., Koch, D.G., Basri, G., et. al., 2011, ApJ, 736, 19
Botsula, R. A., 1978, Perem. Zvezdy, 20, 588
Coughlin, J.L., López-Morales, M., Harrison, T.E., Ule, N., Hoffman, D.I., 2011, AJ, 141, 78
Coughlin, J.L.; López-Morales, M., 2012, AJ, 143, 39
Dal, H.A. & Evren, S., 2010, AJ, 140, 483
Dal, H.A. & Evren, S., 2011, AJ, 141, 33
Dawson, B., & Trapp, R. G., 2004, "Basic and Clinical Biostatistics" (New York: McGraw-Hill), 61
Eker, Z., Bilir, S., Soyduğan, F., et. al., 2014, PASA, 31, 24
Gershberg, R.E., 1972, Astrophys. Space Sci., 19, 75
Gershberg, R.E., 2005, "Solar-Type Activity in Main-Sequence Stars", Springer Berlin Heidelberg, New York
Haisch, B., Strong, K.T., Rodono, M., 1991, ARA&A, 29, 275
Hall D.S., Henry G.W., and Sowell J.R., 1989. AJ, 99, 396.
Ishida, K., Ichimura, K., Shimizu, Y., & Mahasenaputra, 1991, Ap&SS, 182, 227
Jurkevich, I., Willman, W. W., Petty, A. F., 1976, Ap&SS, 44, 63
Kharchenko, N.V., 2001, KFNT, 17, 409
Lacy C.H., Moffett T.J., and Evans D.S., 1976. Astrophys. J. Suppl. Ser., 30, 85.
Lucy, L.B., 1967, Z. Astrophys, 65, 89
Macrae, D. A., 1952, ApJ, 116, 592
Miner, E. D., 1966, ApJ, 144, 1101
Mirzoyan, L.V., 1990. IAUS 137, 1.
Morgenroth, O., 1935, AN, 255, 425
Muirhead, P.S., Becker, J., Feiden, G.A., et. al., 2014, ApJS, 213, 5
Muirhead, P.S., Hamren, K., Schlawin, E., Rojas-Ayala, B., Covey, K.R., Lloyd, J.P., 2012, ApJL, 750, 37
Popper, D. M., Lacy, C. H., Frueh, M. L., Turner, A. E., 1986, AJ, 91, 383
Prša, A., Zwitter, T., 2005, ApJ, 628, 426
Ribárik, G., 2002, Occasional Technical Notes from Konkoly Observatory No. 12
Rodonó, M. 1986, NASSP, 492, 409
Rucinski, S.M., 1969, AcA, 19, 245
Skumanich, A., 1972. ApJ 171, 565.
Slawson, R., Prša, A., Welsh, W.F., et al. 2011, AJ, 142, 160
Struve, O., Horak, H. G., Canavaggia, R., Kourganoff, V., Colacevich, A., 1950, ApJ, 111, 658
Tokunaga, A.T., 2000, "Allen's Astrophysical Quantities", Fourth Edition, ed. A.N. Cox (Springer), p.143
Tran, K., Levine, A., Rappaport, S., et al., 2013, ApJ, 774, 81
Urban, S., Corbin, T., Wycoff, G., 1997, AAS, 191, 5707
van Hamme, W., 1993, AJ, 106, 2096
Walkowicz, L.M., Basri, G.S., 2013, MNRAS, 436, 1883
Watson, C.L., 2006, SASS, 25, 47W
Wilson, R.E., Devinney, E.J., 1971, ApJ, 166, 605

Yerel Evrende Düşük Işınım Gücüne Sahip Aktif Galaktik Çekirdekler

Tuba İkiz^{1*}, Reynier F. Peletier², Cahit Yeşilyaprak^{1,3}

¹Atatürk Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Astrofizik Bölümü, Erzurum, Türkiye.

²Kapteyn Astronomical Institute, University of Groningen, PO Box 800, NL-9700 AV Groningen, the Netherlands.

³Atatürk Üniversitesi, Astrofizik Araştırma ve Uygulama Merkezi, Erzurum, Türkiye.

Özet: Spitzer/IRAC seçimi, Aktif Galaktik Çekirdek (Active Galactic Nucleus, AGN)'leri tanımlamak için güçlü bir araçtır. Yakın evrende, Düşük Işınım Gücüne Sahip Aktif Galaktik Çekirdekleri (Low Luminosity Active Galactic Nucleus, LLAGN) tespit etmenin basit ve etkili yolu 3.6 and 4.5 μm arasındaki akı oranlarına bakmaktır; Aktif galaktik çekirdeklerin akı oranları, yıldız oluşumu ve sıcak toz salması içeren, yıldız ışığının baskın olduğu kaynaklardan daha düşüktür. Bu çalışmada, kırmızı öte seçim yöntemi, 2500'den daha fazla galaksi içeren S⁴G (Spitzer Survey of Stellar Structures in Galaxies) (Sheth et al. 2010) örnekleme ile birlikte 400'den fazla galaksi içeren S⁴G Genişletilmiş (S⁴G Extension) örnekleme uygulanmıştır. Birlikte, yakınlardaki galaksilerin geniş ve eksiksiz bir örnekleme oluştururlar; bu galaksilerin çeşitli yönleri ayrıntılı olarak incelenmiştir. Bulgularımız, WISE (Wide-Field Infrared Survey Explorer) taraması ile karşılaştırılmıştır. Ayrıca S⁴G galaksileri, ne kadarlık kesrinin radyo ve X-ışın karşılıklarına sahip olduğu incelenmek için, radyo taramalarında VLA FIRST (Radio Images of the Sky at Twenty-Centimeters) ve NVSS (NRAO VLA Sky Survey) ve Chandra ve XMM-Newton X-ışın arşivlerinde araştırılmıştır. Morfolojik türün bir fonksiyonu olarak tespit kesrine bakılmıştır. Kırmızı öte rengine göre AGN olarak tanımladığımız galaksilerin %78'inin X-ışın veya radyoda da tespit edildiğini gösterilmiştir. Bu tür tespit edilen AGN'lerin X-ışını ve radyo kesirleri sırasıyla %55 ve %46'dır. S⁴G örnekleme %22'si, daha önce X-ışın veya radyo taramaları tarafından tespit edilmeyen AGN'lerdir. Kauffmann ve arkadaşları (2003) tarafından optik tayf kullanılarak tespit edilen AGN'lerden daha büyük bir kesri bulunmuştur.

Anahtar Kelimeler: aktif galaksiler, aktif galaktik çekirdek, kırmızı öte çekirdek, galaksi fotometri

Abstract: Spitzer/IRAC selection is a powerful tool for identifying Active Galactic Nuclei (AGNs). We present a simple and efficient way to detect the fraction of Low Luminosity Active Galactic Nucleus (LLAGN) in the nearby Universe by looking at the flux ratio between 3.6 and 4.5 μm , which is lower for AGNs than for objects dominated by stellar light, even containing star formation and warm dust emission. In this study, infrared selection method is applied to the Spitzer Survey of Stellar Structures in Galaxies (S⁴G) (Sheth et al. 2010) sample of more than 2500 galaxies, together with its S⁴G extension sample of more than 400 galaxies. Together, they form a large, complete, sample of nearby galaxies, of which various aspects have been studied in detail. We compare our results with those of the WISE (Wide-Field Infrared Survey Explorer) survey. We search for S⁴G galaxies which also have detections in the radio surveys VLA FIRST (Faint Images of the Radio Sky at Twenty-Centimeters) and NVSS (the NRAO VLA Sky Survey) and in the archives of Chandra and XMM-Newton to study what fraction has radio and X-ray counterparts. We look at the detection fraction as a function of morphological type. We show that 78% of the galaxies we define as AGN based on infrared color are also detected in X-ray or radio. The X-ray and radio fractions of such detected AGNs are 55% and 46%, respectively. 22% of S⁴G sample are non-detected AGNs which are non-detected by X-ray or radio surveys before. We find a larger fraction of AGNs than detected by Kauffmann et al. (2003) using optical spectroscopy.

Key Words: active galaxies, active galactic nuclei, infrared nuclei, galaxy photometry

1. Giriş

Galaksilerin karadelikler içerdiği bilinmektedir (Ferrarese & Meritt 2000) ve bu karadeliklerin kütleleri galaksilerin merkez kütleleri ile ilişkilidir. Aktif olarak gaz ve toz toplayan süper kütleli kara delikler "Aktif Galaktik Çekirdek" olarak adlandırılırlar. Galaksilerin büyük bir kısmı aktif galaktik çekirdeğe sahiptir, ışıının büyük çoğunluğunun, galaksinin merkezindeki süper kütleli karadelik tarafından toplanan maddeden kaynaklandığı düşünülmektedir. AGN'lerin dışarıya büyük oranda madde atımı yaratmasıyla galaksi içinde yıldız oluşumunu durdurarak galaksilerin oluşumu sürecinde çok önemli bir rol oynadığı düşünülmektedir (Kormendy & Ho 2013).

Günümüzde AGN'ler genellikle optik tayfölçüm yolu ile bulunmaktadırlar (Kauffmann, Heckman ve ark. 2003). AGN'nin ve içinde bulunduğu galaksinin birbirleri üzerindeki etkileri de tartışma konusudur. Ancak, optik tayflar sönümlemeye ciddi bir şekilde etkilenir. Çünkü bunlar genellikle çok toz içeren nesnelerdir ve bu yüzden optik tayflar AGN'ler hakkında sadece belli bilgileri verebilmektedir. Bu çalışmada, düşük ışıının gücüne sahip aktif galaktik çekirdeklerin oluşumunu incelemek için, yeni bulunan bir yöntemi S⁴G ve S⁴G Genişletilmiş örnekleme büyük galaksilerin tamamına uygulanmış ve literatüre önemli katkı yapacak sonuçlara ulaşmak hedeflenmiştir. Galaksilerdeki karadeliklerin ve AGN'lerin içinde bulundukları galaksilerle ilişkisi günümüzde galaksi oluşumu hakkındaki sorulardan birisidir.

**Sorumlu Yazar E-Posta: tuba.ikiz@atauni.edu.tr*

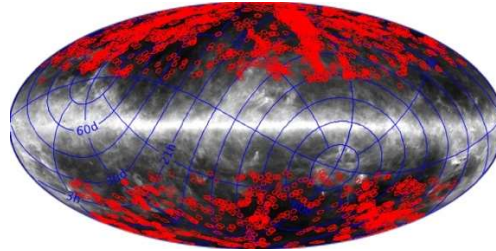
Amacımız, yakın evrendeki düşük ışıyım gücüne sahip aktif galaktik çekirdeklerin oranını tespit ederek AGN'ler ile oluşumları için önemli olduğu düşünülen içlerinde bulundukları galaksiler arasındaki ilişkiyi daha iyi bir şekilde anlamaktır. Çalışmayı birlikte yürüttüğümüz DAGAL (Galaksilerin Detaylı Anatomisi, Detailed Anatomy of Galaxies) ekibinin bu alanda büyük bir katkı yapacak deneyime ve birikime fazlasıyla sahip olduğu bilinmektedir (<http://www.dagalnetwork.eu/>).

2. Literatür Taraması

Galaksilerdeki yıldız yapılarının Spitzer Uzay teleskobu ile taranması (Spitzer Survey of Stellar Structure in Galaxies, S⁴G) bir Spitzer bilimsel keşif programıdır. S⁴G geçmişte yapılmış iki Spitzer Legacy taramalarına dayalıdır; SINGS (The Spitzer Infrared Nearby Galaxies Survey - Physics of the Star-Forming ISM and Galaxy Evolution, Kennicutt ve ark. 2003) ve LVL (The Local Volume Legacy Survey, Lee et al. 2008). Spitzer Uzay Teleskobuyla daha önce yapılan taramalarda (SINGS, LVL ve S⁴G) geç tür galaksilerin (2300+ galaksi haritalandı) derin uzaya ait homojen, uniform veri setleri derlenmiştir fakat karşılaştırma yapabilmek için erken tür galaksilere (S0s ve daha erken tür ya da Hubble zamanı, $T < 0$) ait veri örneği yoktur. Erken tür galaksilerin kökeni, oluşumu ve evrimsel geçmişi büyük ölçüde belirsizdir.

Sheth ve arkadaşları (2010), yerel evrendeki 695 erken tür galaksinin (ETGs, Early Type Galaxies) 3.6 ve 4.5 μm dalgaboylarındaki taramasını tamamlayarak yapbozun kalan parçasını doldurmak istemişlerdir. Bu çalışmaları ile erken tür galaksilerin kökeni hakkındaki temel soruları ele alacak, geç ve erken tür sistemlerin evrimlerinin karşılaştırılmasını sağlayacaklardır. Daha önceden başlatılan Spitzer Uzay Teleskobunun SINGS, LVL ve geç tür galaksiler için S⁴G gibi tarama çalışmalarına, tüm galaksilerdeki yıldızların yapısı ve kütlelerini ekleyerek, Spitzer gözlemlerini yakın galaksiler için tamamen bitirmeyi hedeflemişlerdir.

Spitzer Uzay teleskobuna takılı kırmızı öte alan tarama kamerası (IRAC, Infrared Array Camera) ile 3.6 ve 4.5 μm dalgaboylarında belirli hacim parlaklık ve boyutta ($d < 40$ Mpc, $|b| > 30^\circ$, $m_{\text{Bcorr}} < 15.5$ ve $D_{25} > 1'$) 2300'den fazla galaksi taranmıştır (Şekil 1). Her bir galaksi 240s gözlenmiş ve $\geq 1.5 \times D_{25}$ 'e haritalanmıştır, uzaklıklar r HI radyal hızlarından saptanmıştır. Ocak 2013 itibarıyla veriler ve temel bilim ürünleri topluluğa açılmıştır.



Şekil 1. S⁴G örnekleme 2352 galaksi tüm gökyüzü ISSA (IRAS Sky Survey Atlas) görüntüsü üzerinde kırmızı işaretlenmiştir (<http://irsa.ipac.caltech.edu/data/SPITZER/S4G/>).

Bu çalışmada, Avrupa Birliği tarafından finanse edilen ve DAGAL (PI Johan Knapen) olarak adlandırılan DAGAL EU RTN (European Union-funded Initial Training Network) ağına (<http://www.dagalnetwork.eu/>) ait veriler kullanılmıştır. DAGAL, S⁴G verilerine ek veri ekleyerek yararlanmaya devam etmektedir. Gözlemi yapılmış galaksilerin listesi ve gözlem verileri aşağıdaki linkte mevcuttur: <http://www.astro.rug.nl/~dagal/>

Bu gözlemlere ek olarak S⁴G Genişletilmiş (S⁴G Extension) gözlemleriyle; önceden Spitzer Legacy programıyla (SINGS, LVL ve geç tür galaksiler için S⁴G) başlatılan yerel evrendeki yıldız yapısı ve kütle envanteri tamamlanmış ve bu programdan arda kalan eliptik galaksilerde taranmıştır. Galaksilerin HI eliptik galaksilerle tamamlanması gerekiyordu, orijinal S⁴G örnekleme bunları içermiyordu bu yüzden S⁴G Genişletilmiş gözlemler alınmıştır.

3. Yöntem

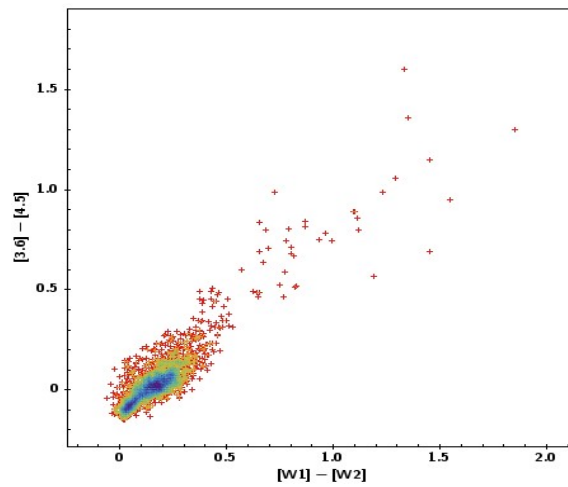
Bu çalışmada düşük ışıyım gücüne sahip AGN'leri yeni bulunan bir yöntemi kullanarak keşfetmek hedeflenmiştir. Bu yöntem, Stern ve arkadaşlarının (2005) çalışmalarına dayanmaktadır. Spitzer Uzay Teleskobunun IRAC kırmızı öte aleti ile [3.6], [4.5], [5.8] ve [8.0] mikrometre dalgaboylarında elde edilmiş [3.6] - [4.5]'e karşı [5.8] - [8.0] renk-renk diyagramındaki belirli bir alanı dolduran objeleri göstermişlerdir. Daha sonra van der Wolk (2011), Groningen'de R. F. Peletier ve P. D. Barthel ile çalışarak yakın galaksilerin [3.6] - [4.5] renkleri ile LLAGN'leri ayırmanın mümkün olduğunu ortaya koymuşlardır (Peletier, R. F. ve ark. 2011, MNRAS, ArXiv e-prints). G. van der Wolk, P.D. Barthel, ve R.F. Peletier, galaktik çekirdeğin doğasını yakın-kırmızı öte [3.6] - [4.5] renk artığından incelemiştir.

Yakın aktif çekirdekler, evrimleşmiş yıldızlar ve yıldız oluşumu ışıyımları baskın olan normal çekirdekler ile karşılaştırıldığında yakın kırmızı öte artık göstermektedirler ve bu artık, süper kütleli karadelik etrafındaki birikim ile ilişkilendirilmiştir. Yakın kırmızı öte bölgedeki artığın görölme sebebi hem çekirdek etrafındaki sıcak tozdan hem de aktif galaktik çekirdeğin ısısal olmayan güçlü tayfsal dağılımından kaynaklanıyor olabileceği şeklinde açıklanabilmiştir (Peletier, R.F. ve ark. 2011, MNRAS, ArXiv e-prints). Bu artığa sahip kaynakların hepsi yüksek parlaklık sıcaklığında sıkışık radyo çekirdeklere sahiptirler. Diğer Spitzer çalışmalarıyla karşılaştırdıklarında iki boyutlu yüksek çözünürlüklü yakın kırmızı öte görüntülenmenin, düşük ışıyım gücüne sahip aktif galaktik çekirdeklerin bulunmasının en etkin yolu olduğu görülmüştür. Eğer düşük aktiviteye sahip galaksilerin çekirdeği benzer şekilde [3.6] - [4.5] renginde kırmızılaşmışsa bu, yakın kırmızı öte artığıdır.

AGN'leri bulmanın en verimli yolu olduğu anlamına gelmektedir. AGN'ler sıcak çekirdek içerirler ve bu sıcak çekirdek [3.6] - [4.5] renginin 0.4'den (Vega sistemi) daha büyük olmasına neden olur. Galaksilerin merkezindeki diğer ışınlamalar, yıldızlar ya da PAH-toz ışınlamı asla bu kadar kırmızı [3.6] - [4.5] renge ulaşamaz. [3.6] mikron görüntüleri tozun sönümlemesinden neredeyse etkilenmez ve galaksilerdeki yıldız kütesinin doğru tahminlerini elde etmek için kullanılabilir (örn. Meidt ve ark. 2014). Ayrıca, [3.6] - [4.5] rengi, galaksilerdeki AGB yıldızlarının oranının faydalı bir göstergesidir (R. F. Peletier ve ark. 2012).

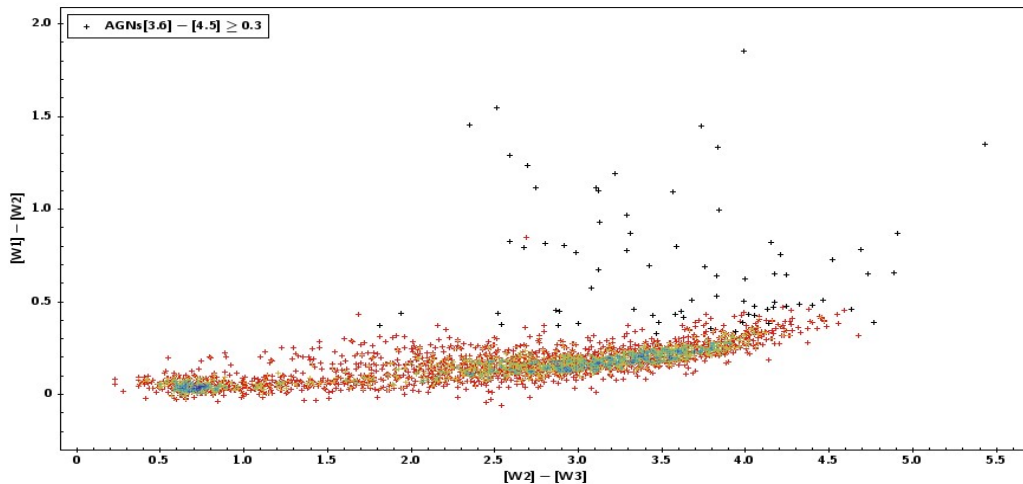
4. Araştırma Bulguları

S⁴G örneklemeindeki galaksilerinin merkez parlaklıkları ölçülüp, Spitzer [3.6] - [4.5] renkleri saptandı ve düşük ışınlamı gücüne sahip aktif galaktik çekirdekler tespit edildi. Sönük, düzensiz galaksiler ve sature görüntüler analizlere dahil edilmedi. Ayrıca görüntünün arka planında ya da galaksiye çok yakın yıldızların bulunduğu galaksiler elendi. Toplamda 2816 galaksinin Spitzer Uzay Teleskobu IRAC kamerasıyla elde edilmiş 3.6 ve 4.5 μ m'deki görüntüleri analiz edildi. Buna ek olarak WISE (Wide Field Infrared Survey Explorer) uydusuyla elde edilmiş S⁴G galaksilerine ait görüntüler de karşılaştırma yapabilmek için analiz edildi. WISE uydusu 3.4 ve 4.6 μ m de iki orta kırmızı öte banda sahiptir. S⁴G galaksilerinin bu iki bandtaki görüntüleri WISE Image Service (<http://irsa.ipac.caltech.edu/applications/wise/>) veri tabanından indirilip [W1]-[W2] renkleri tüm galaksiler için elde edilmiştir.



Şekil 2. Spitzer [3.6]-[4.5] rengine karşılık WISE [W1]-[W2] renk-renk diyagramı

Şekil 2'de WISE [W1] - [W2] renklerine karşılık Spitzer [3.6] - [4.5] renkleri noktalanmıştır. Spitzer ve WISE renkleri IRAF programının apphot paketi ve phot taskı kullanılarak sırasıyla 3 ve 4 (piksel) açıklıkları (aperture) kullanılarak ölçülmüştür. Bu açıklıklar kullanılarak S⁴G galaksilerinin tümünün Spitzer ve WISE görüntülerinin merkez parlaklıkları bulunmuştur. S⁴G verilerinde [3.6] - [4.5] renkleri ≥ 0.3 kadar olan galaksilerin tümü Stern ve ark. 2005'te belirttiği gibi kırmızı merkez parlaklıkları göstermektedir ve bu galaksilerin hepsi aktif galaktik çekirdeğe sahiptir.



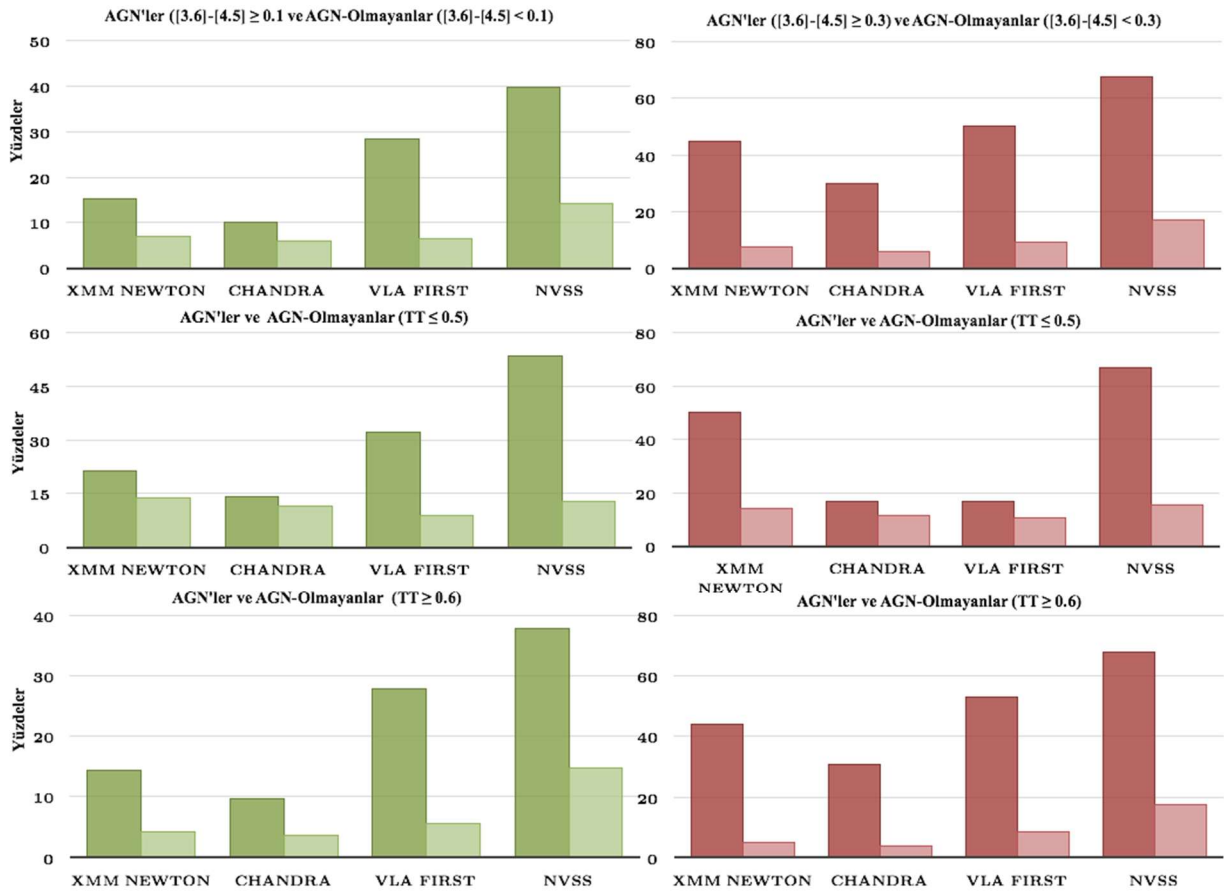
Şekil 3. WISE [W2]-[W3] rengine karşılık [W1]-[W2] renk parlaklık diyagramıdır. Siyah semboller Spitzer ile tespit edilmiş [3.6]-[4.5] ≥ 0.3 kadar olan AGN'leri göstermektedir.

Öncelikli olarak aktif galaktik çekirdek adayları tespit edildikten sonra ikinci adım bu kaynakların ne tür kaynaklar olduğunu anlamaktır. Bu galaksilerin Şekil 3'te [W2] - [W3] renklerine karşılık [W1] - [W2] renkleri noktalanarak diyagramda Spitzer ile tespit edilmiş renkleri $[3.6] - [4.5] \geq 0.3$ kadir olan galaksiler gösterilmiştir. NGC 0253 dışında, Spitzer ile tespit tüm AGN'ler diyagramda gösterilmiştir. NGC 0253 galaksisinin WISE görüntüsü satire olduğundan WISE parlaklık ölçümü yapılamamıştır. Spitzer ile tespit edilen AGN'lerin tümü kırmızı renklere sahip olup aynı zamanda WISE ölçümleriyle karşılaştırıldıklarında da aynı şekilde kırmızı renklere sahip oldukları görülmüştür. $[W1] - [W2] \geq 0.5$ kadir olan tüm galaksiler Spitzer tarafından da AGN olarak tespit edilmiştir.

5. Sonuçlar

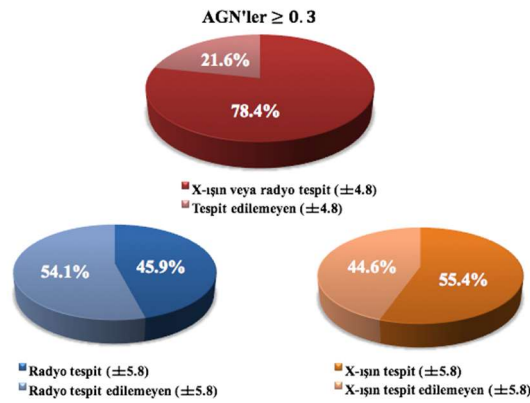
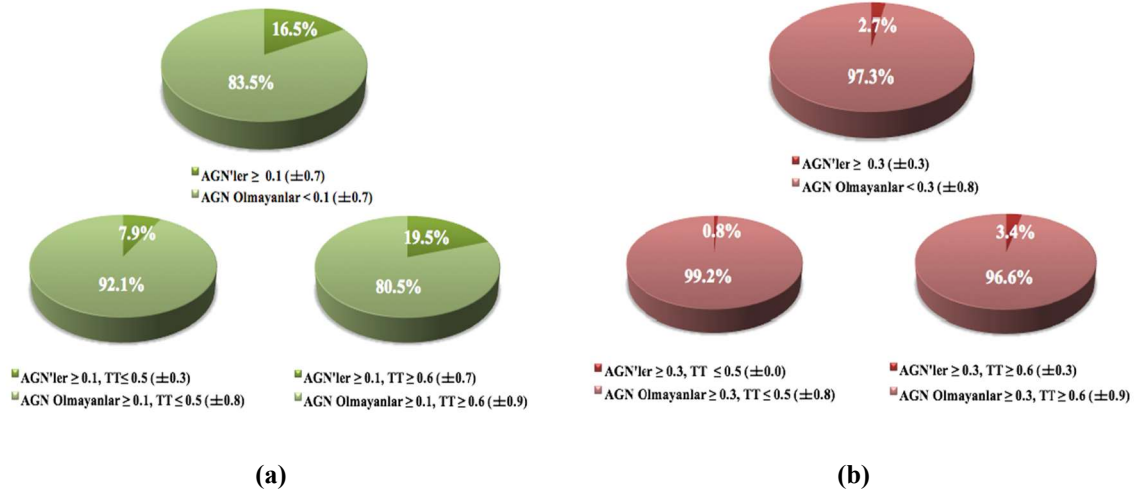
-2500'den fazla galaksi içeren S⁴G ve S⁴G Extension veri setinin Spitzer teleskobu IRAC kamerasıyla elde edilmiş [3.6] ve [4.5] μ m görüntüleri analiz edilmiş olup yeni bulunan bir yöntem kullanılarak düşük ışıyım gücüne sahip AGN'ler çalışılmıştır. Bulunan sonuçlar temel olarak şunlardır:

(i) Şekil 4'te X-ışın ve radyo tarama gözlemleri tespit edilmiş $[3.6] - [4.5]$ renkleri ≥ 0.1 ve ≥ 0.3 kadir olan AGN'lerin yüzde oranlarını gösteren histogramlar gösterilmiştir.



Şekil 4. Kırmızı ötede tespit edilmiş AGN'lerin $[3.6]-[4.5] \leq 0.1$ (yeşil) ve $[3.6]-[4.5] \geq 0.3$ (bordo) kadir diğer tarama gözlemlerindeki yüzde olarak oranları gösterilmiştir. Açık yeşil ve bordo renkler AGN-olmayan galaksileri temsil etmektedir. Altta iki histogram, galaksileri erken ve geri tür olarak ayırmaktadır.

-AGN'lerin ve AGN-olmayan galaksilerin erken ve geri tür olmak üzere X-ışın ve radyo tarama gözlemlerindeki oranları bulunmuştur. AGN'ler $[3.6]-[4.5] \geq 0.3$ oldukça kırmızı çekirdeklere sahiptir ve X-ışın ve radyo tarama gözlemleriyle de tespit edilmişlerdir.



Şekil 5. (a) [3.6]-[4.5] renkleri ≥ 0.1 olan S^4G galaksilerinin oranı. Morfolojik türlere göre ayırılmıştır. **(b)** [3.6]-[4.5] renkleri ≥ 0.3 olan S^4G galaksilerinin X-ışın veya radyo tarama gözlemlerindeki tespit oranı. X-ışın ve radyo tespit oranları da verilmiştir. **(c)** [3.6]-[4.5] renkleri ≥ 0.3 olan S^4G galaksilerinin X-ışın veya radyo tarama gözlemlerindeki tespit oranı. X-ışın ve radyo tespit oranları da verilmiştir.

Şekil 5 (a)'da görüldüğü üzere S^4G galaksilerinin %17'sinin [3.6]-[4.5] renkleri ≥ 0.1 'dir. Bu galaksilerin hepsi kırmızı öte bölgede tespit edilmiştir. Galaksiler ayrıca morfolojik türlerine göre de ayrılmıştır. $TT \leq 0.5$ erken tür galaksileri ve $TT \geq 0.6$ sarmal galaksileri temsil etmektedir. Bu oran erken tür galaksiler için %8, sarmal galaksiler için %20'dir. Şekil 5 (b)'de S^4G galaksileri içinde [3.6]-[4.5] renkleri ≥ 0.3 kadir olan AGN'lerin yüzde oranları gösterilmiştir. Bu galaksiler ise oldukça kırmızı çekirdeklere sahiptir ve oldukça iyi tespit edilmiş AGN'lerdir. Morfolojik türlerine göre bu oran, erken tür galaksiler için %1 ve sarmal galaksiler için %3'tür.

(ii) Merkez [3.6]-[4.5] renkleri ≥ 0.3 olan tüm galaksileri AGN olarak kabul edilmiştir. Bu galaksiler oldukça kırmızı çekirdeklere sahip olup yıldızsal ve yıldız oluşumu salmalarının baskın olduğu normal çekirdeklerle karşılaştırıldıklarında kırmızı öte artık göstermektedirler. Bu artışa sahip kaynakların tümü sıkışık radyo ve X-ışın çekirdeklere sahiptir.

Şekil 5 (c)'de S^4G galaksilerinin %78'inin X-ışın veya radyo taramalarıyla da AGN olarak tespit edildiği gösterilmiştir. S^4G galaksilerin %22'si AGN-olmayan galaksilerdir. Tespit edilmiş AGN'lerin X-ışın ve radyo bulunma oranları sırasıyla %55 ve %46'dır. [3.6]-[4.5] renkleri ≥ 0.3 kadir olan AGN'ler çoğunlukla X-ışın ve radyo taramalarıyla tespit edilmiştir. X-ışın tespitleri radyoya göre daha fazla olup çoğunlukla sarmal galaksiler AGN olarak tespit edilmiştir. X-ışın ve radyo taramalarında daha önce AGN olarak tespit edilmemiş olup ilk defa bizim kullandığımız renk yöntemi ile tespit edilmiş AGN'ler Tablo 1'de listelenmiştir. Bu AGN'ler oldukça kırmızı çekirdeklere sahip olup [3.6]-[4.5] renkleri ≥ 0.3 kadirden büyüktür.

Tablo 1. X-ışın ve Radyo tarama gözlemleriyle tespit edilmemiş AGN'lerin koordinatları (J2000) morfolojik türleri (TT), Spitzer ([3.6]-[4.5]) ve WISE ([W1]-[W2], [W2]-[W3]) renkleri verilmiştir.

Galaksi	Sağ Açıklık (derece)	Dik Açıklık (derece)	TT	[3.6]-[4.5] (kadir)	[W1]-[W2] (kadir)	[W2]-[W3] (kadir)
UGC 05456	151.83179	10.36202	9.0	0.303	0.326	3.470
ESO 361-019	73.71962	-37.32085	1.1	0.339	0.382	4.137
NGC 1566	65.00156	-54.93800	4.0	0.345	0.369	2.877
NGC 4491	187.73812	11.48328	1.2	0.359	0.341	3.943
NGC 4214	183.91305	36.32800	9.8	0.414	0.487	4.324
NGC 4519	188.37614	8.65484	6.9	0.433	0.388	4.767
IC 3258	185.93534	12.47838	9.7	0.448	0.390	3.986
NGC 7496	347.44700	-43.42784	3.2	0.464	0.646	4.241
ESO 293-034	1.58355	-41.49728	6.2	0.490	0.372	1.810
NGC 0814	32.65672	-15.77344	-1.7	0.744	0.780	4.688
NGC 0253	11.86515	-31.42178	-1.2	0.789	-	-
ESO 409-015	1.38364	-28.09991	5.4	0.800	0.686	3.759
NGC 7378	341.94867	-11.81664	2.2	0.803	0.793	2.673
UGC 06433	171.38258	38.06064	9.2	0.834	0.651	4.733
PGC 009354	36.88651	-10.16587	5.1	0.843	0.871	4.912
NGC 5861	227.31709	-11.32171	5.0	1.601	1.331	3.837

(iii) Bu çalışmada LLAGN'lerin varlığı incelenmiştir. AGN'ler, günümüzde, tipik olarak, AGN'nin evsahibi galaksi üzerindeki etkisini tartışan (ya da tam tersi) optik tayf (örn., Kauffmann ve ark., 2003) kullanılarak bulunurlar. Ancak optik tayf bu kaynaklar oldukça tozla örtülü olduğu için sönümlemeden oldukça ciddi bir şekilde etkilenir. Bu yüzden AGN hakkında kısmi bilgiler verebilir. Biz bu çalışma ile Kauffmann ve ark. (2003)'larının optik tayf kullanarak AGN tespit ettiği çalışmalarındaki orandan çok daha fazla AGN tespit bulunmaktayız. Bizim yöntemimiz özellikle tozla örtülü olanlarda dahil olmak üzere tüm AGN'leri tespit etmiştir. AGN'lerin tümünü tespit edebildik çünkü [3.6]-[4.5] rengi neredeyse hiç toz sönümlemesinden etkilenmez. Özellikle olarak AGN'lerin tespit edilişiyle optik tayflarına da bakılarak (SDSS gibi güncel arşivler kullanılarak), optik tayf ile yapılan sınıflandırma ile kırmızı ötede yapılan sınıflandırma karşılaştırılabilir. Bu çalışma potansiyel olarak çok önemlidir ve AGN'lerin anlaşılmasında önemli gelişmelere yol açabilir.

(iv) Chandra ve XMM Newton'un yüksek duyarlılığı ile LLAGN'lerin nokta kaynak gibi olan X-ışın salmalarını tanımlamanın kolay olduğu gösterilmiştir. Işıtmalı sıkışık X-ışın salması radyo salmasından çok daha kesin belirteçtir. X-ışın özellikleri doğrudan AGN'deki kara delik ile ilişkilidir.

(v) Spitzer Uzay Teleskobunun AGN nüfusunu incelemek için güçlü bir araç olduğu gösterilmiştir. Aktif galaktik çekirdeklerin doğasını, güçlü bir yöntem olan kırmızı öte [3.6] - [4.5] renk artışı kullanarak incelenmiştir. Spitzer'in tespit ettiği AGN'lerin hepsinin WISE renklerinin de oldukça kırmızı olduğu açıktır. [W1] - [W2] renkleri ≥ 0.5 kadir olan tüm galaksiler Spitzer tarafından da AGN olarak tespit edilmiştir.

(vi) AGN'leri normal galaksilerden ayırmanın en iyi yollarından biri olan kullandığımız renk kriteri yönteminin büyük bir veri setinde LLAGN'leri etkili bir şekilde bulduğu bu çalışma ile ortaya konmuştur. Bu teşhis, büyük AGN ve galaksi veri setleri için son derece yararlı olabilir ve gelecek yeni nesil araçlardan elde edilen veriler geldiğinde kaynakların verimli bir şekilde sınıflandırma yollarını geliştirmemize yardımcı olabilir.

6. Kaynaklar

- Ferrarese L., Merritt D., 2000, ApJ, 539, L9
Kauffmann G., et al. 2003, MNRAS, 346, 1055
Kennicutt, R. C., Jr., et al. 2003, PASP, 115, 928
Kormendy J., Ho L. C., 2013, preprint, (arXiv:1308.6483)
Lee, J. C., et al. 2008, ASPC, 396, 151
Peletier R. F., et al. 2012, MNRAS, 419, 2031
Peletier, R.F., et al. 2011, MNRAS, ArXiv e-prints
Sheth K., et al. 2010, PASP, 122, 1397
Stern D., et al. 2005, ApJ, 631, 163

Galaksi Kümelerindeki Merkezi Parlak Galaksilerde (BCGs) Yıldız Oluşum Aktivitesi

Süleyman Fişek^{1,2*}, Sinan Aliş^{1,2}, E. Kaan Ügen¹, F. Korhan Yelkenci¹

¹İstanbul Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, İstanbul, Türkiye.

²İstanbul Üniversitesi Gözlemevi Uygulama ve Araştırma Merkezi, İstanbul, Türkiye.

Özet: Yapmakta olduğumuz çalışmanın amacı, galaksi kümelerindeki merkezi parlak galaksilerin (BCGs) yıldız oluşum hızlarını (SFR) hesaplamak ve bu sayede bu galaksilerdeki yıldız oluşum aktivitesinin düzeyini belirlemeye çalışmaktır. Eliptik galaksilerde yıldız oluşum aktivitesi pek beklenmemekle birlikte, BCG'ler galaksi kümelerinin merkezlerinde olmaları nedeniyle çok sayıda galaksiyle etkileşmekte ve bazı küçük galaksileri yutmaktadırlar. Bu sayede sahip oldukları gaz miktarı artabilmektedirler. Bu çalışmada, BCG'lerdeki yıldız oluşum hızlarının kırmızıya kayma (z) ve bulundukları kümenin zenginliği (R) ile ilişkisi incelenmiştir.

Anahtar Kelimeler: Galaksiler, galaksi evrimi, yıldız oluşumu, galaksi kümeleri

Abstract: In this study, we aim to calculate star formation rates (SFR) of brightest cluster galaxies (BCGs) to determine the level of star formation activity in these galaxies. Although star formation activity is not expected in elliptical galaxies, BCGs interact with many galaxies as they are located in the center of galaxy clusters and they cannibalize other galaxies. This enables them to increase their gas amount. In this study, the correlation between SFR with redshift (z) and SFR with richness (R) of the cluster are investigated.

Key Words: Galaxies, galaxy evolution, star formation, galaxy cluster

1. Giriş

BCG'ler, Evren'deki en büyük kütleli dev eliptik galaksilerdir. Bulundukları kümenin merkezinde yer alan bu galaksiler, kümedeki diğer galaksiler ile etkileşimde bulunabilir hatta onları yutabilirler (Jones & Forman 1984; Smith ve ark. 2005). Bu etkileşimler sonucu BCG'lerin yıldız oluşum aktivitesi oranında, kümede bulunan diğer eliptik galaksilerden farklı olarak bir artış gözlemlenebilir (Pippino ve ark. 2009, O'dea ve ark. 2010, Liu ve ark. 2012). BCG'lerdeki yıldız oluşum aktivitesinin araştırılması bize kırmızıya kaymanın bir fonksiyonu olarak kümenin ve ortamın evrimini anlamamız konusunda yardımcı olabilir.

2. Veriler ve Yöntem

Bu çalışmada, Canada-France-Hawaii Telescope Legacy Survey (CFHTLS)'nin T0007 veri sürümü kullanılmıştır. CFHTLS dört geniş ve dört derin alandan oluşan, gökyüzünde yaklaşık 155 derece karelik alanı kapsayan bir görüntüleme tarama projesidir. Tarama kapsamında görüntüler beş bantta gözlem yapılarak elde edilmiştir (u, g, r, i, z).

Çalışmamızda kullandığımız BCG'ler, Olsen ve ark. (2007) ve Grove ve ark. (2009)'nın CFHTLS-Derin alanlarında yaptığı küme tespit çalışmalarından elde edilmiştir (Aliş 2009, Aliş ve ark. 2012). Olsen ve ark. (2007) belirlediği 159 galaksi kümesi içerisinde yapılan görsel inceleme sonucunda geriye kalan 89 BCG, çalışma örneklemimizi oluşturmaktadır.

Ayrıca, BCG'lerimizin yıldız oluşum oranlarını hesaplamak için Sloan Dijital Gökyüzü Tarama (SDSS) projesinin DR12 sürümünde yer alan emissionLinesPort (Sarzi ve ark. 2006) ve galSpecLine (Tremonti ve ark. 2004, Brinchmann ve ark. 2004) tabloları da BCG'lerin H α akılarının elde edilmesi için kullanıldı. 89 BCG içinden 23'ünün H α akı değeri SDSS'den elde edildi.

BCG'ler için yıldız oluşum hızları (SFR) Kennicutt (1998) tarafından verilen bağıntı ile belirlenmiştir:

$$\text{SFR}(\text{M}_{\text{Güneş}} / \text{yıl}) = 7.9 \times 10^{-42} \times L(\text{H}\alpha) (\text{erg s}^{-1})$$

3. Sonuçlar

-Devam etmekte olan çalışmamızda uygulanan ilk hesaplama yöntemi ile elde edilen sonuçlar Çizelge 1'de verilmiştir.

*Sorumlu Yazar E-Posta: suleymanfisik@gmail.com



XX. ULUSAL ASTRONOMİ KONGRESİ
IX. ULUSAL ASTRONOMİ ÖĞRENCİ KONGRESİ

UAK
2016

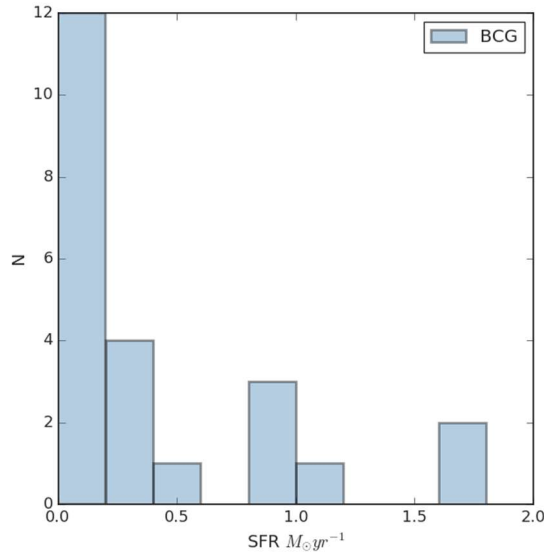
Çizelge 1: 23 BCG için SDSS'ten elde edilen H_{α} akıları ile hesaplanan yıldız oluşum hızları.

Name of Cluster	BCG R.A.	BCG DEC.	Photo z	$f_{H\alpha}$ (6562 Å)	SFR	SFR _{err}	R
CFHTLS-CL-J022423-044303	36.0968	-4.7211	0.56	8.63	0.86	0.60	29.03
CFHTLS-CL-J022430-044936	36.1208	-4.8205	0.57	0.30	0.03	622.76	41.85
CFHTLS-CL-J022434-041421	36.1384	-4.2387	0.29	82.22	1.73	0.25	59.69
CFHTLS-CL-J022508-040118	36.2937	-4.0305	0.22	9.55	0.11	0.09	25.80
CFHTLS-CL-J022523-044049	36.3529	-4.6792	0.31	3.60	0.09	0.27	20.92
CFHTLS-CL-J022531-041421	36.3781	-4.2385	0.17	10.90	0.07	0.03	34.93
CFHTLS-CL-J022618-035952	36.5756	-3.9994	0.26	17.67	0.29	0.11	15.07
CFHTLS-CL-J022628-045903	36.6242	-4.9855	0.57	0.58	0.06	2.99	27.82
CFHTLS-CL-J022629-043153	36.6182	-4.5234	0.25	22.30	0.33	0.12	27.21
CFHTLS-CL-J022653-041005	36.7168	-4.1658	0.41	21.70	1.03	0.36	17.67
CFHTLS-CL-J022725-043232	36.8584	-4.5372	0.33	3.47	0.10	0.11	32.83
CFHTLS-CL-J022732-043324	36.8908	-4.5440	0.56	0.63	0.06	11.06	50.45
CFHTLS-CL-J095943+023537	149.9383	2.5776	0.15	169.16	0.81	0.05	13.06
CFHTLS-CL-J100014+021224	150.0758	2.2034	0.19	21.39	0.17	0.09	37.74
CFHTLS-CL-J100022+021800	150.0951	2.3005	0.29	4.47	0.09	0.06	20.46
CFHTLS-CL-J100022+022321	150.0909	2.3912	0.28	0.82	0.02	0.05	16.15
CFHTLS-CL-	150.4157	2.4302	0.20	5.66	0.05	0.05	34.54

J100142+022510

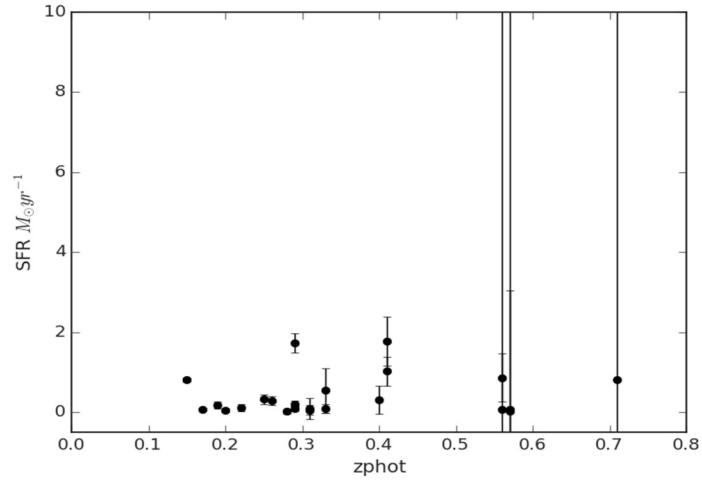
CFHTLS-CL- J100151+020341	150.4473	2.0540	0.40	7.02	0.31	0.34	39.12
CFHTLS-CL- J141721+523541	214.3328	52.5939	0.31	1.91	0.05	0.12	31.13
CFHTLS-CL- J141722+525444	214.3444	52.9142	0.29	9.85	0.21	0.08	16.30
CFHTLS-CL- J141729+523819	214.3726	52.6379	0.41	37.49	1.77	0.61	29.33
CFHTLS-CL- J141904+530830	214.7728	53.1393	0.33	19.07	0.54	0.55	18.75
CFHTLS-CL- J142103+530907	215.2433	53.1545	0.71	4.57	0.81	22.22	36.96

Ayrıca bu 23 BCG'nin SFR dağılımını Şekil 1'de görebilirsiniz; buna göre çalışma örneklemimizdeki çoğu BCG, Samanyolu Galaksisi ya da diğer spiral galaksilerle karşılaştırıldığında düşük yıldız oluşum aktivitesine sahiptir ($0.68-1.45 M_{\odot}/\text{yıl}$, Robitaille & Whitney 2010).

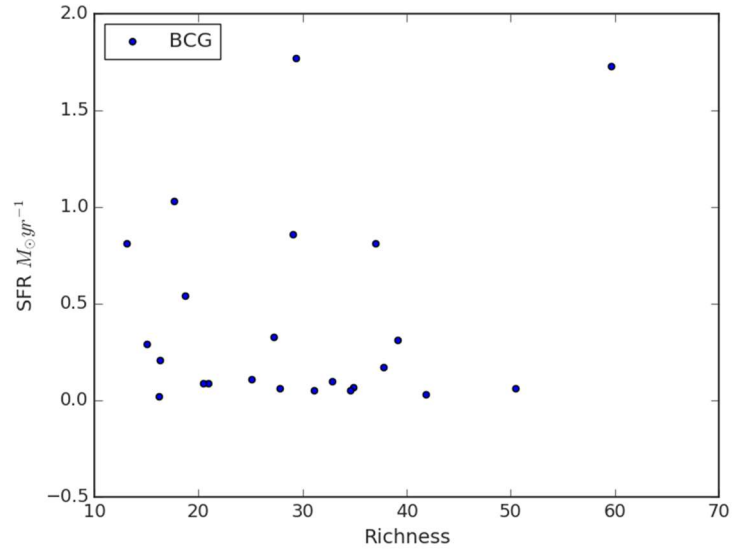


Şekil 1: 23 BCG'nin yıldız oluşum hızı (SFR) dağılımı.

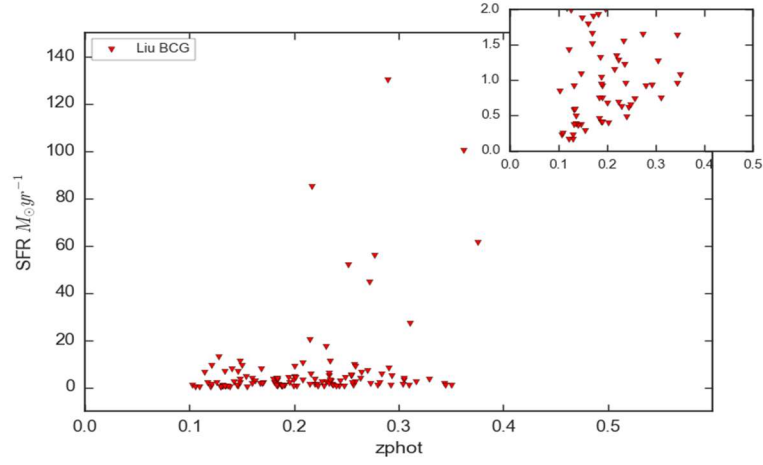
Şekil 2 ve Şekil 3'te ise BCG'lerin SFR değerleri, kırmızıya kayma değerlerinin ve bulundukları kümenin zenginliğinin (küme bulma algoritması tarafından verilen) fonksiyonu olarak gösterilmiştir. Grafiklerde iki parametre arasında net bir ilişki görülememektedir. Liu ve ark. (2012)'nin SDSS'ten seçtiği 120 BCG için aynı yöntem kullanılarak hesapladıkları SFR değerleri ile oluşturulan grafik Şekil 4'te gösterilmiştir; bu grafikte de belirgin bir ilişki görülememektedir.



Şekil 2: Yıldız oluşum hızının kırmızıya kaymanın bir fonksiyonu olarak gösterimi.

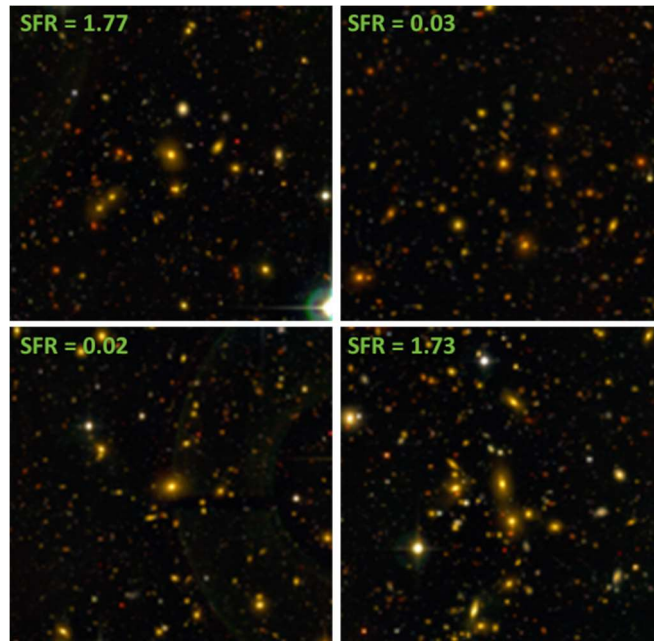


Şekil 3: Yıldız oluşum hızının, BCG'lerin ait oldukları kümenin zenginlik parametresi ile ilişkisi.



Şekil 4: Liu ve ark. (2012) tarafından verilen SFR değerleri. Şekil üzerinde yer alan (küçük) diğer grafik, karşılaştırma yapılabilmesi için bu çalışma ile benzer SFR aralığına sahip olacak şekilde üretilmiştir.

Çalışma örneklemimizdeki BCG'ler için en yüksek SFR değeri $1.77 \text{ M}_{\text{Güneş}} / \text{yıl}$ 'dır ve bu değer Galaksimizin SFR değerinden biraz daha fazladır. Bu durum galaksi kümesinin merkezinde oluşan etkileşimler ile açıklanabilir fakat net bilgi için çalışma örneklemimizdeki BCG sayısını arttırmamız gerekmektedir. Şu an için BCG'lerin SFR değerleri iel kırmızıya kayma ve bulundukları kümenin zenginliği (R) arasında bir ilişki göremedik. En yüksek ve en düşük SFR değerine sahip BCG'lerimiz için örnek görseller Şekil 5'te verilmiştir.



Şekil 5: Çalışma örneklemimizde bulunan BCG'ler için örnek görüntüler. CFHTLS-CL-J141729+523819 (sol üst), CFHTLS-CL-J022430-044936 (sağ üst), CFHTLS- CL-J100022+022321 (sol alt), CFHTLS-CL-J022434-041421 (sağ alt).



4. Tartışma ve Gelecekte Yapılacak Çalışmalar

-Çalışma örneğimizde bulunan 89 BCG'den 23'ü için SFR değerlerini hesapladık; Şekil 2 ve Şekil 3'te de görüldüğü üzere BCG'lerin SFR değerleri ile kırmızıya kayma ve bulundukları ortam arasında net bir ilişki göremedik. SFR değeri hesaplana BCG sayısı artırılarak bu ilişkilere tekrar bakılmalıdır.

-Bu çalışmanın ilerleyen aşamalarında, çalışma örneğimizde bulunan 89 BCG için tıpkı $H\alpha$ akı değeri gibi yıldız oluşum aktivitesinin bir göstergesi olan OII akı değerleri de kullanılarak SFR değerlerinin hesaplanması hedeflenmektedir. Ayrıca, SED (Spektral Enerji Dağılımı) çakıştırma yöntemi kullanılarak fotometrik verilerden yararlanılarak da 89 BCG için SFR değerleri hesaplanması hedeflenmektedir. Bu hesaplamaların yanı sıra bu yöntemler kullanılarak CFHTLS – W1 (72 derece kare) bölgesinde belirlenen yaklaşık 3000 galaksi kümesinde bulunan BCG'ler için de SFR değerlerini hesaplamayı hedefliyoruz; bu sayede çalışma örneğimizde bulunan galaksi sayısını da arttırmış olacağız.

-Kurulum çalışmaları devam eden ve ilk ışığını 2020 yılında alması planlanan, hem optik bölgede hem de yakın kırmızı öte bölgede gözlem yapabilecek olan Doğu Anadolu Gözlemevi'nin (DAG) 4 metre ayna çaplı teleskobunu kullanarak seçilmiş BCG'lerin daha ayrıntılı incelenmesini de planlıyoruz.

5. Kaynaklar

- Alis, S. 2009, POBeo, 86, 309
Alis, S. ve ark. 2012, 18. Ulusal Astronomi Kongresi Bildiri Kitabı, s. 345
Brinchmann, J. ve ark. 2004, astro-ph/0406220
Grove, L. F., Benoist, C., Martel, F. 2009, AA, 494, 845
Jones, C. ve Forman, W., 1984, ApJ, 276, 38
Kennicutt, R. 1998, Ann.Rev.Astron.Astrophys., 36, 189
Liu, F. S. ve ark. 2012, MNRAS, 423, 422 - 426
O'Dea, P. ve ark. 2008, ApJ, 681, 1035 – 1045
Olsen L. F. ve ark. 2007, AA, 461, 81
Pipino, A. ve ark. 2009, MNRAS, 395, 462
Smith, G. P. ve ark. 2005, MNRAS, 359, 417
Sarzi, M. ve ark. 2006, MNRAS, 366, 1151
Tremonti, C. ve ark. 2004, ApJ, 613, 898

Nötron Yıldızı Bileşenli X-ışın Çiftlerinin Uzun Dönemli Işık Değişimi

Tuğçe İcli¹, Kadri Yakut¹

¹Ege Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, İzmir, Türkiye.

Özet: Bu çalışmada nötron yıldız bileşenli seçilen bazı X-ışın çiftlerinin uzun dönemli ışık değişimleri incelenmiştir. Gözlemler TÜBİTAK Ulusal Gözlemevinde (TUG) T60 robotik teleskobu ile V, R, I süzgeçlerinde yapılmıştır. Her X-1, Sco X-1 sistemlerinin uzun ve kısa dönemli ışık değişimleri tespit edilmiştir.

Anahtar Kelimeler: X-ışın çiftleri, Nötron yıldızı

Abstract: In this study, we investigated the long-term light variation of some selected X-ray binary systems with neutron star components. Observations were made at the TÜBİTAK National Observatory (TUG) with T60 robotic telescope in V, R, and I filters and T100 telescope in R filter. Long and short-term light variations of Her X-1, Sco X-1 systems were detected.

Key Words: X-ray binaries, Neutron star

1.Giriş

Bir yıldızın evrimi ve onun evrim süreci başlangıç kütlesi, kimyasal bolluk, kütle kaybı ve çift olma durumu gibi temel unsurlara bağlıdır. Genellikle kütleleri $9 M_{\odot}$ den daha büyük olan yıldızlar büyük kütleli yıldızlar olarak adlandırılır. Hidrojen ve helyum yakma evresinden sonra bu yıldızlar daha gelişmiş durgun nükleer yanma evrelerine başlarlar. Bu kütle sınırının altında olan orta kütleli yıldızlar olarak adlandırılan yıldızlar patlayarak karbon yakma ile bir süpernova durumuna doğru gelişirler ve helyum yakma evresinden sonra elektron dejenere CO çekirdeğe doğru evrimleşirler. Yıldız rüzgarlarıyla güçlü bir madde kaybına maruz kalan kütleleri $15 M_{\odot}$ 'i aşan yıldızlar bu yüzden evrimleri sırasında kütlece azalır (Loore ve Doom,1992). Kütle kaybı, yıldız rüzgarları yolu ile ve/veya bir çift sistemde bileşenler arası madde transferi yoluyla da gerçekleştirilebilir (Eldridge, 2004). Büyük kütleli yıldızlar süpernova atarlar ve çoğunlukla demir grubu elementlerden oluşan ve hiçbir çekirdek tepkimesi göstermeyen yıldız çekirdeği çökerek bir nötron yıldızı ya da kara delik oluşturur.

Bu yıldız kalıntısı olan sıkışık cisim çift sistem olma durumunda kendi Roche lobunu dolduran bir bileşene sahip ise atılan maddeyi toplama özelliğine sahip olarak X-ışın çifti oluşturabilir. Yüksek hızlarda yüksek sıcaklıklara ısıtılmaya başlayan maddenin toplanma diski ile etkileştiği noktada ışıma salınır. Yakın sıkışık çiftlerin evrimi ve oluşumu üzerine tanımlanan astrofiziksel bilgi (bileşenlerin kütleleri, dönmeleri, manyetik alanlar vb.) ve bu tür sistemlerin gravitasyonel dalga astronomisinin testi için çalışılması oldukça önemlidir. X-ışın kaynaklarının çoğu içerdikleri nötron yıldızı ya da kara delik bileşenlerinin gözlemlerinden bulunmuştur. Güneş Sistemi dışındaki ilk X-ışın kaynağı yaklaşık 50 yıl önce gözlenen Sco X-1 sistemidir.

Yüksek enerjili çift sistemler, sıkışık cisim bileşeni nötron yıldızı ya da kara delik olan ve bu sıkışık cisim yörüngesinde dolanan bir bileşen yıldız içerir. Bileşen yıldızın kütlesi tipik olarak $1 M_{\odot}$ ya da daha düşük kütleli ve geri tayf türüne sahip ise LMXB (Low Mass X-ray Binaries, düşük kütleli X-ışın çiftleri) olarak adlandırılmaktadır. Diğer yandan X-ışın çifti OB tipi ön tayf türüne sahip büyük kütleli bir bileşen yıldızı (tipik olarak $10 M_{\odot}$ 'den büyük) sahip ise sistem HMXB (Büyük kütleli X-ışın Çiftleri) olarak adlandırılır (Gonzalez- Galan, 2014). HMXB kendi içinde üç gruba ayrılmaktadır: Be yıldızları barındıran sistemler (BeHMXBs), süperdev yıldızların toplanan yıldız rüzgarlarının oluşturduğu sistemler (SgHMXBs) ve Roche lobundan madde atan süperdevler. Kısa yörünge dönemleri ile bir anakol bileşeni ve bir karbon-oksijen ya da bir helyum yıldızı içeren kendi içinde doğrudan madde aktarımı gerçekleştiren sistemlerdir. Bu nokta da madde aktarımı aşamasındaki çift kataklizmik değişen (CVs) olarak adlandırılır. Oluşturdukları yığılma diski beyaz cüce bileşenin etrafında bulunmaktadır. Madde aktarımı nedeniyle beyaz cücenin kütlesi artar ve bu zamanla farklı evrimsel süreçler gerçekleşir (Kalomeni ve ark. 2016). Bu madde aktarımı elektron yakalayan çökmeye ve sonuç olarak nötron yıldızlarının oluşumuna yol açar. Bu durumda sistem düşük kütleli bir X-ışın çifti olmaya başlayabilir (Loore ve Doom,1992). Bir LMXB'nin evrimi süresince kütlelin önemli bir miktarı bileşenden kaybolmuştur (Podsiadlowski ve ark., 2002, Kalomeni ve ark. 2016). Toplanma diskleri ve/veya bileşen yıldızları yeterince parlak ısısal salma yayarlar (Wang ve ark., 2014). Buna ek olarak LMXB sistemleri optik/infrared/radyo dalgaboylarında sinkrotron ışıma üreten bir jet fırlatabilmektedirler (Fender, 2006; Russell ve ark., 2006, 2007; Gallo, 2010). HMXB'ler büyük ölçeklerdeki madde aktarımları sonucu oluşan X-ışın çiftleridir (van den Heuvel ve Heise, 1972; Tutukov ve Yungelson, 1973). Bu madde aktarımı sayesinde daha çok büyüyen bileşen (başlangıçta çok daha büyük kütleli olan) bir SN olarak patlamadan önce hidrojen zengin zarfını sistemin daha düşük kütleli bileşenine aktarabilir (Gonzalez-Galan, 2014).

Yakın çift evresi süresince, daha büyük kütleli olan yıldız daha düşük kütleli yıldız madde transfer eder. Sonuç olarak, izole olmuş ve daha zengin bolluklara sahip bu yıldızlar HMXB'ler de süperdev bileşenler olarak görünebilir (Gonzalez- Galan, 2014). HMXB'ler SN patlaması sebebiyle evrimlerini bir nötron yıldızı (NY) oluşumuyla sonuçlandırır.

*Sorumlu Yazar E-Posta: icli.tugce@gmail.com

HMXB'ler de nötron yıldızı bileşen yıldızın sahip olduğu güçlü-hızlı yıldız rüzgarı ve /veya Roche lobu taşması yoluyla madde alabilir. Bileşenler 10-30 $R_{\odot}$ aralığında yarıçaplara sahip ve neredeyse Roche loblarını doldurmuşlardır. Atma gösteren NY bileşenli sistemlerin çoğunda (örneğin, X 0115+63 ve Her X-1) X-ışın tayfında soğurma/ salma özellikleri mevcuttur ve bunların büyük oranının $B \approx 5 \times 10^{12}$ G'luk manyetik alan kuvvetleri ile sonuçlanan siklotron çizgileri olduğu düşünülmektedir (Kirk ve Trümper, 1983). Bu tür sistemlerin incelenmesi hem sahip olduğu sıkışık cismin hem de astrofiziksel süreçlerin (madde etkileşiminin evrime etkisi, yakınlık etkisi, açısal momentum kaybı vb.) anlaşılması bağlamında oldukça önem taşımaktadır.

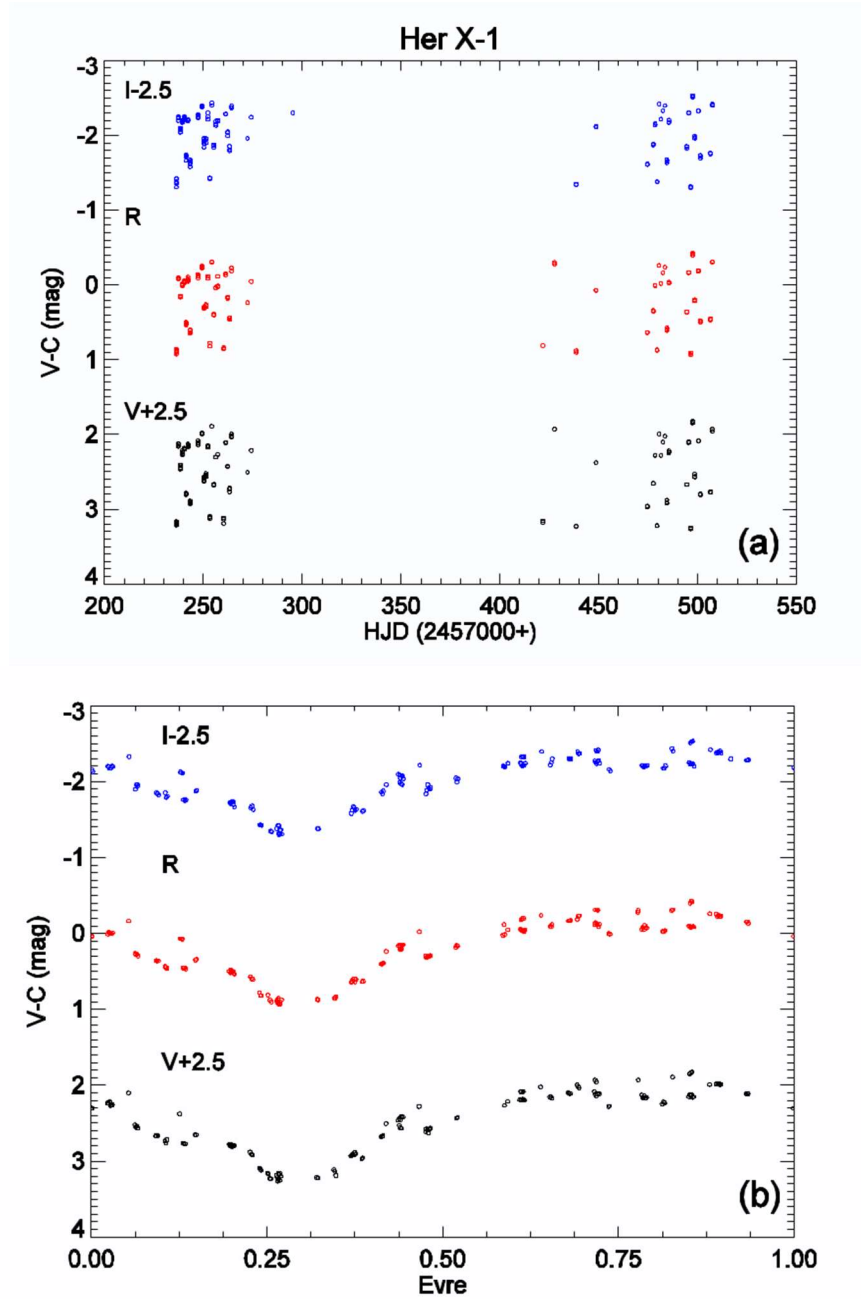
Bu çalışmada yukarıda evrim süreci özetlenen sistemlerden olan Her X-1 ve Sco X-1 çift sistemleri ele alınmıştır. Her iki sistemin uzun dönemli optik değişimi yeni gözlemler yapılarak ele alınmıştır. Bilinen iki sistem, Her X-1 ve Sco X-1 WISE taraması sonucunda saptanmıştır. Bu iki nötron yıldız bileşenli sistem çok yüksek parlaklıklı X-ışın kaynaklarıdır ve toplanma aktivitesi ve yörünge değişimi nedeniyle son derece değişkendirler (Wang ve ark., 2014).

HZ Her iyi çalışılmış bir X-ışın çift pulsarıdır (Leahy ve Abdallah, 2014) ve 1972 yılında UHURU uydusu gözlemleri ile keşfedilmiştir. Sistemin nötron yıldızı bileşeni $P \sim 1.24$ s'lik bir dönme dönemine sahiptir. Neredeyse dairesel bir yörüngede optik bileşenin çevresinde 1.7 gün de dolanır (Tananbaum ve ark., 1972). Nötron yıldızının ve optik bileşenin kütleleri sırasıyla $\sim 1.5 M_{\odot}$ ve $\sim 2.2 M_{\odot}$ olarak verilmiştir (Leahy ve Abdallah, 2014). Sistem tutulma gösteren bir LMXB'dir. Bileşenin tayf türü A7 SG (Gursky ve Schreier, 1975) ve sistemin uzaklığı yaklaşık olarak 6.6 kpc olarak saptanmıştır (Leahy ve Abdallah, 2014). 35 günlük çevrim ile X-ışın atmalarının değişimi Her X-1'in iyi bilinen bir özelliğidir ve değişik uydular tarafından gözlenmiştir (Leahy ve Abdallah, 2014; Postnov ve ark., 2013). Bu sistemde görülen 35 günlük çevrim, aktivitenin etkin olduğu zamanların ölçümü ile nötron yıldızının dönme dönemi ile ilişkilendirilmiştir (Postnov ve ark., 2013). Bu durum, diskten nötron yıldızına açısal momentum transferinin evrimini belirtmektedir (Leahy ve Abdallah, 2014). Sco X-1 Giacconi et al. (1962) tarafından, optik karşılığı V818 Sco ise Sandage et al. (1966) tarafından keşfedilmiştir. Teorik olarak $1.4 M_{\odot}$ 'lik bir nötron yıldızı varsayımıyla ($i \sim 38$; Steeghs ve Casares, 2002) bileşenin kütlesi $0.42 M_{\odot}$ olarak verilmiştir. Sco X-1 sisteminin bir radyo jet'e sahip olduğu bilinmektedir (Steeghs ve Casares, 2002). Sistem bilinen LMXB'ler arasında optik band da en parlaktır ($V \sim 12.5$). Yörünge dönemi, fotometrik bir değişimin keşfine ve tayfsal onaya dayalı olarak 18.9 saat (0.78 gün) olarak kabul edilmiştir (Steeghs ve Casares, 2002).

2. Yeni Gözlemler

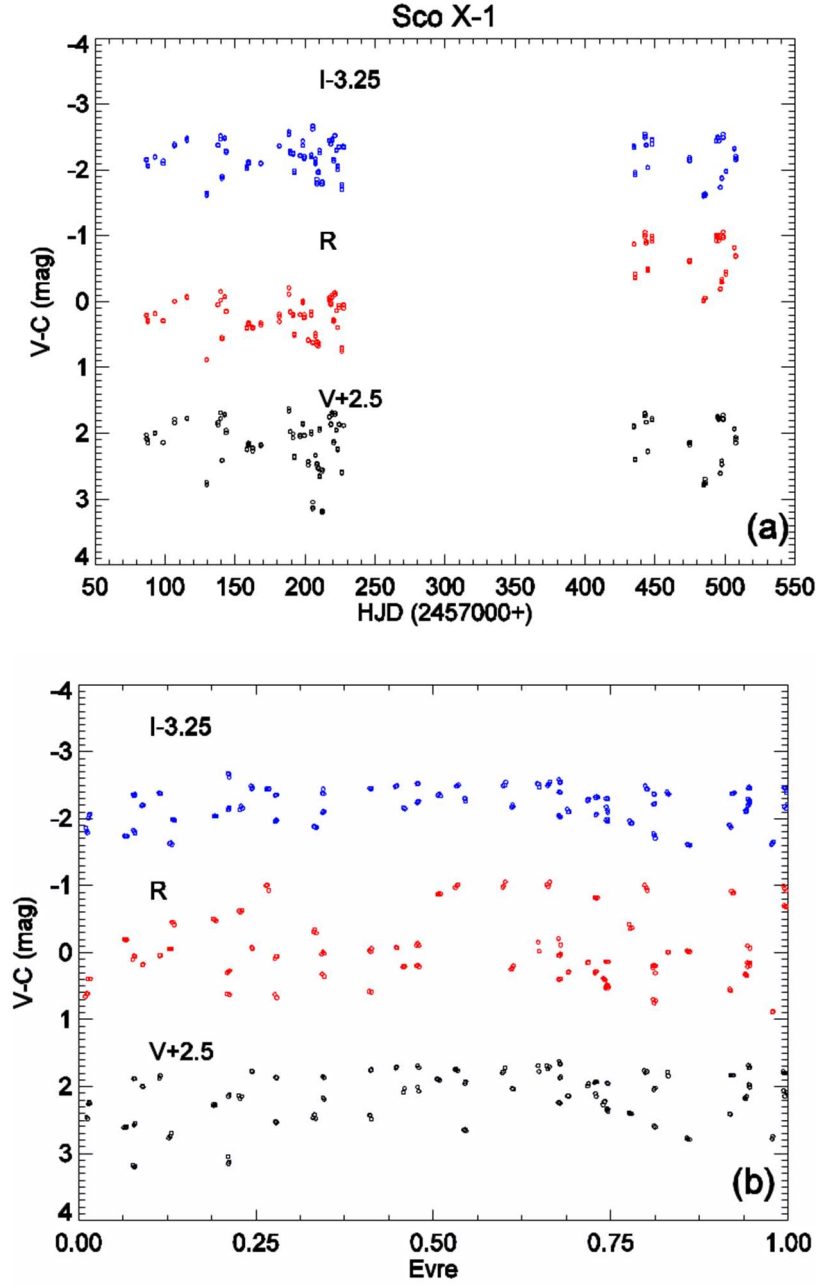
X-ışın çiftlerinin uzun dönemli ışık değişimleri bize bileşenlerin aktivite süreçleri hakkında bilgi sunar. Bu değişimler, bileşen yıldızın sahip olduğu yıldız aktivitesinin yanısıra sıcak yıldız rüzgarları ve bileşenin bozulmuş yapısı nedeni ile meydana gelmiş olabilir. Çalışmanın bu kısmında ön tür ya da geri tür bir bileşenden ve bir nötron yıldızından oluşan seçilmiş çift sistemlerin V, R ve I süzgeçlerindeki uzun dönemli ışık değişimleri ele alınmıştır. Yeni gözlemler TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi (TUG) yerleşkesinde bulunan 60cm çapındaki (T60) robotik teleskop ile yapılmıştır. İncelenen çift sistemler, hem X-ışın bölgede hem de optik bölgede değişimler göstermektedir. Bu nedenle olabildiğince uzun dönemli gözlemleri yörünge, aktivite değişimleri kaynaklı olası ışık değişimlerinin incelenmesi açısından oldukça önemlidir.

HZ Her sisteminin TUG T60 robotik teleskobu ile 5 Şubat 2015 tarihinde başlanan gözlemleri 2016'nın sonuna kadar sürdürülmüştür. Sistem V, R ve I süzgeçlerinde 5, 20 ve 60 saniye poz sürelerinde incelenmiştir. Elde edilen gözlemlerin uygun bias, dark ve flat görüntüleri kullanılarak fark fotometrisi yöntemi ile indirgemeleri ve zaman düzeltmesi yapılmıştır. V, R ve I süzgeçlerinde elde edilen gözlemlerin indirgemeleri sırasında IRAF paket programı kullanılmıştır. Bunun için her gözlem dönemi kendi içerisinde incelenmiştir. CCD alanında belirlenen mukayese yıldızları seçilerek her bir yıldız sistemi için fark fotometrisi elde edilmiştir. İndirgemeler sırasında 000-BBY-249 (AAVSO- 135, C1), 000-BBY-231 (AAVSO-132, C2), 000-BBY-232 (AAVSO-150, C3), 000-BBY-246 (AAVSO-136, C4) yıldızları görüntü alanında daha önce literatürde kullanılan seçtiğimiz mukayese yıldızlarıdır. Sistemin TUG T60 teleskobuyla elde edilmiş gözlemleri Şekil 1'de gösterilmektedir. Şekil 1a'da sistemin parlaklık değişimi HJD ye göre Şekil 1b'de ise evreye göre çizilmiştir. Bu şekilde sistemin 1.7 günlük döneminde meydana gelen değişim açıkça görülmektedir.



Şekil 1: Her X-1 sisteminin TUG- T60 teleskobuyla elde edilmiş V, R ve I süzgeçlerindeki zamana (a) ve evreye (b) göre parlaklık değişimi.

V818 Sco sisteminin TUG T60 Robotik teleskobuyla gözlemleri HZ Her'e benzer dönemlerde yapılmıştır. Sistem V, R, I filtrelerinde 5 ve 20 saniye poz sürelerinde gözlenmiştir. Elde edilen gözlemler uygun bias, dark, flat görüntüleri kullanılarak indirgenmiş, görüntü ve zaman düzeltmesi yapılarak fark fotometrisi elde edilmiştir. İndirgeme sırasında her gözlem dönemi kendi içerisinde incelenmiştir. Fark fotometrisi sırasında kullanıla mukayse yıldızları sırası ile; 000-BBX-352 (AAVSO- 115, C1), 000-BBX-347 (AAVSO-126, C2), ve 000-BBX-346 (AAVSO-113, C3) olarak alınmıştır. Sistemin elde edilen VRI renklerindeki ışık değişimi (V-C) Şekil 2'de gösterilmiştir.



Şekil 2: Sco X-1 sisteminin TUG- T60 teleskobuyla elde edilmiş V, R, ve I süzgeçlerindeki zamana (a) ve evreye (b) göre parlaklık değişimi.



3. Sonuçlar ve Tartışmalar

-Bu çalışmada LMXB sistemlerinden Her X-1 ve Sco X-1 çift sistemlerinin uzun dönemli fotometrik çalışması yapılmıştır. Bu sistemlere ilişkin gözlemler devam etmektedir. Yapılan gözlemlerden Her X-1 sisteminin gözlemlerinden (Şekil 1) yörünge dönemindeki değişim belirgin bir şekilde elde edilmiştir. Buna karşın uzun dönemdeki değişimine ilişkin değişimi ortaya koymak için devam eden yeni gözlemlere ihtiyaç duyulmaktadır. Sco X-1 sistemi Her X-1 sistemi gibi belirgin dönemsel değişim göstermiyor olsa bile gözlemlerden küçük değişimlerin olduğu görülmektedir (Şekil 2).

-Nötron yıldız bileşenli LMXB ve HMXB çiftlerine ilişkin çalışma İçli (2016) tarafından ele alınmıştır. Bu çalışmada optik gözlemlere ek olarak bilinen bu tür sistemlerin evrimi ve açısal momentum kayıp mekanizmaları ele alınmıştır. Düşük kütleli X-ışın çiftinin evriminde, yörünge açısal momentumun taşınması için manyetik yıldız rüzgarları (MSW) ve çekimsel ışıma önemli rol oynar. Geri tür yıldızlar özellikle kısa dönemli olanların madde atımı ve aktarımı ile önemli ölçüde açısal momentum transferi yaparlar (yakut ve Eggleton, 2005) buna karşın farklı süreçler ile ön tayf türündeki büyük kütleli yıldızlarda madde aktarımı daha şiddetli ve etkindir (Nathan 2014). Çekimsel ışıma ile momentum kaybı özellikle kısa dönemli X-ışın çiftlerinde daha önemlidir (bkz. İçli, 2016).

Bu çalışmada TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi'nde bulunan T60 ve T100 teleskopları kullanılmıştır. Gözlem projelerine verilen destekten dolayı TÜBİTAK'a teşekkür ederiz (Proje no:15CT100-916, 15AT60-776).

4. Kaynaklar

- Eldridge, J. J., 2004, PhD thesis Institute of Astronomy & Fitzwilliam College, University of Cambridge, 183p
Fender, R., 2006, 381–419, AIPC, 856, 23p
Gallo, E., 2010, Radio Emission and Jets from Microquasars, in Lecture Notes in Physics, 794, 85p
Giacconi, R., Gursky, H., Paolini, F. R. ve Rossi, B. B., 1962, Physical Review Letters, 9, 439-443p
Gonzalez-Galan, A., 2014, Universidad de Alicante, PhD Thesis Alicante, 283p
Gursky, H. & Schreier, E., 1975, The binary X-ray stars - The observational picture, 413-463 p
İçli, T., 2016, Yüksek Lisans Tezi, Fen Bilimleri Enstitüsü, Ege Üniversitesi.
Kalomeni, B., Nelson, L., Rappaport, S., Molnar, M., Quintin, J. and Yakut, K., 2016, eprint arXiv:1610.03051.
Kirk, J. G. & Trümper, J. E., 1983, Cambridge University Press, 261-285p
Leahy, D. A. & Abdallah, M. H., 2014, ApJ, 793,79, 10pp
Loore, C.W.H.DE & Doom C., 1992, ISBN 0-7923-1768-8, Belgium, 472p
Podsiadlowski, P., Rappaport, S. ve Pfahl, E. D., 2002, ApJ, 565, 1107p
Postnov, K., Shakura, N., Staubert, R., Kochetkova, A., Klochkov, D. ve Wilms, J., 2013, MNRAS, 435, 1147-1164p
Russell, D. M., Fender, R. P., Hynes, R. I., Brocksopp, C., Homan, J., ve ark., 2006, MNRAS, 371, 1334p
Russell, D. M., Fender, R. P. ve Jonker, P. G., 2007, MNRAS, 379, 1108p
Sandage, A., Osmer, P., Giacconi, R., ve ark., 1966, ApJ, 146, 316p
Steehhs, D. & Casares, J., 2002, ApJ, 568, 273-278p
Tananbaum, H., Gursky, H., Kellogg, E. M., Levinson, R., Schreier, E. ve Giacconi, R., 1972, ApJ, 174, L143p
Tutukov, A. & Yungelson, L., 1973, Nauchnye Informatsii, 27, 58p
van den Heuvel, E. P. J. & Heise, J., 1972, Nature Physical Science, 239, 67–69p
Wang, X. & Wang, Z., 2014, ApJ, 788, 184p
Nathan, S., 2014, ARA&A, 52, 487
Yakut, K., Eggleton, P. P., 2005, ApJ, 629, 1055

Manyetik Kataklişik Değişen WX Leonis Minoris: Optik Bölgede Tayf Uçlaşma Ölçümü

Demet Tutar Özdarcan^{1, 2*}, Paul S. Smith², Varol Keskin¹

¹Ege Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, İzmir, Türkiye.

² Department of Astronomy and Steward Observatory, University of Arizona, Tucson, Arizona, USA.

Özet: Bu çalışmada manyetik kataklişik değişen WX Leonis Minoris sisteminin zaman serisinde tayf uçlaşma ölçüm gözlemleri sunulmuştur. Sistemin manyetik alan özellikleri, dikine hızları ve görsel bölge çembersel uçlaşması belirlenmiştir. Maksimum çembersel uçlaşma takibi yapılarak beyaz cüce bileşenin dönme dönemi belirlenmiştir.

Anahtar Kelimeler: tayf uçlaşma ölçüm, çembersel uçlaşma, cyclotron, manyetik alan, manyetik kataklişik değişen, WX LMi

Abstract: In the scope of this study, time-series spectropolarimetric observations of magnetic cataclysmic variable WX Leonis Minoris are presented. Magnetic field properties, radial velocities and optical circular polarization of WX LMi are determined. Monitoring the maximum circular polarization, the spin period of the white dwarf component is obtained.

Key Words: spectropolarimetry, circular polarization, cyclotron, magnetic field, magnetic cataclysmic variables, WX LMi

1. Giriş

Manyetik kataklişik değişen (mCV) sistemler baş yıldızı bir beyaz cüce, yoldaş yıldızı ise Roche lobunu doldurmuş genellikle bir kırmızı cüceden oluşan çift yıldız sistemleridir (Warner 1995). Baş yıldızın yüksek manyetik alan şiddetine sahip olduğu bu sistemler, manyetik alanların çift yıldız sistemleri üzerindeki etkilerini araştırmak için uygun birer laboratuvarıdır. Bu sistemlerde ise baş yıldızın manyetik alan yoğunluğu yaklaşık 1-250 MG aralığındadır (Cropper 1990).

Yeğin manyetik alana sahip mCV sistemlerinin özellikle görsel bölge tayflarının sürekliliğinde birbirini takip eden akı artışları gözlenir. Bu artışlar tipiktir ve manyetik alan varlığında madde hareketi ile gerçekleşen cyclotron ışıınının varlığına işaret etmektedir. Tayf sürekliliğinde gözlenen bu akı artışları cyclotron harmonikleri olarak adlandırılırlar (Warner 1995). Cyclotron ışıını manyetik alan ve maddenin etkileşerek yüklü parçacıkları relativistik olmayan hızlarla ivmelendirmesi ile gerçekleşmektedir. Toplanma bölgesindeki iyonize olmuş akışta bulunan serbest elektronlar manyetik alan çizgileri boyunca relativistik olmayan hızlarda hareket ederken, manyetik alana dik yönde Lorentz kuvveti algırlarlar. Bu kuvvet nedeniyle elektronlar manyetik alan çizgileri boyunca sarmal yörüngelerde ivmeli hareket ederler (Jackson 1975; Warner 1995). Bu nedenle şok bölgesinin hemen üstünden cyclotron ışıını salarlar (Silva et al. 2011). Bu ışıınının uçlaşmış olduğu Ingham et al. (1976), Cropper (1990) ve Warner (1995) çalışmalarında da gösterilmektedir.

Manyetik kataklişik sistemlerin optik bölge tayf uçlaşma ölçümü çalışılması, sistemlerin manyetik alan yoğunluklarının doğrudan belirlenmesini sağlar. Uçlaşma ve eş zamanlı optik bölge tayfı birlikte değerlendirilerek cyclotron ışıını kaynağı harmonikler çözülür ve manyetik alan yapıları belirlenir. Zamana göre gözlenen maksimum uçlaşma miktarları ile uçlaşmış ışık kaynağının hareketi ve dolayısıyla mCV sistemlerindeki baş yıldız olan beyaz cüce dönme dönemi doğrudan hesaplanabilir. Ayrıca tayfta gözlenen salma çizgileri ile dikine hızlar çalışılabilir ve elde edilen dikine hız eğrisi ile yörünge parametreleri çözümlenebilir.

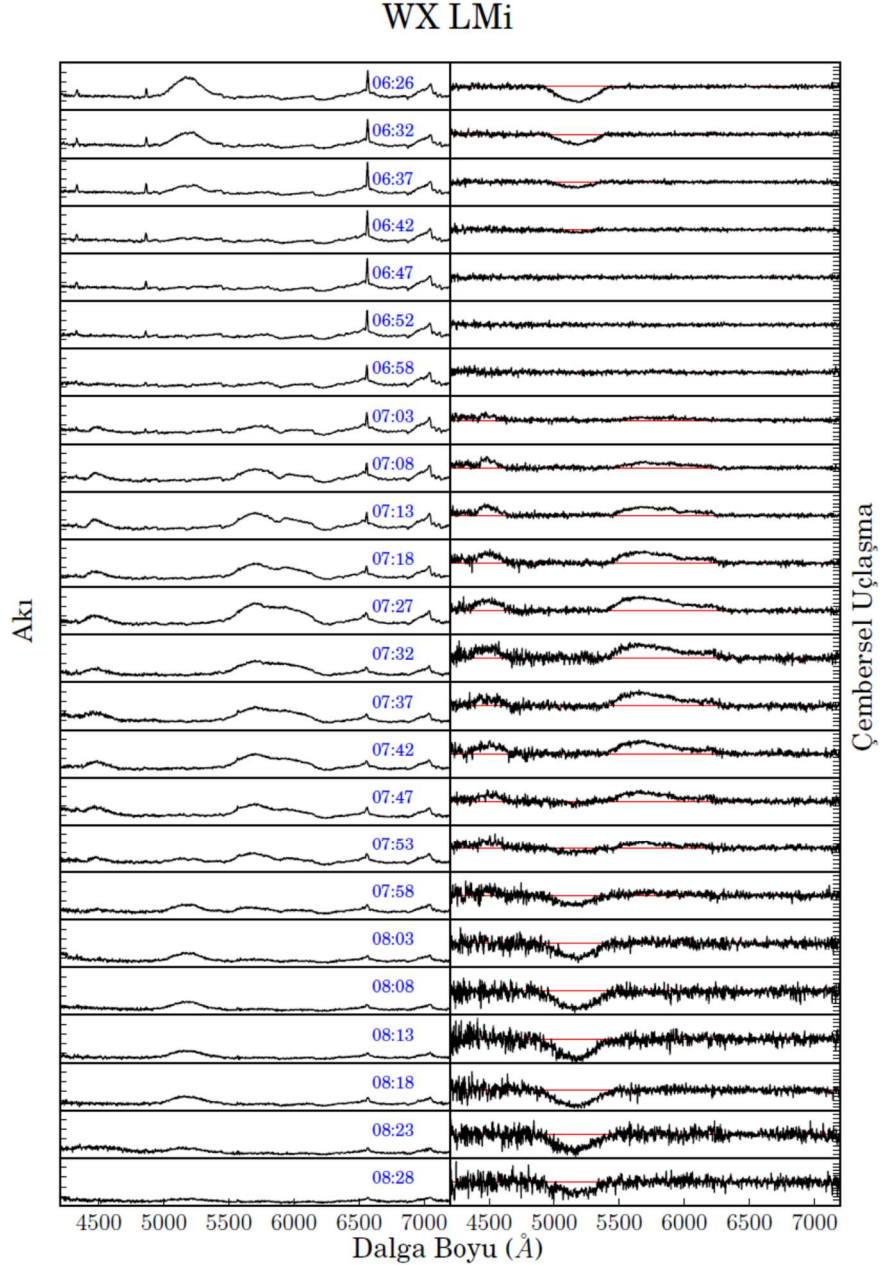
WX LMi Sistemi, Reimers et al. (1999) tarafından bir manyetik kataklişik değişen olarak duyurulmuştur. Reimers et al. (1999), WX LMi sisteminin yörünge dönemini, ışıkölçüm ve tayfölçüm verilerini kullanarak 2,79312 saat olarak bulmuştur. Vogel et al. (2007) ise sistemin yörünge dönemini 2,78216736 saat olarak fotometri ile hesaplamış ve ayrıca sistemin beyaz cüce dönme dönemini uzun dönem ışıkölçüm verileri ve tayf analizinden belirleyerek sistemde eşdönme görüldüğünü de belirtmiştir. Vogel et al. (2007) tayftan elde ettiği dönemleri hidrojen salma çizgileri ve yoldaş yıldıza ait sodyum soğurma çizgileri ile belirlemiştir.

Bu çalışmada sunulan WX LMi sisteminin optik bölge tayf uçlaşma ölçüm verileri ise 28 Nisan 2015 tarihinde, Smithsonian Enstitüsü ve Arizona Üniversitesi ortak tesisi olan Multiple Mirror Telescope Observatory (MMTO)'de Multiple Mirror Telescope (MMT) ile elde edildi. MMT, 6,5 m çapa sahip tek parça aynalı bir teleskoptur. Gözlemler, teleskop odak düzlemine SPOL (Schmidt et al. 1992) monte edilmiş olarak gerçekleştirildi. Bir CCD görüntüleme/tayfuçlaşmaölçer olan SPOL, uçlaşma ve iletim optiği birlikteliğinden oluşan ve görsel bölgede etkin olan bir tayfölçerdir. Sistem kendi kendine yetebilen, taşınabilen ve yüksek verimli olma özelliklerine sahiptir. 1990-1991 yıllarında Gary Schmidt ve H. S. Stockman tarafından dizayn edilmiş ve üretilmiştir. Polarimetre bölümü çift ışın özelliğine sahip olarak tasarlanmıştır. Sisteme dönen renksemez (akromatik) dalga plakaları ve Wollaston prizması da dahildir. Alıcı olarak kuantum etkinliği ~6500Å civarında %90 olan 1200×800 piksellik bir CCD kullanılmaktadır. Kullanılan kırınım ağı ile tayfsal çözünürlük 3800 Å ile 9000 Å arasında 4-15 Å olacak şekildedir.

*Sorumlu Yazar E-Posta: demettutar@gmail.com

2. WX LMi Tayf Uçlaşma Ölçümü

WX LMi sisteminin ilk tayf uçlaşma ölçüm gözlemleri bu çalışma ile dalga plakası başına 60 saniye poz süresi verilerek tek gecede ardışık 24 eş zamanlı görsel bölge ve uçlaşma tayfı olarak elde edildi. Elde edilmiş tüm ardışık tayflar kesintisiz olarak Şekil 1 ile gösterilmektedir.

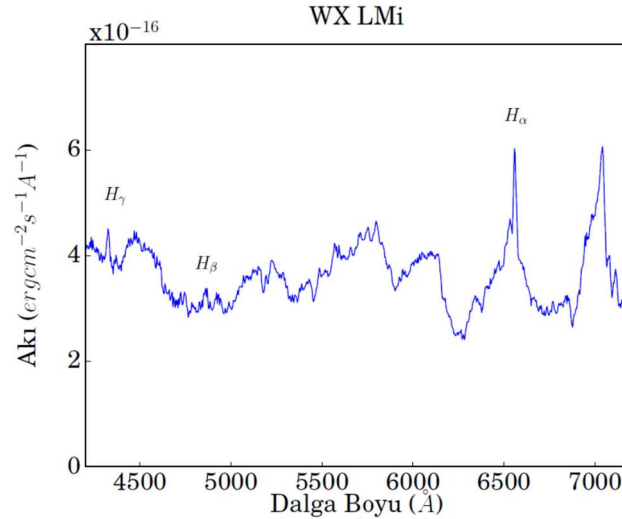


Şekil 1: Şekilde WX LMi sisteminin bir yörünge dönemi boyunca ardışık alınmış görsel bölge tayfı (sol kolon) ve eş zamanlı çembersel uçlaşma tayfı (sağ kolon) gösterilmektedir. Akı değerleri her bir panel için 0 ile $15 \times 10^{-16} \text{ erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1} \text{ Å}^{-1}$ arasında olup $3 \times 10^{-16} \text{ erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1} \text{ Å}^{-1}$ değerine eşit aralıklarla verilmektedir. Çembersel uçlaşma değeri ise kırmızı yatay düz çizgi sıfır düzeyini belirtmekle birlikte $- \%60$ ve $+ \%60$ aralığındaki uçlaşma yüzdesini göstermektedir. Tayflar, şekilde yer alan her bir panel üzerine eklenmiş UT sıralamasında gösterilmiştir.

Şekil 1’de WX LMi sisteminin görsel bölge tayflarında dikkat çeken yapılar öncelikle yeğin fakat yörünge döneminin yarısında ayırt edilebilir olan hidrojen Balmer salma çizgileri, tayfın soğuk tarafında baskın olan yoldaş yıldızda ait görsel bölge

tayfı ve zamanla değişen süreklilikteki yüksek akı artışlarıdır. Çembersel uçuşma tayflarında da oldukça yüksek uçuşma değerleri göze çarpmaktadır. Çembersel uçuşma verilerinde iki uçuşma bölgesine ait olan birbirinden farklı yapılar göze çarpmaktadır. Bu yapılardan ilki zamanla azalarak kaybolmakta ve yerini bir diğer uçuşma bölgesinden kaynaklı olan yapıya bırakmaktadır. Uçuşma verilerindeki bu yapılar görsel bölge tayflarında gözlenen süreklilik akı artışları ile eş zamanlı ve uyumludur. Çembersel uçuşmaların negatif veya pozitif olması yalnızca uçuşmanın yönünü belirtmektedir ve her iki farklı işaretli uçuşma miktarı da görsel bölge tayflarında süreklilik artışına yol açmaktadır. Negatif uçuşma da olsa uçuşma sürekliliğinin oluşturduğu tepe görüntüsü tayf üzerinde akı artışı olarak gözlenmektedir. Bir diğer dikkat çekici özellik ise eş zamanlı her iki tayfta da (görsel bölge tayfı ve uçuşma tayfı) süreklilik değişiminin yarattığı tepenin şeklinin birbiriyle aynı olmasıdır. Bu durum cyclotron ışımasının görsel bölgede ve uçuşmuş ışık sergilediğinin kanıtıdır. Cyclotron ışıması kaynaklı bu tepeler asimmetriktir ve pozitif uçuşma gösteren yapının çift tepeli olması dikkat çekicidir. Sistemde gözlenen maksimum negatif çembersel uçuşma değeri ise $\sim 50\%$ ve maksimum pozitif çembersel uçuşma değeri ise $\sim 33\%$ olarak belirlenmektedir. Bu yüksek uçuşma miktarları ile sistem tüm diğer polar sistemlerden farklı davranış sergiler.

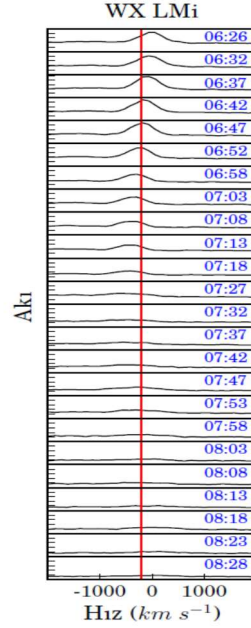
Görsel bölge tayflarının medyan değerleri Şekil 2 ile gösterilmektedir. Şekilde oldukça yeğin bir $H\alpha$ ve daha az yeğin olmakla birlikte $H\beta$ ve $H\gamma$ salma çizgileri görülmektedir. Yoldaş yıldızla ait herhangi bir soğurma çizgisi de gözlenmemiştir. 6500 Å değerinden daha uzun dalga boyu tarafında yoldaş yıldızla ait tayf etkileri baskındır. Bu etkiler tüm yörünge dönemi boyunca her görüntüde ortaya çıkmaktadır. Tayfin bu bölgesinde ayrıca metalik molekül bantları (TiO) da gözlenmektedir. Tüm diğer süreklilik artışları tek bir yörünge dönemi boyunca medyanı alınan cyclotron ışıması kaynaklı artışlardır.



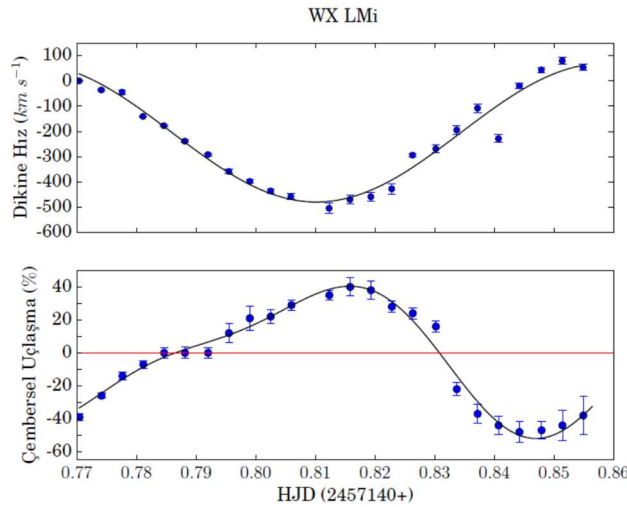
Şekil 2: WX LMi sisteminin bir yörünge dönemi gözlenen tüm tayflarının medyan ortalaması. En yeğin gözlenen salma çizgileri şekil üzerinde işaretlenmiştir. Tayfin uzun dalga boyu bölgesinde metalik bantlar dikkat çekmektedir.

Görsel bölge tayflarında herhangi bir soğurma çizgisi gözlenmediği için dikine hız incelemeleri en baskın çizgi olan $H\alpha$ salma çizgisi kullanılarak yapılmıştır. Şekil 3 ile $H\alpha$ salma çizgileri zaman sıralamasında verilmektedir. Salma çizgisi yörünge döneminin yarı zamanında süreklilik düzeyine inmektedir. Bu durum hesaplanan dikine hızların hatalarında artışa neden olmaktadır. Artan hatalara rağmen $H\alpha$ salma çizgisinin yörünge hareketi ile sistemik hız etrafında yaptığı değişim net olarak farkedilmektedir. Çünkü sistemin dikine hız genliği çok büyüktür.

Hesaplanan dikine hızlar ile Şekil 4 üzerinde üst panelde zaman sıralamasında yerleştirilerek sistemin bir yörünge dönemi boyunca elde edilen dikine hız eğrisine ulaşılmış olur. Şekil üzerinde dikine hız eğrisini en iyi temsil eden çember yörünge varsayımıyla hesaplanmış teorik yörünge sürekli çizgi ile gösterilmektedir. Şekil 4 üst panelde yer alan sürekli çizgi, tayfsal yörünge çözümü ile elde edilen ve dönemi $2,328 \pm 0,168$ saat olan çember yörünge temsilini belirtmektedir. Dikine hız hatalarının arttığı bölgede teorik eğriden sapmanın da fazla olduğu dikkat çekmektedir. Şekil 4 alt panel ise WX LMi için bir yörünge dönemi boyunca gözlenen maksimum çembersel uçuşmanın zamanla değişimini gösterilmektedir. Bu değişime uygulanan Fourier analizi ile iki baskın dönem elde edilir. Bu dönemler $1,920 \pm 0,072$ saat ile beyaz cüce dönme dönemini ve $1,056 \pm 0,048$ saat ile beyaz cüce üzerinde madde toplayarak cyclotron ışıması salan ikinci kutbun varlığını işaret eden dönemdir. Şekil 4 alt panelde her bir çembersel uçuşmuş tayf görüntüsünde gözlenen tepelere Gauss temsili geçirilerek belirlenen maksimum uçuşma değerleri ve Fourier temsili ile elde edilen teorik eğri gösterilmektedir. Burada teorik eğriden sapma miktarının fazlalığı dikkat çekicidir. Ayrıca maksimum uçuşmada negatif değerleri veren görüntüler üzerinde uçuşmaların hataları da artmaktadır. Bunun sistem kaynaklı olmayan bir nedeni de, verilerin sinyal/gürültü oranının azalması olabilir. Bu azalma, anlık gözlem koşullarında astronomik görüş değerinin gözlem sonuna doğru kötüleşmesinden kaynaklanmaktadır. Şekil 4'de verilen dikine hız eğrisi ve maksimum uçuşma değişiminin eş zamanlı incelenmesi ile, sistemin maksimum negatif dikine hızlara sahip olduğu anda maksimum pozitif çembersel uçuşma gösterdiği görülmektedir. Pozitif uçuşma kaynağı ile negatif uçuşma kaynağı arasındaki boylamsal fark $\sim 180^\circ$ 'den daha küçüktür. Negatif uçuşma kaynağının sistemin dikine hızının maksimum pozitif değere ulaşmadan hemen önce gözlemlendiği de belirtilmelidir.



Şekil 3: Şekil H_α salma çizgisinin hız alanında olan değişimini göstermektedir. Kırmızı dikey düz çizgi sistemik dikine hız değerini belirtmektedir. Her bir çizginin ait olduğu zaman UT olarak şekil üstünde belirtilmiştir.



Şekil 4: WX LMi sisteminin eş zamanlı dikine hız eğrisi (üst panel) ve maksimum uçlaşma dağılımı (alt panel) gösterilmektedir. Hesaplanan dikine hızlar göreceli dikine hızlar olup hataları her bir nokta üzerinde hata barları ile gösterilmektedir. Maksimum uçlaşma değerinin elde edilmesi için uçlaşma sürekliliğine geçirilen Gauss temsili kullanılmıştır. Burada hesaplanan değerlerin hataları, uçlaşma değerlerinin hesaplandığı tepe noktalarının standart sapma değerleridir. Sürekli çizgiler teorik temsilleri ifade etmektedir. Alt panelde görülen kırmızı yatay düz çizgi çembersel uçlaşmanın sıfır düzeyini temsil etmektedir.

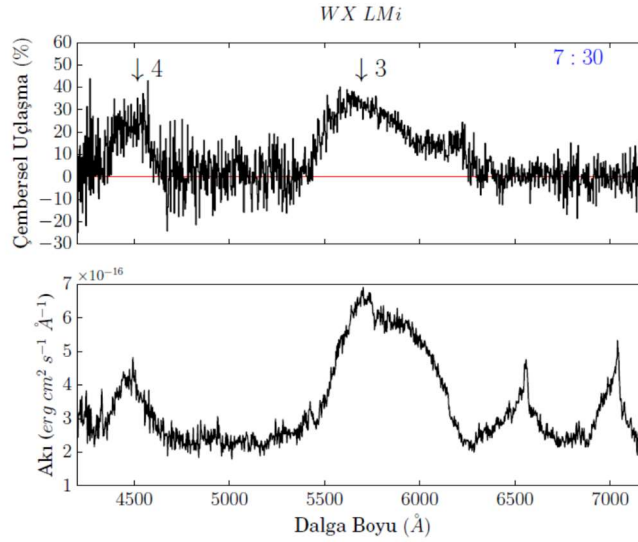
Şekil 5 ile WX LMi sisteminin maksimum pozitif çembersel uçlaşma gösteren görsel bölge tayfı ve çembersel uçlaşma tayfı birlikte verilmektedir. Burada tek çembersel uçlaşma tayfı üzerinde iki farklı harmonik bulunmaktadır. Bu harmoniklerin

numaraları cyclotron frekansı formülü $\frac{|e|B}{2\pi m_e c^2} = \frac{1}{\lambda_{(n+1)}} - \frac{1}{\lambda_{(n)}}$ yardımıyla 3 ve 4 olarak hesaplanır. Harmonikler tepe

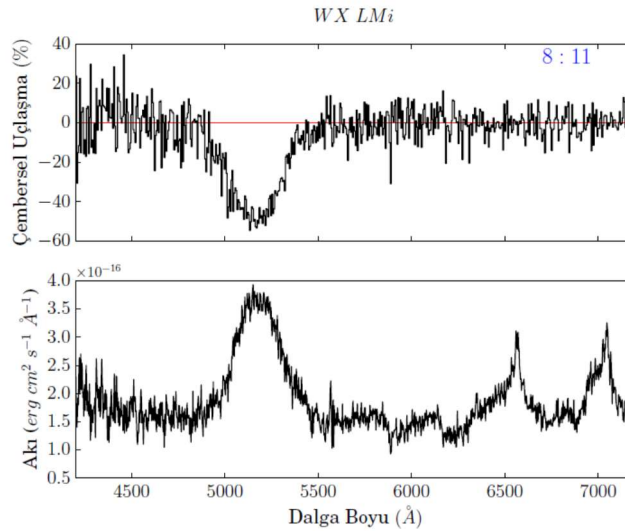
noktalarının bulunduğu dalga boyuna göre sırasıyla şekil üzerinde işaretlenmiştir. Uçlaşmalarda sinyal/gürültü oranı yükseldiği için uçlaşma miktarını belirlemede Gauss temsili kullanılmış ve maksimum pozitif değerli uçlaşma miktarı + %33 olarak belirlenmiştir. Uçlaşma tayfının sinyal/gürültü oranı tüm tayf boyunca aynı kalmayıp çembersel uçlaşma sinyalinin arttığı bölgelerde özellikle 3. harmonik için oldukça yükselmektedir. Sistemin eş zamanlı optik bölge tayfını gösteren alt panelde de çembersel uçlaşma değerindeki artış ile uyumlu görsel bölgedeki süreklilik akı artışı görülmektedir. Cyclotron

frekansını veren, $\omega_{ce(n)} = \frac{n|e|B}{2\pi m_e c}$, $n = 1, 2, 3, \dots$ formülü yardımı ile sistemin manyetik alan yegınlığı, 4484 Å ve 5660 Å dalga

boyuna yerleşmiş sırasıyla 4. ve 3. cyclotron harmonikleri ile 49 MG olarak hesaplanmıştır. Cyclotron frekans formülünde kullanılan kısaltmalarda ω_{ce} elektron cyclotron ışıını temel frekansını, n harmonik numarasını, e bir elektronun yükünü (elementary charge), m_e elektronun kütlesini, c ışığın boşluktaki hızını ve B de manyetik alan şiddetini temsil etmektedir. λ_n ise n . harmoniğin bulunduğu dalga boyu değeridir.



Şekil 5: WX LMi sisteminde maksimum pozitif çembersel uçlaşma gösteren uçlaşma (üst panel) ve görsel bölge tayfı (alt panel). Tayfın gözlem zamanı üst panel içinde UT olarak verilmiştir. Kırmızı düz çizgi uçlaşma için sıfır değerini belirtmektedir. Belirlenen harmonik numaraları yerleştikleri dalga boyunu işaret edecek şekilde üst paneldedir.



Şekil 6: WX LMi sisteminde maksimum negatif çembersel uçlaşma gösteren uçlaşma (üst panel) ve görsel bölge tayfı (alt panel). Tayfın gözlem zamanı üst panel içinde UT olarak verilmiştir. Kırmızı yatay düz çizgi uçlaşma için sıfır değerini belirtmektedir. Çembersel uçlaşma tayfında yalnızca tek harmonik gözlenmektedir. Gözlenen çembersel uçlaşma verisinin sinyal/gürültü oranı uçlaşmanın sinyalinin artmasıyla yükselmektedir. Burada gözlenen çembersel uçlaşmanın kaynağı olan cyclotron ışıını esasen süreklilik uçlaşmasını arttırdığı için tek tek çizgi uçlaşmaları ile hesaplama yapılmamıştır. Maksimum çembersel uçlaşma miktarı - %50 olarak belirlenmiştir.

Şekil 6 ile WX LMi sisteminin maksimum negatif çembersel uçlaşma değerini gösteren çembersel uçlaşma tayfı ve görsel bölge tayfı birlikte verilmektedir. Burada tek çembersel uçlaşma tayfı üzerinde sadece bir harmonik bulunmaktadır. Gözlenen tek harmoniğin numarasının belirlenebilmesi için cyclotron frekans formülü kullanılır. Tepe noktası 5171 Å dalga boyuna yerleşmiş maksimum -%50 uçlaşma gösteren bu tek yapı cyclotron ışıınının temel harmoniği, ikinci harmoniği veya üçüncü harmoniği olabilir. Bu durumlarda sırasıyla manyetik alan yegınlıkları 207, 104 veya 69 MG olarak hesaplanmaktadır.

Tayf üzerinde birden fazla uçuşma harmoniği gözlenmediği için manyetik alan değerlerine ait yalnızca bir alt ve üst sınır hesaplanabilir. Buna göre bu miktarda uçuşma gösteren kaynağın manyetik alan yeglinliği maksimum 207 MG ve minimum 69 MG olmalıdır. Burada dikkat edilmesi gereken nokta, bu iki sınır değerinden farklı olarak manyetik alan değerinin alabileceği tek ara değerin ise 104 MG olduğudur.

3.Sonuçlar ve Tartışma

WX LMi sistemi için elde edilen bilgiler yörünge dönemi, beyaz cüce dönme dönemi, maksimum uçuşma miktarları ve manyetik alan yeglinlikleri olarak özetlenebilir. Sistemin dikine hız eğrisinin tayfsal yörünge çözümünden elde edilen yörünge dönemi $2,328 \pm 0,168$ saat olarak bulunmuştur. Maksimum uçuşmanın değişiminden elde edilen en baskın dönem $1,920 \pm 0,072$ saat ve ikinci baskın dönemin ise $1,056 \pm 0,048$ saat olarak hesaplanmıştır. Bu dönemlere neden olan yapıların birbirinden boyamsal olarak $\sim 180^\circ$ değerinden daha az ayırık olan iki ışınım yapan bölgeye ait olduğu düşünülmektedir. Sistemin cyclotron ışınımı ile çembersel uçuşma sergilediği varsayımı altında manyetik alan değerinin maksimum %33 pozitif çembersel uçuşmış bölge için 49 MG ve maksimum %50 negatif çembersel uçuşmış diğer bölge için ise, 207, 104 veya 69 MG olabileceği sonucuna varılır. Sistem bugüne kadar en yüksek çembersel uçuşma gösteren sistemdir ve %50 uçuşma değeri synchrotron süreçleri ile elde edilebilecek uçuşma miktarlarına yaklaşmaktadır. Uçuşmanın bu denli yüksek olması, manyetik alan şiddetinin yüksek olması ve aktarılan maddenin cyclotron ışınımına katılmasının yanısıra, sistemde uçuşmayı bozucu etkilerin de diğer polar sistemlere göre daha az olduğunun bir kanıtıdır.

Hesaplanan manyetik alan yeglinliklerinin ve onların hesaplandığı yapıların işaretlerinin, konumlarının ve uçuşma miktarlarının ve işaretlerinin de farklı olması, bu yapıların farklı cyclotron ışınımı yapan bölgelere ait olduğunu göstermektedir. Ayrıca dönem analizlerinde ortaya çıkan iki baskın dönem de bu durumu kanıtlamaktadır. Bir yörünge dönemi boyunca görsel bölge ve uçuşma tayflarında gözlenen bu değişimleri ortaya çıkarabilecek beyaz cüce manyetik alan yapısı, her iki kutuptan da madde toplanan çift kutuplu ve merkezi beyaz cüce merkezinden kaymış olarak yerleşmiş manyetik alan yapısıdır.

Literatürde beyaz cüce dönme dönemi ile yörünge döneminin eşit olduğu ve sistemin eşdöndüğü farklı çalışmalarca vurgulanan WX LMi için elde edilen evrelerin analizleri, sistemin eşdönmeden bir farklılık gösterdiği ve bu farklılığın gözlem hataları dışında olduğu da vurgulanmaktadır. Bu farklılık Schwarz et al. (2001) tarafından belirtildiği gibi manyetik alanlar kaynaklı olabileceği gibi, sisteme ait görsel bölge tayf uçuşma verilerinin birden fazla yörünge dönemini kapsamaması kaynaklı da olabilir.

WX LMi sisteminin takibinde, uzun dönemli değişimler ve önceden öngörülemeyen fakat yüksek manyetik alanlar nedeniyle beyaz cüce dönme döneminde meydana gelebilecek ani değişimler gözlenmesi sürpriz olmayacaktır.

Bu çalışma 2014 yılı 2214/A Doktora Sırası Yurtdışı Araştırma Burs Programı, BiDEB 1059B141400376 numarası ile TÜBİTAK tarafından desteklenmiştir ve Tutar Özdarcan et al. (2017) çalışması ile yayınlanmıştır.

6. Kaynaklar

- Cropper, M., Mason, K. O., Allington-Smith, J. R., & et al., 1989, MNRAS, 236, 29.
Ingham, W.H., Brecher, K. & Wasserman, I., 1976, ApJ, 207, 518
Jackson, J.D., 1975, Classical Electrodynamics, 92/12/31, New York: Wiley, 1975, 2nd ed.
Reimers, D., Hagen, H.-J. & Hopp, U., 1999, A&A, 343, 157
Schmidt, G.D., Stockman, H.S. & Smith, P.S., 1992a, ApJ, Part 2 – Letters, 398, 1, L57
Schwarz, R., Schwöpe, A.D. & Staude, A., 2001, A&A, 374, 189
Silva, K.M.G., Rodrigues, C.V. & Costa, J.E.R., 2011, arXiv:1101.5568
Tutar Özdarcan, D., Smith, P.S. & Keskin, V., 2017, MNRAS, 468, Issue 3, 2923
Vogel, J., Schwöpe, A.D. & Gänsicke, B.T., 2007, A&A, 464, 647
Warner, B., 1995, Cambridge Astrophysics Series, Vol. 28

Seçilmiş RV Tauri türü Post-AGB Değişenler için Birinci İyonizasyon Potansiyeli Etkisinin Araştırılması Üzerine Bir Uygulama

Gizay Yolalan¹, Timur Şahin¹

¹Akdeniz Üniversitesi, Fen Fakültesi, Uzay Bilimleri ve Teknolojileri Bölümü, Antalya, Türkiye.

Özet: Bu çalışma kapsamında RV Tauri post-AGB yıldızları R Sct ve AU Peg'nin spektroskopik analizleri gerçekleştirilmiş ve elde edilen kimyasal bolluklar söz konusu bu evrimleşmiş yıldızlarda birinci iyonizasyon potansiyeli etkisinin (First Ionization Potential - FIP) araştırılması amacıyla değerlendirilmiştir. Bolluk analizi için kullanılan yüksek çözünürlüklü echelle tayflar ($R \approx 55000$) Texas Üniversitesi McDonald gözlemevi 2.1m lik Otto Struve ve Sandiford tayfçekeri ile alınmıştır. Tayflarında zonklama nedeniyle çizgi profil değişimleri gösterdikleri bilinen program yıldızlarının spektroskopik analizlerin gerçekleştirilmesi aşamasında Akdeniz Üniversitesi Yüksek Çözünürlüklü Yıldız Spektroskopisi (HRSS) grubunda geliştirilen kod ve yazılımlardan faydalanıldı. Bolluk analiz sonuçları R Sct yıldızında FIP etkisinin var olduğuna ve sergilediği bu etkinin Güneş'te görülen FIP etkisiyle uyum içersinde olduğunu işaret etmekte. AU Peg yıldızı için FIP etkisi ihmal edilebilir.

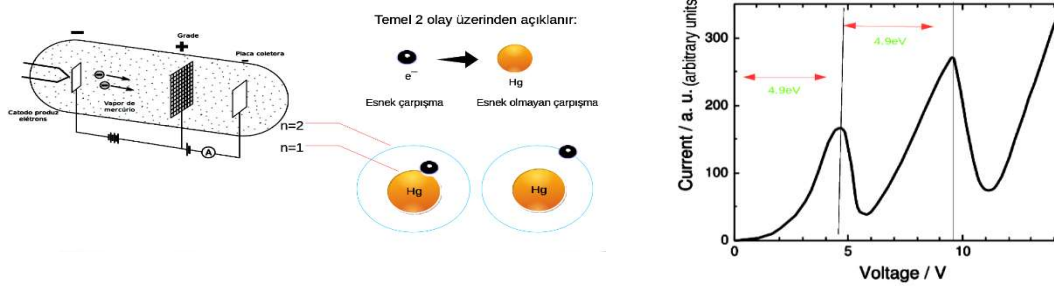
Anahtar Kelimeler: RV Tauri yıldızları, kimyasal kompozisyon, bolluk analizi, Post-AGB yıldızları

Abstract: In this study, we performed high resolution spectroscopic analyses of RV Tau type post-AGB stars R Sct and AU Peg. The yields were used to evaluate presence of first ionization potential effect. The high resolution echelle spectra ($R \approx 55000$) were obtained via 2.1m Otto Struve Telescope and Sandiford echelle spectrograph at the McDonald Observatory. The spectral range was 4800-5600Å. We used in-house developed codes by HRSS group to analyze the spectra for the program stars that are known to show line profile variations due to stellar pulsation. The analysis results indicate presence of FIP effect for R Sct. The effect of the FIP can be neglected for AU Peg.

Key Words: RV Tauri stars, chemical composition, abundances analysis, Post-AGB stars

1. Birinci İyonizasyon Potansiyeli Etkisi: Güneş, Güneş Benzeri ve Emrimleşmiş Yıldızlar

Bohr atom modelinin deneysel kanıtı olarak göze çarpan Frank-Hertz deneyi esnek ve esnek olmayan çarpışmaların doğasının anlaşılmasında önemli bir rol oynar. Deney kapsamında Hg atomları ile dolu tüp içindeki elektrotlara uygulanan (hızlandırıcı) gerilim sayesinde Hg atomlarıyla etkileşime geçen elektronlar kazandıkları kinetik enerji ile hem esnek hem de esnek olmayan bir çarpışma gerçekleştirirler. Şekil-1 de içerilen akım-gerilim grafiği bu süreci özetler niteliktedir: Grafikteki yükseltiler esnek olmayan çarpışmaları, gözlenen düşüşler ise esnek çarpışmaları temsil etmektedir. Ardışık tepeler arası 4.9 eV luk fark Hg'nin uyarılma potansiyelini temsil eder. Uygulanan gerilim atomun son yörüngesinde bulunan elektronu kopararak serbest hale geçmesi (iyonizasyon) tayfta çizgi oluşumuna sebep olur. Söz konusu bu süreç için gerekli minimum enerji iyonizasyon potansiyeli olarak tanımlanır.

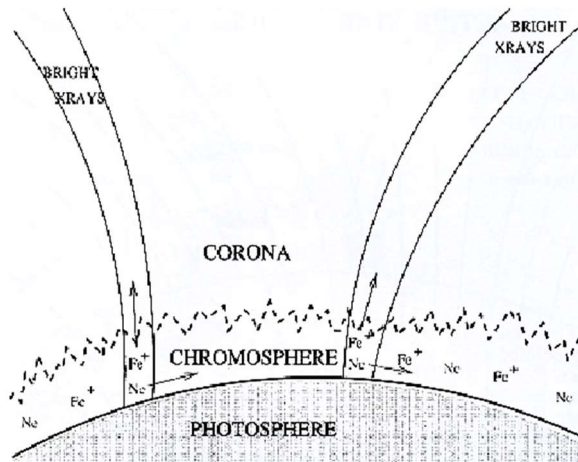


Şekil 1: Soldaki şekil Frank-Hertz deney düzeneğini betimler. Sağdaki grafik ise deneyin sonucunu gösterir.

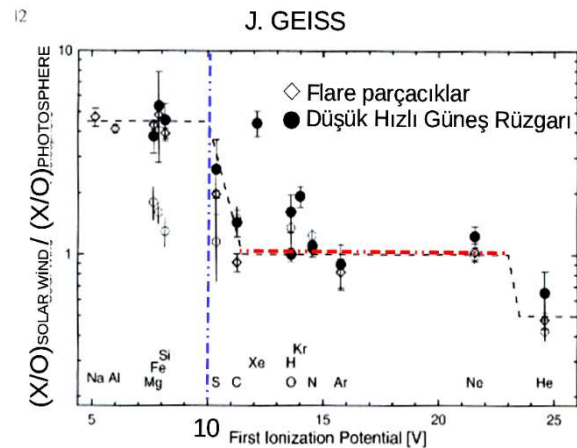
Yıldız spektroskopisinde tayfta gözlenen elementlerin iyonizasyon potansiyelleri temelinde incelenen etki (FIP) ise tanımladığımız FIP etkisi ilk olarak Güneş'te, ışık küre (fotosfer) ve taç küre (korona) kompozisyonunda yer alan farklı elementlere ait fotosferik ve koronal bolluk değerleri arasında gözlenen bolluk farklarının açıklanması amacıyla kullanılmıştır.

*Sorumlu Yazar E-Posta: timursahin@akdeniz.edu.tr

(Pottash, 1963; Meyer, 1985a,b; Geiss, 1982). Söz konusu bolluk anomalisi FIP değeri 10 eV dan küçük olan elementlerin fotosferik bolluklarında azalma şeklinde kendini gösterir (i.e. FIP etkisi). Gözlenen bolluk anomalisini manyetik aktivite ile ilişkilendirmek mümkündür. Bu betimlemede (bkz. Şekil-2) teori, fotosferden koronaya uzanan manyetik akı tüplerinin, FIP değeri 10 eV dan küçük (Mg, Si, Fe gibi) fotosferik elementlerin tuzaklanarak taç küreye taşınımını öngörür.

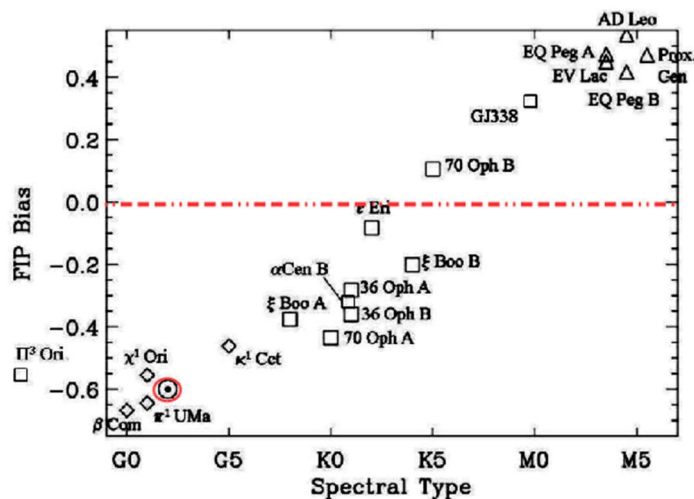


Şekil-2: FIP etkisinin işleyiş mekanizmasını özetlemektedir. Öyle ki manyetik alan ilmekleri tarafından tuzaklanan iyonize elementler ışık küreden taç küreye taşınır.



Şekil 3: Geiss (1982) tarafından gerçekleştirilen Güneş analizi ve taçküre bolluklarının Greveese (1989) tarafından belirlenen fotosferik bolluklara oranı. FIP değeri 10 eV'un altındaki elementler taç kürede daha fazla miktarda bulunmaktadır. Kırmızı çizgi, koronal ve fotosferik bollukların eşitliğini temsil etmektedir.

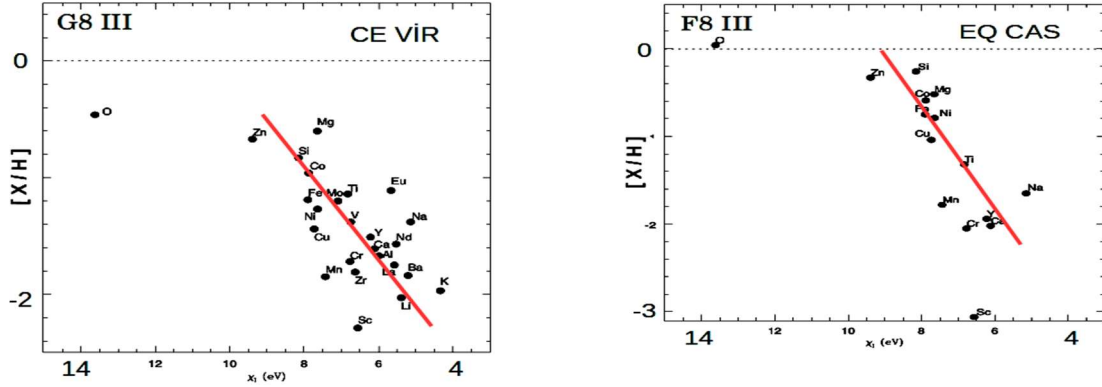
Fotosferik bolluk düşüşü ile ilişkilendirilen bu taşınım ile ilgili olarak Geiss (1982) tarafından gerçekleştirilen bağımsız bir çalışma (bkz. Şekil-3) Güneş fotosferik sıcaklığı gözönüne alındığında FIP değeri 10 eV un altındaki elementlerin fotosferik bolluklarındaki düşüşü anlaşılar kılar niteliktedir. Farklı tayf türünden anakol yıldızları için ise fotosferik ve koronal bolluk farkının (i.e. FIP bias) ilginç bir davranış sergilediği görülmektedir. (Laming 2015; bkz. Şekil-4) . Burada FIP bias < 0 olan yıldızlar Güneş benzeri bir davranış sergilerken, FIP bias > 0 yıldızların ise ters FIP etkisini gösterdikleri görülmektedir.



Şekil 4: Laming, 2015’den alınan şekilde G0 tayf türünden M5 tayf türünden olan Güneş gibi anakol yıldızlarının FIP bias ($[X/H]_{ışık küre} - [X/H]_{taç küre}$) değerleri grafike edilmiştir. Güneş bu grafikte kendi sembolüyle belirtilmiş olup kırmızı çemberle belirtilmiştir. Buna göre Güneş’te görülen ışık küre ve taç küre arasındaki bolluk farkının değeri -0.6 dir.

Literatürde dev ve süperdev yıldızlar üzerine gerçekleştirilen ve FIP etkisini mercek altına alan çalışmaların ise son derece az sayıda oldukları göze çarpmaktadır. CE Vir yıldızı için Rao ve Reddy (2005) ve EQ Cas için Giridhar ve ark. (2004) tarafından gerçekleştirilen çalışmalara ait analiz sonuçları Şekil-5'te sunulmaktadır. Her iki yıldızda da FIP etkisinin varlığı net bir şekilde görülmektedir. Benzeri çalışmalar, FIP etkisi çerçevesinde evrimleşmiş yıldızlarında Güneş benzeri bir davranış sergilediklerine işaret etmektedir. Galaksimizde rapor edilen 300'ün üzerinde post-AGB yıldızı mevcuttur. GCVS

katalogunda RV Tau türü alt guruba ait 154 adet kaynak listelenmektedir. Söz konusu bu yıldız evrim sürecindeki yıldızların tayfsal analizleri, yoğun kütle kaybı ve zonklama temelli değişimlerin etkisi nedeni ile tayfsal analizleri problemlili olan AGB evrim aşamasındaki yıldızlar için çekirdek sentez teorisinin (e.g. s- ve r- process) sınanması ve doğasının anlaşılması aşamasında da önemli bilgiler sağlar. Aynı zamanda Galaksilerin kimyasal yapılarının ortaya konması (i.e. Galaktik Evrim



Şekil 5: Soldaki grafik Rao ve Reddy, 2005 çalışmasında RV Tau yıldızlarından Ce Vir için FIP etkisini göstermektedir. Sağdaki grafik Gridhar ve ark. tarafından RV tau yıldızı olan EQ Cas için FIP etkisinin varlığını göstermektedir.

Modelleri - GCE) ve değerlendirilmesi aşamasında da önemli bir rol oynarlar. Karakteristik olarak iki tepeli bir enerji dağılımı ile temsil edilen post-AGB yıldızlarının bir alt gurubu oldukları düşünülen RV Tauri yıldızları, yarı düzenli bir fotometrik değişim sergileyen (Type-2 türü) Cepheid yıldızlarıdır. Spektroskopik olarak RVA, RVB, RVC olarak üç sınıfta incelenirler (Preston ve ark.,1963) ve F, G, ve K tayf türlerine sahiptirler. GCVS (General Catalogue of Variable Stars) kataloguna göre galaksimizde 154 adet RV Tau yıldızı bulunmaktadır.

2. Tayfsal Gözlemler ve Analiz

Çalışma kapsamında FIP etkisini incelediğimiz RV Tau türü değişenler AU Peg ve R Sct için echelle tayflar McDonald Gözlemevi'ndeki 2.1m lik Otto Struve teleskopuna bağlı Sandiford tayfçekeri ile 2008- 2011 yılları arasında elde edilmiştir. Tayflar için tipik sinyal gürültü oranları 300-530 arasında değişmektedir. Söz konusu tayflar 4800 - 5600 Å dalgaboyu aralığında elde edilmiştir. Tayfların ön indirgeme işlemleri (sıfır seviye, kara akım, düz alan ve yüksek enerjili parçacık etkileri) ve dalgaboyu kalibrasyonu IRAF'ta, süreklilik normalizasyonu, merging (orderların birleştirme işlemi), dikine hız düzeltmesi ve fits dosyalarının 2D (dalgaboyu-akı) ascii formatına dönüşümleri HRSS gurubu tayfsal analizleri için geliştirilmiş RADVELAS kodu yardımıyla gerçekleştirilmiştir.

3. Çizgi Seçimi, Model Atmosferler ve Bolluk Analizi

Çizgi teşhisleri ve eşdeğer genişlik ölçümleri de yine IDL ortamında gerçekleştirilmiştir. Ölçülen eşdeğer genişliklerin bolluklara dönüştürülmesi aşamasında 1D LTE koşulu altında, ATLAS9 programı yardımıyla ile oluşturulan model atmosferler ve MOOG (Sneden, 1973) tayfsal analiz kodu kullanılmıştır. Analiz için güncel atomik veriler derlenmiş ve söz konusu verilerin güvenilirliği Güneş tayfı kullanılarak test edilmiştir. Çalışma kapsamında FIP etkisinin irdelenmesi aşamasında Çizelge 1 ve 2'de içerilen [Element/H] değerlerinin hesaplanmasında hesaplanan Güneş bollukları kullanılmıştır.

4. Bulgular

R Sct için elde edilen model atmosfer parametreleri (etkin sıcaklık, çekim ivmesi, metaliste ve mikrotürbulans hızı) sırasıyla; 4625 K, 0.77 (cgs), -0.73 dex ve 4.25 km/s. Bu model parametreleri çerçevesinde elde edilen bolluklar Çizelge 1'de sunulmuştur. Söz konusu yıldız için çalışma kapsamında belirlenen bolluklar yardımıyla tespit edilen FIP etkisi Şekil 6'da betimlenmektedir.

AU Peg için elde edilen model atmosfer parametreleri sırasıyla; 6400 K, 2.30 (cgs), 0.12 dex, 5 km/s. Bu model parametreleri çerçevesinde elde edilen element bollukları ve FIP etkisinin irdelenmesine ilişkin temsili çizim sırasıyla Çizelge 2 ve Şekil 7'de sunulmaktadır.

FIP etkisinin incelenmesine yönelik ön sonuçların sunulmuş olduğu bu çalışma yüksek lisans tez çalışmasının da bir parçasını oluşturmaktadır. Analizler hali hazırda devam etmektedir. Güncel atomik veri ve analiz yöntemleri ile gerçekleştirilen ve çok sayıda RV Tau türü değişeni içermesi planlanan bu çalışmanın genel geçer FIP etkisinin fiziki doğasının anlaşılması

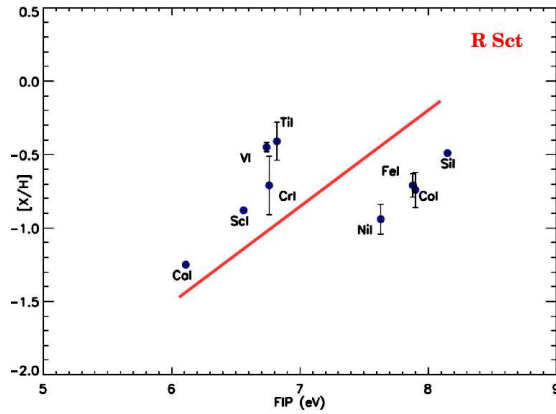
aşamasında literatüre katkı sağlaması planlanmaktadır.

Hali hazırda toplamda sayıları 45'i bulan RV Tau türü post-AGB değişen yıldız için tayfsal analiz devam etmektedir.

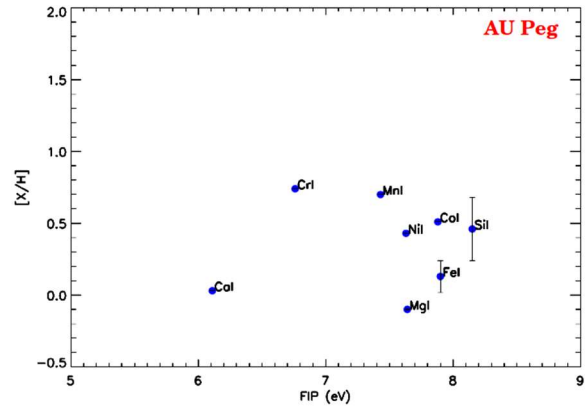
- R Sct

Species	$\log \epsilon_{\star}$	[X/H]	[X/Fe]	$\log \epsilon_{\odot}$	$\log \epsilon_{\odot}$ Asplund(2009)	FIP(eV)	lines
FeI	6.92	-0.74	-0.00	7.66 ± 0.04	7.50 ± 0.04	7.90	29
CrI	4.90	-0.71	-0.03	5.61 ± 0.05	5.64 ± 0.04	6.76	2
TiII	4.61	-0.41	+0.33	5.02 ± 0.02	4.95 ± 0.05	6.82	11
CoI	4.23	-0.71	+0.03	4.94 ± 0.01	4.99 ± 0.07	7.88	4
ScI	2.25	-0.88	-0.14	3.13 ± 0.00	3.15 ± 0.04	6.56	1
VI	3.59	-0.45	+0.29	4.04 ± 0.01	3.93 ± 0.08	6.74	3
SiII	7.05	-0.49	+0.25	7.54 ± 0.00	7.51 ± 0.03	8.15	1
CaI	5.19	-1.25	-0.51	6.44 ± 0.00	6.34 ± 0.04	6.11	1
NiII	5.28	-0.94	-0.20	6.22 ± 0.20	6.22 ± 0.04	7.63	9

Çizelge 1 : Otto Struve teleskopundan yüksek çözünürlüklü, 4850-5680 dalgaboyu aralığında alınan R Sct tayfinin kimyasal bolluk analizinin sonuçları tabloalanmıştır.



Şekil 6: Çizelge 1’de rapor edilen bolluklar çerçevesinde FIP etkisinin varlığı R Sct yıldızında gösterilmiştir.



Şekil 7: Çizelge 2’de rapor edilen bolluklar çerçevesinde FIP etkisinin varlığı AU Peg yıldızında gösterilmiştir.

AU Peg

Species	$\log \epsilon_{\star}$	[X/H]	[X/Fe]	$\log \epsilon_{\odot}$ Asplund(2009)	FIP(eV)	lines
FeI	7.63	+0.13	-0.00	7.50 ± 0.04	7.90	11
CrI	6.38	+0.74	+0.61	5.64 ± 0.04	6.76	1
CoI	5.50	+0.51	+0.42	4.99 ± 0.07	7.88	1
SiII	7.97	+0.46	+0.33	7.51 ± 0.03	8.15	2
CaI	6.37	+0.03	-0.10	6.34 ± 0.04	6.11	1
NiII	6.65	+0.43	+0.30	6.22 ± 0.04	7.63	1
MnI	6.09	+0.70	+0.57	5.39 ± 0.05	7.43	1
NaI	7.80	+1.56	+1.43	6.24 ± 0.04	7.80	1
MgI	7.50	-0.10	-0.23	7.60 ± 0.04	7.64	1

Çizelge 2: Otto Struve teleskopundan yüksek çözünürlüklü, 4850-5680 dalgaboyu aralığında alınan AU Peg tayfinin kimyasal bolluk analizinin sonuçları tabloalanmıştır.



5. Kaynaklar

- Anders, E., & Grevesse, N. 1989, *Geochim. Cosmochim. Acta*, 53, 197
Asplund, M., Grevesse, N., Sauval, A. J. and Scott, P., 2009, , *Annu. Rev. Astron. Astrophys.*, **47**, 481–522.
Giridhar S., Lambert D. L. & Gonzalez G., 2000, *ApJ*, 531 : 521-536
Kukarkin B. V., 1958, in Roman N. G., ed., *Comparison of the Large Scale Structure of the Galactic System with that of Other Stellar Systems Vol. 5 of IAU Symposium, Variable stars and problems of general structure of galaxies.* p. 49
Laming J. M. 2015, *Living Rev. Solar Phys.*, 12, 2
Meyer, J.-P., 1985a, “, *Astrophys. J. Supp.*, 57, 151–172.
Meyer, J.-P., 1985b, *Astrophys. J. Supp.*, 57, 173–204.
Preston, G. W., Krzeminski, W., Smak, J. & Williams, J. A. 1963, *ApJ*, 137, 401
Rao, N. K., & Reddy, B. E. 2005, *MNRAS*, 357, 235
Szczerba R., Siódmiak N., Stasińska G. & Borkowski J., 2007, *A&A*, 469, 799

Genel Göreliliğin Modifikasyonları: Karanlık Madde ve Karanlık Enerji

Ali Nur Nurbaki^{1*}, Salvatore Capozziello², Cemsinan Deliduman³, A. Talât Saygıç⁴

¹İstanbul Üniversitesi, Fen Bilimleri Enstitüsü, İstanbul, Türkiye.

²Universita di Napoli Federico II, Dipartimento di Scienze Fisiche, Napoli, Italy

³Mimar Sinan Güzel Sanatlar Üniversitesi, Fen-Edebiyat Fakültesi, Fizik Bölümü.

⁴İstanbul Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, İstanbul, Türkiye.

Özet: Burada karanlık enerji ve karanlık madde bağlamında genel göreliliğin modifiye edilmesi esasına dayalı olan teoriler genel olarak tanıtılacak; motivasyon kaynakları, çalışma prensipleri, avantaj ve dezavantajlı yönleri incelenecek ve $f(T)$ teorisi için örnekler verilecektir.

Anahtar Kelimeler: karanlık madde, karanlık enerji, modifiye kütleçekimi, $f(T)$ teorisi.

Abstract: Here the theories based on modification of general relativity in the context of dark matter and dark energy will be introduced in general; motivation sources, proceeding principles, advantageous and disadvantageous aspects will be examined and examples will be given for $f(T)$ theory.

Key Words: dark matter, dark energy, modified gravity, $f(T)$ theory

1. Giriş

Genel görelilik teorisi (GG) ortaya atıldığı dönemden itibaren araştırmacıların odak merkezi haline gelmiştir. Hem Güneş Sistemi ölçeğinde hem de kozmolojik ölçekteki gözlemlere uzun süre uyum göstermiştir. Uzay-zamanın geometrisini enerji ve momentum dağılımına bağlayan 10 adet doğrusal olmayan, çiftlenimli kısmi diferansiyel denklemden ibaret olup çözümleri zordur.

$$R_{\mu\nu} - \frac{1}{2}Rg_{\mu\nu} = 8\pi GT_{\mu\nu}. \quad (1)$$

Einstein tarafından ilk ortaya atıldığı zamanlarda, denklemlerin kozmolojik kabuller altında kararlı ve sabit bir Evren vermediği kanısından hareketle o zamanın kozmolojik kabullerine uygun olarak denklemlere bir kozmolojik sabit eklenmiştir.

$$R_{\mu\nu} - \frac{1}{2}Rg_{\mu\nu} + \Lambda g_{\mu\nu} = 8\pi GT_{\mu\nu} \quad (2)$$

Bu haliyle denklemler artık sabit ve kararlı bir Evren öngörmektedir.

Hubble'ın 1929 gözlemleri sonucunda ortaya çıkan, Evren'in genişlemesi olgusu bu sabitin gereksiz olduğunu göstermiş ve Einstein'ın kariyerinin en büyük hatası olarak gördüğü bu genel göreliliğin ilk modifikasyonu başarısızlık, daha doğrusu gereksizlikle sonuçlanmıştır.

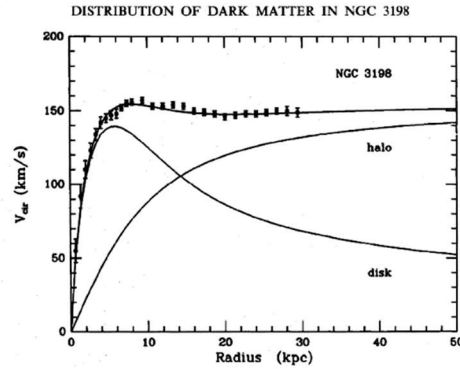
Kozmolojik sabit fikri Einstein'dan sonra da farklı motivasyonlar ile canlandırılrsa da genel olarak kabul görmemiştir. Bunun sebebi bu motivasyonların daha çok teorik kaynaklı olup, teorik camianın genel olarak denklemlerin sol tarafını doğru kabul etme eğiliminde olmasıdır.

Gözlemsel motivasyon ise çok sonraları 1999'da yapılan Tip Ia Süpernova (Tip Ia SN) gözlem sonuçlarından gelmiştir. Buna göre $z \sim 0.5$ mertebesindeki SN'lar beklenenden 0.25 kadar daha sönük gözlenmiştir. Bu ise yaklaşık 6 milyar ışık yılı uzaktaki süpernovaların beklediğimizden daha az kırmızıya kaydığını yani 6 milyar yıl önce Evren'in daha yavaş genişlediği, sonradan artan hızlarla genişlemekte olduğu sonucunu doğurmuştur. Bu şaşırtıcı sonuç, gözlem gruplarının liderlerine Nobel ödülü kazandırırken, bilim camiasının tam manası ile bir el alışkanlığı sonucu denklemlerin sol tarafına bir kozmolojik sabiti kondurulmuştur.

İkinci bir yaklaşım ise kozmik ivmelenmeye sebep olan olgunun denklemlerin sağ tarafına hal denklemi $w = -1$ olan bir "karanlık enerji" teriminin gerekli olduğu görüşüdür.

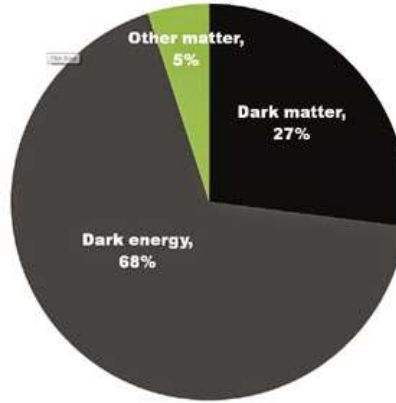
Bu iki yaklaşım arasındaki fark, teorinin, denklemlerin sol tarafına tekabül eden geometri kısmının mı eksik ya da yetersiz olduğu yoksa sağ tarafına tekabül eden enerji-momentum kısmının mı yetersiz tanımlanarak eksik gözlemlendiği şeklindeki yorum farkından kaynaklanmaktadır. Eğer denklemlerin geometrik (sol) tarafının doğru ve yeterli belirlendiği kabul edilecek olursa o zaman gözlemlerle olan uyumsuzluğun yeni madde-enerji formlarını işaret ettiği, Evren'in henüz gözleyemediğimiz egzotik enerji formlarına ev sahipliği yaptığı gibi bir sonuçla karşı karşıya kalınacaktır. Aynı durum karanlık madde kavramının ortaya atılmasında da yaşanmıştır. Galaksilerin dönüş eğrilerinin, gözlenen kütle dağılımıyla uyum göstermemesi (bkz. Şekil 1), galaksi küme gözlemlerinde beklenen dinamiklerin gözlenememesi gibi durumların bir ürünü olarak denklemlerin geometri kısmı doğru kabul edilmiş, gözlemlerle tutarlığın tesisi için gözlenemeyen madde formları araştırılmaya başlanmıştır.

*Sorumlu Yazar E-Posta: ali.nurbaki@ogr.istanbul.edu.tr



Şekil 1: NGC 3198 galaksisine ait dönüş eğrisi. disk kısmındaki gözlenen madde dağılımına bakıldığında merkez noktasından yarıçapa bağlı olarak artması tümsek bölgeden sonra dönüş hızlarının düşmesi beklenmektedir. Oysa ki tümsek bölgesine kadar dönüş hızları beklendiği gibi artmakta ancak daha sonra sabit kalmaktadır. Dolayısı ile gözlenen dinamiği açıklayabilmek için halo bölgesinde gözlenememiş bir kütle dağılımı olduğu varsayılmaktadır. (<http://physicsanduniverse.com>)

Onlarca yıldır yapılan araştırmalar ve gözlemler neticesinde karanlık madde için bazı güçlü adaylar bulunsa da (WIMP, MACHO vb.) tesbit edilen gözlenememiş madde miktarı mevcut beklentilerin çok çok altında kalmaktadır.



Şekil 2: Evrende gözlenen madde-enerji dağılımı. Genel görelilik kuramının geometrik terimleri doğru kabul edildiği takdirde doğrudan gözlenebilen madde-enerji miktarı var olması gerekenin sadece ~%5'ine tekabül etmektedir. Bu durum genel göreliliğin olduğu gibi kabullenilmesi fikrine şüphe ile yaklaşılmasına neden olmaktadır. (scientificnutshell.com, 2015)

Gerek karanlık madde arayışlarının beklenen sonuçları verememesi gerekse kozmik ivmelenme ve akabinde öne sürülen karanlık enerji, kozmolojik sabit gibi kavramların bazı çevrelerce çok tatmin edici bulunmaması, son yıllarda bir kısım araştırmacıyı GG teorisinde modifikasyon yapma yolunda motive etmiştir. Esasen GG modifikasyonu fikri karanlık madde ve karanlık enerji gibi motivasyonlardan önce hatta GG'in ortaya atıldığı yıllara kadar uzanmaktadır.

Bu erken dönem modifikasyonlarının en önemli motivasyonu tabiatın temel kuvvetlerini tek bir teoride birleştirme isteğidir. Genel göreliliği üç şekilde modifiye etmek mümkündür (Lovelock, 1971):

1. Lagrangian'a skaler alan(lar) eklemek (skaler-tensör teorileri)
2. Teoriye ekstra boyut(lar) eklemek (Kaluza-Klein tipi teoriler)
3. Lagrangian'a yüksek dereceden eğrilik terimleri eklemek. ($f(R)$, $f(R, T)$, $f(G)$, vs)

2. $f(R)$ Teorisi, Karanlık Madde/Karanlık Enerji

Bu çalışmada Lagrangian'a yüksek dereceden eğrilik terimlerinin eklendiği teoriler üzerinde durulacaktır. Bilindiği üzere GG teorisinin Lagrangian'ı sadece Ricci invariantından ibarettir. Bu, teorisinin minimal çiftlenim ön kabulünün bir gereğidir. GG'i daha genel formlara dönüştürerek modifiye etme fikri, minimal çiftlenim fikrine tercih edilebilir. Dolayısı ile Lagrangian yazarken Ricci invariantı yerine onun genel bir fonksiyonu $f(R)$ yazılarak daha genel bir kütleçekimi teorisi elde etmek mümkündür. Bu genelleme fikri Ricci invariantı R 'nin yerine burulma skaleri T , Gauss-Bonnet invariantı G gibi başka geometrik invariantların fonksiyonları $f(T)$, $f(G)$ ile bunların karma şekilde kullanıldığı birleşik fonksiyonel formlar ($f(R, G)$ vb) kullanılarak daha da genişletilebilir. Bu şekilde Lagrangian yazılarak alan denklemleri elde edilirken bazı kriterlerin sağlanması hayati önem taşımaktadır. Buna göre GG'in sağlıklı bir modifikasyonu;

- Doğru kozmolojik dinamikleri öngörmeli,
- Kararsızlık ve hayalet alanları olmamalı,
- Newtonian ve post-Newtonian limitinde gözlemlerle uyumlu olmalı,
- Cauchy problemi iyi tanımlanmış olmalıdır.

$f(R)$ olarak ifade edilen teori grubunu da farklı türlerde incelemek mümkündür. Burada temel farklılık Lagrangian'dan alan denklemlerinin türetileceği dinamik değişkenlerin belirlenmesindedir. $f(R)$ teorileri; metrik tensörün dinamik değişken kabul edildiği $f(R)$, metrik tensör ve bağlantı'nın (connection) bağımsız dinamik değişken olduğu Palatini $f(R)$, metrik afin $f(R)$ gibi alt gruplara ayrılmaktadır. Burada yaygın kullanıma sahip metrik $f(R)$ teorisinden bahsedilecektir. Genel eylem integrali

$$S_{met} = \frac{1}{2\kappa} \int d^4x \sqrt{-g} f(R) + S_M \quad (3)$$

olmak üzere bu şekilde yazılan eylem integralinden türetilen alan denklemleri şu şekilde olacaktır:

$$f'(R)R_{\mu\nu} - \frac{1}{2}f(R)g_{\mu\nu} - [\nabla_\mu \nabla_\nu - g_{\mu\nu} \square] f'(R) = \kappa T_{\mu\nu}. \quad (4)$$

Bu denklemleri klasik Einstein denklemleri cinsinden ifade etmek mümkündür (Capozziello ve ark., 2007),

$$G_{\alpha\beta} = R_{\alpha\beta} - \frac{1}{2}g_{\alpha\beta}R = T_{\alpha\beta}^{curv} + T_{\alpha\beta}^M/f'(R) \quad (5)$$

Bu durumda enerji-stres tensörünün; madde alanları ve eğrilik etkileri şeklinde iki parça olarak ifade edilebildiği görülmektedir. Böylelikle eğrilik etkileri kaynaklı enerji-stres tensörü;

$$T_{\alpha\beta}^{curv} = \frac{1}{f'(R)} \left\{ \frac{1}{2}g_{\alpha\beta} [f(R) - Rf'(R)] + f'(R);^{\mu\nu} (g_{\alpha\mu}g_{\beta\nu} - g_{\alpha\beta}g_{\mu\nu}) \right\} \quad (6)$$

şeklinde tanımlanacaktır.

Bu yapının kozmolojik ölçekteki öngörülerini görmek için enerji yoğunluğu ve hal denklemi geometrik bileşenler cinsinden;

$$\rho_{curv} = \frac{1}{f'(R)} \left\{ \frac{1}{2} [f(R) - Rf'(R)] - 3H\dot{R}f''(R) \right\} \quad (7)$$

$$w_{curv} = -1 + \frac{\ddot{R}f''(R) + \dot{R} [\dot{R}f'''(R) - Hf''(R)]}{[f(R) - Rf'(R)]/2 - 3H\dot{R}f''(R)}.$$

şeklinde ifade edilir.

Buraya kadar geline nokta genel $f(R)$ teorisinde elde edilen alan denklemlerinde Einstein tensörü sol tarafta yalnız bırakılarak geri kalan tüm terimler (bazı eğrilik terimleri dahil) kaynak terimleri olarak denklemlerin sağ tarafına geçirilmiş, karanlık enerjiyi eğrilik terimleri ile ifade etmek adına eğrilik kaynaklı enerji yoğunluğu ve hal denklemi elde edilmiştir.

Kozmolojik ölçekte eğrilik kaynaklı karanlık enerji terimlerinin Tip Ia SN gözlem verileri ile uyum gösterebilmesi için $f(R) = f_0 R^n$ durumu için $1.366 < n < 1.376$ aralığı elde edilmiştir (Capozziello ve ark., 2003).

Diğer yandan bu yapının astrofiziksel ölçekteki öngörülleri de ilgi çekicidir. (6) ile verilen eğrilik enerji-stres tensörünün karanlık madde gözlemleri ile nasıl bir uyum göstereceği önemlidir. Astrofiziksel ölçekte $f(R) = f_0 R^n$ için Newton potansiyelinin modifiye edilmiş hali

$$\Phi(r) = -\frac{Gm}{r} \left[1 + \left(\frac{r}{r_c} \right)^\beta \right] \quad (8)$$

$$\beta = \frac{12n^2 - 7n - 1 - \sqrt{36n^4 + 12n^3 - 83n^2 + 50n + 1}}{6n^2 + 4n - 2}$$

şeklinde ifade edilmektedir. Galaksi dönüş eğrilerinden elde edilen en iyi fit değeri $1.34 < n < 2.41$ aralığındadır (Capozziello ve ark., 2007). Böylece astrofiziksel ölçek için elde edilen aralık ile kozmolojik ölçek için elde edilen aralığın örtüştüğü görülmektedir.

3. Weyl Kütleçekimi ve Karanlık Madde

GG'i yüksek eğrilik terimleri ile modifiye etmek için Weyl tensöründen türetilen eğrilik invariantlarını kullanmak da mümkündür. Bu durum için önerilen Lagrangian;

$$S = \frac{M_P^2}{2} \int d^4x \sqrt{-g} [R + 2\tilde{\alpha} C_{\mu\nu\rho\sigma} C^{\mu\nu\rho\sigma}] \quad (9)$$

şeklinde (Deliduman ve ark., 2015). Galaktik dönüş eğrilerine ait verilere bakıldığında tümsek bölgenin tamamlandığı bölgeye kadar Einstein-Hilbert terimlerinin olağan dinamiği sağlayacağı, bu noktadan sonra ise ölçek bağımsız dinamiğin karanlık madde olmaksızın Weyl terimlerinin $r = 2.2r_0$ 'dan itibaren baskın gelmesi ile mümkün olabildiği gösterilmiştir (Deliduman ve ark., 2015).

4. Genel Göreliliğin Teleparalel Eşdeğeri ve $f(T)$ Teorisi

Genel Göreliliğin Teleparalel Eşdeğeri (GGTE) Einstein tarafından elektromanyetizma ve kütleçekimin birleşik teorisine taban oluşturması amacı ile ortaya atılmış bir teodir. Teorinin temel dinamik değışkeni metrik tensor değil eğriliksiz ancak burulmalı tetradlardır. Uzak paralelleştirme esasına dayalı olup eylem integrali

$$\mathcal{L} = T \equiv \frac{1}{4} T^{\rho\mu\nu} T_{\rho\mu\nu} + \frac{1}{2} T^{\rho\mu\nu} T_{\nu\mu\rho} - T_{\rho\mu}^{\rho} T^{\nu\mu}_{\nu}$$

(10)

$$S = \frac{1}{2\kappa} \int d^4x e (T + \mathcal{L}_m)$$

şeklinde ifade edilir. GG eylem integrali ile farkı bir 4-diverjans terimidir ki; bu da bir lokal Lorentz dönüşümüne tekabül eder. Bu durum iki teoninin eşdeğer olduğu anlamına gelir.

$$-e R[e_a] = e T - 2 \partial_\rho (e T^{\mu\rho}_{\mu}) \quad (11)$$

GG için modifikasyon bağlamında daha genel fonksiyonel formlar göz önüne alındığında GG ile GGTE teorileri arasındaki eşdeğerlik $f(R)$ ile $f(T)$ arasında yoktur.

$$e f(T) \rightarrow e f(T + \text{four-divergence}) \quad (12)$$

Bunun yanında $f(T)$ teorisinde lokal Lorentz invaryansı yoktur. Alan denklemleri şu şekildedir:

$$4 e^{-1} \partial_\mu (e e_a^\lambda S_\lambda^{\mu\nu} f'(T)) + 4 e_a^\lambda T^\rho_{\mu\lambda} S_\rho^{\mu\nu} f'(T) - e_a^\nu f(T) = -2\kappa e_a^\lambda T_\lambda^\nu \quad (13)$$

$f(T)$ teorisi ilk olarak erken Evren enflasyonuna açıklama getirmek üzere ortaya atılmış (Ferraro ve Fiorini, 2007), daha sonra kozmik ivmelenmeyi de açıklayabildiği ortaya çıkmış (Linder, 2010), kısa zaman sonra galaktik dönme eğrilerinin karanlık madde olmaksızın açıklanmasında kullanılmış (Rahaman ve ark, 2013) böylece modifiye edilmiş kütleçekimi çalışılan camiada popülerite kazanmıştır.

Denklemlerinin 2. dereceden olması gibi bir avantajın yanında lokal Lorentz invaryansın olmayışı $f(T)$ teorisi için bir dezavantaj teşkil etmektedir.

5. Sonuç ve Tartışma

-Genel göreliliğin modifiye edilmesi fikri bugün büyük oranda gözlemsel motivasyonlara dayanmaktadır. $f(T)$ teorisi ile $f(R)$, Weyl teorisi gibi yüksek eğrilik terimleri içeren teorilerin bu gözlem verilerine uyum gösterebildiği açıktır. Bu da gerek karanlık madde gerekse karanlık enerji gibi ekzotik madde-enerji formları araştırmak yerine geometrinin modifiye edilmesi fikrine rağbetin gün geçtikçe artmasına neden olmaktadır.

- $f(R)$, $f(T)$ ve benzeri teorilerin en önemli eksiği fonksiyonel formun belirsiz olmasıdır. Dolayısıyla teorik gerekliliklerle belirlenmeyen fonksiyonel form bir şekilde gözlemlerle belirlenmeye çalışılmaktadır. Bu durum mevcut teorik yapının zayıf kalmasına neden olmaktadır.

6. Kaynaklar

- Capozziello, S., De Laurentis, M., 2011, Physics Reports, 509, 167.
Capozziello, S., V. F. Cardone, S. Carloni, A. Troisi, 2003, Int.J.Mod.Phys. D12 (2003) 1969-1982
Capozziello, S., V.F. Cardone, A. Troisi, 2007, New Astronomy Reviews, Vol 51, p341-345
Deliduman C., Kaşıkçı, O., Yapişkan, B., 2015, arXiv:1511.07731 [gr-qc]
Ferraro, R., Fiorini, F., 2007, Phys.Rev. D75 (2007) 084031
Linder, E.V., 2010, Phys.Rev. D81 (2010) 127301
Rahaman, F., Biswas, R., Fatima, H. I., Islam, N., 2014, Int. J. Theor. Phys. 53, 370.

TUG Gözlem Projeleri Performansı

**Hasan H.Esenoğlu^{1*}, Murat Dindar², İrek Hamitoğlu², Kadir Uluç², Oğuzhan Okuyan², Murat Koçak²,
Sıla Eryılmaz Kılıç², Murat Parmaksızoğlu, Orhan Erece², Süleyman Kaynar², Doğan T.Köseoğlu²,
Tuncay Özışık², Halil Kırbıyık², M. Türker Özkan^{2,1}, Ferhat F. Özeren²**

¹İstanbul Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, İstanbul, Türkiye.

²TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi, Antalya, Türkiye.

Özet: Bu çalışmada, Proje Takip Sisteminde (PTS) yaklaşık 7 yıllık kayıtlı bulunan TUG'un 3 aktif teleskop (RTT150, T100 ve T60) projelerine ait bilgiler istatistik olarak değerlendirilmektedir. 360'ın üzerinde PTS kullanıcısı tarafından toplam 979 proje başvurusu yapılmıştır. Kabul ve rededilmiş proje sayılarının yıllara göre değişimleri ve konulara göre dağılımları verilmektedir. Üniversitelerimizden gelen taleplerin artmasıyla TUG teleskoplarının performansı yükselen bir eğilimde seyretmektedir.

Anahtar Kelimeler: proje takip sistemi, gözlem projeleri, TUG, teleskoplar, istatistik, performans

Abstract: In this study, the information about the 3 active telescopes (RTT150, T100 and T60) of TUG, which has been registered in the Project Tracking System (PTS) for about 7 years, was evaluated statistically. 979 project applications were made by over 360 PTS users. The numbers of accepted and rejected projects are given according to years and their distribution according to the subjects. With the increasing requests from our universities, the performance of TUG telescopes is on a rising trend.

Key Words: project tracking system, observation projects, TUG, telescopes, statistics, performance

1. Giriş

TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi (TUG) envanterindeki 3 aktif teleskopuna (T60, T100 ve RTT150) küçükten büyüğe doğru sırasıyla 3'er aylık (A, B, C ve D dönemleri), 4'er aylık (A, B ve C dönemleri) ve 6'şar aylık (A ve B dönemleri) süreler için gözlem projeleri kabul edilmektedir. Buna göre yılda 9 kez proje çağrısına çıkılmaktadır. A dönemlerinin başlangıç ayı, RTT150 de Ocak olurken T60 ve T100 de Şubat'tır. RTT150 teleskopunda Rus araştırmacıları (IKI ve KFÜ) ile paylaşımlı gözlemler yapılmaktadır. Bu teleskopta T100 ve T60'tan farklı olarak tayf alınmakta, görüntüleme yapılmakta, coude, iyodin hücresi, Fabry Perot tayfölçeri, hızlı fotometre ve polarimetre gibi pek çok gözlemsel cihaz kullanabilmektedir. Bu yüzden RTT150 teleskopuna verilen projelerin diğerlerine oranla yüksek sayıda olması normal beklentidir. Bununla birlikte T60'ın robotik ve T100'ün de uzaktan erişim kolaylığına sahip proje sayılarını artırıcı etmenlerdir.

Proje başvuruları, "Proje Takip Sistemi (PTS)" üzerinden alınmakta ve TUG'un çeşitli kurullarında değerlendirilmekte ve izlenmekte olup kabul veya red edilmektedir. Proje yürütücülerini ve yardımcı araştırmacıları PTS sistemine hesapları üzerinden proje girişlerini yapmaktadırlar. RTT150 2008A'dan ve T100 ile T60 2010C'den itibaren PTS veri tabanında proje bilgileri yer almaktadır. Bu çalışma, başvuru ve kabul edilen proje bilgileri üzerinden çeşitli istatistiklerin çıkarılmasına ve bunların konu dağılımlarına dayanmaktadır.

Çizelge 1: Yıllara göre toplam proje sayıları ve gerçekleştirme oranları.

Yıl	Proje Sayıları		
	Başvuru	Kabul	Oran (%)
2010	85	79	93
2011	125	108	86
2012	156	122	78
2013	161	139	86
2014	133	125	94
2015	161	152	94
2016	158	152	96
Toplam	979	877	<90>

*Sorumlu Yazar E-Posta: esenoglu@istanbul.edu.tr

2. Veri İstatistikleri

2010A–2016D arası 7 yıl süresince RTT150 için 14, T100 için 19 ve T60 için de 26 dönem boyunca yıllara göre toplam başvuru ve kabul edilen proje sayıları Çizelge 1 de verilmiştir. Benzer şekilde dönemlere bağlı olarak kabul edilen proje sayıları Çizelge 2 de gösterilmiştir. Bu çizelgelerden görülmektedir ki, üç TUG teleskopuna toplam 979 başvuru olurken %90 kabul oranıyla 877 proje gerçekleşmiş olup RTT150 için 309, T100 için 299 ve T60 için 269 olmuştur. Çizelge 3 de her teleskoba 7 yıllık sürede yapılan ortalama başvuru, toplam başvuru, kabul edilen ve rededilen proje sayıları verilmiştir.

Çizelge 2: 2010A-2016D arası dönemlere göre 3 ayrı teleskopta kabul edilmiş proje sayıları.

Proje Dönemi	Kabul Edilen Proje Sayıları				Yıl
	RTT150	T100	T60	Toplam	
2010A	26	–	–	26	2010
2010B	25	–	–	25	
2010C	–	11	10	21	
2010D	–	–	7	7	
2011A	18	8	5	31	2011
2011B	25	13	9	47	
2011C	–	10	12	22	
2011D	–	–	8	8	
2012A	21	11	9	41	2012
2012B	23	19	9	51	
2012C	–	14	8	22	
2012D	–	–	8	8	
2013A	23	18	6	47	2013
2013B	28	18	11	57	
2013C	–	19	7	26	
2013D	–	–	9	9	
2014A	14	13	10	37	2014
2014B	18	22	10	50	
2014C	–	15	11	26	
2014D	–	–	12	12	
2015A	19	19	14	52	2015
2015B	21	16	16	53	
2015C	–	20	11	31	
2015D	–	–	16	16	
2016A	21	18	14	53	2016
2016B	27	18	12	57	
2016C	–	17	12	29	
2016D	–	–	13	13	
Toplam	309	299	269	877	

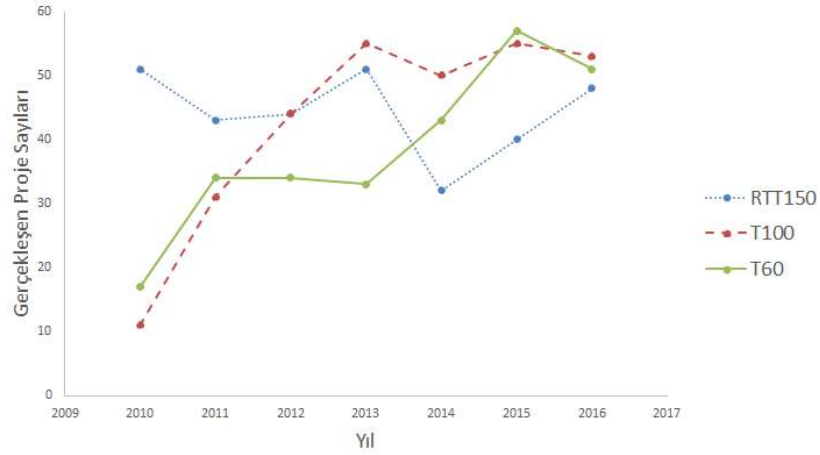
Çizelge 1 de verilen yıllık toplam başvuru ve kabul edilen proje sayılarının yıllara göre dağılımı Şekil 1 de gösterilmiştir. Şekil 2 de ise üç teleskoba ayrı ayrı verilmiş ve kabul edilmiş toplam proje sayılarının yıllara göre dağılımı verilmiştir. Şekil 3 de 2010 – 2016 yılları arasında her teleskobun proje başvuru dönemlerine göre başvuru sayılarının karşılaştırılması gösterilmiştir.

Çizelge 3: TUG teleskoplarının 2010 – 2016 yılları arası performans karşılaştırmaları.

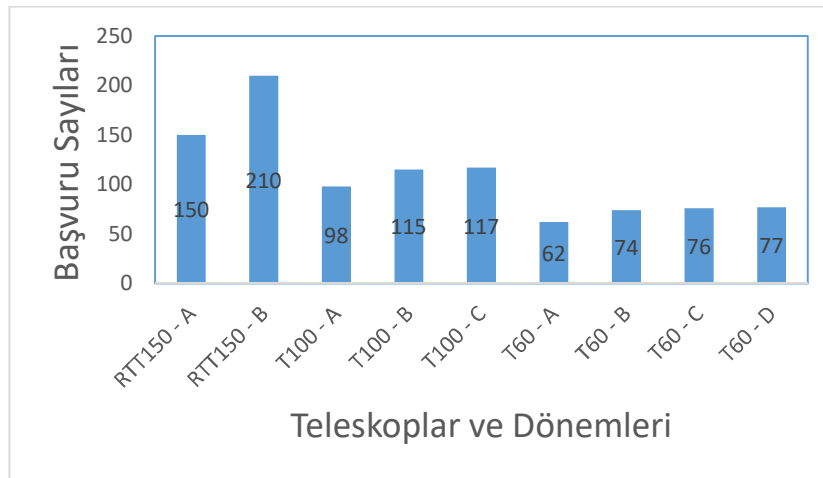
Özellik	RTT150	T100	T60
Yıllık ortalama proje başvuru sayısı	51	47	41
Proje başvuru sayısı	360	330	289
Kabul edilen proje sayısı	309	299	269
Rededilen proje sayısı	51	31	20



Şekil 1: Tüm TUG teleskoplarına yapılan proje başvuru ve kabul sayılarının karşılaştırması.



Şekil 2: Aktif 3 TUG teleskopunda (RTT150, T100 ve T60) gerçekleştirilen 877 adet projenin yıllara göre dağılımı.



Şekil 3: 2010 – 2016 yılları arasında teleskopların dönemlerine göre başvuru sayıları.

3. Araştırma Alanları

PTS proje başvurularında anahtar kelimeler de sisteme girilmektedir. Bu kapsamda 2684 adet anahtar kelime yer almıştır. TUG teleskoplarına hangi araştırma alanlarında projelerin verildiği bu anahtar kelimeler üzerinden öğrenilmiştir. Çok geniş alana dağılan bu anahtar kelime konularının standart ve geneli kapsayan bir sayıda toplanması için Ulusal Astronomi Kongresi'sinin (UAK) belirlediği konu başlıkları tercih edilmiştir (<http://uak.info.tr/>). 11 adet UAK konu başlıkları listesi ve içerdiği anahtar kelime sayıları Çizelge 4'de verilmiştir. Çizelge 4'deki anahtar kelime sayısı 30 fazlası ile 2714 gözükmetedir; anahtar kelimelerin 11 konu başlığına doğru yerleştirmede zorluk yaşanmıştır. Bununla birlikte çalışmanın bu kısmında, "Astronomi ve Uzay Bilimleri Alanı için Türkçe Konu Başlıkları Listesinin Hazırlanması ve Access Bilgisayar Programı ile Kütüphaneciliğe Uygulanması" başlıklı İstanbul Üniversitesi BAP 1050/031297 proje donanımından yararlanılmıştır (Esenoğlu ve ark., 2002). 11 konu başlığına dağılan TUG projelerinin yüzde oranları da Şekil 4'de verilmiştir.

Çizelge 4: UAK konu başlıkları ve PTS anahtar kelime sayıları.

Konu Başlığı Kısaltması	Açıklama	Anahtar Kelime Sayısı
STARS	Yıldızlar ve Ötegezegenler	1099
BIN	İkili Yıldızlar	867
COMP	Sıkı Nesneler	307
SPEC	Yıldız Tayfi	153
SOLAR	Güneş Sistemi Astronomisi	142
INST	Gözlemevleri, Teleskoplar, Alet, Yazılım	65
GAL	Samanyolu, Galaksiler, Kozmoloji	48
RAD	Radyo Astronomisi	19
META	Tarih, Eğitim, İdari vb.	14
IR	Kırmızıöte Astronomi	0
SPACE	Uydu Sistemleri, Uzay Etkinliği, Uzay Politikası, Uzay Hukuku	0

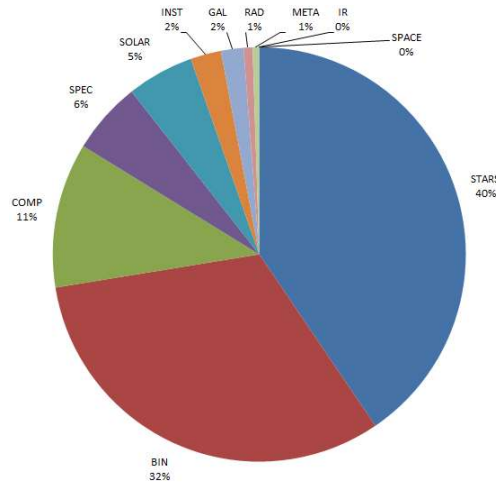
4. Tartışma

Bu çalışmada 2010 – 2016 yılları arasında RTT150, T100 ve T60 TUG teleskoplarına proje başvurusu, kabul edilen proje sayıları ve projelerin içerdiği konu dağılımlarının bir değerlendirilmesi yapılmıştır. TUG gözlem projelerine ilişkin kayıtlı arşiv bilgisi kullanılarak bu çalışmadaki istatistik sonuçlar çıkartılabilmektedir. Özellikle T100 ve T60 teleskoplarının hizmete girmesi ile birlikte PTS kullanılmaya başlanıldığını ve çalışmadaki istatistik sonuçların gözlemevinin PTS öncesi verilerini içermediğini belirtmek gerekir. Bu nedenle çalışmanın sonuçları 19 yıllık TUG tarihinin 7 yılını kapsadığı dikkate alınarak değerlendirilmelidir. Diğer bir deyişle TUG teleskoplarının proje destekleme performansı gözlemevi hizmet süresinin yaklaşık % 37 gibi sınırlı bir bölümünü içermektedir. Not edilmesi gereken bir husus, PTS kullanıcı sayısının yeni ve genç gökbilimcilerin eklenmesi veya katılımı ile artış gösterdiği.

Verilen toplam 979 proje başvuru sayısı, devam eden (tekrarlayan) projeleri de içermektedir. Bu çalışmada TUG teleskoplarına verilen projelerin performansı belirlenmek istendiğinden, tekrarsız (yeni) proje ayırımına gidilmemiştir. Zira tekrarlayan projede olsa yeni bir projeden farkının olmadığı ve bunlara da benzer desteğin verildiği şeklinde düşünülmektedir. Bununla birlikte reddedilenler çıkartıldığında toplam 877 projenin desteklenmesi önemlidir. Böylece desteklenen ve teleskop zamanı tahsis edilen proje oranı %90 olmuştur.

Çizelge 1 ve Çizelge 2 ile Şekil 1 ve Şekil 2 den çok açık görülmektedir ki, proje sayıları dikkate alındığında, TUG teleskoplarının performansı olumlu olup artan bir eğilimde seyretmektedir. 3 teleskopu birbirinden ayıran farklılıklar da dikkate alınırsa performans sıralamasında başarı sırasıyla RTT150, T100 ve sonra da T60 geldiği (büyükten küçüğe) söylenebilir.

Verilen projelerin konu bakımından dağılımına (Çizelge 4 ve Şekil 4) bakıldığında beklenildiği gibi ilk üç konu "yıldızlar ve ötegezegenler", "ikili yıldızlar" ve "sıkı nesneler" olmuştur.



Şekil 4: TUG proje başvurularının UAK konu başlıklarına dağılım yüzdelikleri.

5. Sonuçlar

-Bu bildiride 2010 – 2016 yılları arasında 3 TUG teleskobuna verilen proje sayıları ve projelerde belirtilen anahtar kelimler üzerinden araştırma yapılan konu gruplamaları ile ilgili istatistik bir çalışma sunulmuştur. Elde edilen sonuçlar aşağıdaki gibi listelenmiştir.

- 1) En çok proje verilen teleskop RTT150 olmuştur, bunu sırasıyla T100 ve T60 izlemektedir.
- 2) En çok rededilen projeler RTT150 de olurken, en az en rededilen projeler T60 teleskobunda olmuştur.
- 3) Devam projeleri, nesne tabanlı gözleme dayandığından, en çok T60'a verilmektedir. RTT150 de ise devam projelerinin en az olduğu söylenebilir.
- 4) Desteklenen projelerin sayısı küçük teleskopta en fazla olup büyük teleskoplara doğru gidildikçe azalmaktadır.
- 5) Aktif TUG teleskoplarına yapılan proje başvurularının yıllık ortalaması 140 olmuştur.
- 6) Şekil 3 den görüleceği üzere proje başvuru sayıları her teleskobun A dönemlerinde diğer dönemlere göre daha az olmaktadır. En çok başvuru son dönemlerde olmaktadır. Bu durum yürütücülerin hava şartlarını dikkate alarak havanın açık olduğu mevsimleri tercih ettiklerini göstermektedir.
- 7) TUG projeleri konu bakımından en çok “yıldızlar ve ötegezegenler (STARS)” ile “ikili yıldızlar (BIN)” üzerine olmuştur. Bunları sırasıyla “sıkışık nesneler (COMP)”, “yıldız tayfı (SPEC)” ve “Güneş sistemi astronomisi (SOLAR)” izlemektedir. Ayrıca, az da olsa “INST”, “GAL”, “RAD” ve “META” konularında projeler verilmiştir. “IR” ve “SPACE” alanlarında proje verilmemiştir.

-Sonuç olarak, araştırmacılarımızdan gelen taleplerin artması ile TUG teleskoplarının performansı, "sürdürülebilirlik" tarafı başta olmak üzere, teleskoplar ve donanımları üzerinde gerçekleştirilen Ar-Ge iyileştirmelerinin katkısıyla yükselen bir eğilimde seyretmiştir.

6. Kaynaklar

Esenoğlu, H.H., Mutluoğlu, A.Ş., Tektunalı, H.G., Koçer, D., Menteşe, H.H., Gülseçen, H., Limboz, F., Karataş, Y., 2002, "Astronomi ve Uzay Bilimleri Alanında Konu Başlıkları", TÜBİTAK-MAM KRİTEK - Kritik Teknolojiler Sempozyumu, İstanbul, 20-21 Eylül 2001, s.189-198

Kırmızı Yatay Kol Alan Yıldızlarının Kimyasal Bolluk Analizi

Melike Afşar^{1,2}, Zeynep Bozkurt^{2*}, Gamze Böcek Topcu¹, Gizem Şehitoğlu¹, Cristopher Sneden²

¹Ege Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, İzmir, Türkiye.

²Department of Astronomy and McDonald Observatory, University of Texas, USA

Özet: Bu çalışmada farklı Gökada bileşenlerindeki (ince diskten-haloya) Kırmızı Yatay Kol (RHB) yıldızlarının kimyasal bolluk analizi yapılarak Gökadamızın kimyasal yapısı ve evrimi anlaşılmasına çalışılmıştır. Çalışma kapsamında 300'den fazla RHB aday yıldızın yüksek çözünürlüklü tayfları elde edilerek MOOG kimyasal bolluk analizi programı yardımı ile başlıca C, N, O ve bazı alfa elementlerinin bollukları ile 8000 Å bölgesindeki CN bantlarının ¹²C/¹³C izotop oranları belirlenmiştir. Ayrıca eldeki tayf verisinden bolluğu belirlenebilecek diğer bazı elementlerin bollukları da incelenmiştir. Uzaklık verisi mevcut olan yıldızların kinematik özellikleri irdelenerek Gökada'nın hangi bileşenlerinin üyesi oldukları tespit edilmeye çalışılmıştır.

Anahtar Kelimeler: kimyasal bolluklar, yıldız atmosferleri, yıldız evrimi, yatay kol

Abstract: In this study, the chemical structure and evolution of the Galaxy have been investigated through chemical abundance analysis of Red Horizontal Branch (RHB) stars found in different Galactic components (thin disk to halo). Through this study, high-resolution spectra of more than 300 RHB candidates has been obtained and abundances of mainly C, N, O and some alpha elements have been determined together with the ¹²C/¹³C isotopic ratios of CN bands in 8000 Å region using MOOG chemical abundance analysis program. Furthermore, the abundances of some other elements have been also investigated using the available spectral data. For the stars with distance information, we also studied the kinematics of the stars and their membership to the Galactic components.

Key Words: chemical abundances, stellar atmosphere, stellar evolution, horizontal branch

1. Giriş

Kırmızı Yatay Kol (Red Horizontal Branch-RHB) yıldızları HR diyagramında kararsızlık kuşağı ile kırmızı yığın (Red Clumb-RC) yıldızları arasında konumlanmaktadır. Bu yıldızlar RC'lar gibi çekirdeğinde He-yakan ancak RC yıldızlarına göre daha sıcak, küçük kütleli ve düşük metal bolluklu yıldızlardır (Straizys vd. 1981, Ramírez ve Meléndez 2005, Gray ve Corbally 2009). RHB'lerin düşük çözünürlüklü tayf ve ışıkölçüm verilerini inceleyen Rose (1985) onların Gökadamızın kalın-diskinin üyeleri olduklarını ileri sürmüştür. Kinematik özellikleri ve kimyasal bollukları değerlendirilerek kalın-disk ve ince-disk yıldızları ayırt edilebilmektedir. Kalın-disk yıldızları α -elementlerince zengindirler ([Mg, Si, Ca/Fe] > 0). Tautvaišienė vd. (2001) 13 adet RHB yıldızını incelemiş, O ve Mg gibi elementlerce zengin olduklarını bulmuşlardır. Tautvaišienė vd.'nin (2001) çalışmasındaki en çarpıcı sonuç, bu çalışmadaki RHB yıldızlarının ¹²C/¹³C $\approx$ 3-6 gibi çok düşük izotop oranlarına sahip olmasıdır (CN-çevrimi ile H yanması belirteci. $\sim$ 3.4 olan CN-denge değerine yakın, Sneden vd., 1986). Metalce fakir küresel kümelerde He-yakma evresine gelmiş bu yıldızların Gökadamızda alan yıldızları olarak HR-diyagramında aynı bölgede yer alması nasıl mümkün olmuştur? Bu soruya yanıt aramak için Afşar vd. (2012) alan yıldızları arasından seçilmiş RHB adaylarının yüksek çözünürlüklü tayf verilerini incelemiş ve detaylı kimyasal bolluk analizleri yapılan 76 RHB aday yıldızdan 18 tanesinin gerçek RHB yıldızı olduğunu önermişlerdir. Bu yıldızların ¹²C/¹³C oranlarının 6-20 arasında değişmekte olduğunu ve kesinlikle evrimleşmiş yıldızlar olduklarını tespit etmişlerdir.

RHB yıldızları günümüze kadar Gökadamızın kalın-diskinin birer üyesi olarak anılmışlardır. Bununla birlikte, Afşar vd. (2012) çalışmalarında 18 RHB yıldızından 13 tanesinin ince-disk üyesi olduğunu göstermiştir. Bu sonuç, ender bulunan ve varlığı standart evrim modelleri ile kolaylıkla açıklanamayan bir ince-disk RHB yıldız topluluğunun varlığına işaret etmektedir. Girardi (1999) bu yıldızların başlangıç kütleleri $2.2 M_{\odot}$ dolayında olan yıldızlardan evrimleşmiş ve çekirdeklerinde He-yakma aşamasına gelmiş yıldızlar olabileceklerini önermiştir. Ancak, bu varsayım çok küçük rakamlı bir istatistiğe dayanmaktadır. Gökadamızda bulunan ve merkezinde He-yakan yıldızlar üzerine daha kesin değerlendirmeler yapılabilmesinin, çok büyük ölçekte gözlemsel verinin elde edilmesi ve incelenmesiyle mümkün olabileceği açıkça görülmektedir.

Bu çalışma kapsamında, büyük ölçekli bir araştırma için literatürde ilk kez, 300'den fazla RHB aday yıldızının yüksek çözünürlüklü tayfları elde edilmiştir. Bu tayf verilerinin analizi ile yaklaşık 320 kadar RHB yıldız adayının atmosfer parametreleri (etkin sıcaklık: T_{eff} , yüzey çekimi: $\log g$, metalilik: [M/H] ve mikrotürbülans hızı: v_t) belirlenmiş, kinematik (uzaklık bilgisi mevcut olanlar için) ve bolluk özellikleri incelenmiştir.

*Sorumlu Yazar E-Posta: zeynep.bozkurt@ege.edu.tr

2. Gereç ve Yöntem

Bu çalışma kapsamında yaklaşık 340 RHB aday yıldız gözlenmiştir. RHB aday olarak başlıca, tayf türleri yaklaşık G5-K2 aralığında, ısıtma sınıfı III, görsel parlaklığı kullanılan teleskopların sınırına uygun ($V \leq 14^m$), uzaklığı bilinen adaylar için salt parlaklığı $M_v \sim 0$ ile -1 aralığında olan ve olası kalın-disk veya halo üyesi adaylar için ise Gökada enlemi yüksek olan yıldızlar seçilmiştir. Tayf türü aralığının yanı sıra, metal bolluğundan neredeyse bağımsız olan V-K renk sıcaklığı da aday belirleme kriteri olarak kullanılmıştır. Gözlemler, Amerika'nın Teksas eyaletindeki McDonald Gözlemevi'nde bulunan 2.7m HJT (Harlan J. Smith) teleskobuna bağlı COUDE tayfçekeri ($R=60,000$) ve 9.2m HET (Hobby-Eberly Telescope) teleskobuna bağlı "High-Resolution Fiber-Coupled (HRS)" tayfçekeri ($R=60,000$) ile elde edilmiştir. Bu teleskopların kullanılan tayfçeker türlerine göre aletsel parlaklık sınırları HET teleskobu için $V \leq 14^m$, HJT teleskobu için ise $V \leq 11^m$ dir.

RHB aday yıldızların tayf gözlemleri 2011-2014 yılları arasında elde edilmiştir. Her iki tayfçekerle yapılan gözlemler sırasında dalgaboyu kalibrasyonunda kullanılmak üzere ThAr lamba tayfları da alınmıştır. Yüksek sinyal/gürültü ($S/G \geq 100$) oranına sahip veriler IRAF (Image Reduction and Analysis Facility) paket programı ile indirgenmiştir. Her iki teleskoptan alınan gözlemler sırasında tayfın kırmızı bölgesine doğru etkisini gösteren atmosfer kaynaklı soğurma çizgilerini tayf verisinden arındırmak için sıcak (B-A tayf türleri aralığında) ve hızlı dönen ($V_{rot} > 100$ km/s) standart yıldızlar gözlenmiştir. Tayfların kalibrasyonu, normalizasyon ve tellürik düzeltme işlemlerinin tamamlanmasıyla veriler kimyasal bolluk analizine hazır duruma getirilmiştir. Yıldızların dikine hızları da ölçülmüştür. Dikine hız ölçümleri sırasında IRAF alt programı olan fxcor kullanılmıştır. Dikine hız ölçümleri için gözlenen yıldızların atmosfer özelliklerini yaklaşık olarak temsil eden sentetik tayflar oluşturulmuştur. Daha sonra bu sentetik tayflar yıldız tayflarıyla çabraz-bağıntı (cross-correlation) yöntemiyle karşılaştırılarak dikine hızlar ölçülmüştür.

3. Kimyasal Bolluk Analizi

İndirgeme sürecinin tamamlanmasından sonra elde edilen tayflardan kimyasal bolluklarının belirlenmesi sürecine geçilmiştir. Kimyasal bolluk analizi, Prof. Dr. Christopher Sneden tarafından geliştirilmiş olan ve bu çalışma sırasında Prof. Dr. Melike Afşar'ın da gelişimine katkıda bulunduğu "MOOG" (Sneden 1973) adlı bilgisayar kodu kullanılarak yapılmıştır. Analizde ayrıca, ATLAS9 (Castelli ve Kurucz 2003) model atmosferleri kullanılmıştır. Bu çalışma sırasında geliştirilen MOOG "yarı-otomatik modu" kullanılarak atmosfer parametreleri ve sentetik tayf analizleri yapılmıştır.

Bu çalışma kapsamında gözlenen yaklaşık 340 RHB aday yıldızın model atmosferleri belirlenmiştir. Aday yıldızların element bollukları eşdeğer genişlik (EG) ölçme ve gerektiğinde sentetik tayf çıkartma yöntemleriyle belirlenmiştir. Öncelikle Fe I, Fe II, Ti I ve Ti II elementlerinin bollukları EG ölçüm yöntemiyle bulunmuş ve bu bolluklar temel yıldız atmosfer parametrelerinin (etkin sıcaklık: T_{eff} , yüzey çekimi: $\log g$, metalilik: $[M/H]$ ve mikrotürbülans hızı: v_t) elde edilmesinde kullanılmıştır. Çizelge 1'de örnek olarak seçilen 5 yıldızın atmosfer parametreleri verilmektedir. Yıldızların model atmosfer parametreleri, MOOG analiz kodunun Abfind alt programı ile belirlenmiştir (Şekil 1). Analiz başlangıcında gereken giriş sıcaklık değerleri için renk (Ramirez ve Melendez 2005) ve LDR (Line Depth Ratio, Gray ve Brown 2001) sıcaklıklarının ortalaması alınmıştır. Başlangıç yüzey çekimleri uzaklık bilgisi bulunan yıldızlar için aşağıdaki eşitlik

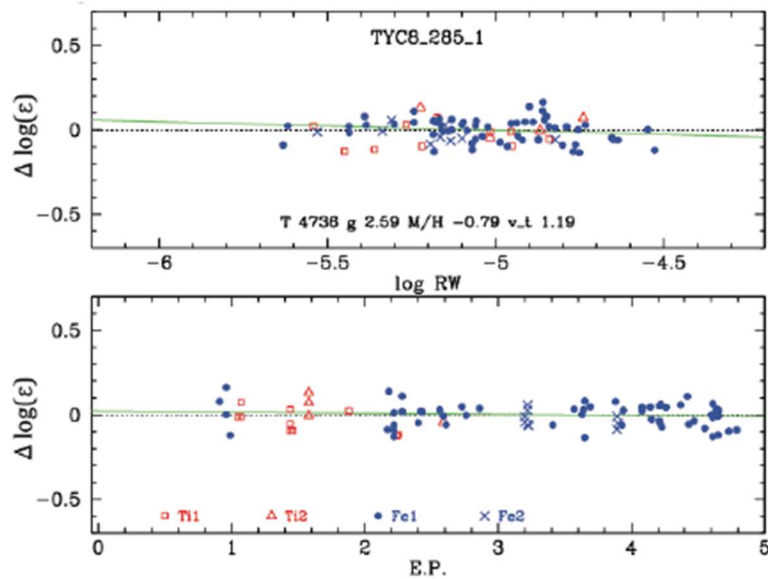
$$\log g = 0.4 (M_v + BC - M_{bol\odot}) + \log g_{\odot} + 4 \log (T_{eff}/T_{eff\odot}) + \log (m^*/m_{\odot})$$

kullanılarak (yıldız kütleleri $1 M_{\odot}$ varsayılmıştır) hesaplanmıştır. Burada kabul edilen Güneş parametreleri; $M_{bol} = 4.75$, $\log g = 4.44$ ve $T_{eff} = 5777$ K. Uzaklık bilgisi olmayan yıldızların bir dev yıldız ($\log g \sim 2.5$) olduğu kabul edilmiştir. Metalilik değeri Güneş bolluğunda varsayılmış, mikrotürbülans değeri ise dev yıldızlar için ortalama bir değer olan 1.2 km/s olarak kabul edilmiştir. Model atmosfer parametrelerinin belirsizlikleri; $\Delta T_{eff} \pm 150$ K, $\Delta \log g \pm 0.25$ dex, ve $\Delta v_t \pm 0.2$ km/s olarak hesaplanmıştır. $[M/H]$ değerlerindeki belirsizlikler yıldızdan yıldıza değişmekle birlikte genellikle ± 0.06 dex mertebesinde olduğu gözlenmiştir.

İterasyon sonucunda elde edilen yıldız model atmosferleri Ca, Si, Ni, Cr, C, N, O gibi diğer elementlerin bolluklarını belirlemek için kullanılmıştır. Yapısında çok ince-yapı (hyperfine structure) gösterdiği ya da başka bir atomik veya moleküler çizgi ile karışmış (blended) olduğu için EG ölçümü yapılamayan elementlere (C, N, O gibi) sentetik tayf analizi (MOOG analiz kodunun Synth alt programı) uygulanarak bolluk belirlenmiştir. Yıldızların bollukları Güneş bollukları ile karşılaştırılarak fark bollukları incelenmiştir. Güneş bollukları Kurucz vd. (1984) tarafından elde edilmiş Güneş atlası kullanılarak, bu çalışmada incelenen yıldızlara uygulanan aynı yöntemlerle hesaplanmıştır.

4. Sonuçlar

-Bu projede, Gökada bileşenleri; ince-disk, kalın-disk ve halo'dan seçilmiş 340 kadar RHB yıldız adayının yüksek-çözünürlüklü tayfları elde edilmiş ve bu yıldızların model atmosferleri (T_{eff} , $\log g$, $[Fe/H]$, v_t) ve seçilmiş bazı elementlerin (Fe, Ti, Ca, Si, Ni, Cr, C, N, O, P, S, K gibi) bollukları belirlenmiştir. Bollukları ölçülen elementlerden bazıları için yıldızların fark bollukları ($[X/Fe]$) üyesi oldukları Gökada bileşenine göre Çizelge 2'de özet olarak listelenmektedir. Yıldızlardan pek çoğu için literatürde ilk kez dikine hız hesabı yapılmıştır



Şekil 1: TYC 8-285-1 yıldızının Fe I (mavi noktalar), Fe II (mavi çarpılar), Ti I (kırmızı kareler) ve Ti II (kırmızı üçgenler) soğurma çizgileri kullanılarak elde edilen model atmosfer çözümü: $T_{\text{eff}} = 4736 \text{ K}$, $\log g = 2.59$, $[M/H] = -0.79$, $v_t = 1.19 \text{ km/s}$. Üstteki panelde yatay eksen indirgenmiş genişlik (Reduced Equivalent Width), alttaki panelde ise uyartılma potansiyelidir (Excitation Potential). Düşey eksenler ise bolluk miktarından olan uzaklaşmadır ($\Delta \log(\epsilon)$).

Çizelge 1: RHB adayı yıldızlardan 5 tanesine ilişkin atmosfer parametreleri.

Sayı	Yıldız adı	T_{eff} (K)	$\text{Log } g$	v_t	[M/H]
1	HIP 19349	5040	2.57	1.24	-0.22
2	HIP 23949	5060	2.55	1.25	-0.24
3	HIP 43559	4985	2.36	1.31	-0.36
4	HIP 44087	5010	2.52	1.33	-0.40
5	HIP 44716	4981	1.83	1.45	-1.01

Uzaklıkları bilinen yıldızların (~300) Gökada kinematikleri incelenmiştir (Çizelge 3). Uzaklıkları; U_{LSR} : Gökada merkezi doğrultusunda pozitif olan hız bileşeni, W_{LSR} : kuzey Gökada kutbu doğrultusunda pozitif olan hız bileşeni ve V_{LSR} : Gökada dönme doğrultusunda pozitif olan hız bileşenidir. LSR, “Local Standard of Rest” tanımının kısaltmasıdır ve hızların Güneş’in Gökada düzlemindeki hareketine göre düzeltmelerin yapıldığını göstermektedir: $(U, V, W)_{\odot} = (+10.00, +5.25, +7.27)$ km/s (Dehnen ve Binney 1998). Uzaklıkları ve belirsizliklerin hesabında Johnson ve Soderblom (1987) tarafından verilen eşitlikler kullanılmıştır. Şekil 2’de uzaklığı bilinen program yıldızları için Toomre diyagramı görülmektedir. Burada kesikli çizgi ile gösterilen daireler sırasıyla 70 km/s ve 180 km/s hızlarına karşılık gelen yıldızların toplam uzaklıklarıdır ($V_{tot} = (U_{LSR}^2 + V_{LSR}^2 + W_{LSR}^2)^{1/2}$). $V_{tot} = 70$ km/s Gökadamızın ince ve kalın disk bileşenlerini ayıran yaklaşık toplam hızdır (örn. Bensby ve Feltzing 2010). Toplam uzaklıkları 180 km/s’den büyük olan yıldızlar ise Gökadamızın halo bileşeninin üyeleri olarak sınıflandırılmaktadır. Şekil 2’de de görüldüğü gibi kinematikleri incelenen yıldızların çoğu (yaklaşık %50) ince-disk üyesi olan yıldızlardır. Geriye kalanların çoğu kalın disk üyesi, az sayıda yıldız ise halo yıldızı olarak önerilmiştir.



XX. ULUSAL ASTRONOMİ KONGRESİ
IX. ULUSAL ASTRONOMİ ÖĞRENCİ KONGRESİ



Çizelge 2: RHB adayı yıldızlardan 5 tanesinin fark bollukları ve üyesi oldukları Gökada bileşenleri.

Sayı	Yıldız adı	[Fe I/H]	[Fe II/H]	[Ti I/Fe]	[Ti II/Fe]	[Si I/Fe]	[Ca I/Fe]	[Cr I/Fe]	[Cr II/Fe]	[Ni I/Fe]
İnce Disk										
1	HIP 19349	-0.16	-0.19	0.03	-0.05	0.15	0.12	0.00	0.37	-0.05
2	HIP 23949	-0.18	-0.23	0.00	-0.05	0.13	0.16	0.01	0.39	-0.08
3	HIP 43559	-0.26	-0.31	0.07	-0.02	0.15	0.16	0.03	0.59	-0.06
4	HIP 44087	-0.31	-0.33	0.07	0.05	0.09	0.13	0.01	0.71	-0.16
Halo										
5	HIP 44716	-0.94	-0.95	0.19	0.20	0.18	0.33	-0.06	1.88	-0.14

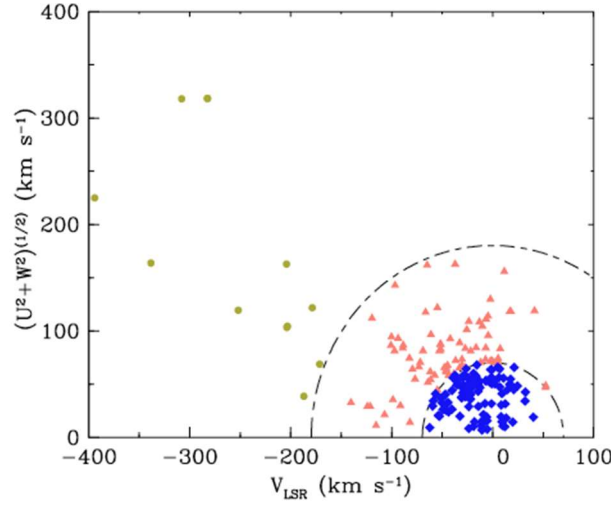
Yıldız evriminin en önemli belirteçlerinden birisi α -elementlerinin (Ti, Si ve Ca gibi) zenginliğidir. Şekil 3'de tüm proje yıldızlarından elde edilen Ti, Si ve Ca bollukları literatürden derlenen bolluklar ile karşılaştırılmaktadır. Metal bolluğuna ([Fe/H]) karşı fark bolluklarının çizildiği bu grafiklerde yıldızlarımızın çoğunun dev yıldızlar olduğu gösterdikleri α -element zenginliğinden ($[\alpha/\text{Fe}] > 0$) anlaşılmaktadır. Listemizdeki bazı yıldızlar metal bollukları Güneş bolluğuna ([Fe/H]=0) yakın olsa da Si zengini oldukları dikkat çekmektedir. Bu yıldızlara ilişkin incelemelerimiz devam etmektedir.

Yıldız evriminin önemli belirteçlerinden bir diğeri de gözlenen CNO bolluklarıdır. C ve N bollukları, yıldızın dev kolunu tırmanmaya başladığı sırada yıldızın konvektif zarfının iç katmanlara doğru genişlemesiyle ve ilk tırmıklama evresinin başlamasıyla birlikte değişmeye başlar. ^{12}C , ^{13}C ve ^{14}N bolluklarının değişimi atmosfer katmanında ortaya çıkan ^{12}CN ve ^{13}CN çizgileri (8000-8040 Å bölgesi) kullanılarak karbon izotop ($^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$) değişiminden bulunabilir. Karbon bolluğunun belirlenebilmesi için özellikle 4300 Å bölgesinde ortaya çıkan G-bandından (CH bandı) yararlanılmıştır. Oksijen bolluğu yıldızdan yıldızda küçük farklılıklar gösterse de genellikle güneş bolluğu dolayındadır. Evrimlerinin ilk başlarından kalan oksijen zenginliğine metalce fakir halo yıldızları ile kalın disk yıldızlarının bir kısmında rastlanmaktadır. Oksijen bolluğu [O I] 6300 Å'deki yasaklanmış oksijen çizgisinden belirlenmiştir. Şekil 4'de, RHB adayı yıldızlarımız içinde en düşük karbon izotop oranına ($^{12}\text{C}/^{13}\text{C} = 4$, Şekil 5) sahip HIP 33578 ($T_{\text{eff}}=5208$ K, $\log g=3.1$, $[\text{M}/\text{H}]=-0.32$, $v_t=1.13$ km/s) yıldızının CNO bolluklarının belirlendiği tayf bölgeleri görülmektedir.

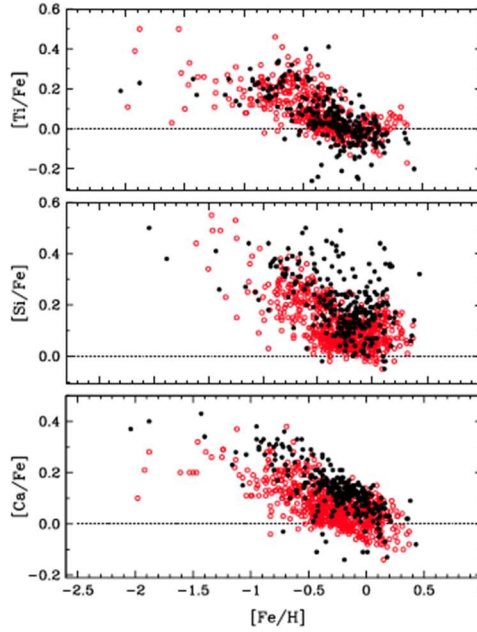
Çizelge 3: RHB adayı yıldızlardan 5 tanesinin kinematik incelemesi.

Sayı	Yıldız adı	U_{LRS}	$\sigma(U_{\text{LRS}})$	V_{LRS}	$\sigma(V_{\text{LRS}})$	W_{LRS}	$\sigma(W_{\text{LRS}})$	Üyelik
1	HIP 19349	34.5	19.1	-58.8	32.5	1.6	3.4	İnce disk
2	HIP 23949	5.8	0.2	-5.3	0.9	5.2	0.4	İnce disk
3	HIP 43559	-58.0	30.8	-1.9	19.0	26.3	3.9	İnce disk
4	HIP 44087	-52.8	26.2	17.7	12.2	-15.0	27.2	İnce disk
5	HIP 44716	-119.3	8.0	-501.0	297.5	-157.3	180.7	Halo

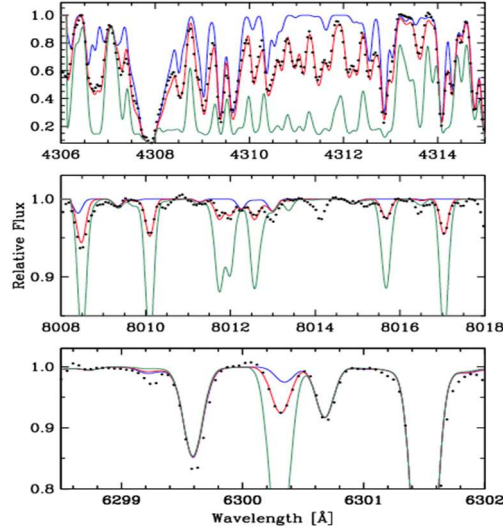
HIP 33578 yıldızı için $[\text{C}/\text{Fe}]=-0.95$ ve $[\text{N}/\text{Fe}]=0.24$ olarak bulunmuştur. Karbon bolluğundaki bu derece düşük olması yıldızın yüzeyinde gözlenen ^{12}C miktarının CN-denge değerine yakın değerlere düştüğünü göstermektedir. Literatürde bir ilk olarak etkin sıcaklığı 5200 K olan bir alan yıldızının bu kadar düşük bir izotop oranına ($^{12}\text{C}/^{13}\text{C} = 4$) sahip olduğu bulunmuştur. Bu oldukça çarpıcı bir sonuçtur. Yüzey çekimi ($\log g = 3.1$) bu yıldızın kesinlikle bir RHB yıldızı olduğunu göstermektedir. Bu konumdaki bir yıldızın bu derecede düşük bir karbon izotop oranına sahip olması standart yıldız evrim modelleri ile açıklanamamaktadır. Ekstra-karışım (örn. Charbonnel 1994) süreçlerinin etkinliği tartışılmalıdır. Şekil 5'de üç RHB adayı yıldızın karbon izotop oranları noktalanmıştır: HIP 33578, HIP 101209 ($T_{\text{eff}}=5084$ K, $\log g=2.46$, $[\text{M}/\text{H}]=-0.58$, $v_t=1.54$ km/s), HIP 66044 ($T_{\text{eff}}=5070$ K, $\log g=3.05$, $[\text{M}/\text{H}]=-0.52$, $v_t=1.08$ km/s). Bu RHB adaylarının da düşük karbon izotop oranlarının olması oldukça dikkat çekicidir.



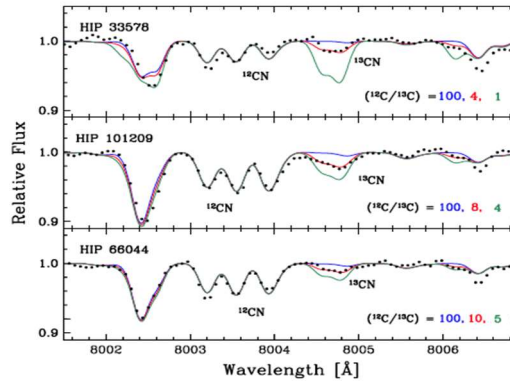
Şekil 2: Çalışmadaki uzaklığı bilinen yıldızlar için Toomre diyagramı. Kesikli çizgiler sırasıyla $V_{\text{tot}}=70$ km/s ve $V_{\text{tot}}=180$ km/s hızlarına karşılık gelmektedir. $V_{\text{tot}} < 70$ km/s ince disk (kareler), 70 km/s $< V_{\text{tot}} < 180$ km/s kalın disk (üçgenler), $V_{\text{tot}} > 180$ km/s ise halo (dolu daireler) bileşeni olan yıldızlar için uzay hızı sınır değerleridir.



Şekil 3: $[\alpha/\text{Fe}] - [\text{Fe}/\text{H}]$ grafikleri. Gözlem verileri (siyah noktalar) literatürden toplanan veriler (kırmızı içi boş daireler) ile karşılaştırılmaktadır. Literatürden toplanan veriler aynen alınmış ve hiçbir ayarlama yapılmamıştır (Tautvaišienė vd. 2001, Bensby vd. 2003, Reddy vd. 2003, 2006 ve Mishenina vd. 2006).



Şekil 4: HIP 33578 için C bolluğunun belirlendiği CH (en üst panel), N bolluğunun belirlendiği CN bölgelerinin bir kısmı (orta panel) ile O bolluğunun belirlendiği [O I] 6300 Å bölgesi (alt panel). En iyi bolluk temsili kırmızı düz çizgi ile verilen sentetik tayfır: $\log\epsilon(C)=7.31$, $\log\epsilon(N)=8.19$ ve $\log\epsilon(O)=8.37$.



Şekil 5: Üç RHB adayı yıldızın $^{12}C/^{13}C$ oranları ve bu oranların belirlendikleri ^{12}CN ve ^{13}CN bölgeleri. Gözlem noktalarını en iyi temsil eden sentetik tayf her üç panelde de ortada kırmızı düz çizgi ile gösterilmiştir.

5. Kaynaklar

- Afşar, M., Sneden, C., For, B-Q. 2012, AJ, 144, 20
 Bensby, T., Feltzing, S., 2010, IAUS, 265, 300
 Bensby, T., Feltzing, S., Lundström, I. 2003, A&A, 410, 527
 Castelli F., Kurucz R. L., in N. Piskunov, W.W. Weiss, D.F. Gray, eds, 2003, IAU Symposium, Vol. 210, p. 20P
 Charbonnel, C. 1994, A&A, 282, 811
 Dehnen, W., Binney, J. J. 1998, MNRAS, 298, 387
 Gray, R.O., Corbally, C. J., 2009. "Stellar Spectral Classification" by Richard O. Gray and Christopher J. Corbally. Princeton University Press, p.249
 Gray, D. F., Brown, K. 2001, PASP, 113, 723
 Johnson, D. R. H., Soderblom, D. R. 1987, AJ, 93, 864
 Kurucz, R. L., Furenlid, I., Brault, J., & Testerman, L., 1984, Solar flux atlas from 296 to 1300 nm
 Mishenina, T. V., Gorbaneva, T. I., Bienayme, O., vd. 2007, Astron. Rep., 51, 382
 Ramírez, I., Meléndez, J., 2005, ApJ, 626, 465
 Rose, J. A., 1985, AJ, 90, 787
 Reddy, B. E., Tomkin, J., Lambert, D. L., Allende Prieto, C., 2003, MNRAS, 340, 304
 Reddy, B. E., Lambert, D. L., Allende Prieto, C., 2006, MNRAS, 367, 1329
 Sneden C., 1973, PhDT (doktora tezi), 180S
 Sneden, C., Pilachowski, C. A., VandenBerg, D. A., 1986, ApJ, 311, 826
 Straizys, V., Bartkevičius, A., Sperauskas, J., 1981, A&A, 99, 152
 Tautvaišienė, G., Edvardsson, B., Tuominen, I., Ilyin, I., 2001, A&Ap, 380, 578



NGC 6940 Açık Yıldız Küme Üyesi Dev Yıldızların Kimyasal Bolluk Analizi

Gamze Böcek Topcu^{1*}, Melike Afşar⁷, Cristopher Sneden²

¹Ege Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, İzmir, Türkiye.

²Department of Astronomy and McDonald Observatory, University of Texas, USA

Özet: Bu çalışmada, NGC 6940 açık yıldız küme üyesi 12 Kırmızı Dev yıldızın yüksek çözünürlüklü ($R \approx 60000$) ve sinyal/gürültü oranlı ($\square 120$) tayflarından elde edilen detaylı kimyasal bolluk analizi sonuçları sunulmaktadır. Kümenin ortalama dikine hız değeri 8.02 ± 0.16 km/s olarak hesaplanmıştır. Model atmosfer parametreleri Fe I, Fe II, Ti I ve Ti II çizgilerinin eşdeğer genişlikleri ölçülerek belirlenmiştir. Li bolluğu 6707 Å rezonans, oksijen bolluğu ise yasaklanmış 6300 Å [O I] çizgisinden hesaplanmıştır. 5164 Å ve 5635 Å dalgaboylarındaki C₂ bandlarından karbon, 7995-8040 Å aralığındaki ^{12,13}CN bandlarından ise azot bollukları ile ¹²C/¹³C izotop oranları sentetik analiz yöntemi ile belirlenmiştir. Çalışmada ayrıca, alfa (Mg, Si, Ca), hafif tek-Z (Na, Al), Fe-grubu (Sc, V, Cr, Mn, Co, Ni, Cu, Zn) ve n-yakalama (Y, La, Nd, Eu) elementlerinin bollukları eşdeğer genişlik ya da sentetik analiz yöntemi kullanılarak belirlenmiştir.

Anahtar Kelimeler: kimyasal bolluklar, yıldız atmosferleri, yıldız evrimi, açık yıldız kümeleri

Abstract: In this study, the high resolution ($R \approx 60\,000$), high signal-to-noise ($\square 120$) detailed spectroscopic analysis results of 12 red giant members of the Galactic open cluster NGC 6940 are presented. Mean radial velocity of the cluster has been calculated as 8.02 ± 0.16 km/s. Atmospheric parameters were determined via equivalent widths of Fe I, Fe II, Ti I, and Ti II lines. Abundance of Li calculated from Li I resonance doublet at 6707 Å and oxygen calculated from forbidden [O I] line at 6300 Å. Abundances of carbon, nitrogen and ¹²C/¹³C isotopic ratios derived from spectrum syntheses of C₂ Swan bandheads at 5164 Å and 5635 Å, and strong ^{12,13}CN system lines in the 7995–8040 Å region respectively. α (Mg, Si, Ca), odd-Z (Na, Al), Fe-group (Sc, Ti, V, Cr, Mn, Fe, Co, Ni, Cu, Zn), and n-capture (Y, La, Nd, Eu) elements are also been derived by equivalent width or synthetic spectrum analysis methods.

Key Words: chemical abundances, stellar atmosphere, stellar evolution, open star clusters

1. Giriş

Standard evrim kuramlarına göre (örn. Iben 1967; Dearborn 1976) kırmızı dev kolu (KDK) aşamasındaki yıldızların yüzey bolluklarını değiştiren tek mekanizma 1. tırmıklamadır (1st dredge-up). Düşük ve orta kütleli yıldızların KDK evrimleri boyunca iç kısımlara doğru derinleşen konvektif katmanları çekirdeği saran yanma kabuğundaki işleminden geçmiş maddeyi yüzeye taşır ve homojen olarak dağıtır. En belirgin ve kolay analiz edilebilen değişimler karbon bolluğunun azalırken nitrojen bolluğunun artması ve karbon izotop oranındaki düşümedir. Güneş metal bolluğundaki bir yıldızın anakolda yaklaşık 90 olan ¹²C/¹³C izotop oranı yaklaşık 20'ye düşer. Yüzey bolluğundaki bu değişim başlangıç kütlesi ve metal bolluğuna sıkı bir biçimde bağlıdır (örn. Charbonnel 1994). Ancak tayfsal gözlemlerde bu standard modeli destekleyici sonuçların yanısıra aynı yönlü daha ileri karışıma işaret eden sonuçlar da literatürde çok eski yıllardan itibaren dikkat çekmektedir. Örneğin Li bolluğu standard kulanlarca $\log \epsilon(\text{Li}) \approx 1$ olarak öngörülse de $-1 < \log \epsilon(\text{Li}) < 0$ aralığında gözlemlendiği durumlar da vardır (örn. Pilachowski 1993) ya da ¹²C/¹³C < 15 olan tayf gözlemleri mevcuttur (örn. Day vd. 1973; Tomkin vd. 1976; Sneden vd. 1986). Evrimlerinin kırmızı dev ya da yatay kol aşamasında olan kırmızı dev (KD) yıldızlarında düşük karbon izotop oranı ve LiCNO bollukları metalce zengin açık kümelerde (örn. Gilroy, 1989; Luck, 1994; Smiljanic vd. 2009), küresel kümelerde (örn. Sneden, 1994, 1997; Gratton, 2004) ve alan yıldızlarında (örn. Gratton, 2000; Afşar vd. 2012) bir çok kez gözlenmiştir. KD yıldızlarda gözlenen ve ekstra bir karışımın olduğunu işaret eden bu yüzey bolluklarının, kuramsal olarak hangi evrim aşamasında ve hangi fiziksel mekanizmalar sonucu gerçekleştiği ise günümüzde devam eden bir tartışma konusudur (örn. Karakas ve Lattanzio, 2014 ve referansları).

Evrimleşmiş yıldızların gözlenen kimyasal bollukları ve standard teoriler arasındaki bu ayrışmayı araştırmak açısından yıldız kümeleri çok kullanışlı araçlardır. Tek bir gaz ve toz bulutundan aynı başlangıç kimyasal kompozisyonu ile aynı uzaklık ve zamanda oluşan yıldız kümeleri galaksi ve yıldız evrimi çalışmaları sayısız avantaj sağlamaktadır. Analiz edilen KD yıldızlarının yaş, uzaklık, kütle, metal bolluğu ve kızılama (E(B-V)) parametreleri alan yıldızlarına göre çok daha duyarlı olarak belirlenir. Daha duyarlı olarak hesaplanan bu parametreler yardımıyla analizi yapılan KD yıldızların gerçeğe daha yakın model atmosfer parametreleri ve element bollukları çok daha hassas olarak elde edilebilir. Kimyasal analiz sonuçları (örn. Li bolluğu ya da ¹²C/¹³C oranı) açık kümelerin renk-parlaklık diyagramları ve fotometriden bağımsız elde edilen $T_{\text{eff}} - \log g$ diyagramları ile birlikte eş zamanlı incelenerek yıldızların evrim aşamaları daha iyi tahmin edilebilir.

Bu çalışmada, NGC 6940 açık yıldız küme üyesi 12 KD yıldızın yüksek çözünürlüklü tayfları elde edilmiştir. Bu tayf verilerinin analizi ile model atmosfer parametreleri (etkin sıcaklık: T_{eff} , yüzey çekimi: $\log g$, metallik: $[M/H]$ ve mikrotürbülans hızı: v_t) belirlenmiş, dikine hızları ölçülerek küme üyelikleri tespit edilmiştir. LiCNO elementleri ve ¹²C/¹³C izotop oranlarının yanı sıra, alfa (Mg, Si, Ca), hafif tek-Z (Na, Al), Fe-grubu (Sc, V, Cr, Mn, Co, Ni, Cu, Zn), n-yakalama (Y,

*Gamze Böcek Topcu E-Posta: gamzebocek@gmail.com



La, Nd, Eu) elementlerinin bollukları eşdeğer genişlik ya da sentetik analiz yöntemleri kullanılarak belirlenmiştir. Bu çalışma NGC 6940 küme üyesi cüce ya da dev yıldızların ilk kapsamlı bolluk analizidir. Gerçekleştirilen analizlerin sonuçlarının karşılaştırılabileceği tayfsal bir çalışma olmadığından, kullanılan yöntemlerin denetlenebilmesi açısından literatürde iyi çalışılmış olan Hyades KD yıldızları (γ Tau, δ Tau, ϵ Tau ve θ Tau) bu çalışmaya dahil edilmiştir. Bu iki açık küme üyesi KD yıldızlar aynı çizgi listeleri ve yöntemler kullanılarak analiz edilmiştir. Hyades kümesinin çalışmaya eklenmesi yaş, dönme noktası kütlesi ve kimyasal bolluk değerlerinde karşılaştırma ve denetleme imkanı sağlamıştır. NGC 6940 küme üyesi yıldızların fotoğraflık parlaklıkları Larsson ve Leander (1960) çalışmasından alınarak Yonsei-Yale izokron uygulaması ile küme yaşı (1.1 Gyr) ve dönme noktası kütlesi (2 $M_{\odot}$) belirlenmiştir.

2. Gereç ve Yöntem

NGC 6040 üyesi 12 KD yıldızının gözlemi Amerika'nın Teksas eyaletindeki McDonald Gözlemevi'nde bulunan 9.2m HET (Hobby-Eberly Telescope) teleskobuna bağlı "High-Resolution Fiber-Coupled (HRS)" tayfçeki ($R=60,000$) ile 2013 yılının Mayıs ve Haziran aylarında gerçekleştirilmiştir. Hyades üyesi dört KD yıldızının tayfları ise aynı gözleminde bulunan 2.7m HJT (Harlan J. Smith) teleskobuna bağlı COUDE tayfçeki ($R=60,000$) ile 2012 yılının Ekim ayında elde edilmiştir. Her KD yıldızın en az iki adet tayfı alınmıştır ve indirgeme aşamasında kullanılmak üzere her gözlem gecesinde bias, dark, flat görüntüleri ile birlikte dalgaboyu kalibrasyonu yapılması amacıyla ThAr lamba tayfları da alınmıştır. Yıldız tayflarından atmosferik tellurik çizgileri arındırmak için sıcak (B-A tayf türleri aralığında) ve hızlı dönen ($V_{rot} > 100$ km/s) standart yıldızlar gözlenmiştir. Yüksek sinyal/gürültü ($S/G \geq 100$) oranına sahip veriler IRAF (Image Reduction and Analysis Facility) paket programı ile indirgenmiş ve tayflar kimyasal bolluk analizine hazır duruma getirilmiştir.

KD yıldızların dikine hızları da ölçülmüştür, literature ile karşılaştırılarak küme üyelikleri tespit edilmiştir. Dikine hız ölçümü çapraz-bağıntı yöntemini kullanan ve IRAF'ın RV paketinin alt programı olan *fxcor* ile gerçekleştirilmiştir. Mukayese yıldızı yerine ise gözlenen KD yıldızların atmosfer parametrelerine yakın sentetik tayflar üretilmiştir. Daha sonra bu sentetik tayflar yıldız tayflarıyla çapraz-bağıntı yöntemiyle karşılaştırılarak dikine hızlar ölçülmüştür. NGC 6940 açık yıldız kümesinin bu çalışmada hesaplanan ortalama dikine hız değeri $RV = 8.02 \pm 0.16$ km/s ($\sigma = 0.56$ km/s), Merrilliod vd. 2008 çalışmasında elde edilmiş olan $RV = 7.89 \pm 0.14$ km/s değeri ile uyumludur.

3. Model Atmosferlerin Belirlenmesi

Model atmosfer parametreleri ve ilgili elementlerin kimyasal bollukları, Prof. Dr. Christopher Sneden tarafından geliştirilmiş "MOOG" (Sneden 1973) adlı bilgisayar kodunun son versiyonunun "yarı-otomatik modu" kullanılarak hesaplanmıştır. Model atmosfer hesaplamaları için ATLAS9 (Castelli ve Kurucz 2003) yeni donukluk dağılım fonksiyonları ve konvektif sınır aşımı olmayan model gridleri kullanılmıştır.

Kimyasal element bollukları eşdeğer genişlik (EG) ve sentetik tayf çıkartma olarak iki yöntem ile belirlenmiştir. EG yöntemi tekil/karışmamış soğurma çizgileri (Si, Ca, Ti, V, Cr, Fe, Co ve Ni) için kullanılırken sentetik analiz ise üst üste binmiş atomik ve/veya moleküler element çizgilerinin (Li, C, N, O, Na, Mg, Al, Sc, Mn, Cu, Zn, Y, La, Nd ve Eu) bolluklarının belirlenmesinde kullanılmıştır. EG ölçümleri, Roederer vd. (2010) tarafından IDL programlama dilinde yazılmış olan yarı-otomatik 'EW.pro' kodu ile Gauss profili eşleştirmesi ile gerçekleştirilmiştir. Temel model atmosfer parametreleri (T_{eff} , $\log g$, $[M/H]$ ve v_t) Fe I, Fe II, Ti I ve Ti II elementlerinin EG ölçümleri kullanılarak MOOG analiz kodunun *abfind* alt paketi ile belirlenmiştir. Program model atmosfer parametrelerini nötr ve iyonize element bolluklarına göre iterasyonlar ile belirlemektedir. Bu nedenle iyi belirlenmiş başlangıç değerlerine ihtiyaç duyar. Giriş sıcaklık değerleri için (B-V) ve (V-K) renk (Ramirez ve Melendez 2005) ve de LDR (Line Depth Ratio, Gray ve Brown 2001) sıcaklıklarının ortalaması alınmıştır. Çekim ivmesinin başlangıç değeri için aşağıdaki formül

$$\log g = 0.4 (M_V + BC - M_{Bol\odot}) + \log g_{\odot} + 4 \log (T_{eff}/T_{eff\odot}) + \log (m^*/m_{\odot})$$

kullanılmıştır. Formülde kullanılan Güneş parametreleri; $M_{bol} = 4.75$, $\log g = 4.44$ ve $T_{eff} = 5777$ K'dir, bolometrik düzeltmeler için Torres (2010) çalışmasından yararlanılmıştır. NGC 6940 kümesinin uzaklık modülü ($(m-M)_0 = 10.1$) Kharchenko vd. 2005 çalışmasından Hyades kümesinin uzaklık modülü ($(m-M)_0 = 3.30$) Malysheva 1997 çalışmasından kullanılmıştır. Kızılşma değerleri ise NGC 6940 ($E(B-V) = 0.214$) ve Hyades ($E(B-V) = 0.01$) kümeleri için Loktin vd. 2001 çalışmasından alınmıştır. NGC 6940 küme üyesi KD yıldızlarının kütle değerleri için Yonsei-Yale izokronlarından hesaplanan dönme noktası kütlesi 2 $M_{\odot}$ KD'leri için ise Weidemann vd. 1992 çalışmasında belirlenen 2.3 $M_{\odot}$ değeri kullanılmıştır. Başlangıç metal bolluğu değeri Güneş bolluğunda varsayılmış, mikrotürbülans değeri ise dev yıldızlar için ortalama bir değer olan 1.2 km/s olarak kabul edilmiştir. Model atmosfer parametrelerinin belirsizlikleri; $\Delta T_{eff} \pm 100$ K, $\Delta \log g \pm 0.20$ dex, ve $\Delta v_t \pm 0.2$ km/s olarak hesaplanmıştır. $[M/H]$ değerlerindeki belirsizliklerin yıldızdan yıldıza değişmekle birlikte genellikle ± 0.05 dex mertebesinde olduğu gözlenmiştir. Başlangıç parametreleri ve ölçülen EG değerleri ile iterasyonlar sonucunda hesaplanan model atmosferlerde nötr ve iyonize Fe ve Ti element bollukları birbirlerine çok yakındır. Ayrıca uyartılma potansiyeli (χ) ve indirgenmiş eşdeğer genişlik (RW) ile belirli bir eğim göstermezler. Çizelge 1'de hesaplanan fotometrik ve tayfsal model atmosferler yer almaktadır.



4. Kimyasal Bolluk Analizi

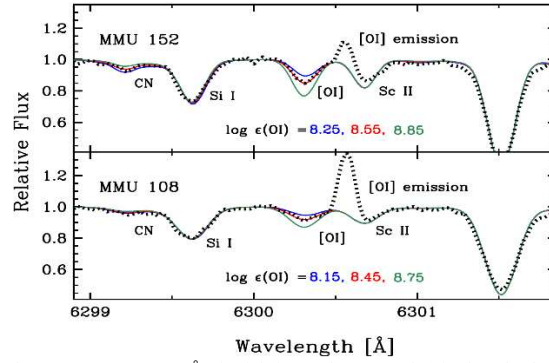
Kimyasal bollukları EG yöntemi ile ölçülen elementlerin bollukları model atmosfer hesaplaması ile eş zamanlı olarak MOOG programının yarı-otomatik versiyonunda gerçekleştirilmiştir. Çok ince-yapı (hyperfine structure) gösteren (Sc, V, Co) ve başka bir atomik ve/veya moleküler çizgi ile karışmış olan elementlerin sentetik analizleri ise MOOG analiz kodunun *blends* ve *synth* alt programları ile gerçekleştirilmiştir. Yıldızların kimyasal element bollukları Güneş bollukları ile karşılaştırılarak fark bollukları incelenmiştir. Güneş bollukları Kurucz vd. (1984) tarafından elde edilmiş Güneş atlası kullanılarak, bu çalışmada incelenen yıldızlara uygulanan aynı yöntemlerle hesaplanmıştır.

Çizelge 1: Hesaplanan fotometrik ve tayfsal model atmosfer parametreleri.

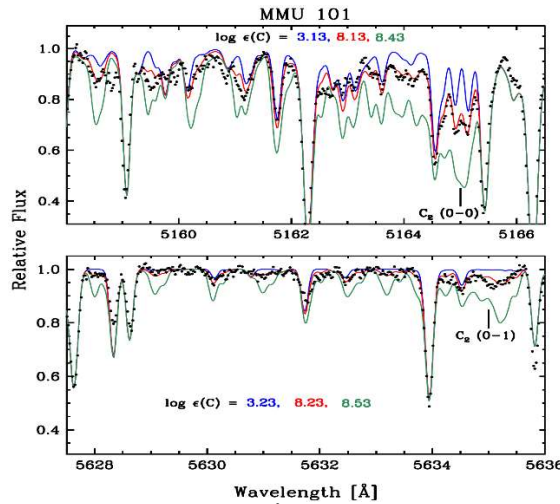
Yıldız	$T_{\text{eff,(B-V)}}$ (K)	$T_{\text{eff,(V-K)}}$ (K)	$T_{\text{eff,(LDR)}}$ (K)	$\log g_{\text{fız}}$ (cm s^{-2})	$T_{\text{eff,tayf}}$ (K)	$\log g_{\text{tayf}}$ (cm s^{-2})	$v_{t,\text{tayf}}$ (kms^{-1})	[M/H]
NGC 6940								
MMU 28	5008	5013	5027 ± 33	3.06	5024	2.89	1.03	-0.05
MMU 30	4724	4929	4954 ± 39	2.77	4959	2.85	1.32	-0.06
MMU 60	5030	5061	5028 ± 19	3.08	5046	2.97	0.97	-0.02
MMU 69	5030	5034	5004 ± 29	3.06	5004	2.90	1.05	-0.03
MMU 87	5097	5067	4999 ± 43	2.98	5023	2.85	1.07	0.03
MMU 101	5052	5125	5023 ± 22	2.98	5037	3.02	1.16	0.01
MMU 105	4800	4802	4867 ± 36	2.60	4765	2.34	1.35	-0.15
MMU 108	5191	5167	5109 ± 17	2.98	5132	2.80	1.28	-0.16
MMU 132	5052	5079	4976 ± 37	2.83	4962	2.65	1.29	-0.12
MMU 138	5097	5101	5024 ± 30	3.01	5056	3.00	1.10	0.00
MMU 139	5097	5072	5016 ± 28	3.01	5013	2.99	1.10	0.01
MMU 152	5097	5079	4960 ± 12	2.78	4933	2.66	1.36	-0.16
Hyades								
γ Tau	4852	4928	4942 ± 32	2.60	4945	2.78	1.42	-0.03
δ Tau	4872	4918	4962 ± 33	2.65	4878	2.57	1.34	-0.03
ϵ Tau	4812	4868	4921 ± 30	2.53	4870	2.67	1.46	-0.01
θ Tau	4956	4980	4941 ± 43	2.69	4961	3.00	1.28	0.01

Yıldız evriminin belirteçlerinden olan LiCNO element bollukları sentetik analiz yöntemi ile hesaplanmıştır. Kırılgan olarak tanımlanan Li element bollukları 6707.8 Å'da yer alan rezonans çizgisinden elde edilmiştir ve tüm KD'lerde farklı değerler vermektedir. CNO bollukları ard ardına çözüm yöntemi ile oksijen, karbon ve nitrojen sıralaması ile hesaplanmış bolluklar bir önceki analiz ile aynı olana kadar devam edilerek elde edilmiştir. HET tayflarının indirgenme aşamasında 6300.3 Å soğurma çizgisinin bitişiğinde [O I] atmosferik salması ile karşılaşmıştır. Yıldızlara ilişkin [O I] çizgisinin yapısını bozmamak amacı ile bu salma tayftan ayıklanmamıştır. Şekil 1'de atmosferik salmadan en fazla ve en az etkilenen KD yıldızların 6300.3 Å [O I] analizleri verilmektedir. Karbon bollukları 5165 Å ve 5635 Å C₂ Swan modelkül bantlarından elde edilmiştir. 5165 Å bandı atomik soğurmalar ile karışmıştır, 5635 Å bandı daha zayıftır. Şekil 2'de NGC 6940

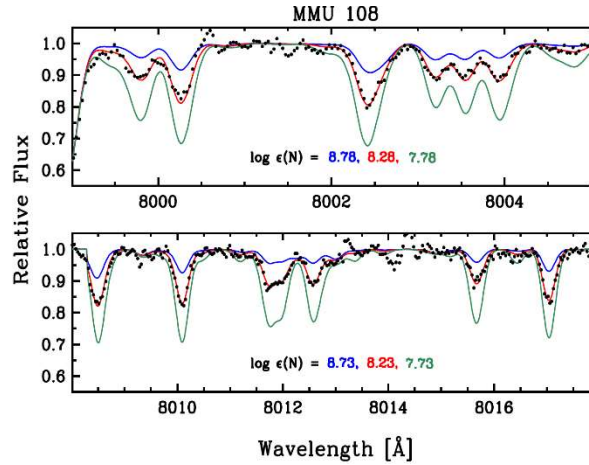
MMU 101 yıldızının Swan bölgelerinin sentetik analizi gösterilmektedir. Nitrojen bollukları 7995–8040 Å aralığındaki CN bantlarından bulunduğu bölgeden belirlenmiştir. KD yıldızların N bollukları bu aralıkta yer alan üç bölgeden hesaplanan bollukların aritmetik ortalamasıdır. Şekil 3'te en fazla N bolluklu ($[N/Fe] = +0.37$) NGC 6940 MMU 108 yıldızının sentetik tayf analizi gösterilmiştir. NGC 6940 kümesi için ortalama CNO bollukları sırasıyla $[C/Fe] = -0.32 \pm 0.07$, $[N/Fe] = +0.23 \pm 0.06$ ve $[O/Fe] = -0.15 \pm 0.06$ 'dır.



Şekil 1: MMU 152 ve MMU 108 yıldızlarının [O I] 6300.3 Å çizgisinin gözlenen tayfı (siyah noktalar) ile sentetik tayflarının karşılaştırılması. En iyi uyumu sağlayan ortadaki analizdir (kırmızı), en iyi bolluktan +0.3 dex (yeşil) ve -0.3 dex (mavi) uzakta olan analizler de noktalanmıştır. Bu üç sentetik analizin bolluk değerleri şekil içinde verilmektedir.

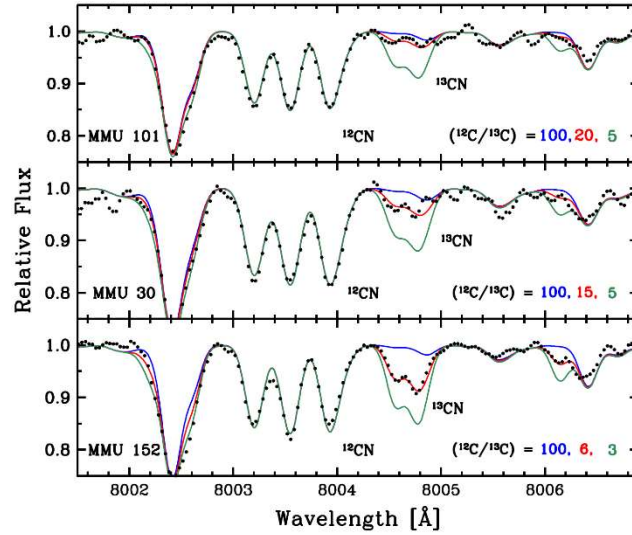


Şekil 2: MMU 101 yıldızının gözlenen tayfı ile üst panelde 5165 Å C₂(0-0) ve alt panelde C₂(0-1) bantlarının sentetik tayf analizleri ile karşılaştırması. Tüm sentetik analizlerin temsil ettiği bolluk değerleri panellerin içinde verilmiştir, en iyi uyumu sağlayan ortadaki analizdir (kırmızı).



Şekil 3: MMU 108 yıldızının gözlenen tayfı ile CN bantlarının sentetik tayf analizleri ile karşılaştırması. Üç sentetik analizin de temsil ettiği bolluk değerleri panellerin içinde verilmiştir, en iyi uyumu sağlayan ortadaki analizdir (kırmızı).

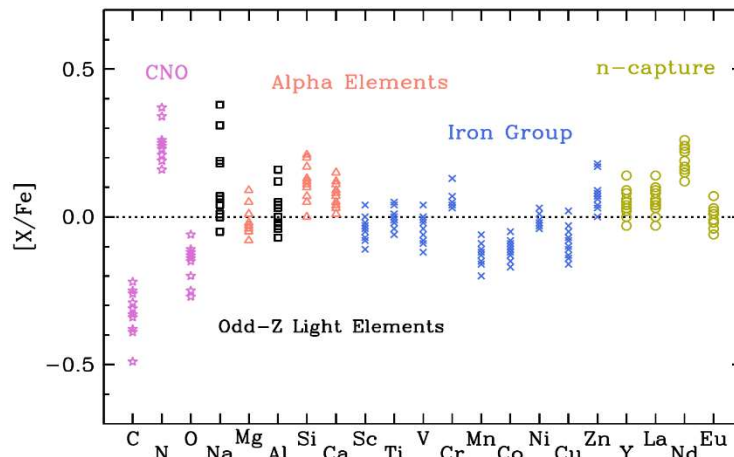
CNO bollukları belirlendikten sonra 8003.5 Å (^{12}CN) ve 8004.6 Å (^{13}CN) bantlarının oranlarından $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ değerleri elde edilmiştir. KD yıldızlardan yedi tanesinin izotop oranı 1.tırmıklamadan beklenen değer olan 20-25 aralığındadır, dördü $^{12}\text{C}/^{13}\text{C} = 10$ -15 değer aralığında yer alırken MMU 152 yıldızı en düşük izotop oranına sahiptir, $^{12}\text{C}/^{13}\text{C} = 6$. Bu değer Güneş metal bolluğundaki bir KD yıldız için oldukça sıra dışıdır. Şekil 4'te bu üç ayrı değeri temsil eden KD'lerin analizi verilmiştir.



Şekil 4: MMU 101 (üst panel), MMU 30 (orta panel) ve MMU 152 (alt panel) yıldızlarının gözlenen tayfları ile 8004 Å bölgesine uygulanan sentetik tayf analizlerinin karşılaştırması.

LiCNO bolluklarının yanı sıra α -elementlerinin bolluğu da yıldız evriminin en önemli belirteçlerinden birisidir. NGC 6940 küme üyesi KD yıldızlarının hesaplanan tüm α -elementleri hata sınırları içinde Güneş bolluğundadır ve dev yıldız olduklarını göstermektedir, $\langle [\alpha/\text{Fe}] \rangle = \frac{1}{3} ([\text{Mg}/\text{Fe}] + [\text{Si}/\text{Fe}] + [\text{Ca}/\text{Fe}]) = 0.06 \pm 0.07$.

Bu çalışmada ayrıca EG yada sentetik analiz yöntemleri ile hafif tek-atom numaralı (Na, Al), Fe-grubu (Sc, Ti, V, Cr, Mn, Co, Ni, Cu, Zn) ve de nötron-yakalama elementlerinin (La, Nd, Eu) bollukları elde edilmiştir. Şekil 5'te NGC 6940 üyesi 12 KD yıldızın 21 elementine ait Güneş bolluklarına göre hesaplanan fark bollukları noktalanmıştır.



Şekil 5: NGC 6940 üyesi 12 KD yıldızın hesaplanan $[X/\text{Fe}]$ değerleri.

5. Sonuçlar

-Bu projede, NGC 6940 küme üyesi 12 ve Hyades küme üyesi dört KD yıldızın yüksek-çözünürlüklü tayfları elde edilmiş ve bu yıldızların model atmosferleri (T_{eff} , $\log g$, $[\text{Fe}/\text{H}]$, v_t) ile seçilmiş bazı elementlerin kimyasal bollukları hesaplanmıştır. Yıldızların fark bolluklarını ($[X/\text{Fe}]$) hesaplamak için aynı yöntemler ile Güneş tayfı analiz edilmiştir. NGC 6940 kümesinin



XX. ULUSAL ASTRONOMİ KONGRESİ IX. ULUSAL ASTRONOMİ ÖĞRENCİ KONGRESİ

UAK
2016

hesaplanan ortalama metal bolluğu $[Fe/H] = 0.04 \pm 0.02$ 'dir. Yüksek çözünürlüklü tayflardan dikine hız ölçümü yapılmış ve literatürden alınan fotoğrafik parlaklıklara uygulanan Yonsei-Yale izokronları yardımı ile NGC 6940 kümesinin yaş ve dönme noktası kütlesi belirlenmiştir.

-NGC 6940 kümesi üyesi cüce ya da dev yıldızlarına ilişkin ilk geniş kapsamlı kimyasal bolluk analizleri gerçekleştirilmiştir. Aynı yöntemler ile analiz edilen Hyades küme üyesi dört KD yıldızın model atmosfer ve kimyasal bolluk sonuçları literature ile genel bir uyum içerisinde. Hyades devlerinin $^{12}C/^{13}C$ oranları yaklaşık 25'tir ve evrim belirteci diğer element bollukları da literatürde olduğu gibi ilk çıkış dev olduklarını göstermektedir. NGC 6940 KD yıldızların ise altı tanesi 20'den düşük izotop oranı göstermektedir (MMU 30, 69, 105, 138, 139 ve 152), dört tanesi Li göstermemektedir (MMU 30, 105, 108 ve 152). Tüm kimyasal analiz sonuçları özellikle LiCNO, $^{12}C/^{13}C$ oranı, $[N/C]$ ve Na bollukları Charbonnel ve Lagarde (2010) ve de Karakas ve Lattanzio (2014) çalışmalarındaki teorik tahminler ile değerlendirildiğinde bazı program yıldızlarının farklı miktar ve türlerde ekstra karışıma uğramış olabileceği sonucuna ulaşılmıştır. NGC 6940 KD yıldızlarının salt parlaklık ve $(B-V)_0$ değerleri Cannon (1970) ve Kaempf vd. (2005) çalışmalarının sonuçları ile birlikte değerlendirildiğinde muhtemelen He yakan Kırmızı Yatay Kol yıldızları oldukları sonucuna varılmıştır. Bu çalışmanın yöntem ve sonuçları daha kapsamlı bir şekilde Böcek Topcu vd. 2016'da yer almaktadır.

6. Kaynaklar

- Afşar, M., Sneden, C., For, B-Q. 2012, AJ, 144, 20
Böcek Topcu, G., Afşar, M., Sneden, C., 2016, MNRAS, 463, 580B
Cannon R. D., 1970, MNRAS, 150, 111
Castelli F., Kurucz R. L., in N. Piskunov, W.W. Weiss, D.F. Gray, eds, 2003, IAU Symposium, Vol. 210, p. 20P
Charbonnel C., 1994, A&A, 282, 811
Charbonnel C., Lagarde N., 2010, A&A, 522, A10
Day R. W., Lambert D. L., Sneden C., 1973, ApJ, 185, 213
Dearborn D. S. P., Eggleton P. P., Schramm D. N., 1976, ApJ, 203, 455
Gilroy K. K., 1989, ApJ, 347, 835
Gratton, R. G., Sneden, C., Carretta, E., and Bragaglia, A., 2000, A&A, 354, 169
Gratton, R., Sneden, C., and Carretta, E., 2004, A&A, 42, 385
Gray, D. F., Brown, K. 2001, PASP, 113, 723
Iben Jr. I., 1967, ApJ, 147, 624
Karakas A. I., Lattanzio J. C., 2014, PASA, 31, e030
Kaempf T. A., de Boer K. S., Altmann M., 2005, A&A, 432, 879
Kharchenko N. V., Piskunov A. E., Rösner S., Schilbach E., Scholz R. D., 2005, A&A, 438, 1163
Kurucz, R. L., Furenlid, I., Brault, J., & Testerman, L., 1984, Solar flux atlas from 296 to 1300 nm
Larsson-Leander G., 1964, ApJ, 140, 144
Luck R. E., 1994, ApJS, 91, 309
Loktin A. V., Gerasimenko T. P., Malysheva L. K., 2001, Astronomical and Astrophysical Transactions., 20, 607
Malysheva L. K., 1997, Astronomy Letters., 23, 585
Mermilliod J. C., Mayor M., Udry S., 2008, A&A, 485, 303
Pilachowski, C. A., Sneden, C., and Booth, J., 1993, AJ, 407, 699
Ramírez, I., Meléndez, J., 2005, ApJ, 626, 465
Roederer I. U., Sneden C., Thompson I. B., Preston G. W., Shectman S. A., 2010, ApJ, 711, 573
Shectman S. A., 2010, ApJ, 711, 573
Smiljanic R., Gauderon R., North P., Barbuy B., Charbonnel C., Mowlavi N., 2009, A&A, 502, 267
Sneden C., 1973, PhDT (doktora tezi), 180S
Sneden C., Pilachowski C. A., 1986, ApJ, 301, 860
Sneden, C., Kraft, R. P., Langer, G. E., Prosser, C. F., and Shetrone, M. D., 1994, AJ, 107, 1773
Sneden, C., Kraft, R. P., Shetrone, M. D., Smith, G. H., Langer, G. E., and Prosser, C. F., 1997, AJ, 114, 1964
Tomkin J., Luck R. E., Lambert D. L., 1976, ApJ, 210, 694
Torres G., 2010, AJ, 140, 1158
Weidemann V., Jordan S., Iben Jr. I., Casertano S., 1992, AJ, 104, 1876

**XTE J1946+274 Be/X-ışın Çiftinin X-ışın Durgun Dönemdeki
Boşaltım Diskinin İncelenmesi**

Mehtap Özbey Arabacı^{1,2*}, Ascension-Camero Arranz³, Christina Zurita^{4,5}, Ümit Kızıloğlu⁶

¹Atatürk Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Astrofizik Bölümü, Erzurum, Türkiye.

²Atatürk Üniversitesi, Astrofizik Araştırma ve Uygulama Merkezi, Erzurum, Türkiye.

³Institut de Ciències de l'Espai, (IEEC-CSIC), Campus UAB, Fac. de Ciències, Torre C5, 08193 Barcelona, Spain.

⁴Instituto de Astrofísica de Canarias, 38200 La Laguna, Tenerife, Spain.

⁵Universidad de La Laguna, Dept. Astrofísica, 38206 La Laguna, Tenerife, Spain.

⁶Orta Doğu Teknik Üniversitesi, Fen Fakültesi, Fizik Bölümü, 06531, Ankara, Türkiye.

Özet: Bu çalışmada XTE J1946+274 Be/X-ışın çiftinin, X-ışın sakin dönemdeki boşaltım diski (decretion disk) çoklu dalgaboyu gözlemlerinden yararlanılarak incelenmiş ve geçmiş yıllardaki X-ışın aktif dönemleri tetikleyen fiziksel mekanizmanın ne(neler) olabileceği tartışılmıştır. X-ışın bölgedeki (12 Mart 2013) Chandra-ACIS gözleminin yanısıra durgun ve aktif dönemleri kapsayan FERMI/GBM, RXTE/ASM ve Swift/BAT arşiv verileri, uzun dönemli El Teide (Tenerife, İspanya), Roque de los Muchachos (La Palma, İspanya), TUG (Antalya, Türkiye) ve Sierra Nevada (Granada, İspanya) gözlemlerindeki teleskoplardan elde edilen fotometrik ve tayfsal verilerle beraber yorumlanmıştır. Optik bölge verilerinden sistemdeki Be yıldızının 2006 yılında başlayan uzun dönemli (yaklaşık 7 yıl) bir kütle atım dönemi geçirdiği ve benzer bir sürecin 2015 yılından bu yana devam ettiği görülmüştür. Ayrıca boşaltım diskinin büyük ve oldukça kararlı olduğu ve sistemin diğer Be/X-ışın çiftlerinden daha uzun süre X-ışın sessiz dönemde kalabildiği bulunmuştur.

Anahtar Kelimeler: Boşaltım diski, salma çizgisi, Be yıldızı, X-ışın çiftleri, pulsar, XTE J1946+274

Abstract: In this study the decrction disk of the Be/X-ray binary system XTE J1946+274 during X-ray quiescent phase was investigated through the multiwavelength observations and what physical mechanism(s) can trigger the previous X-ray active states was discussed. Besides a pointed Chandra-ACIS observation (March 12, 2013) achieved during quiescence, FERMI/GBM, RXTE/ASM and Swift/BAT archival data including both quiescence and active periods have been interpreted with the long term photometric and spectroscopic data taken with the telescopes located at El Teide (Tenerife, Spain), Roque de los Muchacos (La Palma, Spain), TUG (Antalya, Turkey) and Sierra Nevada (Granada, Spain) observatories. Our optical study revealed that the Be star in the system underwent a long mass ejection event in 2006, lasting for about seven years, and another one is currently ongoing since 2015. In addition it was found the Be star had a large and relatively stable decrction disk and unlike the other Be/X-ray binary systems XTE J1946+274 was able stay in an X-ray quiescence state longer.

Key Words: Decrction disk, emission line, Be star, X-ray binaries, pulsar, XTE J1946+274

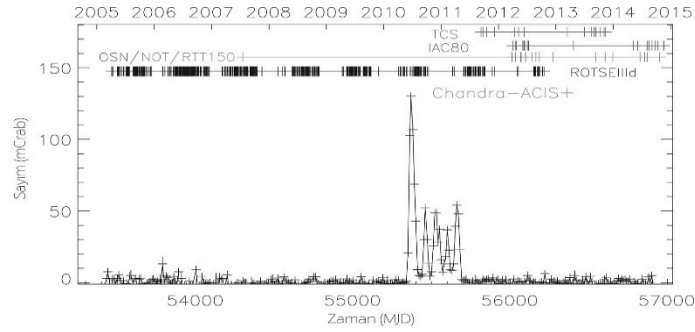
1. Giriş

Geçici sert X-ışın kaynağı XTE J1946+274, 1998 yılında Rossi X-ray Timing Explorer (RXTE)/All Sky Monitor (ASM) dedektörüyle keşfedilmesini sağlayan X-ışın patlamasından bu yana yüksek enerji bölgedeki davranışları detaylıca çalışılmış olmasına rağmen sistem özellikleri ve doğası en az anlaşılan Be/X-ışın çiftlerinden biridir (Smith ve Takeshima 1998). Kaynak 1998-2011 yılları arasında farklı X-ışın uydularıyla tespit edilen iki belirgin X-ışın aktivitesi göstermiştir. Bu aktivitelerden birincisi (en uzun olan) yaklaşık 3 yıl süren (Eylül 1998-Ağustos 2001) ve birbirini izleyen 13 patlamadan oluşmaktadır (Wilson ve ark. 2003). X-ışın akısı 2-60 keV enerji aralığında ~110 mCrab değerine ulaşan bu serinin ilk patlaması sırasında, sistemde dönme dönemi (P_{spin}) 15.83±0.02 s olan bir pulsarın, 8-10 kpc uzaklığında (Verrecchia ve ark. 2002) 169.2 günlük bir dolanma dönemiyle (P_{orb}) Be yıldızının etrafında eliptik bir yörüngede (e~0.33) hareket ettiği bulunmuştur (Campana ve ark. 1999; Wilson ve ark. 2003). Yaklaşık ~9 yıllık süren X-ışın bölgedeki sessiz dönemin ardından, sistem 2010 Haziran ayında tekrar aktivite göstermeye başlamıştır. Sistemin ikinci aktif dönemi de bir öncekine benzer şekilde, dev bir patlama (dev patlama/Tip II patlama) ve onu takip eden seri şeklindeki daha az kuvvetli patlamalar (ardarda 4 patlama) içermektedir (Camero-Arranz ve ark. 2010, Müller ve ark. 2010, Caballero ve ark. 2010). Ayrıca her iki aktivite sürecinde sırasıyla ~35 keV ve ~25 keV enerjilerinde siklotron rezonans çizgileri bulunmuştur (Heindl ve ark. 2001; Müller ve ark. 2012). Genel olarak XTE J1946+274 sistemi her bir dolanma döneminde iki X-ışın patlaması göstermektedir. Bu durum Be boşaltım diskinin ve yörünge düzleminin çakışık olmadığı sistemlerde gözlenen bir aktivite karakteri olmasına rağmen, benzer X-ışın patlamaları gösteren hizalanmamış sistemlerin aksine, XTE J1946+274 kaynağındaki patlama dönemleri Nötron yıldızının enberi ve enöte noktalarıyla çakışmamaktadır. Dolayısıyla bu davranışı açıklayacak başka mekanizmaların olması gerekmektedir. XTE J1946+274 çiftinin optik/kırmızıöte baş yıldızı 16.9 kadir parlaklığında, güçlü H_β ve H_γ salma çizgileri gösteren B0-1 IV-Ve tayf türü bir yıldızdır. Ayrıca birinci aktivite dönemi sonrasında elde edilen optik verilerden, H_β salma çizgi profillerinin değişimler gösterdiği bulunmuş ve bu durum disk içerisindeki global yoğunluk pertürbasyonlarının varlığı

*Sorumlu Yazar E-Posta: mehtap.ozbeyarabaci@atauni.edu.tr

olarak yorumlanmıştır (Wilson ve ark. 2003).

Bu çalışmada geçici X-ışın kaynağı XTE J1946+274'ün uzun dönemli çoklu dalgaboyu gözlemlerinin sonuçları sunulmuştur (Özbey Arabacı ve ark. 2015). Optik/Kırmızıöte verileri farklı gözlemlerindeki teleskoaplardan elde edilmiş ve kaynağın 2013 yılındaki X-ışın sessiz dönemindeki yönlenmiş Chandra/ACIS gözlemi kullanılmıştır. Ayrıca birçok X-ışın teleskoplarına ait uydur verileri optik/kırmızıöte bölgede edilen gözlemlerle karşılaştırılarak incelenmiştir. Sistem yaşamının büyük kısmını X-ışın sessiz dönemde geçirdiğinden tayfsal ve fotometrik verilerimizin büyük çoğunluğu X-ışın patlamaları arasında kalan bu inaktif dönemleri kapsamaktadır (Şekil 1).



Şekil 1: 10 gün gruplama yapılarak elde edilmiş 15-50 keV aralığındaki *Swift*/BAT ışık eğrisi. Grafik üzerinde TCS, OSN, NOT, RTT150 ve ROTSEIII verilerinin ait olduğu zamanlar ayrıca belirtilmiştir. Yönlenmiş tek günlük Chandra-ACIS gözlemi (+) işaretiyle gösterilmiştir.

2. Optik/Kırmızı Öte Analizi

2.1 Fotometri

Çizelge 1'de XTE J1946+274 sisteminin optik/kırmızıöte bantlarındaki gözlem sonuçları verilmiş Şekil 2'de ise bulunan sonuçlar 2010 yılındaki X-ışın aktif dönemi de içeren *Swift*/BAT ışık eğrisiyle birlikte sunulmuştur. Kaynağın RotseIII parlaklığının 2005 yılından başlayarak düzgün bir şekilde 2013'e kadar değişimler gösterdiği, 2006 ve 2010 yılı ortalarında sırasıyla minimum ve maksimum değerlerine ulaştığı görülmektedir. Bu tarih sonrasında yaklaşık 60 güren bir X-ışın aktivitesi başlamış X-ışın akısı 15-50 keV enerji aralığında ~140 mCrab'e kadar ulaşmıştır (dev patlama/Tip II patlama). Takip eden seri halindeki 4 patlama ise, daha düşük akılarda ve ~60-90 gün aralıklarla oluşmuştur (normal patlama/Tip 1 patlama). Seri halinde normal X-ışın patlamaları gösteren diğer BeXRB kaynaklarının aksine bu aktivitelerin hiçbirisi Nötron yıldızının enberi noktasında meydana gelmemiştir. Bu aktivite döneminden sonra kaynak X-ışın bölgede herhangi bir hareketlilik göstermemiştir. Kaynak uzun süredir X-ışın durgun dönemde olmasına karşın, optik/kırmızıöte parlaklığı 2012 yılından itibaren artan bir trend içindedir.

RotseIII ışık eğrisindeki 1747 nokta, 0-17.49 gün⁻¹ frekans aralığında Lomb-Scargle (Scargle 1982) ve Clean (Roberts ve ark. 1987) algoritmaları kullanılarak analiz edilmiş ve periyodik bir değişim bulunamamıştır. Ancak veriler 30 günlük aralıklarla gruplanarak tekrar çizildiğinde (Özbey ve ark. 2014, Şekil 3), 2006 yılı başlarında (MJD~53700) minimum değerine sahip yarı sinüzoidal bir değişimin olduğu görülmektedir. Bu tarihten sonra kaynağın yaklaşık 4 yıl boyunca parlaklığı artmış ve maksimum değerine ulaştıktan sonra 2 yıl süresince azalmıştır. Değişimin frekansı ve frekanstaki belirsizlikler sırasıyla Period04 yazılımının Fourier Analiz modülü ve Monte Carlo simülasyonları kullanılarak hesaplanmıştır. Bulunan $3.3(8) \times 10^{-4}$ gün⁻¹ (3030 gün) olarak bulunan frekans değeri Be yıldızının parlama ve kütle atım süresini vermektedir.

2.2 H β Çizgisi

Be yıldızının boşaltım diskinin varlığını gösteren H β salma çizgisi 2012-2014 yılları arasında profil değişimi göstermemiş-tek tepeli salma- ancak eşdeğer genişlik (EW) ve yarı maksimumdaki tam genişlik (FWHM) değerleri belirgin bir farklılık göstermiştir (Çizelge 2). Ayrıca 2007 yılındaki çizgi kaynağın şimdiye kadar ölçülmüş en düşük EW değerine sahiptir (~18 Å). Disk içindeki madde miktarının bir belirteci olan H β çizgisinin XTE J1946+274 kaynağı için kaydedilen ortalama değerlerden oldukça düşük olması, diskteki yoğunluk değişimlerinin bir sonucu olarak yorumlanabilir. EW değerindeki bu azalma, diskteki malzemin nötron yıldızı tarafından toplanması ya da yine diskin H β salma çizgisinin oluşumdan sorumlu bölgenin-her ne kadar herhangi bir X-ışın aktivitesi görülme de- kesilmesi sonucu oluşmuş olabilir. Başka bir olasılık da, bulunan bu değer aslında minimum değer olmaması ve gerçek minimum değerinin daha önce gerçekleşmiş ve boşaltım diskinin belki de dağılıp tekrar dolmuş aşamasında olduğuna işaret etmesi olabilir. EW değerindeki minimum değer sonrasında gözlenen hızlı artış bu iddiayı destekler niteliktedir (bkz. Şekil 2). Yaklaşık 3 ay süren bu hızlı artışın sonunda EW~48 Å değerine ulaşmıştır. Bu değer kaynağın şimdiye kadar ölçülmüş en büyük H β EW maksimum değeridir. Her ne kadar çizgi

ölçümleri MJD 56069-56209 aralığında saçılma gösterse de ortalama EW değerlerinden belirgin farklılıkları bulunmamaktadır. Kasım-Aralık 2013 gözlemleri süresince en geniş çizgi değerleri görülmesine rağmen EW değerleri ortalama değerinde kalmıştır. Genel olarak H_{β} salma çizgisi dar ve tepeli olup, ortalama FWHM değeri $\sim 10.5 \text{ \AA}$ 'dır. Ayrıca beklenen aksine FWHM ve EW değerleri negatif bir ilişki göstermektedir (Hanuschik 1989).

Çizelge 1: IAC80 ve TCS teleskoplarıyla elde edilen optik ve IR parlaklıklar
(Çizelgenin tamamı için bkz. Özbey Arabacı ve ark. 2015).

MJD	B	V	J	H	K _s
55849.970	—	—	12.562 ± 0.000	11.789 ± 0.019	10.520 ± 0.088
55970.815	—	—	12.602 ± 0.042	11.899 ± 0.152	11.260 ± 0.055
56016.195	18.737 ± 0.056	15.784 ± 0.050	—	—	—
56978.825	18.558 ± 0.042	15.646 ± 0.051	—	—	—

Ortalama EW ve FWHM değerleri kullanılarak sistemin izdüşüm dönme hızı, $v \sin i$, $\sim 323 \text{ km/sn}$ olarak bulunmuştur. Wilson ve ark.'nın (2013) hesapladığı eğim açısı kullanıldığında sistemin gerçek dönme hızının, v_{rot} , $323\text{-}449 \text{ km/sn}$ aralığında olduğu görülmektedir. Be yıldızının kütlelerinin $16 M_{\odot}$ ve yarıçapının B yıldızları için limit değer olan $8 R_{\odot}$ olduğunu kabul edersek, bu durumda kritik dağılma hızı, v_{crit} , $\sim 618 \text{ km/sn}$ bulunur. Dolayısıyla ekvatoryal dönme hızı ile dağılma hızının oranı olarak verilen, kritik oran değerinin, w , XTE J1946+274 sistemi için $0.5\text{-}0.72$ aralığında olduğunu söyleyebiliriz. Diğer bir ifadeyle sistemdeki Be yıldızı dağılma hızının %50-70'ine karşılık gelen bir hızda dönmektedir ve bu hız benzer türdeki yıldızlar için tipik bir değerdir.

3. X-Işın Durgun Dönem Chandra/Acis Analizleri

3.1 Görüntüleme

Bölüm 2.3'de belirtildiği gibi 2013 yılında alınan yönelenmiş Chandra gözlemi kullanılarak kaynağın $0.3\text{-}10 \text{ keV}$ enerji aralığındaki görüntüsü elde edilmiştir. Daha sonra temizlenmiş 4600 sn 'lik ACIS-S görüntüsüne CIAO *celldetect* aracı kullanılarak, XTE J1946+274 kaynağının koordinatları 11.025 sinyal gürültü oranı ve 0.03 yaysaniye istatistiksel hata ile $\alpha=19^{\circ}45^{\text{d}}39^{\text{sn}}.91$ $\delta=27^{\circ}21'55''.36$ (J2000) olarak bulunmuş, 5.2 sinyal gürültü oranıyla $\alpha=19^{\circ}45^{\text{d}}34^{\text{sn}}.91$ $\delta=27^{\circ}18'18''.04$ koordinatlarında başka bir X-ışın kaynağı daha saptanmıştır. Ayrıca her iki kaynak da 2MASS kataloğunda bulunan yıldızlardır. XTE J1946+274 sisteminin gerçek koordinatını belirleyebilmek için, 2MASS kaynağı ile X-ışın kaynağının fiziksel olarak aynı yıldız olduğu kabulü ile astrometrik düzeltme yapılmış, sonuç olarak $\alpha=19^{\circ}45^{\text{d}}39^{\text{sn}}.4$ $\delta=27^{\circ}21'55''.5$ bulunmuştur (0.2 yaysaniye hata çemberi içinde).

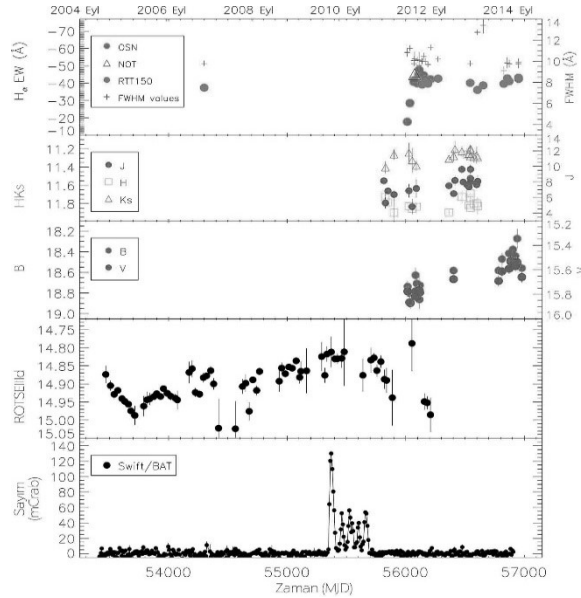
Çizelge 2: XTE J1946+274 sistemi optik bileşenine ait H_{β} salma çizgisi ölçümleri
(Çizelgenin tamamı için bkz. Özbey Arabacı ve ark. 2015).

MJD	EW($\text{\AA}$)	FWHM($\text{\AA}$)	TELESKOP
54299.816	-37.35 ± 1.39	9.88 ± 0.27	RTT150
56013.148	-17.73 ± 0.76	11.09 ± 0.46	OSN
56035.132	-28.49 ± 1.20	11.57 ± 0.30	OSN
56069.014	-41.65 ± 1.31	10.19 ± 0.46	OSN
56983.714	-38.24 ± 1.12	10.00 ± 0.47	RTT150

3.2 Tayfsal Analiz

$0.3\text{-}10 \text{ keV}$ aralığındaki evre ortalama tayfi elde edebilmek amacıyla, kaynak için $2''.5$, arkaplan için $18''$ büyüklüğünde dairesel alanlar seçilerek CIAO *specextract* kodu ile XTE J1946+274'ün ve arkaplanın tayfi elde edilmiştir. Tayf analizleri için XSPEC paketi kullanılarak (sürüm 12.8.1g; Arnaud 1996), verilere en iyi fiti veren soğurulmuş güç yasası (PL)

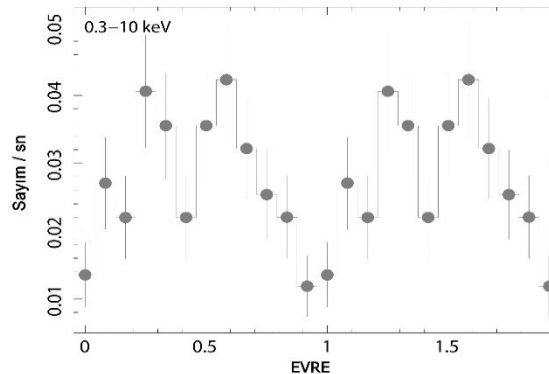
ve kara cisim (BB) modelleri uygulanmıştır. Fotoelektrik soğurma için, enine kesit değerleri Balucinska-Church&McCammon (1992) çalışmasından, Güneş bolluğu Anders & Grevesse'den (1989) alınmıştır. Foton indeks 1.5-7 keV enerji aralığındaki Swift/XRT ($\Gamma=0.84(8)$) ve 0.3-10 keV enerji aralığındaki Suzaku-XIS verilerinden bulunan ($\Gamma=1.09(5)$) değerlere benzerdir (Müller ve ark. 2012). Fakat diğer X-ışın uyduları verilerinden hesaplanan X-ışın akısı, bulunan değerden 100 kat daha büyüktür.



Şekil 2: XTE J1946+274 sisteminin Optik/IR ve X-ışın bölgedeki parlaklık ve H_{α} salma çizgisi EW değişimi

3.3 Zamanlama

Zamanlama analizi için öncelikle gelen fotonların varış zamanı CIAO axbary aracı kullanılarak Dünya merkezine indirgenmiş, dmextract kodu aracılığıyla arkaplan çıkartılmış ve 0.4 sn zaman çözünürlüğü için ışık eğrileri elde edilmiştir. Xronos paketi kullanılarak bulunan atım periyodu $P_{\text{atım}} = 15.757(1)$ sn (epok=MJD 56363; $\Gamma=0.063464(4)$ Hz). Şekil 3 X-ışın verisinin bulunan periyot değerine katlanılarak elde edilen farklı enerji aralıklarındaki atım profillerini göstermektedir. Kaynağın düşük ışınım gücü seviyesine rağmen 0.4 ve 0.95 evrelerindeki çukurlarla ayrılmış 2 ayrı atım profili görülmektedir. Daha yüksek enerjilere gidildikçe bu çukur yokolmakta ve atım profili tek tepeli hale gelmektedir. 3-4.5 keV aralığındaki profil şekli, 1.5-3.5 keV ve 4.5-10 keV aralıklarında bulunanlara göre daha dar ve simetrik, bunun yanında farklı evrelerde maksimuma ulaşmaktadır. Şekil 3'deki atımın modülasyon büyüklüğü $PF_{\text{rms}}=32.1(3)\%$ olarak bulunmuştur.



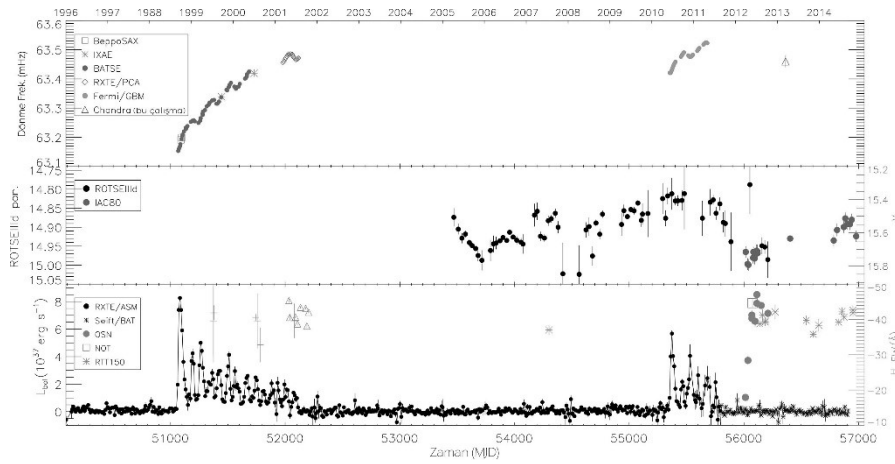
Şekil 3: XTE J1946+274 kaynağının arka plan çıkarılmış durgun dönem 0.3-10 keV aralıklarındaki evreye bağlı atım profilleri.

4. Tartışma

4.1 Be/Nötron Yıldızı Etkileşimi

XTE J1946+174 sistemi keşfedildiğinden bu yana uzun süreli inaktif dönemler geçiriyor olmasına karşın, Be/X-ışın çiftleri içerisindeki özgünlüğü X-ışın patlama özelliklerinin farklılığından kaynaklıyor olmalıdır. Her iki aktif döneminde de patlama zamanları Nötron yıldızının enberi ve enöte zamanlarıyla ilişkilendirilememiştir. Yörünge geçişleriyle bağlantılı olmayan bu tür patlamaların genellikle boşaltım diskinin Nötron yıldızı tarafından kesilmesiyle tetiklenen, disk içindeki küresel pertürbasyonlar nedeniyle olduğu düşünülmektedir ve bu tür hareketler kendini Be yıldızının tayfindaki salma çizgilerinde profil değişimleri olarak göstermektedir. Ancak XTE J1946+274 sisteminin durgun dönem H_{α} salma çizgi profillerinde herhangi bir değişim gözlenmemiştir. Wilson ve ark.'na (2003) göre düşük eğim açısına sahip sistemlerde, görüş açısı izdüşüm alanının tümünü görmemizi engellemekte ve bu nedenle ancak disk içerisindeki çok büyük pertürbasyonlar profil değişimi olarak kendini göstermektedir. Diğer bir yandan Silaj ve ark. (2010) salma çizgi profilleri kullanılarak bu tür sistemlerin eğim açısının bulunamayacağını aksine herhangi bir eğim açısı için farklı profiller üretilebileceğini kanıtlamışlardır. Bu durumda düşük eğim açısı ve disk içerisindeki pertürbasyonlara rağmen H_{α} salma çizgi profillerinin değişim göstermemesi açıklanabilir.

Be yıldızları farklı zaman ölçeklerinde değişimler gösterebilmektedir. Bunlardan kısa dönemli olanların Be yıldızının dönmesi ve/ya da radyal olmayan zonklamalar nedeniyle olduğu düşünülürken (Kızıloğlu ve ark. 2007) uzun dönemli olanların boşaltım diskindeki yapısal değişimler sonucu gerçekleştiği kabul edilmektedir. XTE J1946+274 kaynağında 2006-2010 yıllarında gözlenen parlaklıktaki artış Be yıldızından diske aktarılan madde miktarındaki artışın bir sonucu olmalıdır. Bunun yanında H_{α} çizgisinin sürekli olarak salma profili göstermesi ve yüksek EW değerleri, sistemdeki diskin neredeyse hep var olduğunu Tip II patlamalarına rağmen diskin zayıflayabildiği ancak tamamen yokolmadığını göstermektedir. 2010 yılında başlayan aktif dönem öncesi tayfsal tek veri 2007 yılına ait olup $EW \sim 37.5 \text{ \AA}$ 'dır ve ortalama değere yakındır. X-ışın aktif dönemde her dolanma döneminde 2 patlama göstermesi nedeniyle XTE J1946+274 çiftinin, boşaltım diski ile Nötron yıldızının yörünge düzleminin çakışık olmadığı düşünülmektedir. Bu tür sistemlerde diskin eğrilmesi de Nötron yıldızının diskin bu bölgelerinden madde yakalayarak X-ışın patlamaları üretmesine ve patlamaların yörünge geçiş zamanlarına denk gelmemesinin nedeni olabilir. Bu durumun XTE J1946+274 kaynağı için de geçerli olabileceğini varsayarsak, 2010 aktiviteleri eğrilmiş disk bölgesindeki madde miktarını azaltmış olabilir. 2011 yılından itibaren görülen ani düşüş ve sonrasında kaydedilen en düşük EW değeri bu düşüncüyü desteklemektedir. Boşaltım diski bu aşamadan sonra hızlıca eski haline dönmüş ve maksimum değerine 2012 Ağustos ayında ulaşmıştır. Bu tür kararlı bir ortamda diskin eğrilmesi mümkün olmadığından X-ışın patlamalarının gözlenmemesi de olağandır. Dolayısıyla H_{α} çizgisindeki profillerin değişim göstermemesi bu varsayım da açıklanmış olur. Sistemdeki Be yıldızının 2012 yılı ortalarında başlayan parlaklık artışı daha önce 2006-2012 yılları arasında Gözlenen madde atım dönemine benzerlik göstermektedir. Şayet bu periyodik bir davranış ise 2017-2018 yılları içerisinde yeni bir X-ışın aktivitesi gözlenebilir.



Şekil 4: Üst: XTE J1946+274 sisteminin 1998 yılındaki keşfinden bu yana kaydedilmiş spin periyodu değişimi. Orta: Uzun dönemli optik ışık eğrisi. Alt: Uzun dönemli bolometrik ışınlam gücü ve H_{α} EW değişimi.

4.2 Nötron Yıldızı

XTE J1946+274 sistemi 2010-2011 yılları arasındaki X-ışın patlamaları sırasında Fermi/GBM detektörüyle gözlenmiş ve pulsarın dönme frekansı 0.0635228(3) Hz ($P_{\text{spin}}=15.74238(2)$) olarak bulunmuştur (Şekil 4). Her ne kadar GBM verilerine yörünge düzeltilmesi yapılmamış ve tork değişimleri yörüngesel modülasyondan etkilenilebilir olsa da, Chandra verisinde bulunan

2013 yılına ait sonuç ile karşılaştırıldığında pulsarın $\nu \sim 0.98 \times 10^{-11}$ Hz s⁻¹ 'lik bir oranda yavaşladığı hesaplanmıştır. Wilson ve ark.'nın (2003) öne sürdüğü sistemde X-ışın aktif dönemde yığılma diskinin olabileceği fikri, Fermi/GBM sonuçlarıyla da doğrulanmıştır.

Kaynakta gözlenen X-ışın aktivitelerinin durmuş olma nedeninin yığılma sürecindeki merkezkaç engelleme nedeniyle olup olmadığını anlamak için Wilson ve ark. (2003) manyetosferik ve korotasyon yarıçapını eşitleyerek merkezkaç engelleme aşamasının başlangıcındaki eşik akısını $0.6-6.0 \times 10^{-11}$ erg cm⁻² s⁻¹ olarak bulmuşlardır. 2013 X-ışın durgun dönemine ait bu çalışmada bulunan akı bu değerin altındadır (0.1×10^{-11} erg cm⁻² s⁻¹) ve 0.3-10 keV aralığında $\sim 1.2 \times 10^{34}$ erg s⁻¹ X-ışın ışıınım gücüne karşılık gelmektedir. Bu değerin düşük olmasının birkaç nedeni olmakla birlikte (Özbey Arabacı ve ark. 2015), Nötron yıldızı parametre ölçümlerindeki hatanın 20% civarında olduğunu kabul ederek geçici akının $\sim 0.12 \times 10^{-11}$ erg cm⁻² s⁻¹ olması gerektiği hesaplanmıştır ve bu sonuç Chandra verisi ile uyumludur. Başka bir deyişle akı alt sınırı Nötron yıldız parametrelerindeki yüksek hatalarla birlikte daha da düşecektir. Dolayısıyla sistemdeki pulsarın merkezkaç engelleme aşamasında değil fakat bu aşamaya girme sürecinde olduğunu söyleyebiliriz. Diğer bir yandan 2013 gözlem verilerine göre XTE J1946+274 kaynağının supersonik pervane etkisinde olduğunu varsayarsak beklenen dönme hızındaki yavaşlama,

$$\dot{\nu}_{\text{super}} = \left(-4\pi\nu^2 \mu^2 (GM)^{-1} I^{-1} \right) \left(c_s / \mu r_A \right) \nu$$

(1)

oranında olmalıdır (Davies & Pringle 1981; Henrichs 1983). Bu durumda durgun dönemdeki dönme hızındaki yavaşlama miktarı $\sim 0.13 \times 10^{-12}$ Hz sn⁻¹ olarak bulunur.

5. Sonuçlar

- Be yıldızı 2006 yılında başlayan bir kütle atım sürecine girmiş, 2010 yılında maksimum değerine ulaşmış 2012 yılında durgun dönemdeki seviyesine inmiştir. H_{β} salma çizgisinde ölçülen yüksek EW değerleri, Be yıldızının sürekli ve geniş bir boşaltım diskine sahip olduğunu göstermektedir. Boşaltım diski yörünge düzlemine göre eğimli olabilir.
- Sistemde görülen X-ışın aktiviteleri boşaltım diskinin eğrilmiş bölgelerindeki maddenin Nötron yıldızı ile etkileşimi sonucu olabileceği gösterilmiştir. Seri halindeki X-ışın patlamalarından sonra bu bölge zayıflamış ve dramatik bir şekilde EW değerlerinde düşüş izlenmiştir.
- Durgun dönemde kararlı hale gelen diskin eğrilmemesi nedeniyle, H_{β} salma çizgisi profillerinde herhangi bir değişim gözlenmemiştir. Bu durum aynı zamanda herhangi bir X-ışın aktivitesi oluşmamasının da nedenidir.
- 2013 yılındaki sakin dönem X-ışın analiz sonuçları Nötron yıldızında atım olduğu göstermiş ve periyodu $P_{\text{atım}}=15.757(1)$ sn olarak bulunmuştur.
- Nötron yıldızının 0.3-10 keV enerji aralığındaki X-ışın tayfına en iyi fit soğurulmuş güç yasası ve kara cisim modelleri uygulanarak elde edilmiştir ($kT=1.43 \pm 0.17$ ve $\tau=0.9 \pm 0.4$).
- X-ışın durgun dönemde gözlenen ışıınım şiddeti Nötron yıldızının supersonik pervane sürecinde gözlenebilecek değerlerine yakındır. 2012 yılından bu yana devam eden optik parlaklık artışı daha önce gözlenen kütle aktarım sürecine benzerlik göstermektedir. Bu süreç periyodik bir kütle atım mekanizması nedeniyle gerçekleşiyor ise sistemde 2017-2018 yılları arasında yeni bir X-ışın aktivitesi başlayabilir.

6. Kaynaklar

- Anders, E., & Grevesse, N. 1989, Geochim. Cosmochim. Acta, 53, 197
Arnaud, K. A. 1996, Astronomical Data Analysis Software and Systems V, edit. G. H. Jacoby & J. Barnes, ASP Conf. Ser., 101, 17
Balucinska-Church, M., & McCammon, D. 1992, ApJ, 400, 699
Bertin, E., & Arnouts, S. 1996, A&AS, 117, 393
Caballero, I., Pottschmidt, K., Bozzo, E., ve ark. 2010, ATel, 2692, 1
Camero-Arranz, A., Finger, M. H., Ikhsanoz, N. R., Wilson-Hodge, C. A., & Beklen, E. 2010, ApJ, 708, 1500
Camero, A., Zurita, C., Gutierrez Soto, J., ve ark. 2014, A&A, 568, A115
Campana, S., Israel, G., & Stella, L. 1999, A&A, 352, L91
Kızıloğlu, Ü., Kızıloğlu, N., Baykal, A., Yerli, S. K., & Özbey, M. 2007, A&A, 470, 1023
Müller, S., Kühnel, M., Pottschmidt, K., ve ark. 2010, ATel, 3077, 1
Müller, S., Kühnel, M., Caballero, I., ve ark. 2012, A&A, 546, A125
Özbey Arabacı, M., Camero-Arranz, A., Zurita, C., ve ark. 2015, A&A, 582, A53
Roberts, D. H., Lehar, J., & Dreher, J. W. 1987, AJ, 93, 968
Scargle, J. D. 1982, ApJ, 263, 835
Silaj, J., Jones, C. E., Tycner, C., Sigut, T. A. A., & Smith, A. D. 2010, ApJS, 187, 228
Smith, D. A., & Takeshima, T. 1998, ATel, 36, 1
Verrecchia, F., Israel, G. L., Negueruela, I., ve ark. 2002, A&A, 393, 983
Wilson, C. A., Finger, M. H., Coe, M. J., & Negueruela, I. 2003, ApJ, 584, 996

**A Tayf Türünden HD 187983 ve 6 Cas Süperdevlerinin
Kimyasal Bolluk ve Rüzgar Analizleri**

**Tolgahan Kılıçoğlu^{1*}, Zeynep Avcı¹, Kübraözge Ünal¹, Joachim Puls², Şeyma Çalışkan¹,
Aşlı Elmaslı Akçar¹, Berahitdin Albayrak¹**

¹Ankara Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, Ankara, Türkiye.

²Ludwig-Maximilians-Universität, Fakultät für Physik, Universitäts-Sternwarte, Münih, Almanya.

Özet: Bu çalışmada ışınlam temelli rüzgar teorisi kullanılarak yıldız rüzgarlarına ilişkin yarıçapı, terminal hızı, kütle kayıp oranı ve β parametrelerinin çizgi profilleri üzerinde etkileri gösterilmektedir. Oluşturulan teorik çizgi profilleri TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi RTT150 teleskobuna bağlı Coude Tayfçekeri ile elde edilen A tayf türünden iki süperdevin (HD 187983 ve 6 Cas) tayflarıyla karşılaştırılmaktadır. Klasik model atmosferler ile elde edilen sentetik tayflardan yıldızların etkin sıcaklık, yüzey çekim ivmesi ve dönme hızı elde edilmekte ve 17 kimyasal elementin bollukları sunulmaktadır. Rüzgar içeren ve yerel termodinamik denge varsayımı olmaksızın (YTD'siz) oluşturulan kuramsal tayflar ile yapılan karşılaştırmalar ise yıldızların yarıçapı, terminal hızı, kütle kayıp oranı ve β (şekil) parametresi hakkında ipuçları vermektedir. Çalışmada ışınlam temelli rüzgarlar teorisinin süperdevlerin tayflarını ne denli iyi modelleyebildiği tartışılmaktadır.

Anahtar Kelimeler: süperdevler, kimyasal bolluk analizi, yıldız rüzgarları, model atmosferler, HD 187983, 6 Cas, P Cyg

Abstract: In this study, the effect of the radius, terminal velocity, mass loss ratio, and β parameters on the line profiles has been presented using the radiation driven wind theory. The theoretically generated line profiles have been compared to the spectra of two A type supergiants (HD 187983 ve 6 Cas) obtained from the Coude Spectrograph attached to RTT150 telescope in TÜBİTAK National Observatory. We have derived the effective temperature, surface gravity, rotational velocity, and abundance of 17 elements of the stars using the synthetic spectra obtained by the classical model atmospheres. The comparisons of the theoretical spectra obtained with NLTE (Non-Local Thermodynamic Equilibrium) model atmospheres including stellar winds also let us to estimate the terminal velocity, mass loss ratio, and β (shape) parameters of the stars. We have also discussed how well the current radiation driven wind theory represents the observed spectra of the A supergiants.

Key Words: supergiants, chemical abundance analysis, stellar winds, model atmospheres, HD 187983, 6 Cas, P Cyg

1. Giriş

Süperdev yıldızlar sıradışı özellikleri gereği astrofizikteki önemli araştırma laboratuvarlarıdır. Bu yıldızlar sahip oldukları şiddetli rüzgarlar nedeniyle yıldızlararası ortamın zenginleştirilmesinde önemli rol oynamaktadır. Bu yıldızların rüzgarlarının incelenmesi yıldız evriminde kütle kaybının rolünün daha iyi anlaşılmasına izin vermektedir. Aynı zamanda A ve B tayf türünden süperdevlerin rüzgar momentum ile toplam ışınlam güçleri arasında bir ilişki olduğu Kudritzki ve ark. (1999) tarafından ortaya konmuştur: $\dot{M}v_{\infty} \propto R_*^{-1/2} L^{1/\alpha_{\text{eff}}}$. Bu sayede, toplam ışınlam güçleri çok yüksek olan ve uzak galaksilerde bile gözlenmesi mümkün olan bu cisimler tıpkı Cepheidler gibi “uzaklık belirteci” olma potansiyeline sahiptir.

Mavi süperdev yıldızlarda görülen yıldız rüzgarlarının kaynağına ilişkin ilk tutarlı teori Lucy ve Solomon (1970) tarafından öne sürüldü. “Işınlam temelli rüzgar teorisi” olarak adlandırılan bu teoriye göre yıldız tayflarının moröte bölgelerinde güçlü soğurmalarla neden olan metaller, yıldızın iç katmanlarından gelen ışınlamın momentumunu kendilerine aktarırlar. Böylece yüzeydeki yıldız maddesi dışarıya doğru itilir ve yıldız rüzgarları meydana gelir. Abbott (1979), ışınlam temelli yıldız rüzgarı oluşturabilecek yıldızların Hertzsprung-Russell diyagramında kütle kaybı gösteren (örn. mavi süperdevler) sıcak yıldızlar ile aynı bölgeye düştüğünü gösterdi. Bu nedenle günümüzde sıcak yıldızlarda görülen yıldız rüzgarlarının nedenini ortaya koyan en tutarlı teorilerden biri bu çalışmanın da konusu olan ışınlam temelli rüzgar teorisidir.

Erken A tayf türünden süperdevler tayflarında çok sayıda metal çizgileri içermeleriyle birlikte yıldız rüzgarlarını işaret eden P Cyg benzeri profiller de barındırırlar. Bu sayede bu yıldızların kimyasal element bollukları ve rüzgarlarına ilişkin parametreleri birlikte elde edilebilmektedir. Bu çalışmada erken A tayf türünden HD 187983 ve 6 Cas süperdevlerinin atmosfer parametreleri, kimyasal bollukları ve rüzgar parametreleri klasik model atmosferler ve yıldız rüzgarlarını hesaba katan daha güncel non-LTE model atmosferler aracılığıyla belirlenmektedir.

*Sorumlu Yazar E-Posta: tkilicoglu@ankara.edu.tr

2. Gözlemler

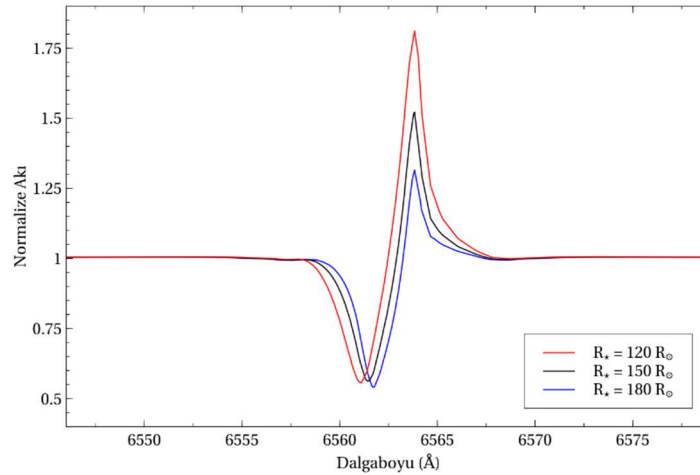
HD 187983 ve 6 Cas yıldızlarının yüksek çözünürlüklü ($R \sim 40000$) ve orta kalitede sinyal gürültü oranına ($S/N \sim 100$) sahip optik bölgedeki ($4300-6000 \text{ Å}$) tayfları TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi'ndeki RTT150 teleskobuna bağlı Coude Eşel Tayfçekeri ile 2009 yılında elde edildi. Ham tayfsal veriler IRAF (Image Reduction and Analysis Facility, Tody 1993) ve alt programları ile standart prosedürler kullanılarak indirildi ve normalize edildi. Dalgaboyu kalibrasyonu Th-Ar lambası tayfları kullanılarak gerçekleştirildi.

3. Çizgi Profillerine Etkiyen Rüzgar Parametreleri

Bu bölümde rüzgar parametrelerinin çizgi profilleri üzerine etkisi “ışınım temelli rüzgar teorisi” ışığında FASTWIND (Santolaya-Rey ve ark. 1997, Puls ve ark. 2005) programı kullanılarak H_α profilleri üzerinde gösterilmektedir.

3.1 Yarıçap (R)

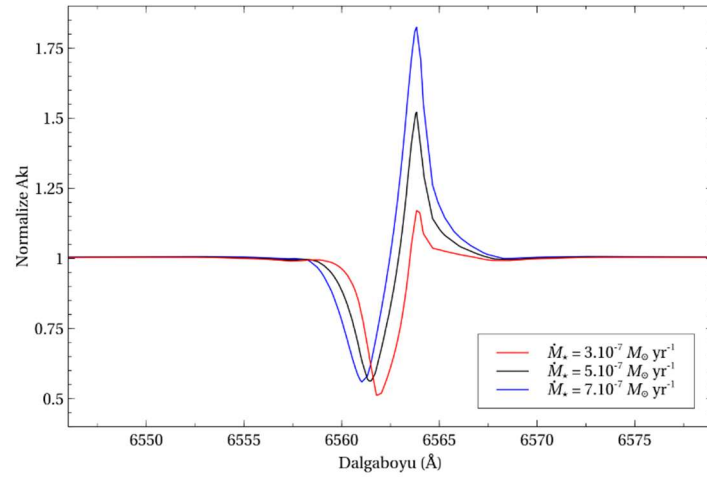
Genişlemiş atmosfere sahip olan yıldızlarda yarıçap parametresi fotosferin nerede bittiğini ve daha seyrek rüzgar maddesinin nerede başladığını işaret eder. Bu nedenle rüzgar analizinde parametrelerin doğru tayin edilebilmesi için büyük öneme sahiptir. Teorik modellerde yıldızın yarıçapının olduğundan büyük alınması fotosferi çevreleyen rüzgar maddesinin olduğundan az kabul edilmesine neden olur. Bu nedenle H_α çizgilerinde görülen salma yapısı zayıflar ve soğurma yapısının minimumu bir miktar uzun dalgaboylarına kayar. Yarıçapın daha küçük kabul edilmesi ise tam tersi bir etki yapar. Şekil 1’de farklı yarıçap değerleri için oluşturulan teorik H_α profilleri $T_e = 10\,000 \text{ K}$, $\log g = 1.5$ ve $\dot{M} = 5 \times 10^{-7} M_\odot \text{ yr}^{-1}$ olan bir kuramsal yıldız için gösterilmektedir.



Şekil 1: Yarıçap (R) parametresinin H_α çizgisi üzerindeki etkisi

3.2 Kütle Kayıp Oranı ($\dot{M}$)

Birim zamandaki kütle kayıp miktarı olarak tanımlanan $\dot{M}$ yıldız rüzgarlarına ilişkin temel bir parametredir. Kütle kayıp oranının artması yıldız etrafında yığılmış olan maddenin daha fazla ve yoğun olmasını gerektirir. Teorik modellerde kütle kayıp oranının artması H_α çizgilerinde görülen salma yapısını kuvvetlendirir ve soğurma yapısının minimumunun bir miktar kısa dalgaboylarına kaymasına neden olur. Şekil 2’de farklı kütle kayıp oranları için oluşturulan teorik H_α profilleri $T_e = 10\,000 \text{ K}$, $\log g = 1.5$ ve $R = 150 R_\odot$ olan bir kuramsal yıldız için gösterilmektedir. Yarıçap ve kütle kayıp oranı parametrelerinin profiller üzerinde yaptığı etki pratikte aynıdır. Bu nedenle P Cyg profilleri kullanılarak yıldızın kütle kayıp oranı bulunmak isteniyorsa yarıçap parametresi başka bir yolla önceden elde edilmelidir.



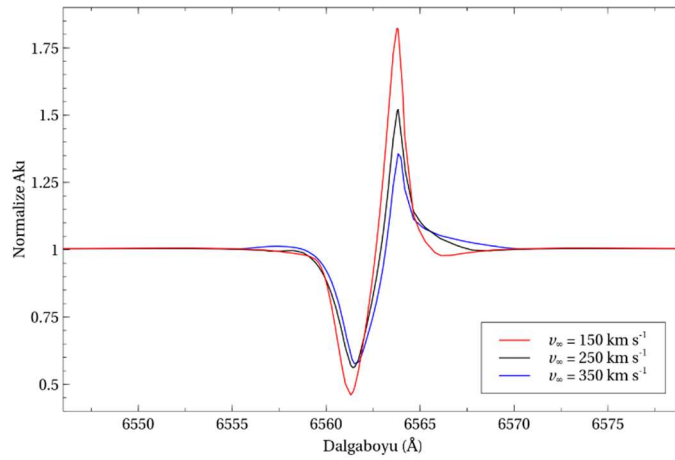
Şekil 2: Kütle Kayıp Oranı ($\dot{M}$) parametresinin H_{α} çizgisi üzerindeki etkisi

3.3 Terminal Hızı (v_∞)

Yıldızın atmosferinden ayrılan gaz öncelikle yavaş bir şekilde yıldızdan uzaklaşırken gittikçe hızını artırır ve en sonunda terminal hızına yaklaşır. Lamers ve ark. (1995), Krticka ve ark. (2005) ve Puls ve ark. (2008) terminal hızı ile kurtulma hızı arasındaki ilişkiyi ve buna ilişkin bağıntıları aşağıdaki şekilde ifade eder:

$$v_\infty = c(T_e) \times v_{\text{kurtulma}} \quad [\text{burada } c(T_e) \approx 1 - 3 \text{ ve } v_{\text{kurtulma}} = \sqrt{\frac{2GM(1-\Gamma_e)}{R}}].$$

Bu anlamda bakıldığında terminal hızının yıldızın başlıca sıcaklığına, kütlesine ve yarıçapına bağlı bir parametre olduğu görülmektedir. Terminal hızının H_α profilleri üzerindeki etkisi özellikle çizginin kanat kısımlarındaki farklılıkla kendini belli etmektedir. Hızın artması durumunda genel profilin kanatları salma yapısında genişlerken salma şiddeti bir miktar azalır. Şekil 3'te farklı terminal hızları için oluşturulan teorik H_α profilleri $T_e = 10\,000\text{ K}$, $\log g = 1.5$ ve $R = 150 R_\odot$ ve $\dot{M} = 5 \times 10^{-7} M_\odot \text{ yr}^{-1}$ olan bir kuramsal yıldız için gösterilmektedir.



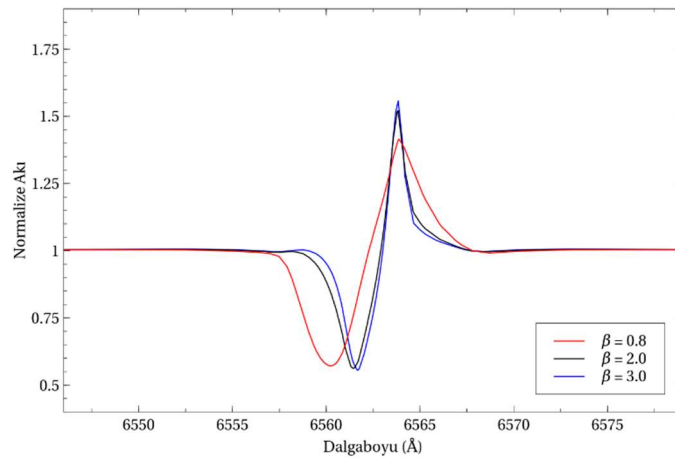
Şekil 3: Terminal Hızı (v_∞) parametresinin H_α çizgisi üzerindeki etkisi

3.4 β Parametresi

Yıldızın yüzeyinden çıkan maddenin terminal hızına ulaşana kadar kat ettiği yarıçap uzunluğu boyunca hızının nasıl değiştiği aşağıda ifadesi verilen β hız kanunu ile modellenebilir (Krticka ve Kubat 2011):

$$v(r) = v_\infty(1 - R/r)^\beta$$

Bu ifadede yer alan β parametresi şekil parametresi olarak da bilinir ve P Cyg profilinin karakteristiğini belirler. Şekil 4'te farklı β değerleri için oluşturulan teorik H_α profilleri $T_e = 10\,000\text{ K}$, $\log g = 1.5$ ve $R = 150 R_\odot$ olan bir kuramsal yıldız için gösterilmekte olup profillerin aynı ölçekte çizilebilmesi için kütle kayıp oranı farklı değerlerde seçilmiştir.



Şekil 4: β parametresinin H_α çizgisi üzerindeki etkisi

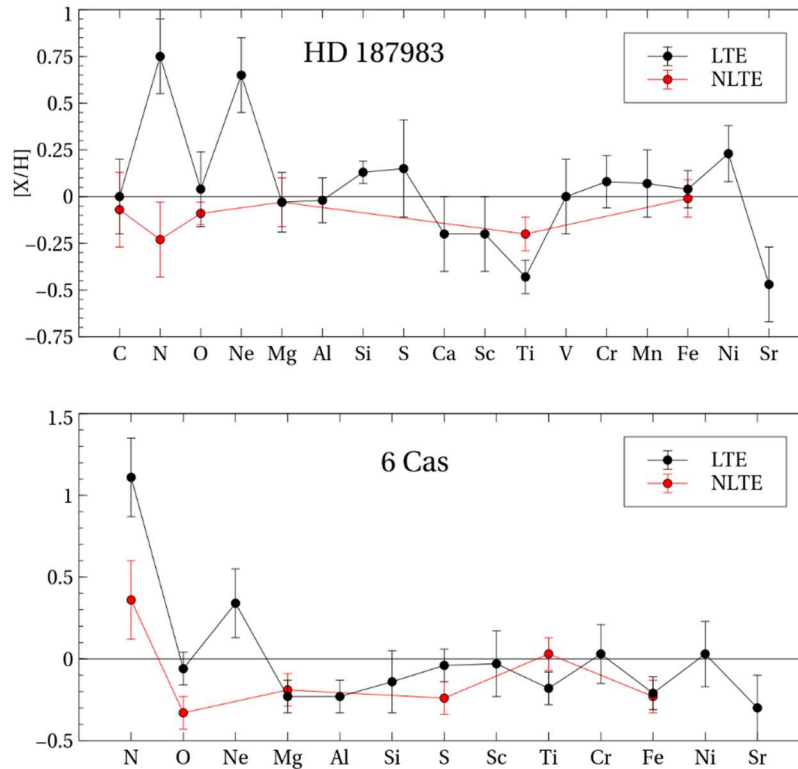
Çizelge 1: Yıldızların atmosfer parametreleri ve izdüşüm dönme hızları

Yıldız	T_e (K)	Log g	$v \sin i$ (km s ⁻¹)
HD 187983	9300 ± 250	1.75 ± 0.15	28
6 Cas	9200 ± 300	1.30 ± 0.20	29

4. Kimyasal Bolluk Analizi

HD 187983 ve 6 Cas'ın kimyasal bolluk analizi için yerel termodinamik denge varsayımını kabul eden ATLAS12 (Kurucz 1993) model atmosferler kullanıldı. Oluşturulan model atmosferler SYNSPEC48 (Hubeny ve Lanz 1995) programı yardımıyla kuramsal tayflara dönüştürüldü. Yıldızlara ilişkin mevcut fotometrik veriler ve tayfsal belirteçler (iyonizasyon/uyartılma dengeleri) gözlemlerle yıldızların atmosfer parametreleri tahmin edildi (Çizelge 1). Binişik olmayan orta şiddetli Fe çizgilerine yapılan teorik profil karşıtırmalarından da yıldızların izdüşüm dönme hızları belirlendi (Çizelge 1). Üretilen kuramsal tayflar ile gözlemler karşılaştırılarak en iyi uyumun sağlandığı kimyasal bolluk değerleri belirlendi. Süperdevlerde yerel termodinamik denge varsayımı kullanılarak (YTD'li) elde edilen bolluk değerlerinin varsayım yapılmadan (YTD'siz) elde edilenlere göre bir miktar farklı çıkabildiği bilinmektedir. Bu nedenle YTD'ye ilişkin düzeltme miktarları Schiller ve Przybilla (2008)'den alınarak düzeltildi. Şekil 5'te kimyasal bolluk analizi sonucunda elde edilen bolluk dağılım eğrileri verilmektedir.

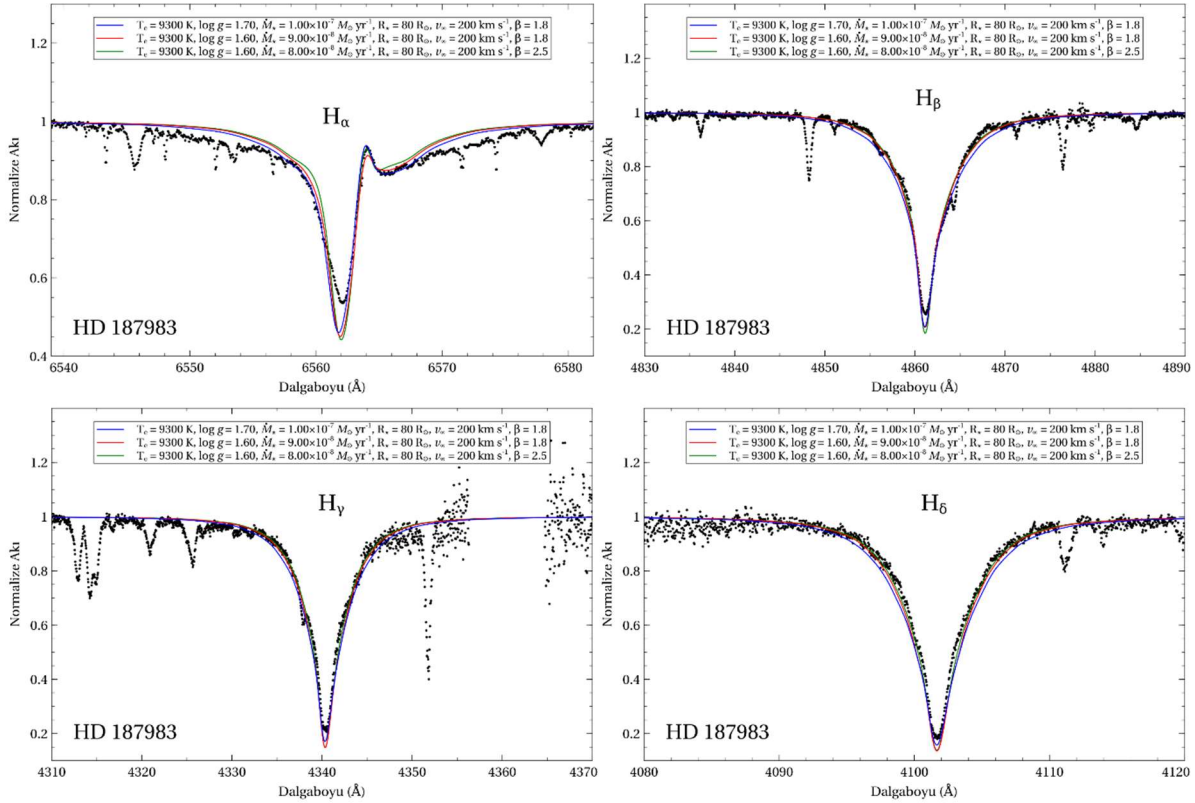
Gerçekleştirilen kimyasal bolluk analizinin sonucunda YTD'siz sonuçlar gözönüne alındığında Ne ve Sr elementleri dışında HD 187983 yıldızının belirgin bir kimyasal tuhaflığa sahip olmadığı görülmektedir. Bu iki elementin bollukları bir veya birkaç çizgi kullanılarak elde edildiğinden yıldızın bu elementler bakımından tuhaflıklar sergileyip sergilemediği henüz net değildir. 6 Cas için elde edilen sonuçlar ise yıldızın azot bakımından bir miktar zengin oksijen bakımından ise bir miktar fakir olduğunu işaret etmektedir. Böyle bir sonucun ortaya çıkması için 6 Cas yıldızının bir karışım evresinden geçmiş olması gerekmektedir. Bu durum yıldızın Hertzsprung-Russell çizeneğinde bulunduğu yere gelmeden önce kırmızı süperdev evresinden geçmiş olabileceğini işaret etmektedir. Ancak bu durumun netleştirilebilmesi için daha geniş tayfsal aralıkta ve daha yüksek sinyal-gürültü oranına sahip tayfsal verilere ihtiyaç duyulmaktadır.



Şekil 5: YTD'li ve YTD'siz Kimyasal bolluk analizini sonuçları

5. Rüzgar Analizi

FASTWIND programı ile yerel termodinamik denge varsayımı kullanılmaksızın oluşturulan ve ışınlam temelli rüzgar teorisini içeren teorik hidrojen çizgi profilleri HD 187983 ve 6 Cas'ın gözlemsel tayflarıyla karşılaştırılmış ve yıldızların rüzgarlarına ilişkin temel parametrelerinin kestirimi yapılmıştır. Şekil 6'da HD 187983'ün tayfındaki ilk dört hidrojen Balmer çizgisi için gerçekleştirilen çakıştırmalar gösterilmektedir. Şekil 7'de ise 6 Cas'ın tayfındaki ilk üç hidrojen Balmer çizgisi için gerçekleştirilen çakıştırmalar gösterilmektedir.



Şekil 6: Balmer serisinin HD 187983 yıldızının tayfındaki ilk dört çizgisine yapılan teorik çakıştırmalar

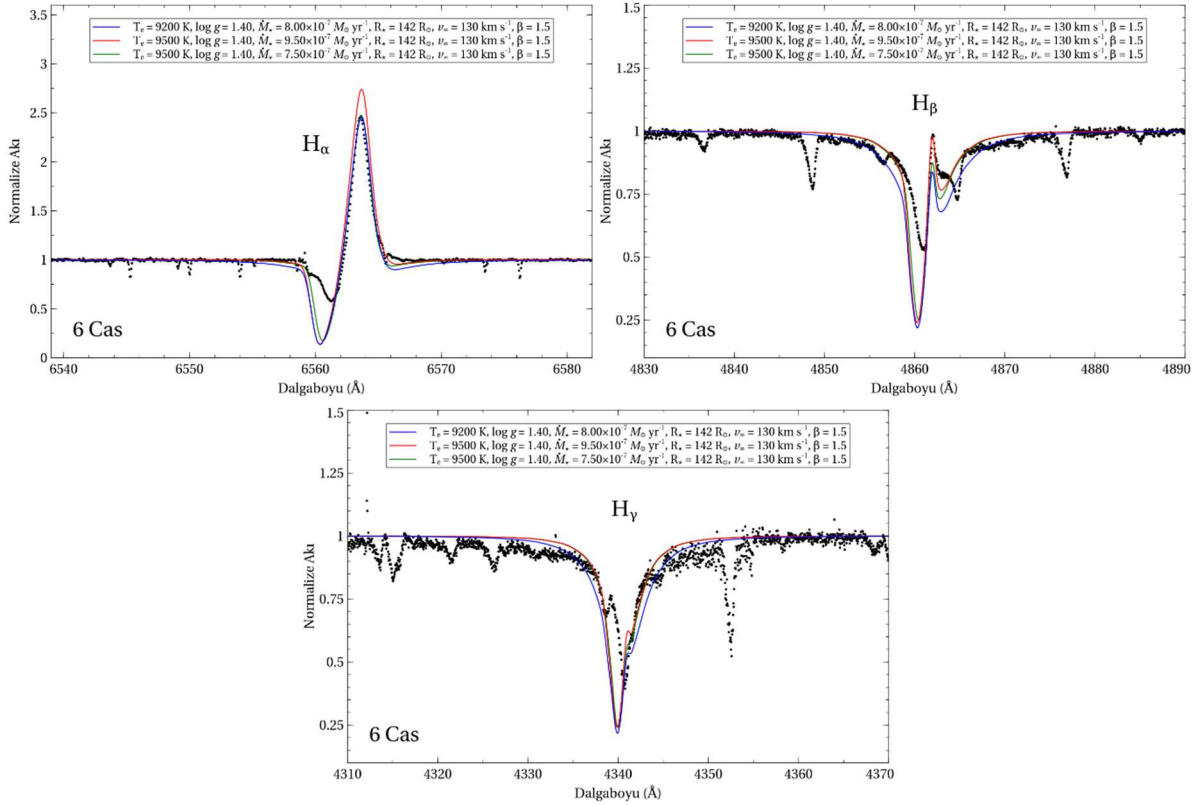
Yapılan analizler HD 187983'ün 200 km s⁻¹ terminal hızına sahip rüzgarı nedeniyle $\dot{M} = 1 \times 10^{-7} M_{\odot} \text{ yr}^{-1}$ mertebesinde kütle kaybettiğini işaret etmektedir. 6 Cas'ın sergilediği rüzgar ise 130 km s⁻¹ terminal hızına sahip olup $\dot{M} = 8 \times 10^{-7} M_{\odot} \text{ yr}^{-1}$ mertebesine kütle kaybına neden olduğu görülmektedir. 6 Cas'ın yarıçapının HD 187983'in kabaca iki katı olduğu göz önünde bulundurulduğunda kütle kayıp oranlarındaki 8 katlık fark akla yatkındır. Şekil 6 ve 7 dikkatlice incelendiğinde tüm hidrojen çizgilerinin aynı sonuçta birleşmediği görülür. Bu nedenle elde edilen parametreler %10-20 aralığında hata payına sahiptir.

6. Özet ve Tartışma

-Bu çalışmada HD 187983 ve 6 Cas yıldızlarının kimyasal bolluk ve rüzgarlarına analizleri gerçekleştirildi. Kimyasal bolluk analizi sonuçları HD 187983'in belirgin kimyasal bir tuhaflığa sahip olmadığını, 6 Cas'ın ise azot bakımından bir miktar zengin O bakımından ise bir miktar fakir olabileceğini işaret etti. Rüzgar analizi sonuçları ise yıldızların mevcut rüzgarları nedeniyle HD 187983 ve 6 Cas'ın sırasıyla $1 \times 10^{-7} M_{\odot} \text{ yr}^{-1}$ ve $8 \times 10^{-7} M_{\odot} \text{ yr}^{-1}$ kütle kayıp oranlarına sahip olduklarını ortaya koydu.

-Işınlam temelli rüzgar teorisi kullanılarak rüzgarla ilişkin oluşturulan kuramsal profillerin yıldız tayflarındaki hidrojen çizgilerinde görülen P Cyg benzeri yapıların özellikle salma ve kanat bölgelerini oldukça başarılı modelleyebildiği görülmektedir. Ancak soğurma bölgesine bakıldığında tüm hidrojen çizgileri için kuramsal tayfların gözlemsel olanlara nazaran daha derin kaldığı ve profillerin şekillerinin çok uyumlu olmadığı görülmektedir. Bu durum rüzgar maddesinin yıldız etrafında homojen olarak dağılmadığını gösteriyor olabilir. Oluşturulan kuramsal modellerde rüzgarın homojen olduğu kabul edilmiştir. Ancak yıldız etrafında biriken maddenin belirli bölgelerde "kümeleşmesi" söz konusu olabilmektedir. Bu nedenle çok daha hassas analizlerin gerçekleştirilebilmesi için kümeleşme durumunu da göz önünde bulunduran teorik modellerin kullanılması gerektiği açıktır. Bu eksikliğe rağmen mevcut modellerin yıldız rüzgarlarındaki kütle kaybını, terminal hızını ve maddenin hangi hız kanununa uygun olarak hareket ettiğini %10-20'lik hata payıyla kestirebildiği görülmektedir.

-Rüzgar analizinin yıldızın atmosfer (T_e , $\log g$) ve temel parametrelerine (R) son derece bağımlı olduğu görülmektedir. Teorik modellemelerde ihtiyaç duyulan geliştirmelere ek olarak bu tür süperdev yıldızların atmosfer ve temel parametrelerinin hem fotometrik hem de tayfsal olarak elde edilebilmesine olanak sağlayan güvenilir yöntemlere ihtiyaç duyulmaktadır.



Şekil 7: Balmer serisinin 6 Cas yıldızının tayfindaki ilk üç çizgisine yapılan teorik çıkartımlar

Bu çalışmanın tamamı Ankara Üniversitesi'nin Uluslararası Bilimsel Etkinlik Destek (UBED) programı tarafından ve bir bölümü ise TÜBİTAK 1001/112T119 numaralı proje tarafından desteklenmiştir. Ayrıca TUG'da 09BRTT150-477-0 ve 15ARTT150-733 projeleri kapsamında RTT150 teleskobunu kullanmada verdikleri destek için TÜBİTAK'a teşekkür ederiz.

7. Kaynaklar

- Abbott, D. C. 1979, IAUS, 83, 237
 Hubeny, I. ve Lanz, T. 1995, ApJ, 439, 875.
 Krticka J., Korcakova, D. ve Kubat, J. 2005, PAICz, 93, 29
 Krticka J. ve Kubat, J. 2011, A&A, 534, 97
 Kudritzki, R. P., Puls, J.; Lennon, D. J., Venn, K. ve ark. 1999, A&A, 350, 970
 Kurucz, R.L. 1993, ASPC, 44, 87.
 Lamers, H.J. G. L. M., Snow, T.P. ve Lindholm, D.M. 1995, ApJ, 455, 269
 Lucy, L. B. ve Solomon, P. M. 1970, ApJ, 159, 879
 Puls, J., Urbaneja, M. A., Venero, R., Repolust, T. ve ark. 2005, A&A, 435, 669
 Puls, J., Vink, J.S. ve Najarro, F. 2008, A&ARv, 16, 209
 Santolaya-Rey, A. E., Puls, J. ve Herrero, A. 1997, A&A, 323, 488
 Schiller, F. ve Przybilla, N. 2008, A&A, 479, 849
 Todt, D. 1993, ASPC, 52, 173

SV Cam Sisteminin Homojen Olmayan Yüzey Parlaklık Dağılımının İncelenmesi

İbrahim ÖZAVCI^{1*}, Hakan Volkan ŞENAVCI¹, Engin BAHAR¹, Onur YÖRÜKOĞLU¹, Selim Osman SELAM¹

¹Ankara Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, Ankara, Türkiye.

Özet: Bu çalışmada, RS CVn türü bir örten değişen olan SV Cam sisteminin, Calar Alto Gözlemevi'nde 2.2 metrelik teleskoba bağlı CAFE tayfçekeri kullanılarak elde edilmiş yüksek çözünürlüklü tayfları ve Jagiellonian Üniversitesi Gözlemevi'nde bulunan 50 cm'lik teleskop ile B, V, R ve I bandlarında elde edilmiş yüksek hassasiyetli ışık eğrileri kullanılarak, eş zamanlı yüzey parlaklık dağılımı haritaları elde edilmiştir. Sadece fotometrik veri kullanılarak doğrudan ışık eğrisi modelleme tekniğine dayanan Phoebe arayüzü kullanılarak 1. bileşen üzerinde belirlenen iki leke bölgesinin, MEM iterasyonları ile de boylamsal olarak doğrulandığı gözlenmiştir. Sistemin Doppler görüntülemesinde ise bu lekelerin literatürdeki çalışmalara uyumlu olacak şekilde yüksek enlemlerde olması gerektiği sonucuna varılmıştır.

Anahtar Kelimeler: aktif yıldızlar, örten değişen çift yıldızlar, Doppler görüntüleme

Abstract: In this study we present the surface maps of the RS CVn type eclipsing binary SV Cam obtained simultaneously, using high resolution time series spectroscopic data from CAFE spectrometer attached to the 2.2 meter telescope at the Calar Alto Observatory and the multi-colour high quality photometric data from 50 cm telescope at the Jagiellonian University Observatory. Using only photometric data via PHOEBE interface, which is based on direct light curve modeling, it was confirmed that the two spot regions identified on primary component were longitudinally obtained by MEM iterations. The surface reconstructions using Doppler imaging, showed that the spots are located at high latitudes that is compatible with the related studies in the literature.

Key Words: active stars, eclipsing binaries, Doppler imaging

1. Giriş

RS CVn türü yıldızlar yörünge dönemleri 20 günden kısa, F-K tayf türünden dev/cüce bileşenlerden oluşan sistemlerdir. Bu sistemler arasında kısa yörünge dönemine sahip olanlarda bileşenler arası tedirginlik etkisinden dolayı güçlü manyetik aktivite görülmektedir (Kjurkchieva vd. 2002). Böyle hızlı dönen yıldızlar, yıldız fotosferi üzerinde koveksiyonun baskılanmasına yol açan dinamo mekanizmasına sahiptirler (Jeffers vd. 2006). RS CVn'lerin ışık eğrilerindeki tutulma dışındaki değişimler, büyük oranda üzerlerindeki soğuk lekelerin dönme ile modüle olmasından kaynaklanır (Berdyugina 2005). Aynı zamanda tayflarında Ca II H&K çizgileri gibi salma çizgileri gözlenir. Bu tür çift yıldızlar, yakın çift yıldızların dinamo mekanizmasının anlaşılabilirliği oldukça önemlidir. Çünkü bu tür yıldızlar yüksek ısıyım gücü ve güçlü manyetik aktiviteye sahiptir. SV Cam, literatürde en çok çalışılmış RS CVn türü sistemlerden biri olduğundan, bize yıldız yapısı ve evrimi hakkında büyük ipuçları vermektedir. Bu çalışmada, sistemin yüksek çözünürlüklü tayf verisi ile yüksek kaliteli ışık eğrileri, Doppler Görüntüleme Tekniği ile eş zamanlı olarak analiz edilerek, sistemin yüzey parlaklık dağılımındaki düzensizlikler irdelenmiştir.

2. SV Cam

SV Cam (HD 44982 $m_v=8^m.40$) yörünge dönemi $\sim 0^d.539$ olan RS CVn türü yakın bir sistemdir. Bileşenlerin tayf türü hakkında, birinci bileşen için G0-G2, ikinci bileşen için ise K2-K7 arası değişen yaklaşımlar bulunmaktadır. En güncel yaklaşım G0+K2 olarak belirlenmiştir (Manzoori 2016). SV Cam'ın manyetik aktivite doğası hakkında birçok çalışma yapılmıştır. Zeilik vd. (1988) geçmişe dönük 50 yıllık (1932-1984) fotometrik gözlemlerden yararlanarak, en iyi çözümleri, yüksek enlemlerde (60° - 75°) bulunan leke bölgeleri ile sağlamıştır. Leke bölgelerinin, 45° - 135° aktif boylamlarından, 225° - 315° aktif boylamlarına göç etme eğiliminde olduğunu vurgulamıştır. Hempelmann vd. (1997) sistemin, Ca I 6103 Å, Ca I 6122 Å, Fe I 6400 Å ve Ca I 6439 Å tayf çizgilerini kullanarak Doppler görüntülerini elde etmiştir. Elde ettiği bu haritalarda, birinci bileşen üzerinde boylamı 75° 'den 40° 'ye, enlemi ise $+60^\circ$ 'den $+30^\circ$ 'ye uzanan baskın leke bölgesi olduğunu vurgulamıştır. Djurasevic (1999) , Patkos (1982)'un 1973-1981 yılları arasında elde ettiği 18 adet ışık eğrisini analiz ederek, sistemdeki fotosferik soğuk leke kaynaklı yüzey parlaklık dağılımı değişimini inceledi. İkili leke modellerinin teklilere kıyasla daha iyi sonuç verdiğini belirtti. Ayrıca, lekeli alanların yüksek enlemlerde (kutba yakın enlemler) özellikle aktif boylamlara doğru göç ettiği sonucuna varmıştır. Kjurkchieva vd. (2002) elde ettikleri tayfın Ha ve Fe I 6678 Å çizgilerini kullanarak sistemin kütle oranı $q=0.593$ olarak verdi. Ayrıca bu çizgilerin analizi birinci bileşen üzerinde 0.27 ve 0.86 evrelerinde 2 adet soğuk leke varlığını gösterdi. Jeffers vd. (2005) SV Cam üzerinde yaptıkları spektrofotometrik analizler sonucunda birinci bileşenin ekvator bölgesinin, toplam yüzeyin %28'ine tekabül eden, küçük lekeler ile kaplı olduğunu ve buna ek olarak 42° 'lik bir çapa sahip kutup lekesinin var olduğunu söyledi. Jeffers vd. (2006a) 3 adet birinci minimuma ait yüksek duyarlılıklı spektrofotometrik ışık eğrilerini analiz etti. Bu minimum profillerine yapılan modelin artıklarda kontak evrelerinde güçlü piklerin varlığını ortaya koydular. Bu yapılar

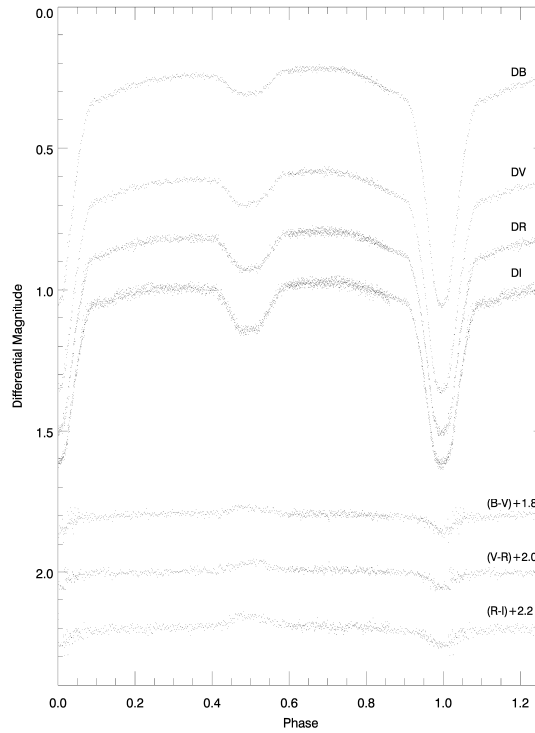
*Sorumlu Yazar E-posta: iozavci@ankara.edu.tr

tamamen modellenememiş ve bu durum ancak fotosferik sıcaklığın azaltılması ve bir kutup lekesi yaklaşımı ile önemli derecede giderilebilmiştir. Manzoori (2016) Kasım 2006 ile Mart 2009 zaman aralığında elde edilmiş ışık eğrilerini, bileşenler üzerinde leke veya lekelerin olduğu varsayımıyla modelledi. Böylece her bir model ile ilgili bileşen üzerindeki leke veya lekelerin parametrelerini elde etti. Lekelerin her iki bileşende de, (özellikle ikincil bileşende) yüksek enlemlerde görüldüğü sonucuna ulaştı. Hızlı dönmekten dolayı iki bileşen arasındaki manyetik alanın etkileşimi, sistemin yörünge döneminin ve parlaklığının çevrimsel olarak (sırasıyla 23.3 ve 20.2 yıl) değiştiğini öne sürdü.

3. Gözlemler ve Verilerin Hazırlanması

SV Cam sisteminin yüksek çözünürlüklü tayfları, Calar Alto Gözlemevi'nde 2.2 metrelik teleskoba bağlı CAFE tayfçekeri kullanılarak 29 - 31 Ekim 2015 tarihleri arasında elde edildi. Sistemin 4050Å–9095Å dalgaboyu aralığını kapsayan, ortalama R=60000 çözünürlüğe sahip 7 adet tayf elde edildi. Her bir tayf 1500 sn poz süresiyle gözlemlendi. Tayfların Sinyal / Gürültü (SNR) değerleri yaklaşık olarak 90-120 arasındadır. Tayfların ön indirgemesi (Bias ve flat düzeltmesi, kozmik ışın temizleme ve dalgaboyu kalibrasyonu vb.) IRAF'ın (Image Reduction and Analysis Facility) standart paketleri kullanılarak gerçekleştirildi. Tayfların normalizasyonu, Python programlama dilinde hazırlanmış iSpec (Blanco-Cuaresma vd. (2014)) yazılımı ile oluşturuldu.

SV Cam'a ilişkin fotometrik gözlemler ise 30 Aralık 2015 ve 01 Ocak 2016 tarihlerinde Jagiellonian Üniversitesi Gözlemevi'nde bulunan 50 cm'lik teleskop ve ona bağlı iKon L936 Andor CCD kamerası kullanılarak B, V, R ve I bandlarında elde edildi. Mukayese ve denet yıldızları olarak sırasıyla GSC4538-723 (K0 V) ve TYC 4538-705-1 (B -V = 0.84) yıldızları kullanıldı. Verilerin indirgenmesi ve diferansiyel parlaklıkların elde edilmesi IRAF ve C-Munipack programları yardımıyla gerçekleştirildi (bkz. Şekil 1).



Şekil 1: SV Cam'ın 4 band ışık eğrisi ve renk ölçekleri.

4. Analizler

4.1 Fotometrik Analiz

Bu çalışmada, elde ettiğimiz tayfsal ve fotometrik veriler yardımıyla sistemin fiziksel parametrelerini, Prša & Zwitter (2005) tarafından geliştirilen PHOEBE arayüzü kullanılarak, ayırık sistem yaklaşımı ile (PHOEBE, Wilson-Devinney kodunun 2003 versiyonuna dayanır) belirledik. Verileri evrelendirmek için Pojmanski'nin (1998) ışık elemanları kullanıldı (bkz. Denklem 1).

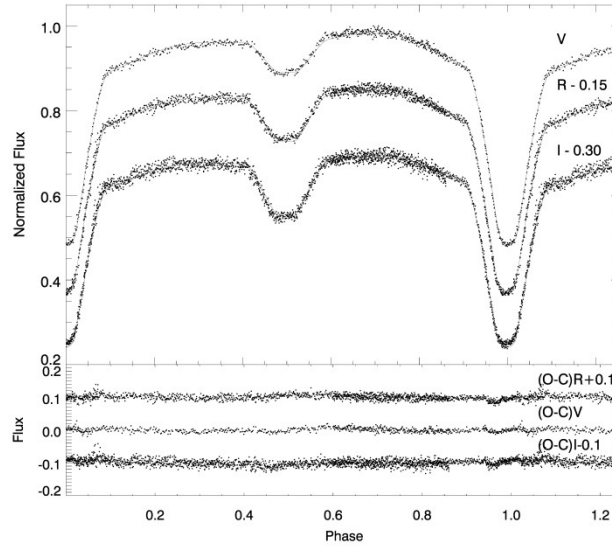
$$\text{Min } I = 2449350.3037 + 0^{\circ}.593071 \times E \dots \dots \dots (1)$$

Birinci bileşen fotosfer sıcaklığı için, Jeffers vd. (2006b) tarafından HST verileri üzerinden PHOENIX model atmosfer kullanılarak elde ettikleri 6038 ± 58 (K) değeri kullanıldı. Kütle oranı, elde ettiğimiz tayflardan, $q = 0.609$ olarak hesaplandı. Dikine hız eğrisi Şekil 3’de verilmiştir.

Yapılan ışık eğrisi analizinde, fiziksel ve geometrik olarak modellenemeyen yapılar 1. bileşen üzerinde soğuk bir leke olduğuna işaret etmektedir. Işık eğrisindeki asimetrik yapılar da bunu destekler niteliktedir. Bu yüzden birincil bileşen üzerinde parametreleri Çizelge 1’de yer alan 2 adet soğuk leke yaklaşımı daha iyi sonuç vermiştir (bkz. Şekil 2). Böylece sistemin mutlak parametreleri elde edildi ve Çizelge 2’te listelendi.

Çizelge 1: SV Cam’ın 2 leke yaklaşımı ile yapılan çözümün leke parametreleri.

Parametre	Enlem (°)	Boylam (°)	Kesirsel Çap (%)
Leke 1	50	45	9.0
Leke 2	44	300	7.2



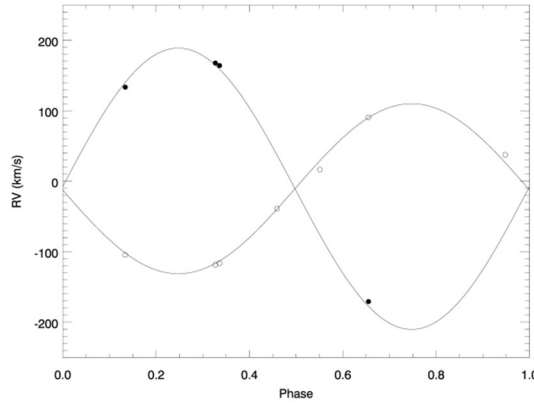
Şekil 2: SV Cam’in 2 leke yaklaşımı PHOEBE çözümü. Noktalar gözlemsel ışık eğrisini, düz çizgiler ise ışık eğrisine yapılan fitleri göstermektedir.

Çizelge 2: Sistemin ışık eğrisinin PHOEBE çözümü ile elde edilen mutlak parametreleri.

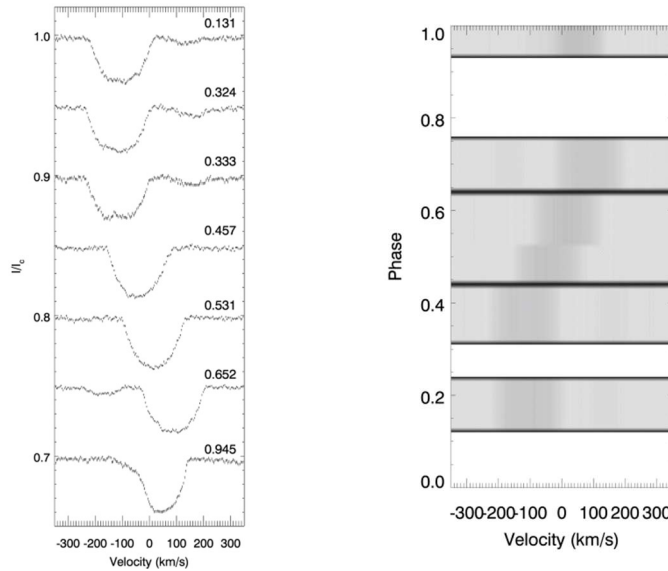
Parametreler	Değer
i (°)	86.82 ± 0.02
T_2 (°K)	4370 ± 6
Ω_1	3.56 ± 0.002
Ω_2	4.09 ± 0.006
M_1 ($M_{\odot}$)	1.27 ± 0.04
M_2 ($M_{\odot}$)	0.77 ± 0.03
R_1 ($R_{\odot}$)	1.31 ± 0.01
R_2 ($R_{\odot}$)	0.81 ± 0.007
$V\gamma$ (km.s^{-1})	-10.17 ± 0.33

4.2 Tayfsal Analiz

Her bir tayfta yüksek SNR değerine ulaşmak için En Küçük Kareler Dekonvolüsyonu Tekniği (LSD) kullanıldı (Donati vd. (1997)). Bu teknik, eş zamanlı olarak binlerce tayf çizgisinden çapraz – korelasyon (cross – correlation) yöntemi ile ortalama bir hız profili oluşturmak amacıyla kullanılır. LSD'nin ihtiyacı olan girdi çizgi listesi Vienna Atomik Çizgi Veritabanı'ndan (VALD) (Kupka et al. 1999) sistemin T_{eff} ve $\log g$ parametrelerine göre elde edildi. Çizgi listesinin hazırlanışı süresince, güçlü kromosferik çizgileri (ör. H α) içeren birkaç dalgaboyu bölgesi ile atmosferik çizgilerin baskın olduğu bölgeler çıkarıldı. Sistemin dikine hız eğrileri LSD profilleri kullanılarak oluşturuldu (bkz. Şekil 3). Ayrıca 7 tayf için elde edilen LSD profilleri Şekil 4 sol panel ve evreye göre çizilmiş kontur grafiği Şekil 4 sağ panel'de verilmiştir.



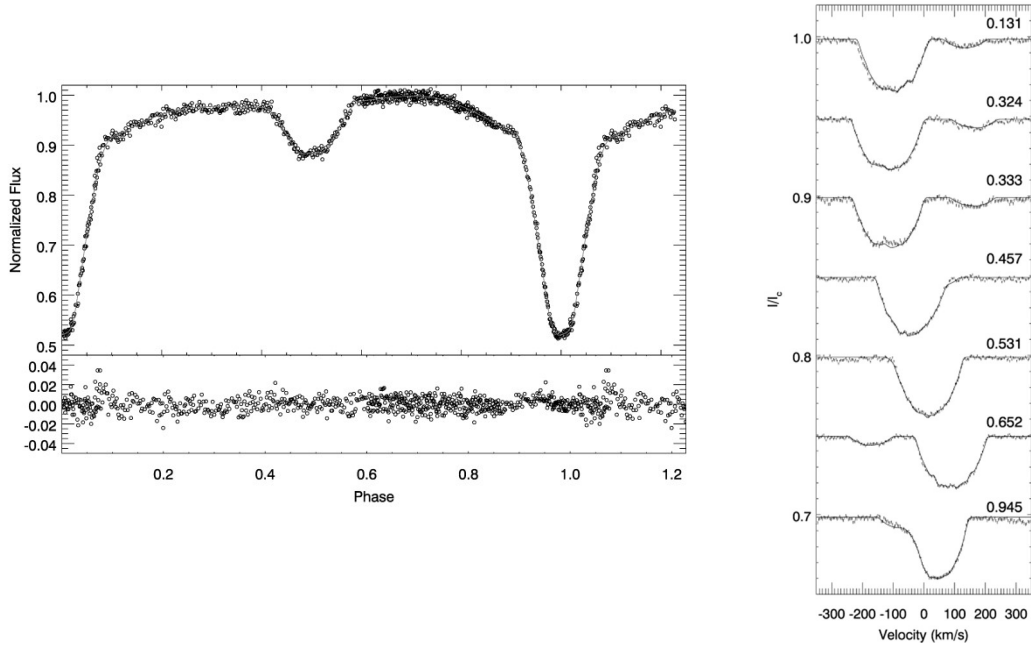
Şekil 3: SV Cam'ın LSD profillerinden elde edilmiş dikine hız eğrileri ve yapılan model.



Şekil 4: SV Cam'ın LSD profilleri (sol) ve evreye göre çizilmiş kontur grafiği (sağ).

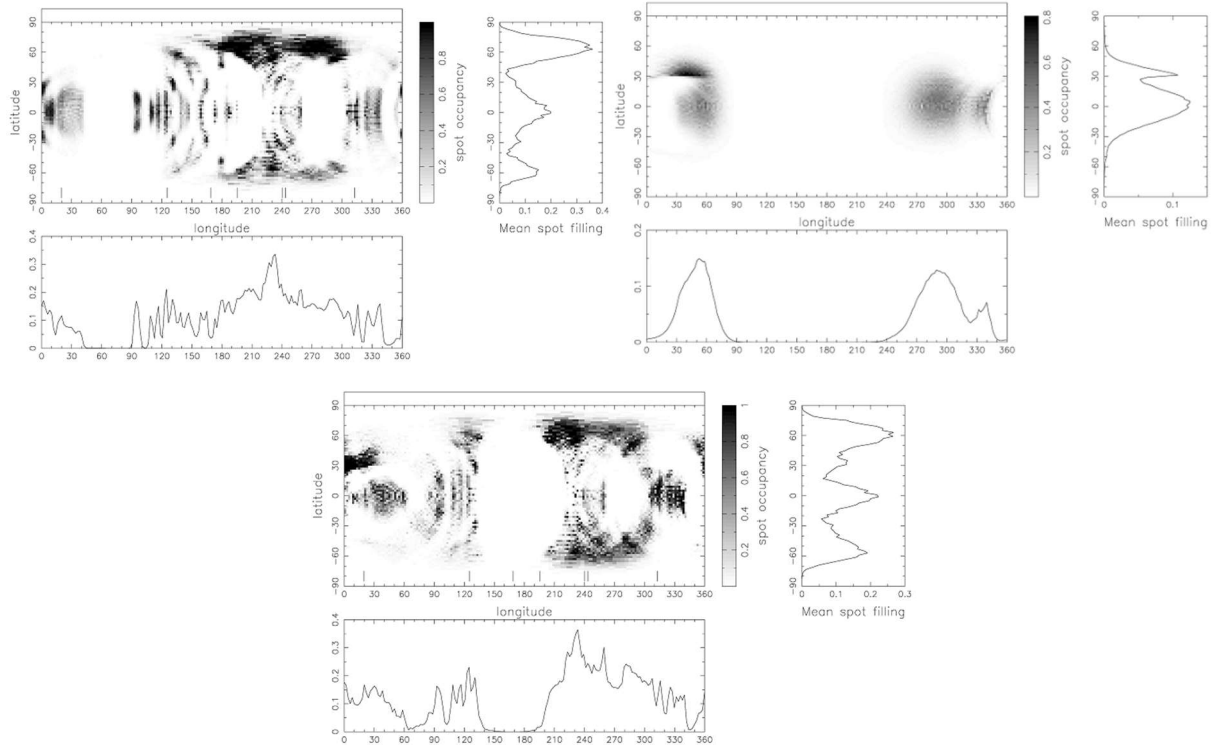
4.3 Eş Zamanlı Tayfsal ve Fotometrik Analiz

SV Cam sisteminin yüzey parlaklık dağılımı haritası DoTS kodu (Collier Cameron 1997) yardımıyla sistemin fotometrik ve tayfsal verisi kullanılarak eş zamanlı olarak gerçekleştirildi. Tayfsal verinin “arama – bilgi tabloları” (Lookup Table) oluşturulması süresince, van Hamme (1993) tablolarından kenar kararına katsayılarının doğrusal interpolasyonu, sistemin fotosfer ve leke sıcaklıkları için kullanıldı. SV Cam sisteminin yüzey haritasını oluşturmak için DoTS kodu yardımıyla 7 adet tayfın LSD profilleri kullanılarak eş zamanlı olarak tayfsal ve fotometrik analiz gerçekleştirildi. Bu eş zamanlı çözümde yapılan Maksimum Entropi Metodu (MEM) iterasyonlarında % 95 tayfsal veriye ağırlık verildi. Elde edilen ışık eğrisi ve LSD profil fitleri Şekil 5’de verildi.



Şekil 5: Maksimum Entropi Metodu (MEM) ile elde edilen ışık eğrisi fiti (sol) ve LSD profil fitleri (sağ).

Bu eş zamanlı çözümünden elde edilen yüzey parlaklık dağılımı haritası, sadece fotometrik ve sadece tayfsal verilerden elde edilen haritalar ile karşılaştırıldı (bkz. Şekil 6).



Şekil 6: Sadece tayfsal (üst sol panel), sadece fotometrik (üst sağ panel) verilerden ve bu ikisinin eş zamanlı çözümünden (alt panel) elde edilen yüzey parlaklık dağılımı haritaların karşılaştırması.

5. Tartışma ve Sonuç

-Bu çalışma sonucu elde edilen yüzey parlaklık dağılımı haritalarını, sadece fotometrik, sadece tayfsal ve her ikisinin ortak çözümünden elde edilen haritalar şeklinde ayrı ayrı değerlendirmek gerekmektedir. Maksimum entropi metoduna dayanan DoTS kodu ile sadece fotometrik veriler kullanılarak üretilen haritalarda lekelerle ilişkin boylam bilgisi elde edilirken enlem bilgileri elde edilememektedir. Fotometrik veriler tek boyutlu olduklarından tüm lekeler ekvator komşuluğunda çıkmaktadır.

-Sistemin Phoebe arayüzü ile gerçekleştirilen ışık eğrisi analizlerinde boylamları 45° ve 300° ve enlemleri yaklaşık 50° olan iki leke bölgesi, gözlemsel ışık eğrisini daha iyi temsil ettiği görülmüştür. DoTS kodu ile elde edilen haritalarda ise Phoebe çözümünü destekler şekilde benzer boylamlarda ve ekvator üzerinde 2 leke bölgesi elde edilmiştir.

-Doppler görüntüleme tekniğinde ise özellikle yörünge eğim açısı 90° 'ye yakın sistemlerde lekeler ekvator simetrik çıkmaktadır. LSD profil fitlerinden elde edilen yüzey parlaklık dağılımı haritalarında elde edilen leke bölgeleri özellikle 240° boylamı civarında ve 60° enleminde birikim göstermiştir. Bu sonuç fotometrik veriden elde edilen sonuca yakındır. Aralarındaki boylam farkına, fotometrik ve tayfsal gözlemler arasındaki 2 aylık süre farkı etki etmiş olabilmektedir. Literatürden bilindiği üzere RS CVn sistemlerinde lekeler zaman içerisinde farklı boylamlara göç edebilmektedir. Lekelerin yüksek enlemde çıkıyor olması daha önce literatürde yapılan çalışmalardan elde edilen sonuçları destekler niteliktedir.

-Sonuç olarak bu çalışmada elimizdeki veriler ışığında SV Cam sisteminin yüzey parlaklık dağılımındaki homojen olmayan yapılar gösterilmiş ve bu sonuçlar literatürdeki veriler ile karşılaştırılmıştır. İleride yapılacak gözlemler ve analizler RS CVn türü bir sistem olan SV Cam'mın doğası hakkında daha ayrıntılı bilgiler edinmemize olanak sağlayacaktır.

Teşekkür

Bu çalışma 115F033 numaralı TÜBİTAK 1001 projesi tarafından desteklenmektedir.

6. Kaynaklar

- Berdugina S. V., 2005, Living Reviews in Solar Physics, 2
Blanco-Cuaresma S., Soubiran C., Jofre P., Heiter U., 2014, in Astronomical Society of India Conference Series.
(arXiv:1312.4545)
Collier Cameron A., 1997, MNRAS, 287, 556
Djurasevic G., 1998, A&AS, 127, 233
Donati J.-F., Semel M., Carter B. D., Rees D. E., Collier Cameron A., 1997, MNRAS, 291, 658
Hempelmann A., Hatzes A. P., Kuerster M., Patkos L., 1997, A&A, 317, 125
Jeffers S. V., Collier Cameron A., Barnes J. R., Aufdenberg J. P., Hussain G. A. J., 2005, ApJ, 621, 425
Jeffers S. V., Barnes J. R., Collier Cameron A., Donati J.-F., 2006, MNRAS, 366, 667
Jeffers S. V., Aufdenberg J. P., Hussain G. A. J., Collier Cameron A., Holzwarth V. R., 2006, MNRAS, 367, 1308
Kjurkchieva D. P., Marchev D. V., Zola S., 2002, A&A, 386, 548
Kupka F., Piskunov N., Ryabchikova T. A., Stempels H. C., Weiss W. W., 1999, A&AS, 138, 119
Manzoori D., 2016, Astronomische Nachrichten, 337, 652
Patkos L., 1982, Communications of the Konkoly Observatory Hungary, 80, 1
Pojmanski G., 1998, Acta Astron., 48, 711
Prša A., Zwitter T., 2005, ApJ, 628, 426
van Hamme W., 1993, AJ, 106, 2096
Zeilik M., de Blasi C., Rhodes M., Budding E., 1988, ApJ, 332, 293

Parçalanmış Astrofiziksel Diskler

Suzan Doğan^{1,2*}

¹Ege Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 35100, İzmir, Türkiye.

²University of Leicester, Department of Physics and Astronomy, LE1 7RH, Leicester, UK.

Özet: Toplanma diskleri evrende yıldız ve gezegen oluşum disklerinin bulunduğu sistemler, kataklizmik değişenler (CV), X-ışın çiftleri ve etkin gökada ötekleri (AGN) gibi pek çok astrofiziksel sistemde karşımıza çıkar. Çoğu zaman bu diskler dış torkların etkisi ile presesyon hareketi yapar. Bu bildiride çift sistemin yörünge düzlemine göre eğik disklerin parçalanma sürecine ilişkin analitik öngörülerimiz ile 3 boyutlu ve yüksek çözünürlüklü simülasyonlardan elde ettiğimiz bulgular sunulmuştur. Presesyon torku viskoz torkları yendiğinde disk bütünlüğünü koruyamayıp parçalanmaktadır. Parçalanma süreci merkezi cisme düşen madde oranını kaydadeğer biçimde arttırmaktadır. Bu sonuç çok büyük kütleli kara deliklerin büyümesi ve X-ışın çiftlerinde gözlenen patlamaları açıklayabilme potansiyeli taşıması bakımından önemlidir. Çalışmanın bir diğer önemli sonucu ise eğikliğin fazla olduğu durumlarda diskin Kozai çevrimine girmesidir. Böylelikle esas olarak, çift sistemin yörünge düzlemine göre yüksek eğikliğe sahip bir üçüncü cismin yörünge evrimini açıklamak için geliştirilen Kozai mekanizmasının toplanma disklerinde de geçerli olabileceği ve diskte eğiklik-basıklık alışverişine neden olacağı, bu çalışma ile ilk kez ortaya konmuştur. Basıklığı artan diskin enberi noktasının merkezi cisme yaklaştığı evrelerde toplanma oranlarında artış gözlenmiştir.

Anahtar Kelimeler: toplanma diski, kara delik, X-ışın çiftleri, hidrodinamik.

Abstract: Accretion discs are the essential ingredient for a vast range of astrophysical phenomena, including star and planet formation, cataclysmic variables (CVs), X-ray binaries and active galactic nuclei (AGN). In most cases, the external torques induce precession in misaligned disc orbits. In this study, we present our analytical predictions about disc tearing in binary systems with an initially planar disc around one component, misaligned with respect to the binary orbital plane and our 3D hydrodynamical simulations with high resolution. When the precession torque is strong enough to overcome the internal viscous torques, disc breaks. Disc tearing enhances the accretion rates significantly. This would have significant implications for all binary systems: e.g. fuelling SMBH during the SMBH binary phase and accretion outbursts in X-ray binaries. When the inclination between the disc and the binary orbit is sufficiently large, disc goes through Kozai cycle. We have showed for the first time that the KL mechanism, which exchanges inclination for eccentricity in a highly misaligned particle orbit around a component of a binary system, can also operate in a fluid disk. When the disc has its peak eccentricity the pericentre of the ring approaches the accretion radius and creates a strong accretion rate.

Key Words: accretion disc, black hole, X-ray binaries, hydrodynamics.

1. Giriş

Toplanma süreci, evrende yıldız ve gezegen oluşum disklerinin bulunduğu sistemler, kataklizmik değişenler, X-ışın çiftleri ve etkin gökada ötekleri gibi pek çok astrofiziksel sistemde karşımıza çıkan bir olgudur. Maddenin merkezi bir gök cismi etrafında spiral yörüngelerde dolanarak birikmesi sonucunda toplanma diski adı verilen astrofiziksel yapılar oluşur. Merkezi gök cismi, oluşum sürecindeki bir yıldız, bir beyaz cüce, nötron yıldızı, yıldız kütleli kara delik ya da çok büyük kütleli bir kara delik olabilir. Toplanma disklerinin çoğunlukla eksen bakışıklıktan uzak olduğu düşünülmektedir. Diskler dönen merkezi kara delikten kaynaklanan Lense-Thirring etkisi ile (Bardeen ve Peterson 1975), ışımsal yollarla (Pringle 1996, 1997) ya da yoldaş bileşenin çekim etkisi nedeniyle yerel bir eğiklik kazanabilir. Çok büyük kütleli kara delikler etrafındaki diskler etkin gökada öteklerindeki toplanma sürecinin kaotik doğası nedeniyle yörünge düzlemine göre eğiklik kazanabilir. Simetri yoksunluğu bu örneklerin tümü için benzer bir sonuç doğurur: diski oluşturan gaz halkaları merkezi cismin spin vektörüne ya da çiftin yörünge düzlemine göre eğik ise halkalar diferansiyel presesyon hareketi yapar ve disk eğrilik kazanır.

Eğri disklerin dinamiği iki farklı fiziksel süreç tarafından belirlenir, başka bir deyişle diskin eğriliği iki yolla taşınabilir (Papaloizou ve Pringle 1983): (i) çalkantı viskozitesi kaynaklı difüzyon, (ii) basınç dalgaları. Difüzyonun baskın olması $\alpha > H/R$ durumuna karşılık gelir. Burada α boyutsuz viskozite parametresi (Shakura ve Sunyaev 1973), H diskin basınç ölçek yüksekliği, R disk yarıçapıdır. Bu durumda disk akışkanı difüzyon denkleminde uygun bir biçimde evrimleşir ve eğrilik difüzyon yoluyla taşınır. Ancak $\alpha < H/R$ ise, disk dalga-benzeri rejimdedir ve diskin eğriliği basınç dalgalarının yayılması yolu ile taşınır. Bu çalışmada, kara delik diskleri için geçerli olan $\alpha > H/R$ durumuna odaklanılmıştır.

Disk viskozitesi zayıf ya da diskin yalpalamasına neden olan dış torklar yeterince güçlü ise, diskin bütünlüğünü koruyamayıp halkalara ayrılması beklenir. Disk parçalanması önemli sonuçlar doğurur. Halkalar presesyon eksenine göre yeterince eğik ise, birbirine göre kısmen ters yönde dönecek kadar yalpalayabilir ve bu durum açıl momentumun doğrudan iptaline, dolayısıyla gazın serbest düşmesine ve toplanma oranının artmasına yol açar. Disk parçalanmasının merkezi kara delik

*Sorumlu Yazar E-Posta: suzan.dogan@ege.edu.tr

etrafındaki eğik toplanma disklerinde (Nixon ve ark. 2012) ve çift sistem etrafındaki eğik toplanma disklerinde (Nixon, King ve Price 2013) oluşabileceği gösterilmiştir. Bu çalışmada, çift sistemi oluşturan bileşenlerden birinin etrafında bulunan eğik diskin evriminin incelenmesi hedeflenmiştir. Böylesi bir durumda disk parçalanmasının mümkün olup olmadığını görebilmek için öncelikle diskteki viskoz torklar presesyon torku ile karşılaştırılmış ve disk için parçalanma koşulu türetilmiştir. Daha sonra bu öngörülerini test etmek amacıyla üç boyutlu hidrodinamik simülasyonlar yapılmıştır.

2. Analitik Öngörüler

Yoldaş bileşenin çekim etkisi nedeniyle yörünge düzlemine göre eğik disk üzerinde oluşan presesyonun frekansı

$$\Omega_p = \frac{3}{4} \frac{M_0}{M_1} \left(\frac{R}{a} \right)^3 \Omega \cos \theta \quad (1)$$

ile verilir (Bate ve ark. 2000). Burada θ disk ile çiftin yörünge düzlemi arasındaki açı, M_0 ile M_1 bileşenlerin kütleleri, a ayrıklık, R disk yarıçapı ve Ω diskin açısal frekansdır. M_1 etrafında disk bulunduran bileşeni temsil etmektedir. Birim alana etki eden presesyon torkunun büyüklüğü

$$|G_p| = |\Omega_p \times L| = \frac{3}{4} \frac{M_0}{M_1} \left(\frac{R}{a} \right)^3 \Sigma R^2 \Omega^2 \cos \theta \sin \theta \quad (2)$$

olarak yazılır. Burada, L açısal momentum vektörü, Σ diskin yüzey yoğunludur. Birim alan başına etki eden azimutal ve dikine viskoz torklar ise

$$|G_{v1}| = \frac{3\pi v_1 \Sigma R^2 \Omega}{2\pi R H} \quad (3)$$

ve

$$|G_{v2}| = \frac{2\pi R \Sigma R^2 \Omega^2 v_2 |\partial l / \partial R|}{2\pi R H} \quad (4)$$

biçiminde yazılır (Papaloizou ve Pringle 1983). Burada v_1 azimutal viskozite, v_2 dikine viskozite, l birim açısal momentum vektörüdür. Kepler dönme profili gösteren bir disk için $v_1 = \alpha_1 H^2 \Omega$ tanımından toplam viskoz tork

$$|G_{toplaml}| = |G_{v1}| + |G_{v2}| = \frac{\Sigma R^2 \Omega^2}{2} \frac{H}{R} [3\alpha_1 + \alpha_2 |\psi|] \quad (5)$$

olarak yazılabilir. Burada $|\psi| = \partial l / \partial R$ diskin eğrilikliğini tanımlar. (2) ile verilen presesyon torku ve (5) ile verilen viskoz torkların kıyaslanması diskin bütünlüğünü koruyup koruyamayacağı hakkında bilgi verir. Eğer diske etki eden presesyon torku diskin viskoz torklarından daha yeğin ise diskin parçalanması beklenir. Bu karşılaştırma sonucunda diskin hangi radyal uzaklıktan itibaren yırtılacağını ifade eden $R_{parçalanma}$ koşuluna ulaşılır:

$$R_{parçalanma} \geq \left(\frac{4\alpha}{\sin 2\theta} \frac{H}{R} \frac{M_1}{M_0} \right)^{1/3} a. \quad (6)$$

(6) nolu eşitlik türetilirken dikine viskoz torkun ihmal edildiğini belirtelim. Diskin eğrilikliği hem konum hem de zamanın bir fonksiyonu olduğundan burada basitlik amacıyla $\alpha_1 = \alpha$ varsayımı yapılmıştır. Bu koşula göre tipik bir kara delik diski parametreleri için, örneğin $\alpha = 0.1$ ve $H/R = 0.01$ için, bileşenin kütesinin yeterince büyük olması durumunda belli bir eğikliğe sahip tüm disklerin parçalanması olasıdır. Eğri disklerin viskoz kararsızlığı ve parçalanması için gerekli koşullar Doğan ve ark. (2018) tarafından kapsamlı bir biçimde irdelenmiştir.

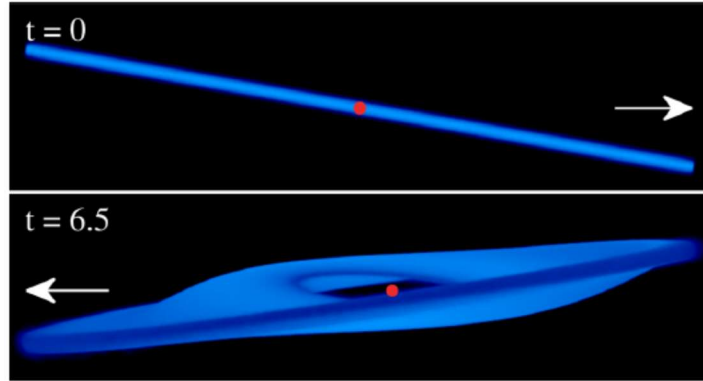
3. Üç Boyutlu Hidrodinamik Simülasyonlar

Analitik öngörülerin doğruluğunu test etmek amacıyla bir düzgünleştirilmiş parçacık hidrodinamiği (SPH) kodu olan PHANTOM (Price 2012, Price ve ark. 2017) kodu kullanılarak üç boyutlu hidrodinamik simülasyonlar yapıldı. Simülasyonlar Leicester Üniversitesi'nin DiRAC isimli bilgisayar kümesi kullanılarak yürütüldü. Başlangıç varsayımları şöyle özetlenebilir: Diskin başlangıçta düz olduğu varsayılmıştır. Diskin iç yarıçapı bileşenlerin ayrıklığı cinsinden $0.1a$, dış yarıçapı ise $0.35a$ olarak kabul edilmiştir. Yüzey yoğunluğu profili $\Sigma = \Sigma_0 (R/R_c)^{-p}$ ve yerel olarak eşitsiz ses hızı profili $c_s = c_{s,0} (R/R_c)^{-q}$ biçimindedir ve burada $p = 3/2$, $q = 3/4$ olarak alınmıştır. Yüzey yoğunluğu ve ses hızının başlangıç değerleri diskin kütlesi tarafından belirlenmektedir. Disk kütlesi $M_d = 10^{-3} M$ ve iç disk için açısal yarı kalınlık $H/R = 0.01$ 'dir. Başlangıç anında disk 4 milyon parçacıktan oluşmaktadır. Disk viskozitesi $\alpha = 0.1$ kabul edilmiştir. Bileşenlerin kütleleri eşit alınmıştır, böylelikle M toplam kütle olmak üzere bileşenlerin kütleleri toplam kütle cinsinden $M_1 = M_0 = 0.5M$ olarak kabul edilir. Bileşenin $0.05a$ kadar yakınına düşen her parçacık bileşen tarafından toplanmış kabul edilmektedir. Simülasyonlar $\theta = 10^\circ, 30^\circ, 45^\circ, 60^\circ$ için yinelenmiştir.

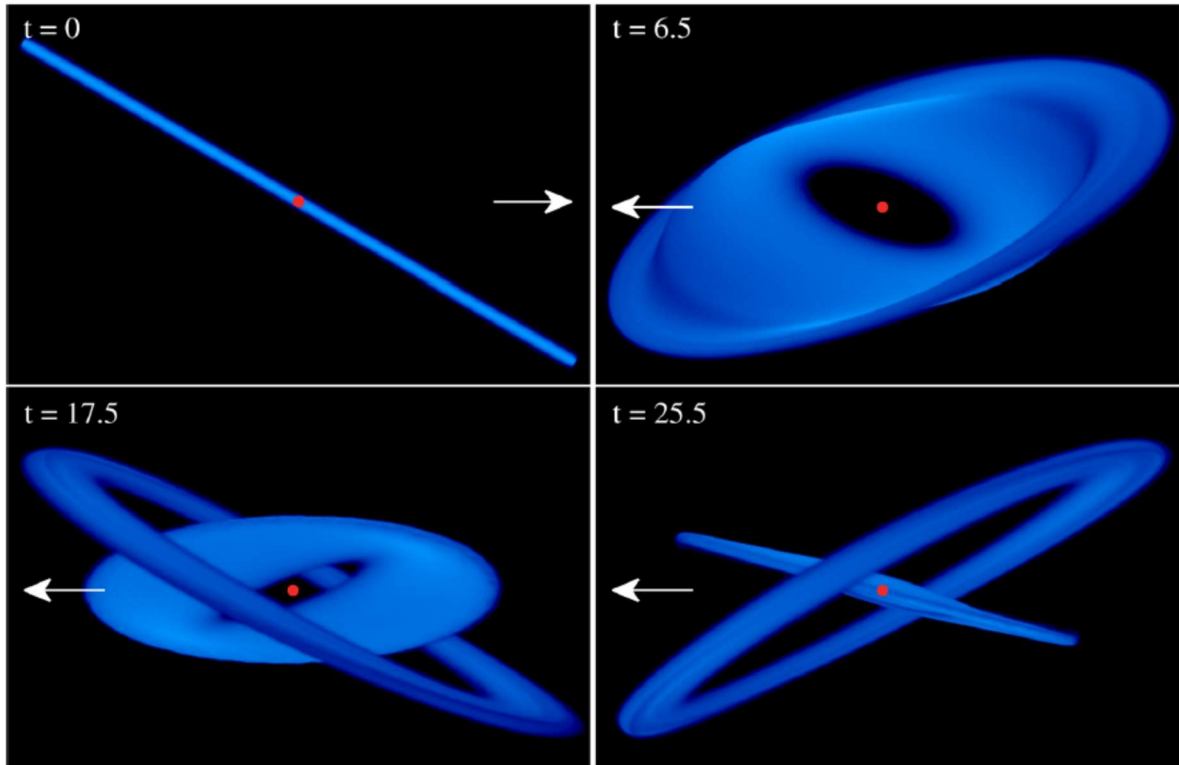
Şekil 1, $\theta = 10^\circ$ durumu için disk evrimini göstermektedir. Bu durumda eğiklik açısı düşük olduğundan bileşenin diske uyguladığı presesyon torkunun yeğlinliği düşüktür. Dolayısıyla disk hafif bir eğrilik kazanarak evrimleşmektedir. (2) nolu eşitlikten görüldüğü üzere eğiklik açısı 30° olduğunda presesyon torkunun yeğlinliği artmaktadır. Böyle bir diskin evrimi Şekil 2'de gösterilmiştir. Bu durumda disk birkaç yörünge dönemi sonunda büyük bir eğrilik kazanmaktadır ve sonrasında dış disk yırtılıp ayrı bir halka oluşturmaktadır. Benzer sonuç eğiklik açısının 45° olduğu durumda da gözlenmiştir. Bu durumda presesyon torkunun maksimum değerini aldığı (2) nolu eşitlikten görülmektedir. Şekil 3, $\theta = 45^\circ$ eğiklik açısına sahip diskin evrimini göstermektedir. Disk başlangıçta iki ayrı halkaya ayrılmaktadır, ardından güçlü presesyon nedeniyle üçüncü bir halka daha oluşmaktadır ancak dış halkalar hızlı bir biçimde etkileşip tekrar birleşmektedir.

Eğikliği 60° olan disk diğer disk simülasyonlarına göre oldukça farklı bir biçimde evrimleşmektedir. Bu simülasyonda disk, birkaç yörünge dönemi içinde yırtılmaya başlamaktadır. Ancak diskin geri kalanından ayrılan iç disk maddesi çok hızlı bir biçimde merkezi cisim tarafından toplanmaktadır. Geriye kalan dış disk ise oldukça basıklaşmakta ve diskin eğikliği salınım yapmaya başlamaktadır (bkz Doğan ve ark. Şekil 4). Disk eğikliğinin salınımına diskin basıklığındaki

salınımların da eşlik ettiği gözlenmiştir. Sonuç olarak diskin Kozai çevrimine girdiği görülmüştür. Böylesi bir çevrimde diskin basıklığı periyodik bir biçimde artarken (azalırken), eğikliği azalmaktadır (artmaktadır) (Martin ve ark. 2014).



Şekil 1: Eğikliği 10 derece olan diskin başlangıç anı ve 6.5 yörünge dönemi sonrasındaki görüntüsü. Disk başlangıçta düzdür. Diske yörünge düzlemi doğrultusunda bakılmaktadır ve okun yönü yoldaş bileşenin bulunduğu konumu işaret etmektedir (Doğan ve ark. 2015).

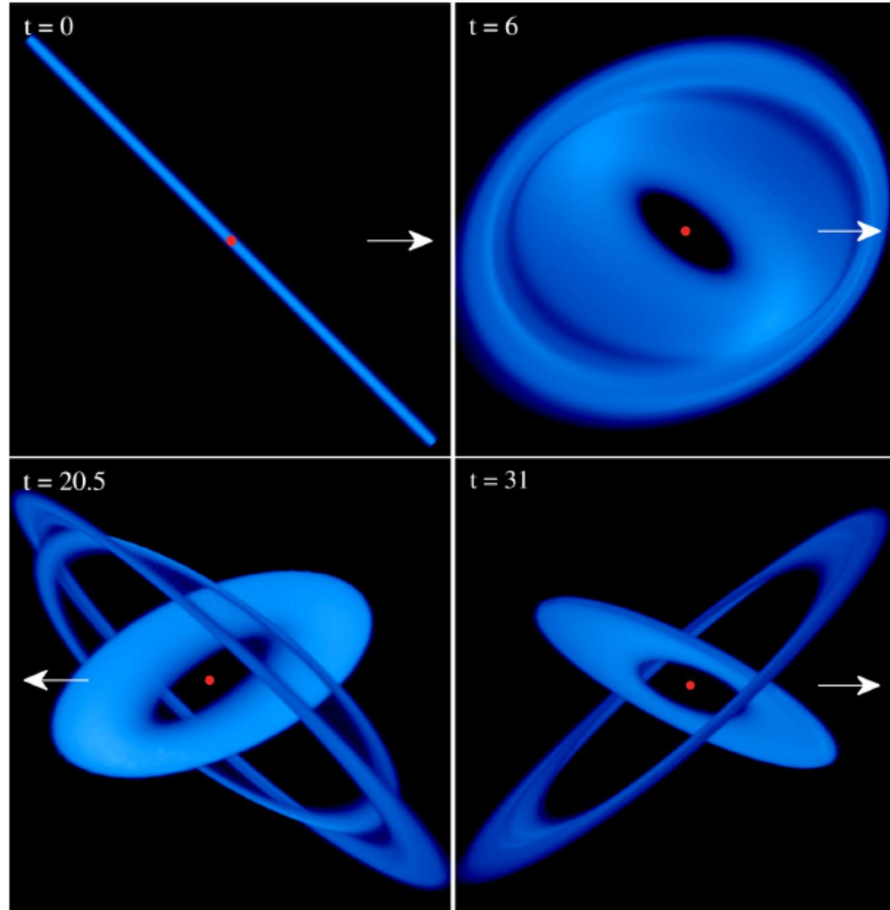


Şekil 2: Eğikliği 30 derece olan diskin başlangıç anı, 6.5, 17.5 ve 25.5 yörünge dönemi sonrasındaki görüntüleri. Diske yörünge düzlemi doğrultusunda bakılmaktadır ve okun yönü yoldaş bileşenin bulunduğu konumu işaret etmektedir (Doğan ve ark. 2015).

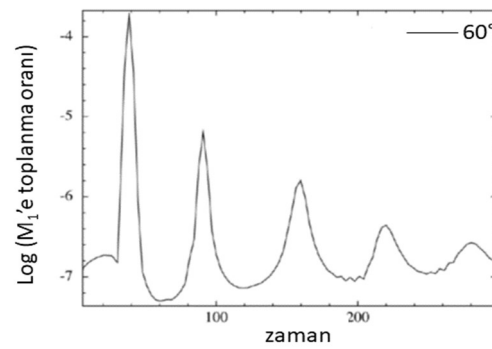
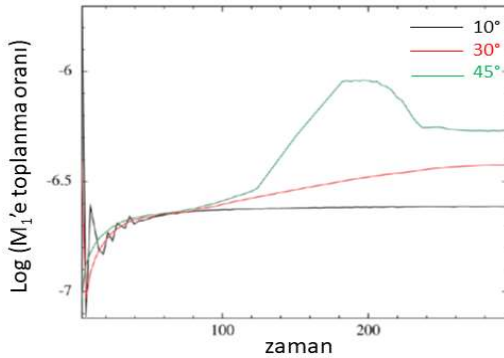
(6) nolu eşitlik ile verilen basitleştirilmiş formdaki parçalanma koşulu $\theta \geq 30^\circ$ olduğu durumlar için disk parçalanmasını başarılı bir biçimde öngörmüştür. Ancak, bu koşul $\theta = 10^\circ$ durumu için de diskin parçalanacağını söylemektedir. Çünkü bu durum için parçalanma yarıçapı $0.23a$ olarak bulunmaktadır ki, bu uzaklık diskin içinde yer almaktadır. Ancak simülasyonlarda bu diskin yaklaşık 20 yörünge dönemi içinde çiftin yörünge düzlemi ile aynı hizaya geldiği gözlenmiştir. Bu durum dikine viskoz torkun önemini vurgulamaktadır. Dikine viskoz torku göz önünde tutularak yapılan hesaplamalar parçalanma yarıçapı için $0.41a$ değerini vermiştir. Bu değer diskin dışında kalmaktadır ve bu sonuç simülasyonlarla uyum içindedir.

Farklı eğiklik değerlerine sahip disklerin toplanma oranlarına bakıldığında parçalanmış disklerin toplanma oranlarının parçalanmayana kıyasla kaydadeğer biçimde yüksek olduğu Şekil 4'te görülmektedir. 45° eğikliği bulunan diskin

yırılmasından sonra toplanma oranı yırtılmayan diske göre birkaç kat artmaktadır. 60° eğikliği bulunan ve Kozai çevrimine giren diskin ise toplanma oranı oldukça değişken bir profil sergilemektedir. Bu simülasyonda disk basıklaştıktan sonra diskin enberi noktası merkezi cisme her yaklaştığında düşen madde miktarı da artış göstermektedir. Bu artışlar toplanma oranları grafiğinde açık bir biçimde görülmektedir. Bu simülasyon için toplanma oranlarındaki artış 10^3 kat mertebesine kadar çıkmaktadır.



Şekil 3: Eğikliği 45 derece olan diskin başlangıç anı, 6, 20.5 ve 31 yörünge dönemi sonrasındaki görüntüleri. Diske yörünge düzlemi doğrultusunda bakılmaktadır ve okun yönü yoldaş bileşenin bulunduğu konumu işaret etmektedir (Doğan ve ark. 2015).



Şekil 4: Farklı eğiklik değerleri için M_1 bileşeninin toplanma oranının zamanla değişimi. Toplanma oranı yörünge dönemi başına çiftin toplam kütlesi ve zaman yörünge dönemi birimindedir. Kodda yörünge dönemi 2π 'ye karşılık gelmektedir (renkli versiyon için bkz Doğan ve ark. 2015, şekil 5).

4. Sonuçlar

-Bu çalışmada bir çift sistemde bileşenlerden birinin etrafında bulunan ve diğer bileşenin çekim etkisi altındaki toplanma diskinin evrimi incelenmiştir. Çalışmadan elde edilen bulgular aşağıdaki biçimde özetlenebilir:

- Çift sistemlerde bir bileşen etrafındaki diskin ikinci bileşenin uyguladığı presesyon torku etkisi ile parçalanabileceği gösterildi.
- Disklerde parçalanma sürecinin toplanma oranlarını kaydadeğer biçimde arttırdığı gözlemlendi. Birbirinden bağımsız presesyon hareketi yapan disk halkaları birbirinin açısal momentumunu sıfırlayarak disk maddesinin merkezi cisme düşüşünü hızlandırmaktadır.
- Toplanma disklerinin de Kozai çevrimine girebileceği literatürde ilk kez gösterildi.

-Bu bulgular disk düzleminin yörünge düzlemine göre eğik olduğu X-ışın çiftleri ve çok büyük kütleli kara delik çiftlerinde viskoz evrimin açıklamakta yetersiz kaldığı toplanma miktarlarını açıklama potansiyeli taşıması bakımından önem taşımaktadır. Ayrıca Kozai çevrimine giren diskler özellikle Be/X-ışın çiftlerindeki Tip II X-ışın patlamalarına dair modelimizin temelini oluşturmaktadır.

5. Kaynaklar

- Bate M. R., Bonnell I. A., Clarke C. J., Lubow S. H., Ogilvie G. I., Pringle J. E., Tout C. A., 2000, MNRAS, 317, 773
Price D. J., 2012, J. Comput. Phys., 231, 759
Price D. J. et al., 2017, PASA, preprint (arXiv:1702.03930)
Martin R. G., Nixon C., Lubow S. H., Armitage P. J., Price D. J., Doğan S., King A., 2014, ApJ, 792, L33
Bardeen J. M., Petterson J. A., 1975, ApJ, 195, L65
Doğan S., Nixon C., King A., Price D. J., 2015, MNRAS, 449, 1251
Doğan S., Nixon C., King A., Pringle J. E., 2018, MNRAS, 476, 1519
Pringle J. E., 1996, MNRAS, 281, 357
Pringle J. E., 1997, MNRAS, 292, 136
Shakura N. I., Sunyaev R. A., 1973, A&A, 24, 337
Papaloizou J. C. B., Pringle J. E., 1983, MNRAS, 202, 1181
Nixon C., King A., Price D., Frank J., 2012, ApJ, 757, L24
Nixon C., King A., Price D., 2013, MNRAS, 434, 1946

WR 141 ve WR 155 Örtlen Wolf-Rayet Sistemlerinin Uzun Dönemli Işık Değişimi

İbrahim AKÖZ¹, Kadri YAKUT¹

¹Ege Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, İzmir, Türkiye.

Özet: Bu çalışmada bazı büyük kütleli yıldızların bir evrim aşaması olan Wolf-Rayet (WR) türü sistemlerden WR 141 ve WR 155 sistemleri incelenmiştir. WR 141 ve WR 155 örtlen sistemlerine ilişkin çok renk (BVRI) gözlemleri TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi'nde bulunan 60cm lik robotik teleskop kullanılarak elde edilmiştir. Gözlemlerden elde edilen ışık eğrisinin analizi yapılarak WR 155 sisteminin yörünge öğeleri türetilmiştir.

Anahtar Kelimeler: Wolf-Rayet yıldızları, örtlen çift sistemler, yıldız evrimi.

Abstract: In this study, Wolf-Rayet (W-R) type systems WR 141 and WR 155 have been studied. W-R type systems are one of the evolutionary stages of massive stars. Multi-color (BVRI) observations of eclipsing binary systems WR 141 and WR 155 were obtained with 60 cm robotic telescope at the TÜBİTAK National Observatory. Orbital parameters of the system WR 155 have been derived from the light curve analysis of the system.

Key Words: Wolf Rayet stars, eclipsing binary systems, stellar evolution

1. Giriş

Yıldız oluşumu ve evrimi bakımından büyük kütleli yıldızlar evrim aşamalarını oldukça hızlı geçirirler. Ayrıca yeterince büyük kütleli yıldızlar yüksek enerjili astrofiziksel süreçler gösterdikleri için astrofiziksel çalışmalarda önemli rol oynarlar. Wolf-Rayet (WR) türü yıldızlar bu bağlamda oldukça iyi bir laboratuvar görevi görür. W-R sistemin aynı zamanda örtlen bir çift sistem olması yörünge parametrelerinin ve bileşenlerin fiziksel öğelerinin belirlenmesine katkı sağlar. WR türü yıldızların sıradışı bir yıldız topluluğu olduğu tanımı ilk defa 1867'de C. J. E. Wolf ve G. Rayet tarafından yapılmıştır.

WR yıldızları genişlemiş atmosfer yapısına sahip ve Hidrojen (H) zarfını atmış yıldızlardır. Yıldız rüzgarları aracılığıyla yıldızlararası ortama çok büyük miktarda kütle atımı yaparlar. Genel olarak WR türü yıldızlar, büyük kütleli, yüksek değerlerde yüzey sıcaklığına (30 000 K - 200 000 K), çok yeğin yıldız rüzgarlarına ve genişlemiş atmosfer yapısına sahip yıldızlardır. WR türü yıldızlar 10-25 M_☉ kütle aralığına sahip yıldızlardır ve O tayf türü yıldızların soyundan geldiği düşünülmektedir. Güneş'in metal bolluğuna sahip bir yıldızın WR türü bir yıldız olabilmesi için başlangıç kütlelerinin en azından 25 M_☉ olması gerekir (Crowther, 2007). Sonuç olarak çoğu tek WR yıldızı oldukça sınırlı sayıda ve kabaca 25-30 M_☉ kütle aralığına sahip kırmızı dev sonrası evrim aşamasındaki yıldızlardır. 30 M_☉ üzerinde kütleyle sahip yıldızlar evrimine Parlak Mavi Değişenler (LBV) olarak devam eder. Yakın çift yıldızlar için bu tür bir alt limit aralığı bulunmamaktadır. Çünkü sistemi oluşturan bileşenler evrimleştikçe birbirine kütle aktarmaya başlar. Normalinde orta kütleli bir yıldız olarak evrimleşmeye başlayan bir yıldız yakın çiftlikten dolayı kütle alarak WR türü evrim aşaması geçirmeye başlayabilir. Bu tür yıldızların evrimleri ortalama 5 Myıl ve bu sürenin yaklaşık %10'unu WR olarak geçirirler (Meynet and Maeder, 2005).

Tayfsal olarak, WR türü yıldızlar oldukça farklı özelliklere sahip yıldızlardır. Normal yıldızlardan tayf aldığımızda karşılaştığımız durum genel olarak dar soğurma çizgileridir. Ancak WR türü yıldızlar tayflarında güçlü, geniş salma çizgileri görülür (Beals, 1940). Bu tür yıldızların tayfındaki farklılaşmaya neden olan durum aslında WR türü yıldızların genişlemiş atmosfer yapısına sahip olması ve güçlü yıldız rüzgarlarıyla kütle kaybediyor olmalarından kaynaklanmaktadır. Zengin ve güçlü salma çizgileri içeren tayfları sayesinde çok uzaktaki WR türü yıldızları ayırt etmek oldukça kolaydır (Hillier, 1987).

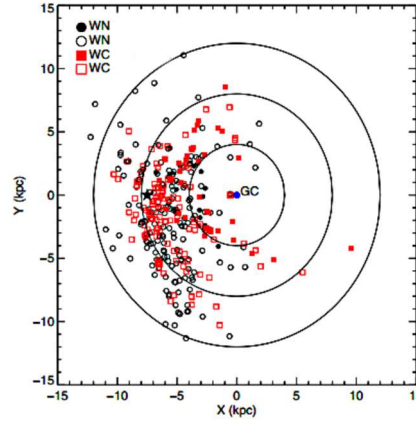
WR türü yıldızların sınıflandırılması yapılırken alınan tayflarındaki salma çizgilerinin bolluğuna ve genişliğine bakılır (Smith, 1968). WR yıldızlar tayfsal olarak WN, WC ve WO olmak üzere üç ana sınıfa ayrılmıştır. Tayfında H salması gösterenler için "h", hem salma hem de soğurma gösterenler "ha" ile temsil edilir (Smith, Shara and Moffat, 1996).

WN yıldızları tayflarında Helyum (He) ve Azot (N) ağırlıklı salma çizgileri gösterir. Ancak bazı WN türü yıldızlarda Karbon (C), Silikon (Si) ve H kaynaklı salmalar da görülebilir. Buna karşın, WC yıldızlarının tayfında C ve He salma çizgileri baskınken H ve N salma çizgileri görülmez. WO yıldızları WN ve WC yıldızlarına göre daha nadir görülen türlerdir. WC yıldızlarının tayfına benzer özellikler sergiler ancak Oksijen (O) salma çizgileri daha yaygındır. Daha yüksek mertebeden iyonlaşmış atom türlerinden kaynaklı çizgileri gösterme eğilimindedir.

O tayf türü büyük kütleli yıldızlar yıldız rüzgarları aracılığıyla önemli miktarda kütle kaybedebilir ve yüzeylerinde ilk olarak H- yakma ile ürettikleri maddeleri sonra da He- yakma sonucu üretilen maddeleri gösterirler (Bohannon and Conti, 1976). Bu evrim basamakları tayfsal olarak WN ve WC türü ile tanımlanmıştır. Bu tür yıldızlar WR çiftlerinin gözlemlerine göre sahip oldukları kütleler için daha parlak olabilir (Crowther, 2007). WR türü yıldızlar genellikle Galaktik disk içinde büyük kütleli yıldız oluşum bölgelerinde görülürler (Hucht, 2001). Samanyolu galaksisindeki bilinen WR yıldızlarının dörtte biri galaktik merkezdeki kütleli kümelerde veya Westerlund 1'de bulunur (van der Hucht, 2006). Optik dar-band gözlemler Güneş sisteminin çevresindeki WR yıldızlarının tanımlanması için başarı göstermesine karşın Galaksimizde bilinen WR sayısı birkaç yüz kadardır.

*Sorumlu Yazar E-Posta: akozibrahim_035@hotmail.com

Fakat Galaktik disk içerisinde binlerce WR yıldızının var olduğu düşünülmektedir (Hucht, 2001). Tayfsal gözlemler ile dar-band yakın kızılöte gözlem teknikleri birlikte kullanılarak daha fazla sayıda WR yıldızını keşfetmek mümkündür.



Şekil 1: WR yıldızlarının Galaktik dağılımı (Shara ve ark., 2012). Şekilde içi boş daire ve kutular daha önceden yerleri belirlenmiş WR yıldızlarını, içi dolu olanlar ise Shara ve ark. (2012) tarafından belirlenen WR yıldızlarını ve siyah yıldız Güneş'i temsil etmektedir. Galaktik merkez Güneşin pozisyonuna göre işaretlenmiştir. Galaktik merkezden dışa doğru olan çemberler sırasıyla 4, 8 ve 12 kpc biriminde galaksi merkezine olan uzaklığı göstermektedir.

2. Wolf-Rayet Çiftleri

Vanbeveren and Conti (1980) Galaktik ve LMC'deki (Büyük Macellan Bulutsusu) WR yıldızlarının çift olma durumunu çalışmışlar ve çalışmalarında inceledikleri WR yıldızlarının %40'tan daha azının soğurma çizgilerine sahip olduğunu ve O tayf türünden bileşene sahip olduğunu düşünmüşlerdir. O tayf türü bileşenler genellikle yeteri derecede belirgin soğurma çizgileri gösterirler. Bu nedenle O tipi bileşene sahip WR yıldızları daha kolay belirlenmiştir.

Hucht (2001) "Galaktik Wolf-Rayet Yıldızlarının VII. Kataloğu" başlıklı çalışmada toplamda 227 WR yıldızı olduğunu ve bunların 86'sının (yaklaşık %38) çift veya olası çift olduğu, Smith ve Maeder (1989) ise en az 59 tane WR çifti olduğunu belirlemiştir. Bugün kesin olarak WR yıldızları arasında 19 adet çift çizgili tayfsal çift (SB2) yıldız olduğu bilinmektedir. Bu çiftlerin 13 tanesi WN türü ve 2.3-55 $M_{\odot}$ kütle aralığına sahiptir. Ortalama kütleleri 22 ± 17 olarak belirlenmiştir. Bu sistemlerin üç tanesinin (WR 22, WR 47 ve WR 141) kütlesi 40 $M_{\odot}$ 'den fazladır. Diğer 6 tane WC türü SB2 sistemi ise 9-16 $M_{\odot}$ kütle aralığına sahiptir. Ortalama kütleleri 12 ± 3 olarak belirlenmiştir. Bu çalışmaların sonucunda WN türü yıldızların kütleleri WC türü yıldızlarınkinden büyük olduğu sonucu çıkarılabilir (Lamontagne et al., 1996).

WR çiftleri bileşenlerine bakılarak üç sınıfa ayrılabilir. WR+WR, WR+OB (O veya B tayf türüne sahip bileşen) ve WR+cc (nötron yıldızı veya kara delik gibi sıkışık bileşenli). WR+WR bileşenli çift sistem oldukça nadir görülür (örneğin WR 98). Ancak Gamen ve Niemela 2003 yılındaki çalışmada WR 98 sisteminin O8-9 tayf türü bileşene sahip SB2 olarak belirlemişlerdir. WR 20a (V712 Car) sisteminin WN6h+WN6h türü sistem olduğu bilinmektedir (Rauw et al., 2005). WR+OB sistemleri en yaygın görülen sistemlerdir. En iyi bilinen örneği WR 139 (V444 Cyg) sistemidir. WR 148'in WR+cc türü sistem olduğu düşünülmektedir.

3. Yeni Gözlemler

Bu çalışma kapsamında WR 141 ve WR 155 örten W-R çift sistemlerin fotometrik çalışması yapılmıştır. Seçilen sistemlere ilişkin koordinat ve fotometrik özellikler Çizelge 1'de verilmiştir. Gözlemi yapılan her iki sistem de çift çizgili ve WN+O türü sistemdir. Bir çift sistemin aynı zamanda örten olması onun yörünge öğelerinin hassas olarak belirlenmesine olanak sağlar. Ayrıca dikine hız verileri ile ışık değişimi bir arada çözüm yapıldığında bize hem yörünge öğeleri hem de fiziksel öğeleri hassas belirleme olanağını verir. Bu bağlamda fiziksel parametreleri iyi belirlenen bu sistemlerin doğasının anlaşılmasında yardımcı olacaktır.

Bu çalışma kapsamında seçilen sistemlerin yeni gözlemleri TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi'nde (TUG) bulunan 60 cm (T60) çaplı aynaya sahip robotik teleskop kullanılmıştır. Gözlemler, 2015 B, 2015 C, 2015 D ve 2016 A olmak üzere toplam 4 gözlem dönemi sonucunda elde edilmiştir. Seçilen sistemlerin U, B, V, R ve I filtreleriyle gözlem verileri elde edilmiştir. Gözlem verilerinin indirgeme işlemleri sırasında IRAF paket programı kullanılmıştır.

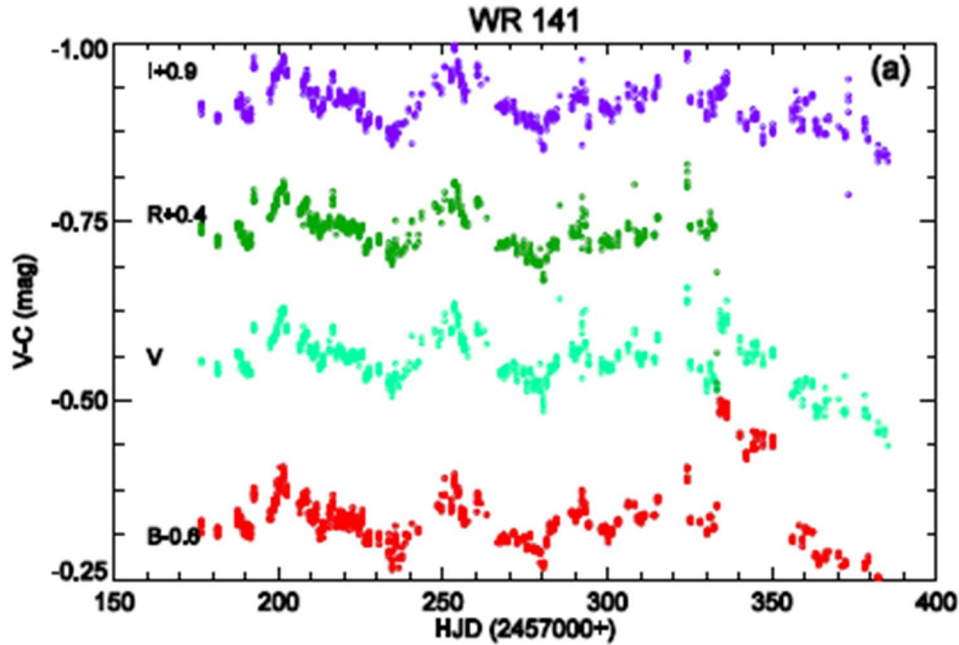
Çizelge 1: Çalışma kapsamında incelenen örten W-R sistemlerine ilişkin özellikler.

WR	α	δ	Tayf Türü	U (mag)	B (mag)	V (mag)	Dönem(d)
WR 141	20:21:31.72	36:55:12.77	WN5-w+O5V-III	10.67	10.60	9.78	21.7
WR 155	22:36:53.95	56:54:20.98	WN6+O9II-Ib	8.68	9.21	8.80	1.64

WR 141 Gözlemler ile toplamda yaklaşık 3800 ham gözlem noktası elde edilmiştir. Çizelge 2’te gözlemi yapılan cisim ve kullanılan mukayese yıldızlarının koordinat, tayf türü ve parlaklık bilgileri yer almaktadır. WR 141 sistemine ilişkin indirgemeler sonucunda elde edilen ışık değişimi Şekil 1 gösterilmiştir.

Çizelge 2: WR 141 örten çift sistemi ve indirgemedde kullanılan mukayese yıldızlarının konum, parlaklık ve tayf türü bilgileri.

Yıldız Adı	Sağ Açıklık (α)	Dik Açıklık (δ)	V(mag)	B-V(mag)	Tayf Türü
HD 193928 (WR141)	20:21:31.728	36:55:12.78	9.78	0.82	WN5-w+O5V-III
HD 229099 (C1)	20:21:53.271	36:51:06.99	10.33	0.08	--
GSC 02684-00516 (C2)	20:22:13.268	36:56:46.38	10.51	0.93	OB
TYC 2684-550-1 (C3)	20:21:26.642	36:54:43.62	11.31	0.73	--

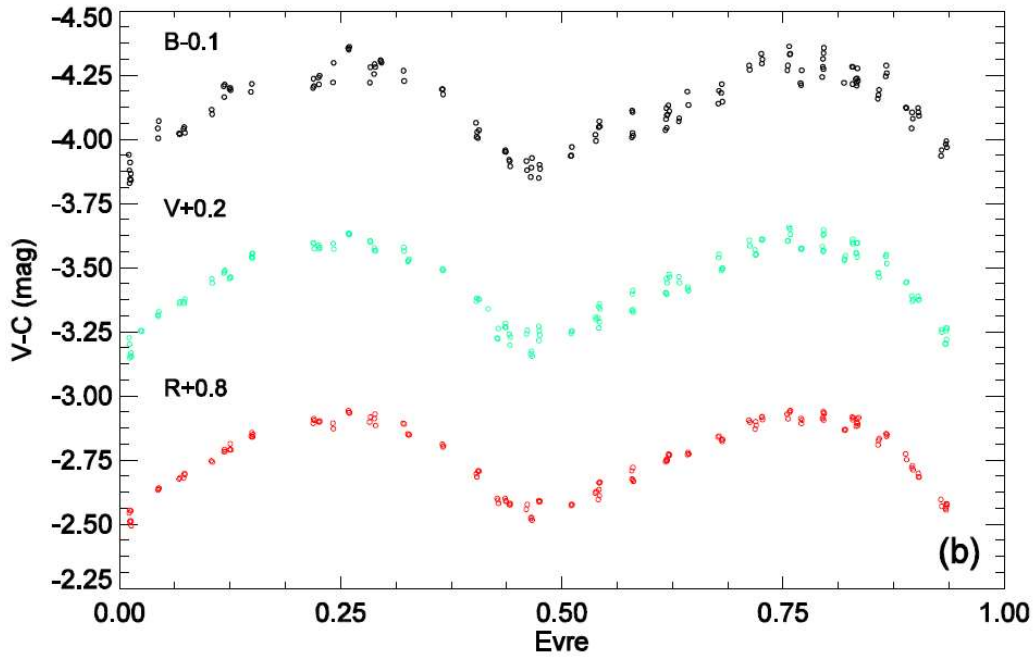


Şekil 2: WR 141 sistemin Tug T60 teleskobı ile elde edilmiş çokrenk ışık değişimi.

WR 155 (CQ Cep) sisteminin indirgemeleri sırasında kullanılan mukayese yıldızlarına ilişkin bilgiler Çizelge 3 te verilmiştir. Sistemin 2015-2016 yılları arasında elde edilen gözlem noktalarının zamanla değişimi Şekil 3’te verilmiştir.

Çizelge 3: WR 155 örten çift sisteminin ve fotometrik analizinde kullanılan mukayese yıldızlarının bilgileri yer almaktadır.

Yıldız Adı	Sağ Açıklık	Dik Açıklık	V(mag)	B-V(mag)	Tayf Türü
HD214419 (WR155)	22:36:53.95	56:54:20.99	8.80	0.41	WN6+09II-Ib
(C1)	22:36:36.81	56:52:55.20	--	--	--
(C2)	22:36:45.57	56:53:04.30	--	--	--
(C3)	22:37:10.61	56:57:37.90	--	--	--
(C4)	22:37:22.32	56:57:45.20	--	--	--



Şekil 3: WR 155 çift sisteminin BVR renklerindeki ışık eğrileri.

4. Sonuçlar ve Tartışmalar

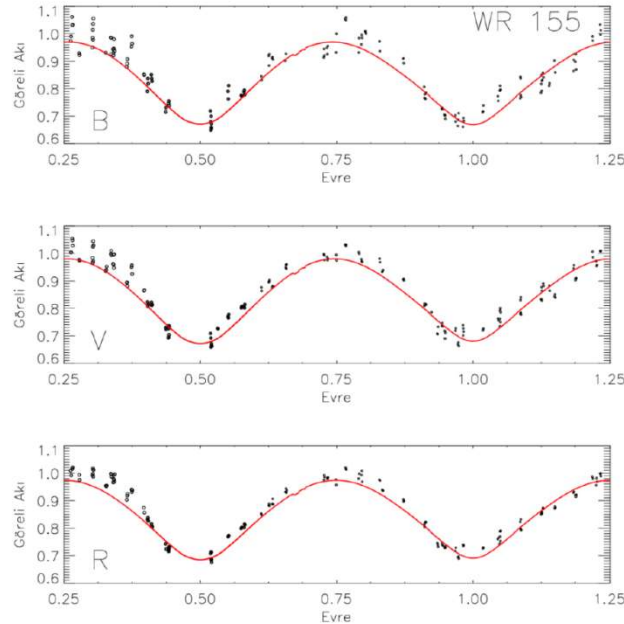
-Bu çalışmada W-R türü çift sistem olan WR 141 ve WR 155 örten çift sistemlerin yaklaşık bir yıl süre ile elde edilmiş yeni gözlemsel verileri sunulmuştur. Gözlemlerler sonucunda elde edilen ışık değişimleri WR 141 için Şekil 2’de WR 155 sistemi için ise Şekil 3 de verilmiştir. WR 141 sistemi 22 günlük yörünge dönemine sahip olup elde ettiğimiz yeni gözlemlerde bu iyi bir şekilde görülmektedir. Bu sistemin literatürde elde edilen diğer ışık değişimlerinden görece olarak daha iyi çıktığını söyleyebiliriz. WR 155 sistemi WR 141 sistemine göre çok daha kısa yörünge dönemine sahiptir. Bu sistemin tutulma gösteren ışık değişimi belirgin bir biçimde görülmektedir (Şekil 3).

-WR 155 çift sisteminin ışık değişiminde tutulmalar belirgin olduğu için bu çalışma kapsamında ışık eğrisi analizleri yapılmıştır. Yörünge çözümü için sisteminin elde edilmiş ışık değişimi normalize akıya dönüştürülerek BVR süzgeçlerinde

eşzamanlı olarak modellendi. Bu işlem sırasında Phoebe (Prsa ve Zwitter, 2005) programı kullanıldı. Analiz sırasında baş yıldızın sıcaklığı (T_1), albedolar (A_1, A_2) ve kenar karama katsayıları sabit parametre kabul edilmiş; bileşen yıldızın sıcaklığı (T_2), sistemin kütle oranı (q), çift sistemin yörünge dönemi (P), yörünge eğim açısı (i), baş yıldızın görel ışıması (L_1) ve potansiyeller (Ω_1, Ω_2) serbest parametre olarak alınmıştır. Işık eğrisi analizi sonucunda elde edilen sonuçlar Çizelge 4'te hata miktarları ile birlikte sunulmuştur. Elde edilen çözümün gözlemler ile karşılaştırılması Şekil 4 te verilmiştir. Sistemlere ilişkin yapılan çalışmalar Aköz (2017) çalışmasında detaylı olarak verilmiştir.

Çizelge 4: WR 155 örten çift sistemin değen ve yarı-ayrık çözüm sonuçları.

Parametre	Birim	Değen sistem	Yarı-ayrık sistem
T_0	Gün	□□□□□□□□□□□□□□□□	□□□□□□□□□□□□□□□□
P	Gün	□□□□□□□□□□□□□□□□	□□□□□□□□□□□□□□□□
i	o	□□□□□□□□□□	□□□□□□□□□□
q		□□□□□□□□□□	□□□□□□□□□□
T_1	K	□□□□□□	□□□□□□
T_2	K	□□□□□□□□□□	□□□□□□□□□□
Ω_1		□□□□□□□□□□□□	□□□□□□□□□□□□
Ω_2		□□□□□□□□□□□□	-
$L_1/(L_1+L_2)$		□□□□□□	□□□□□□
B			
	V	□□□□□□	□□□□□□
	R	□□□□□□	□□□□□□
r_1		□□□□□□□□□□□□	□□□□□□□□□□□□
r_2		□□□□□□□□□□□□	□□□□□□□□□□□□



Şekil 4: WR 155 çift sisteminin BVR renklerindeki ışık eğrilerinin analizi. Noktalar gözlemleri sürekli çizgi modeli göstermektedir.



Bu çalışmada TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi'nde bulunan T60 ve T100 teleskopları kullanılmıştır. Gözlem projelerine verilen destekten dolayı TÜBİTAK'a teşekkür ederiz (Proje no: 15BT60-811).

5. Kaynaklar

- Aköz İ., 2017, “Örten Wolf-Rayet Çift Sistemleri”, Ege Üniversitesi Fen Bilimleri Enstitüsü, Yüksek Lisans Tezi
Beals C.~S., 1940, JRASC, 34, 169
Bohannon B., Conti P.~S., 1976, ApJ, 204, 797
Crowther, Paul A., 2007, ARA&A, 45, 177
Gamen R.~C., Niemela V.~S., 2003, IAUS, 212, 184
Hillier D.~J., 1987, ApJS, 63, 947
Meynet G., Maeder A., 2005, A&A, 429, 581
Lamontagne R., Moffat A.~F.~J., Drissen L., Robert C., Matthews J.~M., 1996, AJ, 112, 2227
Rauw G., et al., 2005, A&A, 432, 985
Shara M.~M., Faherty J.~K., Zurek D., Moffat A.~F.~J., Gerke J., Doyon R., Artigau E., Drissen L., 2012, AJ, 143, 149
Smith L.~F., 1968, MNRAS, 141, 317
Smith L.~F., Maeder A., 1989, A&A, 211, 71
Smith L.~F., Shara M.~M., Moffat A.~F.~J., 1996, MNRAS, 281, 163
Vanbeveren D., Conti P.~S., 1980, A&A, 88, 230
van der Hucht, Karel A., 2001, NewAR, 45, 135
van der Hucht K.~A., 2006, A&A, 458, 453

TÜRKSAT Gözleminde Gerçekleştirilen GEO Kuşak Uydu Gözlem Faaliyetleri

Ali Nur Nurbaki^{1,2}, Hasan Hüseyin Ertok¹, Bayram Yıldız¹, Derya Baş¹

¹TÜRKSAT Uydu Haberleşme, Kablo TV ve İşletme A.Ş., Ankara, Türkiye.

²İstanbul Üniversitesi, Fen Bilimleri Enstitüsü, İstanbul, Türkiye.

Özet: Bu çalışmada Ankara Gölbaşı TÜRKSAT yerleşkesinde 2013 yılında kurulmuş bulunan TÜRKSAT gözleminde gerçekleştirilen TÜRKSAT uydularının gözlemleri, gözlem verilerinin işlenerek yörüngelerinin belirlenmesi faaliyetleri ile ilgili genel bilgiler verilecektir. Uydu güvenliği bağlamında çarpışma risklerinin hesaplanacağı ve gerekli uyarıların üretileceği proje çalışmalarından bahsedilecek, gelecek hedefleri tartışılacaktır.

Anahtar Kelimeler: Türksat uyduları, sadece açı gözlemleri, yörünge belirleme, çarpışma analizi

Abstract: In this study general information will be given about activities on observations of TURKSAT satellites, determination of orbits via processing of the observation data performed at TURKSAT Observatory. Project studies about computation of the collision risks and production of necessary alerts in the context of satellite security will be mentioned and future objectives will be discussed.

Key Words: Turksat satellites, angles-only observations, orbit determination, collision analysis

1. Giriş

TÜRKSAT Gözlemevi Ankara, Gölbaşı'nda bulunan TÜRKSAT ana yerleşkesinde kurulmuş olup Eylül 2013'te faaliyete geçmiştir. Gözlemevi, gözlemevi binası ve kontrol ofisi olmak üzere iki ünite halinde inşa edilmiştir.

2. TÜRKSAT Gözlemevi

TÜRKSAT Gözlemevi optik sistem ana bileşenleri:

- Officina Stellare 50 cm f/8 optik tüp,
- GM4000 HPS ekvatorial kundak,
- 8 cm SkyWatcher bulucu dürbün,
- TCS Autofocuser,
- FLI ProLine 4240 CCD kamera (2048x2048 çözünürlük),
- FLI 12'li filtre tekeridir.

Zemin oturumu 5 m çapında olan Gözlemevi binasında teleskop pilyesi binadan yalıtılmış ve 2,5 m derinliktedir.

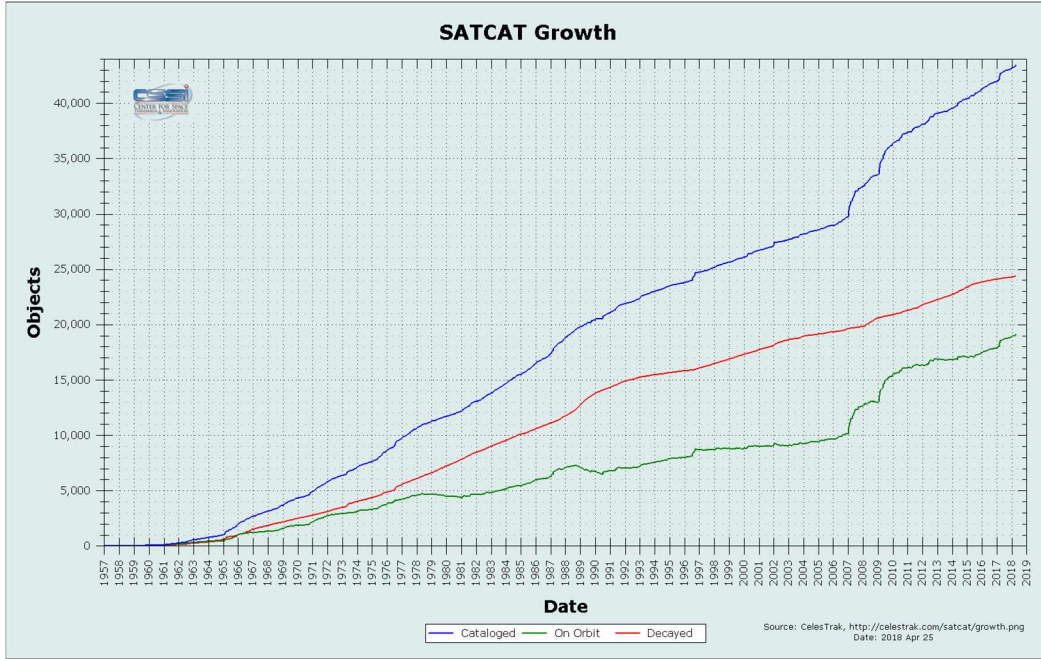
Ash Dome kubbe tam otomasyonludur ve çift açılır kapak sistemine sahiptir. Ayrıca gözlemevi binasında 6 kw kesintisiz güç kaynağı ile portatif klima ve nem alıcı mevcuttur.

Konteyner ofis 21 m² genişliktedir. Yine 6 kw kesintisiz güç kaynağının bulunduğu yapıda Davis meteoroloji istasyonu, hava kalite ve yağmur sensörü ile 360° gökyüzü kamerası bulunmaktadır.

3. Uzak Trafik

1957 yılından günümüze kadar çeşitli büyüklüklerde 45000'e yakın yapay uzay cisim kataloglanmıştır. Bu cisimlerden 25000 kadarı yörüngelerinden çıkmış, 2018 yılı itibarı ile yaklaşık 19000 tanesi ise dünya çevresinde bir yörüngede yer almaya devam etmektedir. 2007 yılından bu yana yapay uzay cisimlerinin sayısında büyük bir artış yaşanmaktadır. Bu yapay uzay cisimleri(YUC); faaliyet halindeki uydular ile faaliyet ömrü dolmuş uydular, roket kademeleri vs. gibi fırlatıcı parçalarından meydana gelmektedir. Üzerine etkiyen kuvvetin Yer'in basıncı, Ay'ın ve Güneşin çekim alanı etkisi, atmosferik sürtünme, Güneş'in ışıma basıncı gibi etkilere dolayı zaman içinde değişken olması yörüngelerde bozulmalara neden olmaktadır. Bozulmaların olması özellikle faal uyduların dışında kalan uzay çöplerinin takibini gerektirmektedir. Bunun yanında uydu sayılarının hızla artıyor olması aktif uydular için büyük risk oluşturmaya başlamıştır. Özellikle alçak yörünge (LEO) uyduları için uluslararası bir uzak trafik yönetimine zemin hazırlayacak yeterli düzenleme mevcut olmadığından gelecekte bu bölgenin nasıl kontrol edileceği bir muammadır. Bunun yanında yer yüzeyinden yaklaşık 36000 km uzaklıkta bulunan ve ekvator düzleminde Yer'le senkron dönen yerdurağan (geostationary) uydular (GEO) için sınırlı sayıda pozisyon bulunduğundan uydu konumlandırılacak pozisyonlar ve deorbit operasyonları için uluslararası regülasyonlar işletilmekte, bu bölgenin korunması için ek tedbirler alınmaktadır.

*Sorumlu Yazar E-Posta: ali.nurbaki@ogr.istanbul.edu.tr



Şekil 1: Yıllara göre yapay uzay cisimi sayıları. En üstteki eğri toplam sayıyı, ortadaki eğri yörüngesi bozularak dünyaya dönen ya da yörüngeden çıkan cisim sayısını, en alttaki eğri ise yörüngede kalan cisim sayısını ifade etmektedir. (celestrak.com, 2018)

3. TÜRKSAT Uyduları

GEO kuşak yörüngede 500'e yakın aktif haberleşme uydusu hizmet vermektedir. Ülkemizin haberleşme uydusu operatörü olan TÜRKSAT A.Ş.'nin bu yörüngede 2018 itibarı ile 3 adet aktif uydusu bulunmaktadır. Yeni uydu projeleri ile bu sayının 2024 yılına kadar 8'e ulaşması hedeflenmektedir.



Şekil 2:2a-Solda TÜRKSAT uydularının yaklaşık 90 km yakınında görev süresi dolmuş bir Rus uydusu. **2b-**sağda TÜRKSAT 4A, 2A ve 3A uydularının 5 saatlik yer takip izleri (TÜRKSAT Gözlemevi,2013)

TÜRKSAT'ın sahip olduğu uydu sayısının ve özellikle 42 derece Doğu boylamındaki uydu yoğunluğunun artması nedeniyle uydular arası mesafelerin daha hassas, sık ve kesin olarak ölçülmesi, muhtemel çarpışma analizlerinin yapılması bir zorunluluk haline gelmiştir. Bu bağlamda TÜRKSAT uyduları ve yakınındaki gök cisimlerinin elde edilen görüntülerinin işlenerek yörüngelerinin belirlenip, uydularımız ile diğer uydu ve gök cisimlerinin aralarındaki mesafelerin belirlenerek çarpışma risklerinin hesaplanabileceği TÜBİTAK destekli bir proje başlatılmıştır.

4. GEO Kuşak Uydu Gözlemleri

Projenin önceliği olan yörünge belirleme ve çarpışma analizinin ana aşamaları şunlardır:

- Optik gözlemlerle uyduların gözlem zamanı için gök koordinatlarının belirlenmesi,
- Belirlenen gök koordinatlarının “Sadece Açı Başlangıç Yörünge Belirleme (BYB)” algoritmaları (Gauss, Laplace, Gooding) kullanılarak Kepler ve Kartezyen yörünge parametrelerine dönüştürülmesi,
- Elde edilen yörünge parametrelerinin bu sefer istatistik ve stokastik yöntemler (En Küçük Kareler Yöntemi, Kalman tipi filtreler, düzelticiler) kullanılarak “Hassas yörünge belirlemesinin (HYB)” gerçekleştirilmesi,
- Önceden belirlenen yakın uydu pozisyonu grupları için çarpışma risklerinin hesaplanması.

4.1 Görüntü işleme ile koordinatların belirlenmesi

Değişik poz sürelerinde çekilen dijital görüntülerin elde edilmesinin akabinde, kalibre edilerek sistematik ve fiziksel hatalardan arındırılır. Bundan sonar bilinen referans yıldızların konumlarından, görüntünün içindeki uyduların gök koordinatları elde edilir (Maxim DL, Astrometrica kullanılarak doğrulanabilir).



Şekil 3: TÜRKSAT 2a-3a-4a Uydularının sidereal takip izleri (TÜRKSAT Gözlemevi, 2015)

4.2 Yörünge parametrelerinin hesaplanması

Elde edilen uydu konum ve zaman bilgileri kullanılarak BYB ve akabinde HYB gerçekleştirilir. Buradaki süreçte BYB algoritmaları farklı açılal pozisyon aralıklarında farklı davrandığından gözlem verisinin durumuna göre hangi algoritmanın kullanılacağına karar verilmelidir.

HYB gerçekleştirilirken önce EKKY ardından Kalman filtresi, ardından düzeltici kullanmak sağlıklı bir seçim olacaktır.

SemiMajorAxis	42647.3 km
Eccentricity	0.00855822
TrueArgofLatitude	143.868 deg
Inclination	0.0723947 deg
RAAN	64.0851 deg
ArgofPerigee	132.117 deg
SemiMajorAxis	41997.7 km
Eccentricity	0.00642984
TrueArgofLatitude	101.728 deg
Inclination	0.063163 deg
RAAN	106.222 deg
ArgofPerigee	226.434 deg

Şekil 4: 4a Yukarıda Gooding yöntemi ile elde edilmiş yörünge parametreleri(BYB) ve 4b Aşağıda EKKY ile elde edilmiş yörünge parametreleri (ODTK 2016)

5. Sonuçlar

-Uydu güvenliği gün geçtikçe önemi artan Dünya üzerinde uluslararası düzenlemelerin olgunlaşması akabinde de vazgeçilmez bir paradigmaya dönüşecek bir konudur. Bu konudaki literatür halen yeterli olmayıp ülkeler kendi çalışmalarını kendi güvenlikleri için saklama eğilimindedirler.

6. Kaynaklar

- Baş Derya, 2015, Satellite Orbit Determination via Optical and Radar Systems, MSc Thesis, İTÜ
- Bennett, J. C. et al, 2015, Orbital Element Generation for an Optical and Laser Tracking Object Catalogue AMOS 2015 Technical Conference, Maui, Hawaii
- Choi, J. et al 2015, Analysis of the angle-only orbit determination for optical tracking strategy of Korea GEO satellite, COMS. Advance in Space Research, 56, 1056-1066.
- Dainty, C. et al 2007, Improving Geostationary Satellite GPS Positioning Error Using Dynamic Two-Way Time Transfer Measurements. 39th Annual Precise Time and Time Interval (PTTI) Meeting, Long Beach, CA : November 26-29.
- Giannitrapani, A. et al 2011, Comparison of EKF and UKF for spacecraft localization via angle measurements. IEEE Transactions On Aerospace and Electronic Systems, 47:1.
- Guo, R., et al 2010, Orbit determination for geostationary satellites with the combination of transfer ranging and pseudorange data. Science China, 53:9, 1746–1754.
- Helleputte, T.V., Visser, P. 2008, GPS based orbit determination using accelerometer data. Aerospace Science and Technology, 12, 478–484.
- Hugentobler, U., Beutler, G. 2003, Strategies for precise orbit determination of low earth orbiters using the GPS. Space Science Reviews, 108, 17–26.
- Hwang, Y., et al 2008, Orbit determination accuracy improvement for geostationary satellite with single station antenna tracking data. ETRI Journal, 30:6.
- Jia, P.Z., Xiong, Y.Q. 2006, An orbit determination algorithm by means of the satellite-borne GPS data and Kalman filter. Elsevier B. V. doi: 10.1016/j.chinastron.2006.04.008.
- Lee, B.S., et al 2005, Orbit determination system for the KOMPSAT-2 using GPS measurement data. Acta Astronautica, 57, 747 – 753.
- Lei, H., et al 2011, Geostationary orbit determination using SATRE. Advances in Space Research, 48, 923–932.
- Mander, A., Bisnath, S. 2013, GPS-based precise orbit determination of Low Earth Orbiters with limited resources. Springer-Verlag Berlin Heidelberg, 17, 587–594.
- Mikhailov, N.V., et al 2011. Autonomous satellite orbit determination using spaceborne GNSS receivers. Gyroscopy and Navigation, 2: 1, 1–9.
- Montenbruck, O. Gill, E. 2005. Satellite Orbits-Models, Methods and Applications, 3rd Edition, Springer
- Montejo, F.J., et al 2010, Astrometric positioning and orbit determination of geostationary satellites. Advances in Space Research, 47, 1043–1053.
- Tapley, B. D., Schutz, B. E., and Born, G. H., 2005, Statistical Orbit Determination, Academic Press.
- Vetter R. Jerome, 2007, 50 Years of Orbit Determination. John Hopkins APL Technical Digest, Volume 27, Number 3
- Vallado, D., 2013. Fundamentals of Astrodynamics and Applications, 4th Edition, Microcosm Press
- Wang, X. 2013, A robust method of preliminary orbit determination. Chinese Astronomy and Astrophysics, 37, 455–463.
- Wu, S., et al 2012, Precise orbit determination of GEO satellite based on helmert variance component estimation method. Springer-Verlag Berlin Heidelberg.
- Yang, Y., et al 2013, Satellite orbit determination combining C-band ranging and differenced ranges by transfer. Chinese Science Bulletin, 58:19, 2323-2328.
- Yoshikawa, M., et al 2005, Summary of the orbit determination of NOZOMI spacecraft for all the mission period. Acta Astronautica, 57, 510 – 519.
- Zhao, G., et al 2012, Precise orbit determination of Haiyang-2 using satellite laser ranging. Chinese Science Bulletin, 58:6, 589-597.



KISA BİLDİRİLER

Python’da Arayüzlü Minimum/Maksimum Zamanı Belirleme Programı: XTREMA

Engin Bahar^{1,2*}, Cihan Tuğrul Tezcan^{1,2}, Onur Yörükoğlu^{1,2}, Didem Dilan İzci^{1,2}, Damla Gümüş^{1,2},
İbrahim Özavcı^{1,2}, Hakan Volkan Şenavcı^{1,2}, Mesut Yılmaz^{1,2}, Özgür Baştürk^{1,2}

¹Ankara Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, Ankara, Türkiye.

²Ankara Üniversitesi Kreiken Rasathanesi, Ankara, Türkiye.

Özet: Bu çalışmada örten değişen ve zonklayan yıldızların ışık eğrilerinden minimum/maksimum zamanı hesaplayan Python programlama dilinde yazılmış arayüzlü bir program olan Xtrema tanıtılmıştır. Xtrema aynı anda binlerce minimum/maksimum zamanını (örneğin Kepler ve CoRoT gibi uzay teleskoplarından elde edilen uzun zaman aralığına yayılmış neredeyse kesintisiz ışık eğrileri gibi) kullanıcının belirleyeceği kriterler altında hızlı ve etkili bir şekilde hesaplayabilmektedir. Bu ekstremum zamanlarının hesabı için kullanıcıya birçok farklı yöntem sunmakta olan Xtrema, profillerin az noktadan oluşması durumunda çevrim birleştirme özelliğinin yanında kullanıcı dostu arayüzü ve kullanışlı grafik çizim aracı gibi daha pek çok faydalı özelliğe sahiptir.

Anahtar Kelimeler: minimum/maksimum zamanı, örten değişen yıldızlar, zonklayan yıldızlar, O-C diyagramı

Abstract: We develop a python-based GUI code, Xtrema, that can be used for calculating the times of minimum for eclipsing binary systems as well as the maxima of pulsating stars. Xtrema performs minimum/maximum time determination from multicycle light curves (i.e., 1000) such as from Kepler/CoRoT data, using different methods, and also provides error estimates. Despite the coarse sampling rate of the long cadence Kepler data, Xtrema can be used to determine reliable times of minimum/maximum by combining successive minimum/maximum profiles as defined by the user.

Key Words: minimum/maximum times, eclipsing binary stars, pulsating stars, O-C diagram

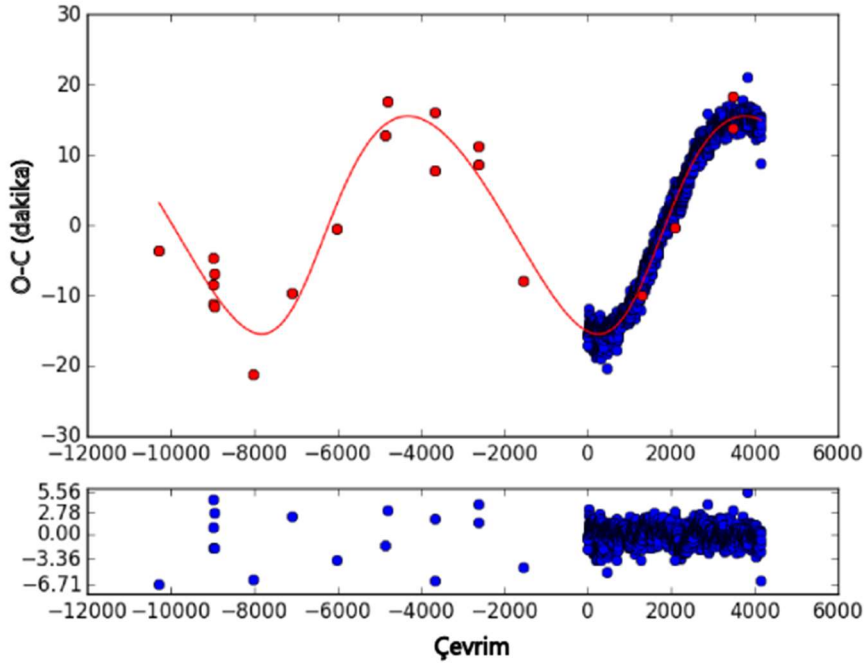
1. Giriş

Örten değişen yıldızların tutulma zamanlarındaki zamana bağlı değişim bize bileşenler arası kütle aktarımı, ilave başka bir cisim (örneğin bir ötegezegen), manyetik aktivite ve eksen dönmesi gibi bu sistemlerin dinamiği hakkında önemli bilgiler sunmaktadır. Fakat bu dinamikleri hassas bir şekilde analiz edebilmek, yapılan gözlemlerin kalitesinin yanında veri üzerinden yapılacak olan hesaplamaların (minimum zamanı hesabı gibi) hassasiyetine de oldukça bağlıdır. Özellikle ötegezegenler gibi sistemin minimum zamanları üzerinde oldukça küçük bir etkiye sebep olunan durumlarda, minimum zamanlarının hassas bir şekilde ölçülmesi büyük önem arz etmektedir. Kepler ve CoRoT gibi yüksek duyarlılıkta ve uzun zaman aralığında neredeyse kesintisiz ışık eğrisi elde eden uzay teleskopları sayesinde bilim insanlarının analizine sunulmuş binlerce örten değişen ve zonklayan yıldızla ait ışık eğrileri mevcuttur. Literatürde ekstremum zamanı hesabı yapan Peranso (www.peranso.com), AVE (astrogea.org/soft/ave/aveint.htm), Minima ve B_Minima (members.shaw.ca/bob.nelson/software1.htm) gibi programların özellikle büyük boyutlardaki ışık eğrisi verilerinde (aynı anda çok fazla sayıda ekstremum zamanı hesabında) oldukça kullanışsızdır. Xtrema büyük boyutlardaki veri üzerinde etkili ve hızlı çalışmasına imkan sunar.

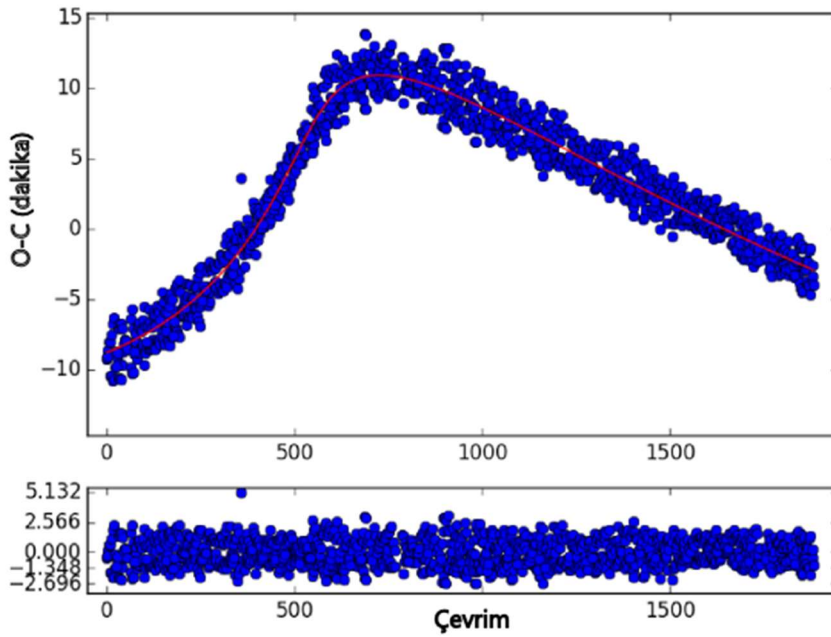
2. Xtrema Nedir?

Xtrema Python (www.python.org) programlama dilinde yazılmış ve arayüzü QT (qt-project.org) platformu aracılığıyla oluşturulmuş örten değişen ve zonklayan yıldızların ışık eğrileri üzerinden ekstremum zamanı hesabı yapan bir programdır. Ayrıca sistemin yörünge/pulsasyon dönemi hesabı da bu program vasıtasıyla yapılabilmektedir. Xtrema binlerce minimum/maksimum zamanını aynı anda kullanıcının belirlediği kriterler altında hızlı ve etkili bir şekilde hesaplayabilir ve hesapladığı bu zamanları kullanarak anında bir O-C diyagramı çizebilir. Zamanları hesaplarken kullanıcıya 5 farklı yöntem sunar. Bunlar Kwee & van Woerden (K.K. Kwee & van Woerden 1956) yöntemi, polinom fiti, Fourier fiti, kriş yöntemi ve kullanıcının gireceği herhangi bir fonksiyondur. Işık eğrileri çok az sayıda noktadan oluştuğu durumda (Kepler teleskobunun yaklaşık 30 dakikalık poz süresiyle gözlediği kısa dönemli örten değişenlerde olduğu gibi) ardışık çevrimler üst üste katlanarak ölçüm hassasiyeti artırılabilir. Kullanıcı ilgili ekstremum profillerinin tamamının mı yoksa bir bölümünün mü ekstremum zamanında kullanılacağını belirleyebilir. Böylece hangi durumlarda daha hassas bir zaman hesabı yapabildiği zamanları hesapladıktan sonra programın çizdiği O-C diyagramı üzerinden görebilir. Xtrema ayrıca çok kullanışlı bir arayüze ve grafik çizim pencerelerine sahiptir. Kullanıcı farklı bir çok kriter ve zaman hesaplama yöntemi kullanarak en iyi sonucun hangi kriterlerde ve yöntemde ortaya çıktığını hızlı bir şekilde görebilir. Yukarıda bahsedilen özellikler göz önüne alındığında, Xtrema diğer rakiplerine göre (Peranso, Minima, AVE vb.) söz konusu hızlı ve hassas bir şekilde çok fazla sayıda ekstremum profile üzerinden zaman hesabı olduğunda kullanıcıya büyük bir avantaj sağlamaktadır.

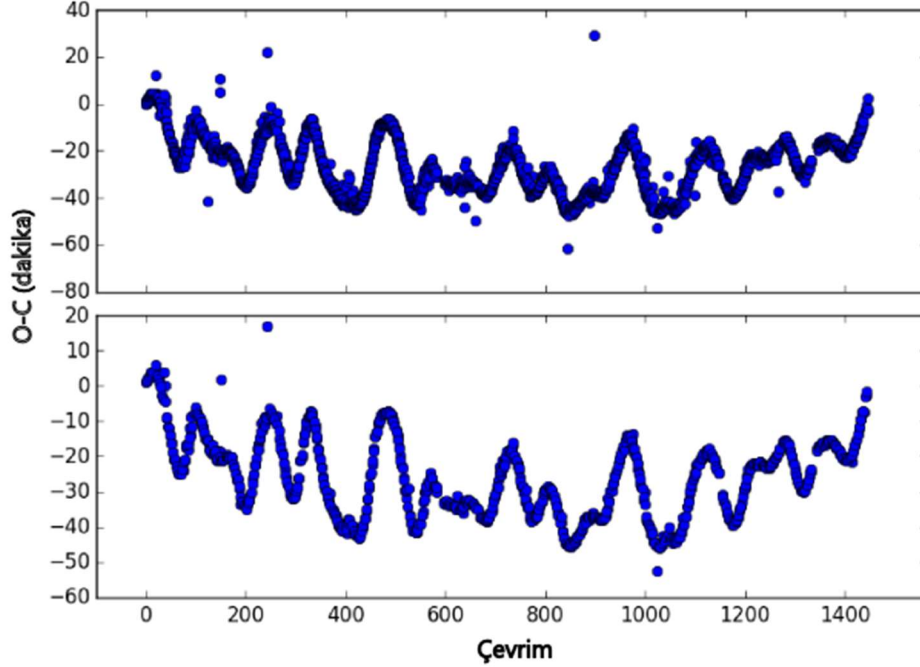
*Sorumlu Yazar E-Posta: engin.bahar@ankara.edu.tr



Şekil 1: V2294 Cygni örten değişen sistemine ait O-C eğrisi (üstte), bu eğriye yapılan fit (kırmızı düz çizgi) ve fitten kalan artık (altta) gösterilmektedir. Kırmızı noktalar yer tabanlı teleskoaplardan elde edilen minimum zamanları mavi noktalar ise Kepler uzay teleskobundan elde edilen ışık eğrileri üzerinden Xtrema ile hesaplanan minimum zamanlarının O-C değerlerini göstermektedir.



Şekil 2: Xtrema ile oluşturulan KIC8265951 örten değişen sistemine ait O-C grafiği. Üst panelde eğriye yapılan fit (kırmızı düz çizgi), alt panelde ise bu fitten kalan artık gösterilmektedir.



Şekil 3: Xtrema ile KIC7671081 zonklayan yıldızının hesaplana maksimum zamanları ile oluşturulan O-C grafiği. Üst panelde hiç çevrim birleştirilmeden elde edilen O-C diyagramı. Alt panelde ise art arda gelen üç çevrim birleştirilerek elde edilen O-C diyagramı.

3. Tartışma ve Sonuç

-Xtrema ile V2294 Cygni, KIC7671081 ve KIC8265951 sistemleri üzerinde yapılan uygulama sonucunda minimum zamanı hesabı için profili oluşturan nokta sayısı, seçilen bölge ve tercih edilen yöntemin önemli bir rol oynadığı görüldü. V2294 Cygni örten değişen sisteminin yer tabanlı teleskoplarla elde edilen ışık eğrileri üzerinden belirlenen minimum zamanları ile hesaplanan O-C değerleri, Xtrema programı yardımıyla bu sisteme ait Kepler ışık eğrilerinden belirlenen minimum zamanlarından elde edilen O-C değerleri oldukça tutarlı olduğu Şekil 1’de görülmektedir. Ayrıca Şekil 2’de KIC8265951 örten değişen sistemi için Xtrema ile oluşturulan O-C grafiğine bakıldığında dönem değişim trendi oldukça belirgin bir şekilde ortaya çıkmaktadır. Çarpıcı sonuçlardan bir tanesi de KIC7671081 zonklayan yıldızı için Xtrema yardımıyla oluşturulan O-C grafikleridir. Şekil 3’te üst panelde hiç çevrim birleştirilmeden oluşturulan O-C grafiği ile alt panelde bulunan art arda üç çevrim birleştirilerek oluşturulan O-C grafiğinde saçılmanın ciddi derecede azaldığı görülmektedir. Bunun sebebi Kepler uzay teleskobunun 30 dakikalık poz süreleri ile bu sistemin gözlenmesi sonucu maksimum profillerinde çok az sayıda noktanın bulunmasıdır. Xtrema’nın çevrim birleştirme özelliği sayesinde bu dezavantaj oldukça minimum düzeye inmekte olduğu görülmektedir. Bunların dışında Xtrema sayesinde binlerce böyle sistemin O-C grafikleri hızlı bir şekilde oluşturulabilir ve bu grafiklerin analiz edilmesi sonucunda elde edilen bilgiler üzerinden bu sistemlerin dönem değişim doğaları hakkında daha ayrıntılı bilgiye sahip olunabilir.

-Xtrema tüm metodlarında ekstremum zamanları için formal hata verebilmektedir. Fakat bu hata değerlerinin çokta gerçekçi olmadığı görülmektedir. Xtrema programının geliştirilmesi hala devam etmektedir. İleriki sürümlerinde daha gerçekçi bir hata hesabının programa eklenmesi planlanmaktadır.

4. Kaynaklar

Kwee, K. K., Van Woerden, H. 1956, Bull. Astron. Inst. Netherlands, 12, 327

SDSS J141955.28+522741.4 Kuazarının Soğurma Çizgilerinin Kısa Zaman Ölçekli Değişiminin İncelenmesi

Damla Erakuman¹, Nurten Filiz Ak^{1,2}

¹Erciyes Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzak Bilimleri Bölümü, Kayseri, Türkiye.

²Erciyes Üniversitesi, Astronomi ve Uzak Bilimleri Gözlemevi Uygulama ve Araştırma Merkezi, Kayseri, Türkiye.

Özet: Kuazar tayflarında görülen geniş soğurma çizgileri (Broad Absorption Line; BAL), yığılma diski civarında bulunan, 0.2c'ye kadar ulaşabilen yüksek hızlı rüzgar yapılarının belirteci olarak incelenmektedir. Bu çalışmada, SDSS J141955.28+522741.4 kuazarının farklı zamanlarda alınmış 32 tayfının zamana bağlı değişimi incelenmiştir. Kısa zaman ölçekli değişimlerin yanı sıra soğurma çizgilerinin birbirleri ile koordineli değişimleri araştırılmış ve BAL yapılarının değişimine sebep olan olası mekanizmalar tartışılmıştır.

Anahtar Kelimeler: Kuazar, Kuazar Rüzgarları, Geniş Soğurma Çizgili Kuazarlar

Abstract: The broad absorption lines (BALs) in the quasar spectra are studied as indicators of quasar wind structures that can reach up to 0.2c from the accretion disk. In this study, we analyze the time dependent variations of 32 spectra of quasar J141955.28+522741.4, observed by SDSS at different epochs. Besides the significant variation in the shortest time-scales, we search for coordinated variability among multiple absorption lines and discuss potential causes of BAL trough variations.

Key Words: Quasar, Quasar Winds, Broad Absorption Line Quasar

1. Giriş

Kuazarlar, merkezlerinde aktif halde süper kütleli bir kara delik (SKK) barındıran, küçük bir bölgeden muazzam ısıma yapan, evrenin en uzak ve parlak nesneleridir. Güncel çalışmalar, kuazarların bir kısmında SKK etrafında bulunan yığılma diskinden, uzaya doğru madde taşıyan rüzgar yapıları olduğunu göstermektedir (Hewett ve Foltz 2003; Knigge vd. 2008; Gibson vd. 2009). Söz konusu rüzgarlar, hem kara deliğin yakın komşuluğunda hem de ev sahibi galaksi üzerinde etkileri olan, çekirdek çevresinin hızlı (hızları 0.2 c'ye ulaşabilen) bileşenleridir (Rogerson vd. 2016). Rüzgar yapılarının kuazar tayfındaki etkisi, maviye kaymış geniş soğurma çizgileri olarak gözlenmektedir. Rüzgar yapıları içeren kuazarlar, “Geniş Soğurma Çizgili Kuazarlar” ya da “BAL Kuazarlar” olarak adlandırılmaktadır. BAL kuazarların geleneksel tanımında, soğurma çizgilerinin süreklilik değerinin en az %10 altına ulaşabilmesi ve genişliğinin en az 2000 km/s olması şartı aranmaktadır (Weymann vd. 1991). Moröte bölgede yaygın soğurma çizgileri SiIV (1400 Å), CIV (1549 Å), AlIII (1860 Å) ve MgII (2800 Å) salma çizgilerinin mavi tarafında kalan bölgede gözlenmektedir.

Son yıllarda yapılan çalışmalarda, bu soğurma çizgilerinin eş değer genişlik (EG) ve profilinin zamana bağlı olarak hem kısa hem de uzun zaman ölçeklerinde güçlü değişimler gösterdiği rapor edilmektedir (Lundgren vd. 2007; Hall 2011; Filiz Ak vd. 2013,2014; Grier vd. 2015). Halen tartışma konusu olan, soğurma çizgilerinin değişimine sebep olan mekanizmalar arasında; soğurucu gazın bakış doğrultusu boyunca hareketinden (Hall 2011) ya da soğurucu gazın iyonizasyon seviyesinin değişiminin (Hamann vd. 2008) neden olduğu öne sürülmektedir. Diğer yandan, bu mekanizmaların her ikisinin de ortak bir etkisinin olduğu, ancak birinin diğerine göre daha baskın olabileceği tartışma konusudur. BAL yapılarının zamana bağlı değişiminin incelenmesi; rüzgarların dinamiği, fiziksel yapısı, konumu ve enerji kaynaklarının araştırılmasına olanak sağlayacaktır (Smith ve Penston 1988; Lundgren 2007; Hall 2011).

Bu çalışmanın amacı, kuazar rüzgarlarının temel karakteristiği kabul edilen, en kısa zaman ölçeklerinde gerçekleşen güçlü değişimlerin araştırılmasıdır. Bu amaç kapsamında, SDSS J141955.28+522741.4 (J1419) kuazarına ait çok sayıda tayf analiz edilerek soğurma çizgileri tespit edilmiştir. Soğurma çizgilerinin şiddet ölçümleri ve şiddetlerin zaman göre değişimleri yapılmıştır. Kısa zaman ölçekli değişimlerin incelenmesinin yanı sıra tayfta tespit edilen birden fazla soğurma çizgileri arasındaki koordineli değişimler araştırılmıştır.

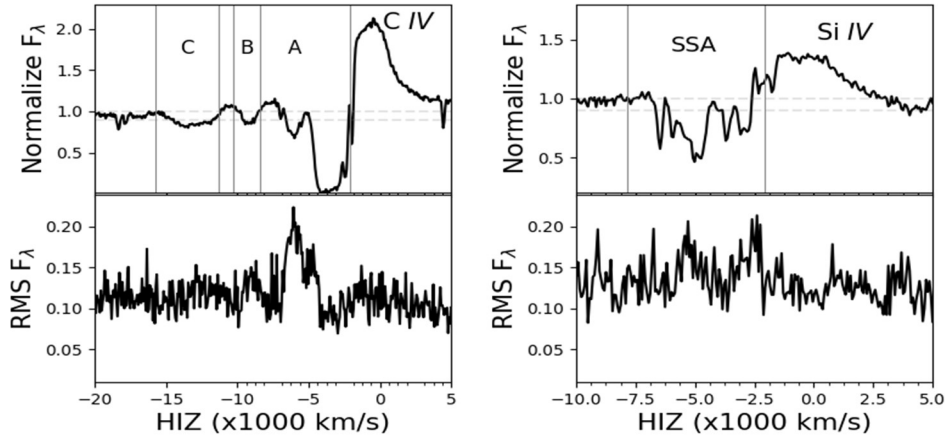
2. Yöntem ve Analiz

SDSS, New Mexico Apache Point Gözlemevi'ndeki 2.5 m açıklıklı Ritchey-Chrétien teleskobu ile beş filtre (u,g,r,i,z) kullanarak gözlemlerini sürdürmektedir. Tarama yapmaya başladığı ilk günden bugüne, gökyüzünün üçte birinin çok renkli görüntüleri ve dört milyondan fazla nesnenin tayfı elde edilmiştir. SDSS DR12 kuazar kataloğundan (Paris vd. 2014) seçilen J1419 kuazarına ait 32 tayf elde edilmiştir. Ancak, tayfların analize hazır hale getirilmesi için bazı ön düzeltme ve hesaplamaların yapılması gerekmektedir. Bu işlemlerin sırasıyla tüm tayflara uygulanması için gerekli algoritma MATLAB ve Python programlama dilleri kullanılarak yazılmıştır. Tüm tayflara eş zamanlı uygulanan düzeltme ve hesaplamalar sırasıyla; (1) Galaktik sönüm düzeltmesi, (2) Kozmolojik kırmızıya kayma düzeltmesi, (3) Süreklilik maskeleymesi, (4) Sürekli tayfın belirlenmesi ve modellenmesi, (5) Salma çizgilerinin belirlenmesi ve modellenmesi, (6) Tayfların normalize edilmesi, (7)

*Sorumlu Yazar E-Posta: damla.erakuman@gmail.com

Gürültü düzeltilmesi, (8) Soğurma bölgelerinin tespitidir.

Bu adımların tamamlanmasının ardından J1419 kuazarına ait üç CIV soğurma çizgisi bulunmuş ve sırasıyla CSA, CSB ve CSC olarak isimlendirilmiştir. CSA, -7828.22 ila - 2088.52 km/s, CSB -10283.64 ila - 8408.52 km/s ve CSC -15742.17 ila - 11302.38 km/s hız aralığına uzanmaktadır. Negatif hız değerleri maviye kaymayı işaret etmektedir. Ayrıca, CSA'nın hız aralığına denk gelecek şekilde bir SiIV soğurma çizgisi tespit edilmiştir. Soğurma çizgilerini ve değişimlerin gerçekleştiği bölgeleri tespit etmek için hesaplanan karekök ortalama (RMS) tayfları Şekil 1.'de verilmiştir. RMS değerlerinin arttığı bölgeler, değişimin güçlü olduğu bölgeleri göstermektedir.



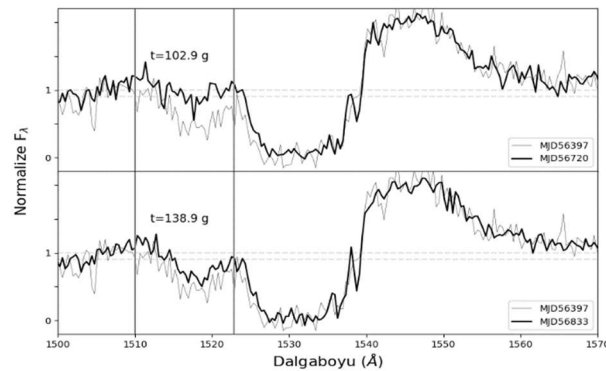
Şekil 1: Ortalama (mean) tayf üzerinden tespit edilen soğurma çizgileri ve RMS tayflar. CIV ve SiIV BAL bölgeleri dikey çizgiler ile gösterilmektedir. Yatay kesikli çizgiler 1.0 ve 0.9 normalize akı değerlerine ait rehber çizgilerdir. Alt panellerde değişim güçlü olduğu bölgeleri gösteren RMS tayflar verilmektedir.

Soğurma çizgilerinin tespitinin ardından, her bir tayf üzerinden CIV ve SiIV BAL bölgeleri için üç parametre hesaplanmıştır. Bu parametreler; soğurma çizgilerinin eş değer genişliği (EG), çizgi merkezlerinin hızları ve ortalama çizgi derinliğidir.

3. Sonuç ve Tartışma

3.1. Kısa Zaman Ölçekli Değişim

Bu çalışmanın temel amacı, en kısa zaman ölçeklerindeki değişimin araştırılmasıdır. Değişimi analiz etmek için CIV ve SiIV soğurma çizgilerinin 32 tayf boyunca ardışık gözlemler arası EG değişimi ve hata değerleri hesaplanmıştır. Eş değer genişliğin 5σ büyük olduğu tayf grupları arasından, CSA'nın en kısa 1.3 gün gibi bir sürede %21 oranında güçlü EG değişimi gösterdiği gözlenmiştir. Elde edilen bu sonuç, literatürde yer alan çalışmalar ile örtüşmekle birlikte tespit edilen en kısa zaman ölçekli değişimlerden biridir.



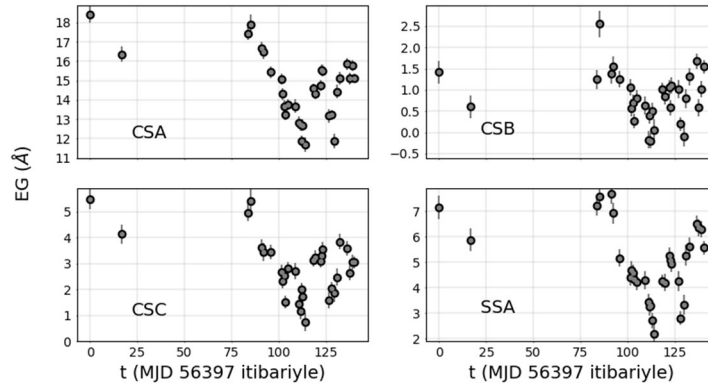
Şekil 2: CSA'nın üç farklı zamanda alınmış gözlemlere ait normalize edilmiş tayfları. Grafikte verilen siyah dik çizgiler kısa dalga boylu bileşenine ait rehber çizgilerdir. Kaybolma-yeniden ortaya çıkma durumlarının tespit edildiği tayflar (siyah tayf) t=102.9 gün ve t=138.9 gün gözlemleridir. Soğurma çizgilerinin değişiminin takibini kolaylaştırmak için gri tayf ile J1419'un SDSS tarafından alınmış ilk tayf (t=0) verilmektedir. Üst panelde soğurma çizgisinin şiddetinin azalarak kaybolduğu, alt panelde ise kaybolmanın ardından yaklaşık 36 gün sonra yeniden ortaya çıktığı görülmektedir.

CSA hızlı ve yavaş olarak iki bileşenden oluşan bir soğurma çizgisidir. Hızlı bileşen, zaman içerisinde zayıflarak kaybolmakta ve sonra yeniden şiddetlenmektedir. CSA'nın kısa dalga boyuna denk gelen hızlı bileşenin radikal değişimi Şekil 2.'de gösterilmektedir. Şekilde soğurma çizgisinin kaybolup (disappearing) yeniden ortaya çıkışının (emergence) tespit edildiği tayflar verilmektedir. SDSS tarafından alınan ilk gözlem tayfında ($t=0$ gün) görülen soğurma çizgisi, ~ 100 gün sonra zayıflayıp ($t=102.9$ gün) kaybolmasının ardından, yaklaşık bir ay sonra tekrar ortaya çıkmaktadır. Soğurucu gazın hareketi sonucu bu kadar kısa bir süre içerisinde böyle bir değişim gerçekleşmesi beklenemez. Çünkü, o gazın bakış doğrultusu içerisinde çıkıp daha sonra tekrar girmesinin daha uzun bir süreçte gerçekleşmesi beklenir.

3.2 Koordineli Değişimler

Soğurma çizgilerinin koordineli değişimleri, değişime neden olan mekanizmanın yorumlanmasında önemlidir. Benzer hız değerlerine sahip CIV ve SiIV BAL yapıları aynı soğurucu bulut içerisinde oluştuklarından, koordineli değişim göstermeleri beklenen bir durumdur. Ancak aynı elementin birden fazla soğurma çizgisi, farklı hız ve uzaklıklardaki soğurucu yapıların arasındaki ilişkiyi araştırma fırsatı sunmaktadır.

CIV soğurma çizgileri CSA, CSB ve CSC ile SiIV soğurma çizgisi SSA'da güçlü EG değişimleri tespit edilmiştir. Bu soğurma çizgilerinin EG değerlerinin zamana bağlı koordineli değişimleri Şekil 3.'de verilmektedir. J1419 kuazarının BAL yapılarında görülen bu senkronizasyon, değişime neden olan faktörün tüm soğurucu yapıları aynı zamanda etkilediğine işaret etmektedir. Söz konusu uyum, soğurucu gaza ait iyonizasyon seviyesinin değişmesinden kaynaklanabilir. Soğurucu gazın hareketi, soğurma çizgileri arasındaki bu uyumlu ve tayf boyunca görülen değişimi açıklayamaz. Çünkü, sürekli ışınım kaynağına göre farklı konumlarda ve farklı hızlardaki gazın birbirleri ile bu denli bir uyumu söz konusu değildir.



Şekil 3. CIV ve SiIV soğurma çizgileri için EG değerlerinin zamana bağlı değişim grafiği. Sağ alttaki panel, SiIV soğurma çizgisine, diğer üç panel CIV soğurma çizgilerine aittir.

Bu çalışmada finansal destek sağlayan TUBİTAK (115F037) ve ERÜ BAP (FYL 2016-6938) koordinasyon birimlerine teşekkür ederiz. Çalışmanın ön analizlerinden elde edilen sonuçlar yukarıda verilmiştir. Değişimin karakteristiği ile ilgili ayrıntılı araştırmalar, Damla Erakuman'ın "J141955.28+522741.4 Kuazarının Geniş Soğurma Çizgilerinin Değişim Karakteristiği" başlıklı Temmuz 2017 yüksek lisans tezinde verilmiştir.

4. Kaynaklar

- Gibson, Robert R., Brandt, W. N., vd. 2009, ApJ, 692,758
Grier, C. J., vd. 2015, ApJ, 806, 111
Weymann, R.J., Morris, S. L., vd. 1991, ApJ, 373, 23
Rogerson, J. A., Hall, P. B., vd. 2016, MNRAS, 457,405
Filiz AK, N., Brandt, W. N., vd. 2012, ApJ, 757, 114
Hewett, P. C. & Foltz, C. B. 2003, AJ, 125, 1784
Knigge C., Goad, M. R., vd. 2008, MNRAS, 386, 1426
Lundgren, B. F., vd. 2007, ApJ, 656, 73
Hall P. B., Anosov, K., vd. 2011, MNRAS, 411, 2653
Filiz Ak N., vd. 2013, ApJ, 777,168
Filiz Ak N., vd. 2014, ApJ, 791, 88
Paris, I., vd. 2014, A&A, 563, 54
Smith L. J., & Penston, M. V.,1988, MNRAS, 235, 551

Ortak Zarf Evresi Sonrası Bir Çift Yıldız Sistemi: NSVS 14256825

Semra Yılmaz, Erdal Arslan, Samet Ok, Belinda Kalomeni

Ege Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 35100 Bornova-İzmir, Türkiye.

Özet: Bu çalışmada NSVS 14256825 sisteminin TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi (TUG) T100 teleskobu ile elde edilen ışık değişimi literatürde bulunan dikine hız eğrisi ile birlikte analiz edilerek elde edilen ilk sonuçlar sunulmuştur. Ayrıca elde edilen yeni minimum zamanları literatürde verilen değerlerle birleştirilerek çift sistemin O-C değişimine ilişkin sonuçlar sunulmuştur. Elde edilen ilk sonuçlar çift sistemin iki gezegen bileşene sahip olabileceğine işaret etmektedir.

Anahtar Kelimeler: Ortak zarf evresi sonrası evrim, NSVS 14256825: V1828 Aql, üçüncü cisim

Abstract: In this study, we present light variation of NSVS 14256825. The system was observed at the TÜBİTAK National Observatory (TUG) using T100 telescope. The light variation of the system was analyzed with the radial velocity curve of the system presented in the literature. New times of minimum light obtained in this study were combined with those presented in the literature to study any variation in the O-C variation of the system. The new results are presented with a discussion of earlier studies. The preliminary results indicate the probability of two planetary components in the binary system.

Key Words: Post-common envelope evolution, NSVS 14256825: V1828 Aql, third body

1. Giriş

Gözlenen yıldızların çoğu bir çift yıldız veya çoklu sistem üyesidir. Çift yıldızlar bazı durumlarda iki *normal* yıldız veya bileşenlerden bir tanesi yıldız evriminin son aşamalarını temsil eden *beyaz cüce*, *nötron yıldızı*, ya da *kara delik* gibi *yoğun* bir bileşen olabileceği gibi, bazı sistemlerde de her iki bileşen yoğun bir gök cismi olabilir. Çift yıldızlar, yıldız evrimi, toplanma disklerinin fiziği gibi farklı fiziksel süreçlerin çalışmasına olanak sağlamalarına ek olarak yıldızlara ilişkin temel parametrelerin hesaplanmasına da olanak tanıdıklarından dolayı önemli kaynaklardır. Diğer taraftan çalışılan çift yıldız türlerine göre elektromanyetik tayfın farklı dalgaboylarında farklı karakteristik özellikler sergileyebilirler. Bu verilerin birleştirilmesi, sistemdeki fiziksel süreçlerin çalışması ve anlaşılmasında önemlidir. Evrimlerinin farklı aşamalarında olan çift yıldız sistemlerini gözlemek çift yıldız evrimi çalışmalarında önemlidir. Bazı çift yıldız sistemlerinde bulunan gezegenin(lerin) varlığının tespit edilmesi bu çift yıldız sistemlerini, gezegen çalışmaları için de ayrıca önemli kılmaktadır.

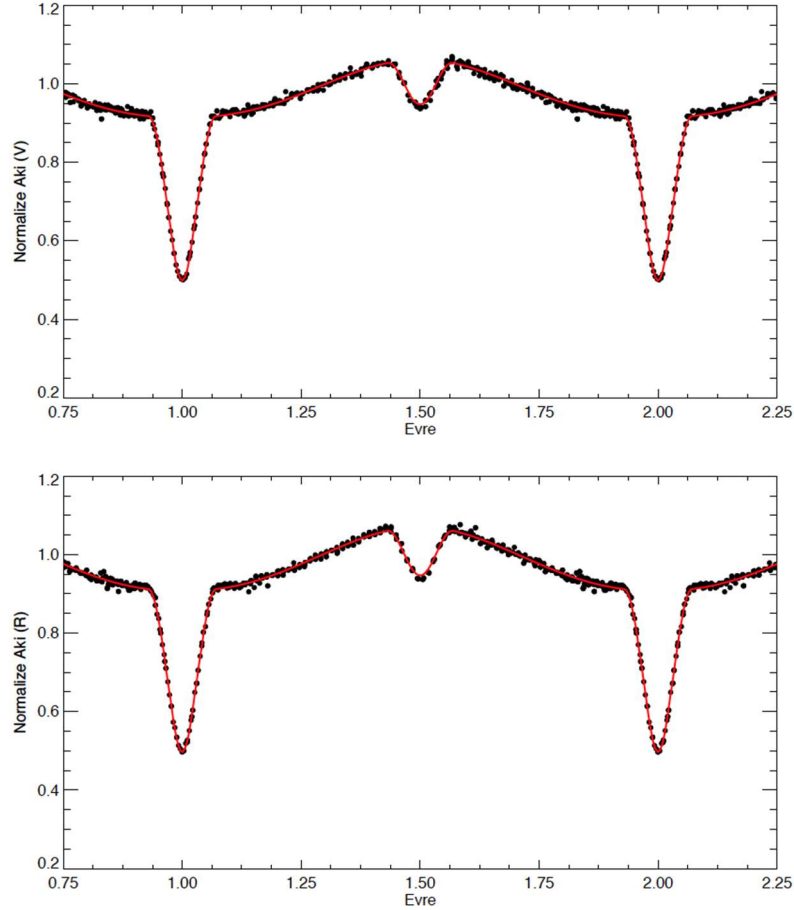
Evriminin ortak zarf evresi sonrası aşamasında olan bir sistemde üçüncü cismin varlığını nasıl sürdürdüğü, çift yıldız evriminin yanı sıra gezegen çalışmaları açısından da önemlidir. Ortak zarf evriminin karmaşık doğası, birçok çözülmemiş problem barındırmasının yanı sıra çift yıldız sistemin etrafında bir yörüngede dolanan gezegenler astrofizikteki önemli problemler arasında gösterilebilir (*bkz.*, Almeida ve d., 2013). Gözlemsel astronomideki gelişmeler ile birlikte daha hassas gözlemlerden elde edilen verilerle ortak zarf evresi sonrası gezegen bileşene sahip olduğu bilinen çift sistemlerin sayısı her geçen gün artmaktadır. Bu sistemlerden elde edilen verilerin detaylı analizi gezegenlerin ortak zarf evresi evrimi öncesi veya sonrası evrede mi oluştuğunun anlaşılmasında önemlidir. Gezegenin varlığı çift yıldız sistemlerinin gözlenmesi ve elde edilen hassas minimum zamanı ölçümlerine dayanmaktadır.

NSVS 14256825, HW Vir türü bir sistemdir. HW Vir türü sistemler küçük kütleli bir anakol yıldızı ve bir sıcak altcüceden (sdB ya da sdOB) oluşan kısa yörünge dönemine ($P_{\text{yörünge}} \sim 0.1$ gün) sahip örten çift yıldız sistemleridir (Heber, 2009). Bir bileşenin (sdB) kırmızı dev olması durumunda bir ortak zarf evresi geçirdiği düşünülmektedir. NSVS 14256825 çift yıldız sistemi yörünge dönemi 0.11037 gün, baş bileşenin etkin sıcaklığı $T_1 = 40000 \pm 500$ K, yüzey çekimi $\log g_1 = 5.50 \pm 0.05$ olarak Almeida et al. (2012) tarafından elde edilmiştir. Tayfsal özelliklerinin de çalışılması sonucunda sistem sdOB olarak sınıflandırılmıştır (Almeida et al., 2012). Bu sisteme ilişkin yapılan son çalışmada Nasroğlu ve d. (2017) hesaplamalarında çift yıldız sisteminde, bileşenlerin etrafında bir yörüngede dolanan gezegen kütesine sahip bir cismin varlığına işaret etmişlerdir.

*Sorumlu Yazar E-Posta: smrylmz08@gmail.com

2. Gözlemler ve Analiz

Sistem, TUG T100 teleskobu ile V- ve R- bantlarında, 3 gece gözlenmiştir. Yeni gözlemlerden 7 adet minimum zamanı elde edilmiştir. IRAF paket programı kullanılarak çift sistemin ışık eğrisi elde edilmiş ve sonuçlar Şekil 1’de gösterilmiştir. NSVS 14256825 sisteminin literatürde Almeida ve d., (2012) tarafından verilen radyal hız değerleri de kullanılarak ışık eğrisi Wilson-Devinney kodunu (Wilson-Devinney, 1971; Wilson 1979; Wilson & Van Hamme, 2004) esas alan Phoebe kodu (Prša & Zwitter, 2005) kullanılarak modellenmiştir (*bkz.* Şekil 1). Işık eğrilerinin çözümü sırasında T_o , P , T_2 , i , q , Ω_1 ve Ω_2 parametreleri serbest parameter olarak belirlenmiştir. Çözüme ilişkin detaylar Yılmaz ve d. (2018)’de verilmiştir. Elde edilen sonuçlar Çizelge 1’de verilmiştir.



Şekil 1: NSVS 14256825 sisteminin V- ve R- bantlarında elde edilen ışık eğrileri (siyah noktalar) ve Phoebe kodu kullanılarak elde edilen sentetik model (kırmızı çizgi).

Çizelge 1: NSVS 14256825 sisteminin ışık değişim analiz sonuçları.

Parametre	
P (gün)	0.110374 (1)
T_o	57333.226593 (14)
T_1 (K)	40000 (500)
T_2 (K)	3000
q	0.43(1)
i (°)	80.56 (5)
r_1	0.2483 (8)
r_2	0.2014 (12)

3. Sonuç ve Tartışmalar

NSVS 14256825 çift yıldız sistemi değişen yıldızlara ilişkin bir tarama sırasında Woźniak ve d. (2004) tarafından keşfedilmiştir. Bu tarihten itibaren elde edilen gözlem verilerinin analizi sistemde dönem değişimi olduğuna işaret etmiştir (*bkz.* Wils, di Scala & Otero, 2007; Kilkenney & Koen, 2012; Beuermann ve d., 2012; Almeida ve d., 2013). Gezegen bileşene sahip olduğu tartışılan NSVS 14256825 sisteminin bu çalışma kapsamında elde edilmiş minimum zamanı değerleri literatürde yer alan minimum zamanları ile birleştirilerek dönem analizi yapılmıştır. Elde edilen sonuçlar Almeida ve d., (2013) çalışmasını destekleyerek çift yıldız sisteminde iki gezegen veya bir gezegen ve bir kahverengi cücenin varlığına işaret etmektedir. Yılmaz ve d. (2018) çalışmasında dönem analizi sonuçları ve çalışmanın ayrıntıları yer almaktadır.

Sisteme ilişkin önümüzdeki yıllarda devam edecek olan yeni gözlemler çift yıldız sisteminde bulunduğu tartışılan üçüncü ve dördüncü cisimlerin varlıklarının doğrulanması ve onaylanması durumunda doğasını anlamada önemli rol oynayacaktır.

Bu çalışma 112T766 nolu TÜBİTAK-1010 projesi ile desteklenmiştir. Bu çalışmada TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi T100 teleskobu (Proje Numarası: 15CT100-918) kullanılmıştır. Desteklerinden dolayı TÜBİTAK ve TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi çalışanlarına teşekkür ederiz.

4. Kaynaklar

- Almeida, L. A., Jablonski, F., Tello, J., ve d., 2012, MNRAS, 423, 478.
Almeida, L. A., Jablonski, F., Rodrigues, C. V., 2013, ApJ, 766, 11.
Beuermann, K., Dreizler, S., Hessman, F. V., ve d., 2012, A&A, 543, 138.
Heber, U., 2009, ARA&A, 47, 211.
Kilkenney, D. & Koen, C., 2012, MNRAS, 421, 3238.
Nasıroğlu, I.; Goździewski, K.; Słowikowska, A.; Krzeszowski, K., ve d. 2017, AJ, 153, 137.
Prša, A., Zwitter T., 2005, ApJ, 628, 426.
Wils, P., di Scala, G., Otero, S. A., 2007, IBVS, 5800, 1.
Wilson R. E., Devinney E. J., 1971, ApJ, 166, 605.
Wilson R. E., 1979, ApJ, 234, 1054.
Wilson R. E., Van Hamme W., 2004, Computing Binary Star Observables (in Reference Manual to the Wilson-Devinney Program). Univ. Florida, Gainesville.
Woźniak, P. R.; Vestrand, W. T.; Akerlof, C. W., ve d., 2004, AJ, 127, 2436.
Yılmaz, S., ve d., 2018, *hazırlık aşamasında*.



TUG Teleskopları ile Gaia Kaynaklarının Astrofizik Araştırılması

Hasan H.Esenoğlu^{1*}, AlmazGaleev^{2,3}, İrek Hamitoğlu⁴, Kadir Uluç⁴, Oğuzhan Okuyan⁴, Murat Koçak⁴, Sıla Eryılmaz Kılıç⁴, Murat Parmaksızoğlu, Orhan Erece⁴, Süleyman Kaynar⁴, Doğan T.Köseoğlu⁴, Tuncay Özışık⁴, Halil Kırbyık⁴

¹İstanbul Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, İstanbul, Türkiye.

²Kazan Federal University, Kazan, Russia.

³Tatarstan Academy of Sciences, Kazan, Russia.

⁴TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi, Antalya, Türkiye.

Özet: Gaia uydusundan bugüne kadar toplam 4810 adet uyarı alınmıştır. Bunlardan 3799 tanesinin (%79'unun) henüz ne tür kaynaklar olduğu bilinmemektedir. Gaia küresel bir proje olup ülkemizi bu alanda TUG temsil etmektedir. 3 aktif TUG teleskopu belirli kota oranında uluslararası organizasyona veri sağlamaktadır. Ayrıca, gözlem projeleri ile de tanısı bilinmeyen bu Gaia kaynaklarının fotometrik ve tayfsal gözlemleri sürdürülmektedir. Bu çalışmada, bu gözlemlerin bilgisi verilmektedir. Ayrıca Türk astronomlarına, tanısı belirlenen bu keşif nesnelerin TUG teleskopları ile astrofizik gözlemlerinin yapılmasına bir çağrıdır.

Anahtar Kelimeler: Gaia, takip gözlemi, TUG, teleskoplar, istatistik, uyarı

Abstract: A total of 4810 alerts have been received from Gaia satellite until today 3799 (79%) of these do not yet know what kind of resources they have. Gaia is a global project and TUG represents our country in this area. 3 active TUG telescopes have provided data to the international organization with a specified quota. In addition, photometric and spectroscopic follow-up observations of these Gaia sources which are not known their identifications in the literature have been continued by observation projects. In this study, the information of these observations is given. This is also a call to Turkish astronomers to do astrophysics observations with the TUG telescopes of these identified objects which were recently discovered.

Key Words: Gaia, follow-up observation, TUG, telescopes, statistics, alert

1. Giriş

Gaia uydusu Samanyolu'nu en çok yıldız kullanarak üç boyutlu görüntüleme amacıyla 2014 yılında uzaya gönderilmiştir. Esas görevini yaparken gökyüzünü de sürekli taramaktadır. Bu tarama görüntülerinde çok miktarda geçici parlaklık değişimi olaylarını da yakalanabilmektedir. Söz konusu bu “uyarı”lar yer temelli gözlem evleri tarafından takip edilmektedir. Gaia takip sitesinde her gözlem verisi ışık eğrisi olarak ağ kullanıcılarıyla paylaşılmaktadır. TÜBİTAK Ulusal Gözlemevinin (TUG) 3 aktif teleskopu resmi olarak belirli oranlarda (en az RTT150'nin olup yılda 5 gün, T100'ün yılda 80 saat veya 10 gün ve T60'ın da en fazla olup yıllık gözlem süresinin %10-15'i) bu uyarı gözlemlerine ayrılmıştır. Gaia uyarı gözlemlerinin indirgenmiş sonuçları 24 saatte Gaia ağına dahil edilmektedir (http://gsaweb.ast.cam.ac.uk/followup/list_of_alerts).

Gaia sitesinde en son 4810 adet uyarı listelenmiştir (<http://gsaweb.ast.cam.ac.uk/alerts/alertsindex>). Bunlardan 3799 tanesinin henüz ne tür kaynaklar olduğu bilinmemektedir. Geri kalan 1011 Gaia nesnesi bilinen çeşitli gök kaynakları türleridir. Gaia uyarı listesi 11 adet sütun olarak kaynaklar hakkında kullanıcılara bilgi vermektedir. Bunlar, Gaia uyarılarının ismi, tanımlayıcı bilgisi (TNS), gözlem zamanı, yayın zamanı, sağ açıklık, dik açıklık, G parlaklığı, uyarı öncesi ortalama G parlaklığı (historic mag.) ve standart sapması (historic scatter) ile türü ve radyo hız tayfinin olup olmadığı durumudur (RVS). Tüm Gaia uyarılarının bilinmeyenler dışında kalan 1011 tanesinin 18 türe göre dağılımları Çizelge 1'de ve yüzdelik oranları da Şekil 1'de verilmiştir.

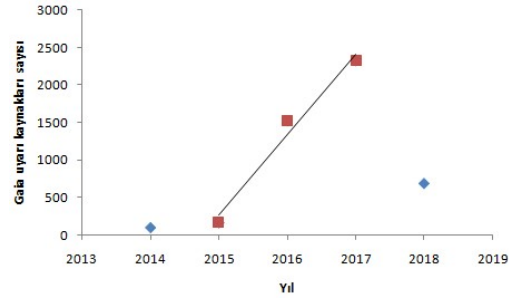
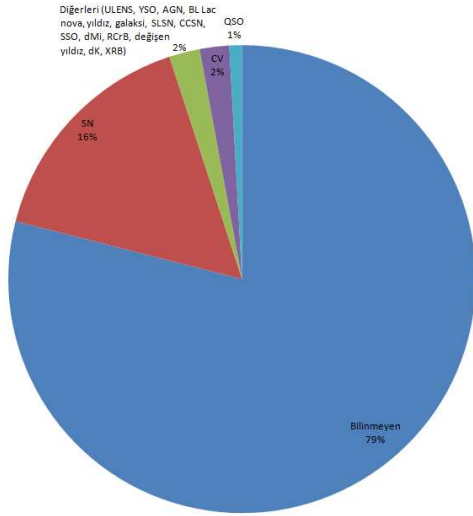
Gaia uyarı kaynaklarının isimlendirme sistemi, yıl ölçeğinde 3 haneli harf olarak “Gaia” ön takısı takip eden toplam 5 değişken karakter şeklindedir. 2014 yılındaki ilk uyarı “Gaia14aaa” olmuştur. İkincisi “Gaia14aab” ve 26 adet ilk set “Gaia14aaz” olarak tamamlanmıştır. 27'incisi “Gaia14aba” olup 24 adetli ikinci set “Gaia14abz” ile 53'üncü uyarı kaynağına ulaşılmıştır. 2014-2018 yıllarındaki uyarı kaynaklarının isim listesi Çizelge 2'de ve tam yıllar (2015-2017) dikkate alındığında uyarı sayısındaki artışı gösteren grafik te Şekil 2'de verilmiştir. Dağılımda türler arasında fark çok büyük olduğundan, az sayıda nesne içeren 15 tür “diğerleri” ismi ile grafikte belirtilmiştir.

Gaia uydusunun atılmasının ilk gününden itibaren konu üzerine kurumsal ilginin sürdürüldüğü, gözlenen 70'in üzerinde Gaia kaynağı ile edinilen bilgi birikimi bu çalışmada özet olarak paylaşılmaktadır.

*Sorumlu Yazar E-Posta: esenoglu@istanbul.edu.tr

Çizelge 1: 2014-2018 yılları arasındaki Gaia uyarılarının dağılımı.

Gaia Kaynağı	Sayısı
Bilinmeyen	3799
Süper nova (SN: I, Ia, Ib, Ibc, II, IIb, IIc, IIp)	769
Kataklizmik değişen (CV)	98
(QSO)	42
ULENS	24
Genç yıldız nesnesi (YSO)	20
AGN	17
BL Lac	11
Nova	7
Yıldız	5
Galaksi	4
SLSN	4
Çekirdek çöküşlü üst süpernovaları (CCSN)	2
SSO	2
dM	2
R Korona Borealis yıldızları (RCrB)	1
Değişen yıldız	1
dK	1
XRB	1



Şekil 2: 2014-2018 arası 4810 Gaia uyarı kaynaklarının yıllara göre artışı. Ortalama eğilim çizgisi 2015-2017 arası tamamlanmış yıllar için çizdirilmiştir.

Şekil 1: 4810 Gaia uyarı kaynaklarının türlere göre yüzdelik oranları.

Çizelge 2: 2014-2018 yılları arasındaki Gaia uyarılarının isimlendirmeye göre dağılımı.

Yıl	Gaia Kaynağı		Sayısı
	Başlangıç	Sonu	
2014	Gaia14aaa	Gaia14aeb	104
2015	Gaia15aaa	Gaia15agm	169
2016	Gaia16aaa	Gaia16cgo	1523
2017	Gaia17aaa	Gaia17dli	2323
2018	Gaia18aaa	Gaia2018bao	691
		(devam ediyor)	(devam ediyor)

2. TUG'un Gaia Gözlemleri

TUG'un belirlediği kota süresince Gaia uyarılarının takip gözlemleri 3 aktif teleskopla kurumsal olarak sürdürülmektedir (<http://www.tug.tubitak.gov.tr>). Benzer çalışma Gaia ağına dahil olan üniversite gözlemevlerince de yapılmaktadır. Bunların dışında, gökbilimciler Gaia uyarılarını araştırma konusu olarak da değerlendirerek gözlem projeleri ile çalışmalarını gerçekleştirmektedirler. Bu iki tür (takip ve araştırma) gözlemlere ilişkin gerçekleştirilen ve devam eden Gaia kaynaklarından bazıları Çizelge 3'de listelenmiştir. "TUG takip gözlemi" olarak Gaia ağına 38 adet kaynağın indirgenmiş gözlemleri girilmiştir. Astrofizik araştırma için de 40'ın üzerinde Gaia kaynağının gözlemleri TUG projeleri çerçevesinde sürdürülmektedir.

Çizelge 3: TUG teleskopları ile takip ve araştırma gözlemleri yapılan Gaia uyarı kaynaklarının alfabetik sıralı listesi.

Gaia Uyarı Kaynakları (Gaia+)					
Takip Gözlemleri		Araştırma Gözlemleri			
2015	2016	2014	2015	2016	2017
aaf	abh	aae	aan	aaf	ddi
acp	abk	aaf	abg	abv	
acx	abv	aan	abh	acz	
acz	act	aat	adf	adb	
adb	adb	abg	aeo	adh	
aeu	adq	acq	afz	aeb	
afd	adt	adh	age	aga	
aff	ael	adn		agl	
agj	agx	and		ags	
	ajq			agx	
	aka			ahh	
	akb			ahi	
	akg			ahk	
	akk			ahl	
	alf			aht	
	alz			ahx	
	apu			aid	
	aye			akb	
				amd	
				apa	
				awq	
				bgq	
				bnz	
				bww	

3. Tartışma

TUG'un kurumsal olarak Gaia uyarılarını dikkate alması ile birlikte uydu–yer temelli gözlemlerde ulusal ve uluslararası ortak araştırmalara teşvik edici yönü olmuştur. Bu sayede üniversite gözlemevleri teleskoplarını Gaia kaynaklarına yönlendirmiştir. Bununla birlikte, 40-60 cm açıklı üniversite teleskoplarında gözlenebilecek parlaklıktaki Gaia kaynak sayısı az gözükmemektedir. Patlama anlarının yakalanması durumunda bu sayı artmaktadır. TUG teleskoplarına verilen Gaia kaynakları gözlem projeleri sayısı da giderek artmaktadır. Gaia kaynakları üzerine yayın sayısında da benzer bir artış gözlenmektedir. Her geçen gün tanısı bilinmeyen Gaia kaynaklarındaki büyük artış, gökbilimcilerin bu kaynaklara yönelmesini sürdürecektir.

4. Sonuçlar

-TUG teleskopları ile gerçekleştirilen Gaia takip ve araştırma gözlemlerinden edinilenler aşağıda özetlenmiştir.

- 1) Bilinmeyen kaynak sayısı çok fazladır.
- 2) Parlaklık aralığı çok geniş (~13–20 kadir).
- 3) Her yönde kaynak bulunmaktadır.
- 4) Takip gözlemleri küresel olarak yapılmaktadır.
- 5) İlginç kaynak keşifleri çıkabilmektedir (16aye'nin maksimum ışıktaki TUG gözlemleri ikili mercekleme olayının modellenmesinde girdi verisi olmuştur).

Bu çalışma, Türk astronomlarımıza, tanısı belirlenen Gaia keşif nesnelerin TUG ve/veya üniversite teleskopları ile astrofizik gözlemlerinin yapılmasına çağrı niteliği taşımaktadır.

Metalce Fakir F-Tayf Türü Cüce Yıldızlar HD 3567 , HD 84937 ve BD+ 423607 için Yüksek Çözünürlüklü Optik Spektroskopik Analizleri

Gizay Yolalan¹ , Timur Şahin¹

¹Akdeniz Üniversitesi, Fen Fakültesi, Uzun Bilimleri ve Teknolojileri Bölümü, Antalya, Türkiye.

Özet: Bu çalışma kapsamında ELODIE kütüphanesinden seçilmiş $-2.5 < [Fe/H] < -1$ metalisite aralığındaki F tayf türü, metalce fakir cüce yıldızlar HD 3567 , HD 84937 ve BD+ 423607 için gerçekleştirilen tayfsal analize ilişkin ön sonuçlar paylaşılmıştır. Program yıldızları için güncel atomik veri ve model atmosferler yardımıyla 1D LTE yaklaşım altında model parametreleri belirlenmiştir.

Anahtar Kelimeler: F tayf türü, cüce yıldızlar, yüksek öz hareketli yıldızlar, optik spektroskopi, bolluk analizi

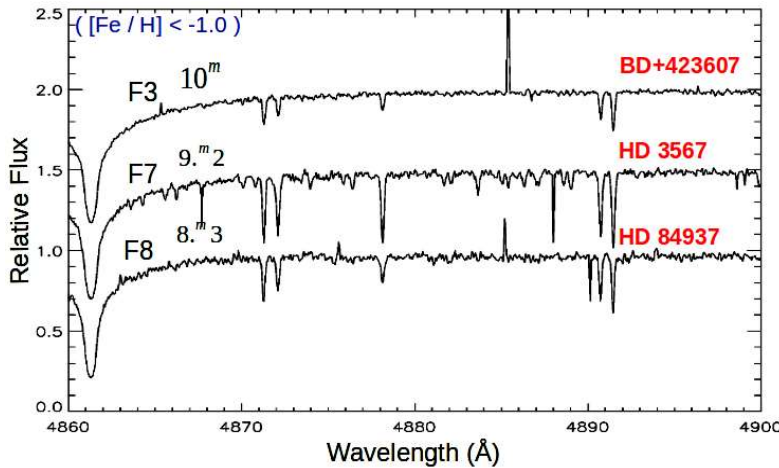
Abstract: In this study, the preliminary results for spectroscopic analysis of the ELODIE spectra for F-type metal-poor ($-2.5 < [Fe/H] < -1$) dwarf stars HD 3567 , HD 84937 and BD+ 423607 were presented.

Key Words: F spectral type, dwarf stars, high proper motion stars, optical spectroscopy, abundance analysis

1. Metalce Fakir F Tayf Türü Yıldızlar

F ve G tayf türündeki metalce fakir halo yıldızlarına ilişkin element bolluklarının tespitine yönelik çalışmalar galaktik kimyasal evrim modelleri için de önemli bir veri kaynağıdır. Çünkü, bu tip yıldızlar teorik hesaplamalara göre erken evrende gaz bulutlarının ayrışımını (parçalanmasını) engelleyici bir özelliğe sahiptirler. Özel olarak, söz konusu bu yıldızların için gerçekleştirilecek element bolluk analizleri Galaktik halo yapısının anlaşılması aşamasında önemli bir rol oynar.

Yıldızların halo üyeliklerinin belirlenmesi süreci kimyasal bolluk analizlerinin kinematik hesaplamalar çerçevesinde değerlendirilmesini zorunlu kılar. Çalışma kapsamında seçilen metalce fakir F tayf türü cüce yıldızlar aynı zamanda yüksek öz hareketlere sahiptirler. Bilgimiz dahilinde literatürde yüksek öz hareketin kimyasal bolluklar üzerine etkisini irdeleyen ayrıntılı bir model ve/veya açıklama mevcut değildir. Bu önemli ayrıntı bu grup yıldızlar üzerine gerçekleştirilecek tayfsal analizleri anlamlı kılmaktadır. Şekil 1 program yıldızlarına ilişkin ELODIE tayflarını içermektedir.



Şekil-1: Program yıldızlarına ilişkin ELODIE tayfları.

*Sorumlu Yazar E-Posta: timursahin@akdeniz.edu.tr

Stars	Teff (K)	log g	[Fe/H]	ξ (km/s)
HD3567	6000±150	3.58	-1.10	0.93
HD84937	6000±150	3.50	-2.40	1.60
BD+423607	5480±150	3.72	-2.43	0.90

Çizelge 1: HD3567, HD84937 ve BD+423607 yıldızları için belirlenen model parametreleri.

2. Tayfsal Veri – ELODIE Kütüphanesi

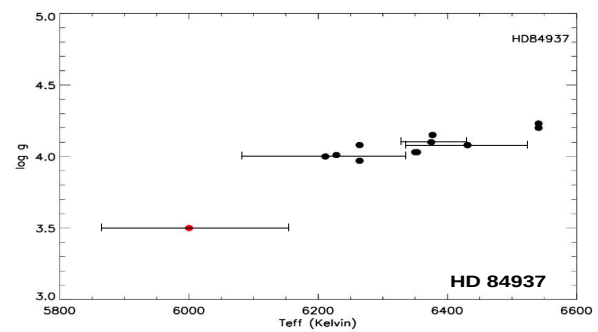
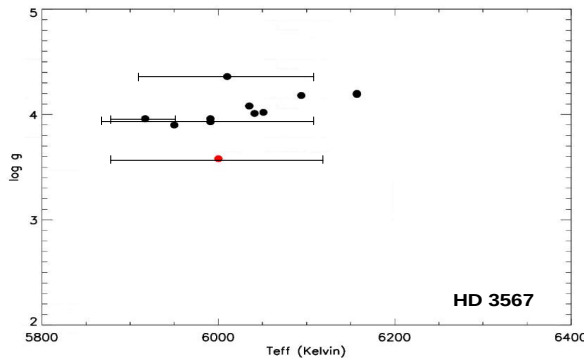
Program yıldızları için model atmosfer parametrelerinin tespitinde kullanılan tayflar Haute Provence teleskopu ve ELODIE echelle tayf çekeri ile elde edilmiştir (Prugniel ve Soubiran, 2001; R=42.000) ve 3895 ile 6800 Å aralığını kapsamaktadırlar. Nispeten düşük sinyal/gürültü düzeyi nedeniyle tayfsal analiz 4000-6800 Å aralığında gerçekleştirilmiştir. Tayflara ilişkin ön indirgeme işlemleri TACOS yazılımı ile gerçekleştirilmiştir. Tayfsal için dikine hız düzeltmesi ise cross-correlation yöntemi ile gerçekleştirilmiştir.

3. Metot, Bulgular ve Sonuçlar

ELODIE tayfında süreklilik ile ilgili problemlili bölgeler Yüksek Çözünürlüklü Yıldız Spektroskopisi Gurubu (HRSS) içerisinde geliştirilmiş INSS (Interactive Normalization of Stellar Spectra) kodu yardımıyla düzeltilip çizgi analizine hazır hale getirilmiştir. Çizgi teşhisleri ve eş değer genişlik ölçümleri de yine IDL (Interactive Data Language) ortamında HRSS içerisinde geliştirilen yazılımlar ile gerçekleştirilmiştir. Model atmosfer parametrelerinin (Teff, logg, [Fe/H], ξ) tayini için klasik metodoloji tercih edilmiştir: uyarılma ve iyonizasyon denge hesapları gerçekleştirilmiştir. Ölçülen eşdeğer genişliklerin bolluklara dönüştürülmesi aşamasında 1D LTE koşulu altında, ATLAS9 programı yardımıyla ile oluşturulan model atmosferler ve MOOG (Snedden, 1973) tayfsal analiz kodu kullanılmıştır.

1D LTE koşulu altında, ATLAS9 programı ile oluşturulan atmosfer modeli için model parametrelerinin tespitinde gerçekleştirilen adımlar sırasıyla;

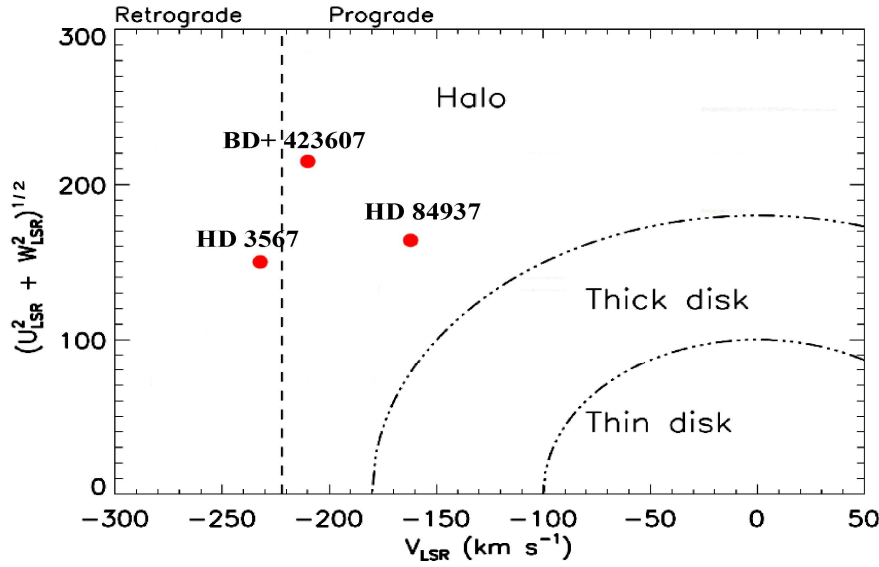
- Etkin sıcaklık tespiti; nötral Fe çizgilerine ilişkin, uyarılma potansiyelleri (Lower Excitation Potential) ve element bolluklarının mukayesesi.
- Çekim ivmesi tespiti; nötral ve iyonize Fe çizgileri için hesaplanan bolluklar için iyonizasyon dengesi koşulunun sağlanması.
- Metal bolluğu tespiti
- Mikrotürlüans hız tespiti; nötral Fe çizgileri için hesaplanan bolluklar sözkonusu bu çizgiler için hesaplanan indirgenmiş eşdeğer genişliklerden *ancak en uygun mikrotürlüans hız değeri için bağımsız bir davranış bir davranış* sergileyeceklerdir.



Şekil-2: HD 3567 ve HD 84937 için literatürde rapor edilen model atmosfer parametreleri.

Şekil 2'de program yıldızları için literatürde rapor edilmiş model parametreleri grafiklenmiştir. Analiz kapsamında derlenen atomik verilerin güvenilirliğinin tespiti için yüksek çözünürlüklü Güneş tayfı kullanılmış ve sözkonusu bu tayf kullanılarak referans Güneş bollukları hesaplanmıştır. Çizelge 1'de içerilen metal bollukları için kullanılan referans güneş Fe bolluk değeri 7.48 dex olarak elde edilmiştir.

Sözkonusu program yıldızları için gerçekleştirilen kinematik hesaplamalar bu yıldızların halo üyeliklerinin tespitinde kullanılmıştır. Yıldızlar için literatürden derlenen sağ açıklık, dik açıklık, öz hareket, paralaks ve dikine hız değerleri Johnson ve Soderblom (1987) tarafından önerilen metod yardımıyla U, V, W uzay hızlarının tespiti için kullanılmıştır. Şekil 3'te çalışma kapsamında derlenen örnek bir TOOMRE diyagramı gösterilmektedir. Program yıldızlarının Toomre diyagramı üzerindeki konumları sözkonusu yıldızların halo yıldızları olduklarını doğrular niteliktedir.



Şekil-3: Toomre enerji diyagramı ve program yıldızları.

Ön sonuçların paylaşılmış olduğu bu çalışma çok sayıda metalce fakir F tayf türü metalce fakir örnekleri içerecek şekilde genişletilecektir.

4. Kaynaklar

Johnson, D. R. H. & Soderblom, D.R , 1987, AJ, 93,4
Prugniel P. & Soubiran C. 2001, A&A, 369, 1048



Uzun Dönemli V409 Cyg ve GU Pup Yıldızlarının Işık Eğrisi Analizleri

Onur Yörüköğlu^{1*}, Damla Gümüş¹, İbrahim Özavcı¹, Hakan Volkan Şenavcı¹, Mesut Yılmaz¹

¹Ankara Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 06100, Tandoğan, Ankara.

Özet: Bu çalışmada uzun dönemli örten çift yıldızlar V409 Cyg ve GU Pup sistemlerinin ışık eğrisi analizleri yapıldı. Gözlemler TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi'nde bulunan T60 Teleskobu ile BESSEL-BVR filtrelerinde elde edildi. Sistemlere ait herhangi bir tayfsal veri olmadığından farklı kütle oranı değerleri için yapılan q taraması sonucunda ulaşılan en küçük fark kare toplamına göre elde edilen fotometrik kütle oranı kullanılarak sistemlerin ışık eğrisi analizleri yapıldı. Işık eğrisi analizlerinde temel fiziksel parametreler Wilson-Devinney kodu kullanılarak elde edildi.

Anahtar Kelimeler: Çift Yıldızlar, Örten Çift Yıldızlar, Işık Eğrisi Analizi, V409 Cyg, GU Pup

Abstract: In this study, we present light curve analysis of long term eclipsing binary stars V409 Cyg and GU Pup was performed. Photometric observation data were obtained from the TUBITAK National Observatory T60 Telescope.

Key Words: binary stars, eclipsing binary stars, light curve analysis, V409 Cyg, GU Pup

1. Giriş

GU Pup (NSVS 15280585) Northern Sky Variability Survey (Hoffman ve ark., 2009) tarafından sınıflandırılan bir örten çift yıldız sistemidir. Sistem yarı ayırık – Beta Lyr türü bir değişen olarak sınıflandırılmıştır. Sistemden ilk defa Hoffmeister (Hoffmeister, 1949) bahsetmiştir. Sistem B8 tayf türünden olup parlaklığı V bandında 11.7 (Hog ve ark., 2000) kadirdir. Sisteme ait $T_1 = 11400$ K (Cox, 2000) olarak kabul edildi.

V357 Cas (NSVS 1522772) Northern Sky Variability Survey (Hoffman ve ark., 2009) tarafından yarı ayırık – Beta Lyr türü olarak sınıflandırılan bir örten çift yıldız sistemidir. Sistemden ilk defa Hoffmeister (Hoffmeister, 1949) bahsetmiştir. Sistemin parlaklığı R bandında 12.9 kadirdir. Sisteme ait T_1 değeri 6650 K (Bessel ve ark., 1998)'dir.

2. Gözlemler ve Verilerin Hazırlanması

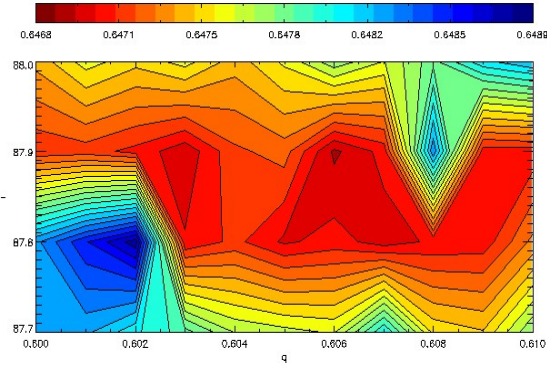
Sistemlere ait ışık eğrileri, TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi'nde bulunan robotik T60 Teleskobu ve ona bağlı FLI CCD kamera ile 2014-2016 yılları arasında elde edilmiştir. Gözlemler Bessel BVR filtrelerinde yapılmıştır. Verilerin indirgenmesi ve diferansiyel parlakların elde edilmesi için IRAF arayüzü olan MYRaF (Niaei ve ark., 2015) yazılımı kullanılmıştır. Evrelendirmede kullanılan ışık elemanları, GU Pup için $T_0=2452501.677$ (Kreiner, 2004), $p=1^d.6526989$ (Kreiner, 2004) ve V357 Cas yıldızı için $T_0=2452563.7916$ (Kreiner, 2004), $p=1^d.588675$ (Kreiner, 2004) olarak kullanılmıştır.

3. Analizler

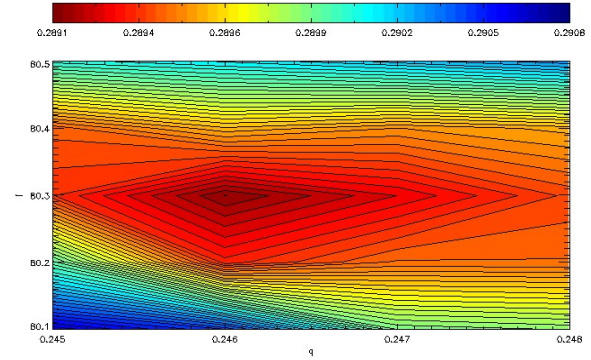
3.1 Kütle Oranı ($q=m_2/m_1$) Taraması

Literatürde sistemlere ait yeterli çalışma bulunmadığından dolayı sistemlerin kütle oranı ($q=m_2/m_1$) C programlama dilinde yazdığımız bir kod yardımı ile elde edildi. Farklı kütle oranı değerleri için yapılan q taraması sonucunda ulaşılan en küçük fark kare toplamına göre elde edilen fotometrik kütle oranı kullanılarak sistemlerin ışık eğrisi analizleri yapıldı.

*Sorumlu Yazar E-Posta: yorukogluonur@gmail.com



Şekil 1: GU Pup yıldızı için farklı q ve yörünge eğim açısı değerlerine göre hesaplanan ve en küçük fark kareler yöntemine göre elde edilen sonuçlar.



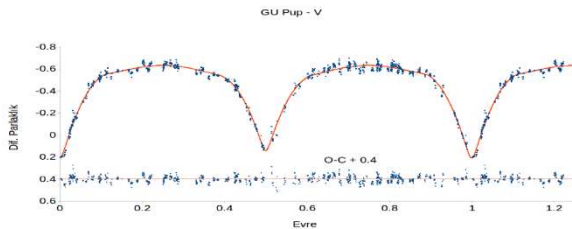
Şekil 2: V357 Cas yıldızı için farklı q ve yörünge eğim açısı değerlerine göre hesaplanan ve en küçük fark kareler yöntemine göre elde edilen sonuçlar.

Çizelge 1: Sistemlere ait q taraması sonucunda elde edilen parametreler

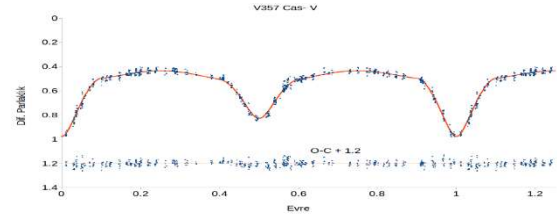
	GU Pup	V357 Cas
$\Sigma(O-C)^2$	0.646766	0.289077
q	0.606	0.246
i	87°.9	80°.3
Ω_1	3.803859	3.257889
T ₂	11758 K	6122 K
L ₁	10.046673	6.624308

3.2 Işık Eğrisi Analizi

Bu çalışmada, elde ettiğimiz fotometrik veriler ve q taraması ile elde edilen kütle oranı yardımıyla sistemin fiziksel parametrelerini, Prša & Zwitter (2005) tarafından geliştirilen PHOEBE arayüzünü kullanarak belirledik.



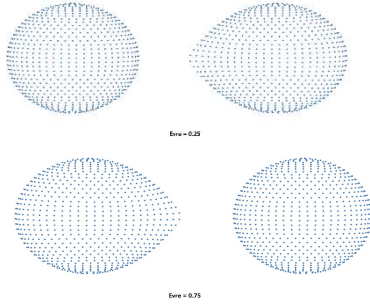
Şekil 3: GU Pup sistemine ait V bandında elde edilen ışık eğrisi



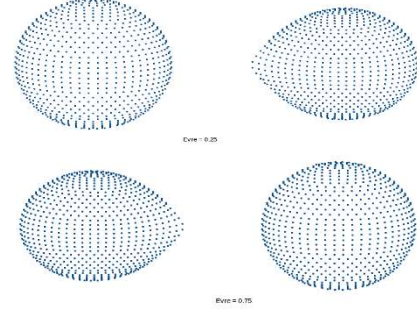
Şekil 4: V357 Cas sistemine ait V bandında elde edilen ışık eğrisi

Çizelge 2: Sistemlerin PHOEBE çözümü ile elde edilen mutlak parametreleri

	GU Pup		V357 Cas	
Parametre	Değer	Hata	Parametre	Hata
i	87°.712953	0.09805	79°.620485	0.055005
q	0.554615	0.012	0.295136	0.004075
T ₂	11224 K	40 K	6181 K	10 K
Ω_1	3.790281	0.025225	3.563419	0.016367
L ₁ /(L ₁ +L ₂)	0.4852232854	0.105128	0.5385772368	0.033414
L ₂ /(L ₁ +L ₂)	0.5147767146	0.112031	0.4614227632	0.029099



Şekil 5: GU Pup sisteminin 0.25 ve 0.75 evrelerindeki geometrik modeli



Şekil 6: V357 Cas sisteminin 0.25 ve 0.75 evrelerindeki geometrik modeli

4. Sonuç

Bu çalışmada GU Pup ve V357 Cas örten çift yıldızlarının elde edilen ışık eğrileri ve hesaplanan q değerleri doğrultusunda yapılan ışık eğrisi analizlerinin ilk sonuçları sunulmuştur.

GU Pup sisteminde birinci bileşen sıcaklığı ile ikinci bileşenin sıcaklıkları arasında çok yüksek bir fark bulunmamaktadır. Bu fark V357 Cas sisteminde biraz daha yüksektir. İki sistem de tipik yarı ayırık çift sistem özelliği göstermektedir.

Sistemlere ait fiziksel parametrelerin daha iyi belirlenebilmesi için sistemlerin hassas dikine hız ölçümleri yapılmalı ve q değeri elde edilmelidir. Bu çalışmada elde edilen sonuçlar, bu sistemler ile ilgili yapılacak yeni çalışmaların başlangıç parametreleri açısından fikir verici olacaktır.

5. Kaynaklar

- Hoffmeister, C., 1949, Astron. Abh. Ergänzungshefte z.d. Astron. Nach., 12, no. 1, A3
Høg, E., et al. 2000, A&A, 355, 27
Kreiner, J. M., 2004, Acta Astronomica, v.54, pp.207-210
Prša A., Zwitter T., 2005, ApJ, 628, 426

Örten Çift Yıldızların Dönem Analizi Programı: ANGORA

Cihan Tuğrul Tezcan^{1*}, Hakan Volkan Şenavcı¹

¹Ankara Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, Ankara, Türkiye.

Özet: Örten çift yıldız sistemleri ülkemiz astronomları tarafından en çok incelenen ve üzerinde çalışılmış, astronomi biliminin temel konularından biridir. Örten çift yıldızların fiziksel farklılıkları ile gözlemcinin bakış doğrultusuna göre örtme-örtülme olayları bu sistemlerin parlaklık gözlemlerinin bir çok temel bilgiyi gözlemciye aktarmasını sağlamaktadır. Parlaklıkta meydana gelen değişimin zamana göre incelenmesi ile ise sistem bileşenlerinin etkileşimleri analiz edilebilmektedir. Bu çalışmada parlaklık değişimlerinin periyodunda meydana gelen varyasyonların sebepleri incelenmiş ve bu sebeplerin veri üzerinde analizini yapabilen bir program geliştirilmiştir.

Anahtar Kelimeler: örten çift yıldızlar, çift yıldızlar, O-C Analizi, dönem değişim analizi

Abstract: Eclipsing binary stars are most popular and basic subject of astronomy discipline for research and study by Turkish astronomers. Astronomers obtain many basic information from eclipsing binary stars due to difference of physical quantities and situations of eclipse-occultation - photometric observations. Variation of magnitude by time allows us to study interactions between system components. In this study, we studied the reasons of changing magnitudes period variations and developed an application for analysis.

Key Words: eclipsing binary stars, binary stars, O-C Analysis, period variation analysis

1. Giriş

Örten çift yıldızların zamana göre parlaklık değişimini gösteren diyagrama ışık eğrisi denir. Işık eğrileri, sistemdeki bileşenlerin fiziksel yapılarına göre farklılıklar göstermektedirler. Örten çift yıldız sistemlerinde gözlemcinin bakış doğrultusuna göre soğuk yıldızın sıcak yıldız önünden geçmesiyle derin olan birinci minimum, sıcak yıldızın soğuk yıldızın önünden geçmesiyle ise daha sığ olan ikinci minimum gözlenmektedir. Bileşenleri küresel, sıcaklıkları, çapları ve kütlelerini eşit, yörüngelerini dairesel kabul edersek ışık değişiminin her zaman aynı olacağı öngörülmektedir. Dolayısıyla gözlenen ışık eğrisinin hesaplanan ışık eğrisine göre farklı olmasıyla fiziksel parametrelerin ışık eğrisine etkileri tartışılabilir. Işık eğrisinin başlangıç zamanı olarak referans alınan herhangi bir evresinden tekrar aynı evreye gelmesi için geçen süre o sistemin dönemi olarak tanımlanır. Çift yıldızlar için herhangi bir birinci minimum zamanı, T_0 zamanı olarak seçilirse, sistemin ışık eğrisinin tekrar birinci minimuma ulaştığı an T_1 olur ve bu süreç periyodik olarak tekrarlanır. Sistemde dönem değişimi olmadığı sürece her bir T 'nin arasındaki zaman aynı kalacaktır.

Bir çift sistemin farklı tarihlerde gözlenmiş ışık eğrilerinden minimum zamanları belirlenebilir (O – observed). Ek olarak daha önce gözlenmiş ve referans olarak seçilen herhangi bir T_0 zamanından itibaren, ilgili T_0 zamanına dönem değeri eklenerek tahmini T değerleri oluşturulabilir ve bunlara hesaplanan (C – calculated) minimum zamanları denir. Hesaplanan minimum zamanlarını oluşturmak için T_0 zamanına eklenen her bir döneme ise çevrim (E- epoch) denir. Çevrim başına O-C farkının değişim göstermesi ise dönemin değiştiğini göstermektedir. Bu değişim, O-C değerlerine karşılık çevrim değerlerinin çizilmesi ile görülebilmektedir. Bu diyagrama ise “O-C Diyagramı” denir.

O-C diyagramında görülen değişimler örten çift yıldızlardaki 4 fiziksel süreç ile açıklanabilmektedir. Bunlar;

- Sistem bileşenleri arasında kütle aktarımı veya kütle kaybı
- Bileşenlerin manyetik aktiviteleri
- İlave cisim kaynaklı Işık-Zaman Etkisi
- Eksen dönmesi

Dönem değişiminin sebepleri, sistemlerin fiziksel parametrelerine bağlı olarak matematiksel modellerle açıklanabilmektedir. Değişimlerin sebebi ilk bakışta O-C diyagramından görülebilmektedir. Basit olarak, O-C diyagramının parabolik olması, bileşenler arası kütle aktarımını veya sistemden kütle kaybını, büyük genlikli sinüzoidal bir değişim, üçüncü cisim varlığını, düşük genlikli sinüzoidal değişim, manyetik etkinliği ve birinci ve ikinci minimumların zıt fazlarda sinüzoidal değişimleri ise eksen dönmesini göstermektedir. İlgili fiziksel süreçlerin açıklanabildiği matematiksel fonksiyonlar kullanılarak O-C diyagramına yapılan bir eğri oturtma (fit) işlemi ile O-C eğrisi modellenir ve elde edilen parametreler yardımıyla fiziksel süreçlere ilişkin bulgulara ulaşılabilir.

Eğri oturtma işlemini gerçekleştiren bir çok algoritma vardır. Günümüzde en çok kabul görenleri, En Küçük Kareler Yöntemi (EKKY) ile Monte-Carlo (MC) simülasyonudur. EKKY, iki ya da daha çok değişken arasındaki ilişkiyi ölçmek için kullanılan regresyon analizinin standart yaklaşımını oluşturmaktadır. En yaygın kullanıldığı alan eğri oturtma olup, oluşturulan

*Sorumlu Yazar E-Posta: c.tugrultezean@gmail.com



sentetik eğrinin verilerden farklarının karelerinin toplamını ($\sum(O-C)^2$) minimum yapmaya çalışır. Levenberg-Marquardt Algoritması (LMA) lineer olmayan denklem sistemlerinin çözümü için kullanılan en yaygın en küçük kareler yöntemidir. MC yöntemi, muhtemel veya rastlantısal (stokastik) bir istatistik yöntem olan ve rastgele sayıları kullanarak tahmini sistemleri modelleyen bir algoritmadır. En çok bilgisayar bilimlerinde kullanım alanı olan MC, alt yöntemleri ile fen bilimlerinde de oldukça yoğun olarak kullanılmaktadır. MC'nin en yaygın yöntemi olan Markov Chain Monte Carlo (MCMC) yöntemi ise basit olarak, bir parametrenin olasılık dağılımını örneklem uzayında markov zinciri yöntemiyle hesaplar. Örneklem uzayı içerisindeki her noktaya belirlenen adımlar yardımıyla yeni sonucun bir önce bulunmuş sonucun devamı olabilme olasılığını hesaplar. Böylelikle bir zincir oluşturur. Sonuç olarak hesaplanmak istenen parametrenin örneklem uzayında olabileceği en iyi yeri bir gauss dağılımı ile verilir. MCMC'nin uygulanması, tanımlanan bütün uzayın incelenmesi nedeniyle oldukça zaman alıcıdır ve iyi bir bilgisayar donanımı gerektirmektedir. Bu nedenle parametrelerin olabileceği aralıklar önceden de verilebilir.

Gerçek eğri yapısının gösterdiği matematiksel yapı ile birlikte bağımlı/bağımsız parametrelerin durumuna göre bir çok alt algoritması mevcuttur. ANGORA'da lineer olmayan en küçük kareler yöntemi olan Levenberg-Marquardt algoritması kullanılmıştır. ANGORA, Python dili kullanarak yazılmıştır.

Python, ileri seviyeli, okunabilirliği yüksek, basit yazım şekli amaçlanarak C++ veya Java gibi dillerden daha az satırla aynı işleri yapma özelliğine sahip en yaygın kullanılan programlama dillerinden birisidir. Nesne yönelimli, fonksiyonel ve prosedüral gibi farklı programlama stillerini uygulayabilme olanağı sunar ve hafıza yönetim sistemleriyle kodların hızlı çalışmasını sağlar. Python Guido van Rossum (van Rossum, 2009) tarafından 1980'lerin sonlarında geliştirilmeye başlanmış ve 2000 yılında Python 2.0'ı çıkarmıştır. Günümüzde 2.7 ve 3.0 versiyonları yaygın şekilde stabil versiyonlar olarak kullanılmaktadır. En güncel versiyonu olan 3.7 ile günümüzdeki bütün programlar bu versiyona yükseltilmeye başlamıştır. ANGORA'da 3.7 ile güncellenecektir.

2. MATERYAL VE YÖNTEM

2.1 Materyal

ANGORA, programının çalışabilmesi için ihtiyaç duyduğu veri literatürde bir çok kaynaktan elde edilebilir. Bunlardan bazıları, AAVSO, BBSAG, VSNET, VSOLJ, AcA, BRNO, BAV, IBVS, NASA ADS Query gibi veri tabanlarıdır. İlgilenilen sistemler için literatürde mümkün olan bütün kaynaklar taranmalı ve hatta gözlemler yapılmalıdır. Ne kadar çok veri olursa O-C eğrisi o kadar verimli temsil edilir. Veriler alınırken minimum zamanları, minimum türleri (birinci minimum veya ikinci minimum) ve gözlem yöntemi (fotometrik, ccd vb.) şeklinde 3 kolon olacak şekilde alınır ve metin dosyası formatında (.txt) düzenlenir.

ANGORA, Python programlama dili kullanılarak ve Nesne Yönelimli Programlama metodu (Object Oriented Programming) gözetilerek geliştirilmiştir. Python, bilim ve mühendislik alanlarında en yaygın kullanılan, ücretsiz ve pratik bir programlama dilidir. C dili tabanlı yapısı sayesinde stabil ve hızlı çalışmaktadır. Gerekli kütüphaneler kurulduğu takdirde işletim sistemi platform bağımsız çalışmaktadır. ANGORA, Windows, MacOS, Linux işletim sistemlerinde aynı şekilde çalışabilecek şekilde tasarlanmıştır. ANGORA kullanıcı ara yüzüne (GUI) sahip bir analiz programıdır. Ara yüz tasarımında sadelik ve kullanılabilirlik gözetilmiş, tasarım PyQt kütüphanesi kullanılarak yapılmıştır.

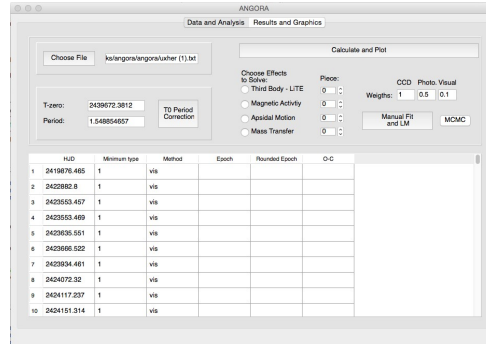
Python, dünyanın dört bir yanında geliştiricilere sahip binlerce kütüphaneye sahiptir. Bunların bir çoğu kendini sayısız yayın ile kanıtlamıştır. ANGORA'nın içeriğinde kullanılan paketler SciPy (Jones, E. Vd., 2001), NumPy (Stefan van der Walt, S. vd. 2011), LMFIT, emcee (Foreman-Mackey, D. 2013) ve matplotlib (John D. Hunter 2007) şeklinde özetlenebilir.

2.2 ANGORA'nın İşleyişi ve Kullanımı

ANGORA tasarlanırken kullanıcının işlemleri adım adım yapabilmesi ve her aşamada grafik çizdirilerek görsel olarak verimli olması gözetilmiştir. Pratik olarak anında parametreleri ve sonuçları gösterebilme, kaydetme özelliklerine sahiptir. O-C analizinin her aşaması opsiyonel olarak sunulduğundan istenilen süreç arzu edilen anda tatbik edilebilir.

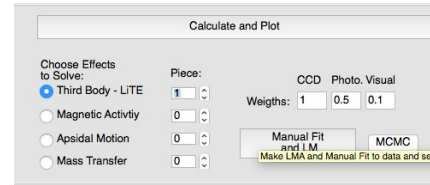
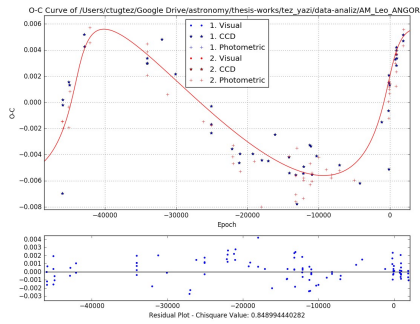
İlk aşamada kullanıcının gözlemler sonucunda elde ettiği ve/veya literatürden toplanan verileri üç kolon olacak şekilde sırasıyla, minimum zamanları, minimum türü (birinci veya ikinci minimum), gözlem yöntemi (fotometrik, ccd vb.) formatında .txt uzantılı bir metin belgesine kaydetmesi

ANGORA kurulumundan sonra oluşan kısa yolu aracılığıyla çalıştırılır. İlk olarak veriyi okutma işlemi gerçekleştirilecektir. Şekil 1'den görülebileceği gibi "Choose File" butonu tıklanarak gelen dosya seçme diyalog penceresinden önceden hazırlanan ".txt" uzantılı dosya seçilir. Program otomatik olarak dosyayı okuyarak kendi bünyesinde bulunan tablo sisteminden içeriğini gösterecektir. Hesaplama aşamasına geçilmeden önce "T-zero" ve "Period" metin kutucuklarına literatürden bulunan ve referans olarak seçilen T0 ve P değerlerinin girilmesi gerekmektedir. Literatürden bulunamamışsa veya hatalı olduğu düşünülüyorsa "T0-P Calculation" butonu tıklanarak T0-P düzeltilmesi işlemi yapılır.



Şekil 1: ANGORA programının ana pencere görünümü.

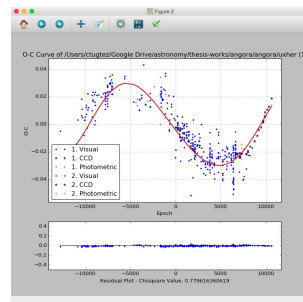
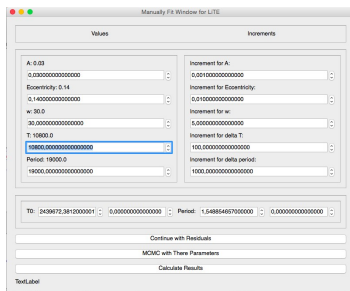
Her şeyin hazır olduğu düşünüldüğünde “Calculate and Plot” butonuna tıklanarak Epoch, Rounded Epoch ve O-C değerleri hesaplanır ve alınan verilerin oluşturduğu O-C eğrisi çizilmiş olur (bkz. Şekil 2).



ŞEKİL 2: Grafik penceresi ve fit örneği (solda). ANGORA ana pencerede çözüm seçeneklerinin listelendiği kısım (sağda).

Yıldızın gösterdiği dönem değişim karakteristiğine bağlı olarak, birden fazla dönem değişim karakteristiği olması durumunda, ilk çözülmek istenen etki seçilir. Şekil 2’te ki gibi etki seçimi aktif haldeyken çözüm yöntemleri olan “Manual Fit and LM” veya “MCMC” seçilerek uygulanması istenen algoritma tercihi yapılır. MCMC metodunun düzgün çalışabilmesi için başlangıç değerlerinin olabilecek en uygun şekilde belirlenmiş olması avantaj sağlayacaktır. Bu nedenle önce Manual Fit and LM tercih edilebilir.

ANGORA’nın yapacağı ilk çözüm esnasında LM algoritması uygulanır ve ulaşılan sonuçlar interaktif grafik yardımcı penceresine yazdırılır (bkz. Şekil 3). Bu aşamada kullanıcı sentetik eğriyi farklı parametre değerleri kullanarak istediği gibi değiştirebilir. Bu şekilde mutlak parametreler elde edilebileceği gibi MCMC metodu için en uygun başlangıç parametreleri de belirlenmiş olur. Bu pencerede T0-P düzeltmesi de hassas olarak güncellenebilir.

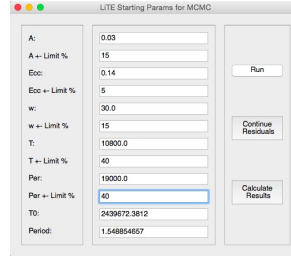


Şekil 3: Solda, EKKY ile gelen ilk fit sonuçlarının el ile manipüle edilerek daha iyi fit yapılmasını sağlayan pencere. Sağda, anlık olarak yapılan fit veya T0-P düzeltmesinin görülebileceği grafik penceresi.

Oluşturulan modelin O-C eğrisinden farkı olan artıklar grafik penceresinde görülebilir. Yapılan fitin eğriyi ne kadar iyi temsil ettiğinin bir göstergesi olan Chi2 değerleri de en altta gözükmemektedir. Artık grafiği ve Chi² değerleri interaktif olarak yapılan değişikliklerle güncellenmektedir.

En iyi eğri modelinin yapıldığına karar verilip, artık noktalarının y=0 civarında yayıldığı gözlemlendiğinde artıklar ile diğer etkilerin çözümüne devam edilebilir. Bütün Manual Fit işlemleri esnasında bulunan parametre değerleri MCMC’de

kullanılmak üzere hafızaya alınabilir. Aynı oturum esnasında MCMC ile çözüm yapılmak istenirse bu değerler otomatik olarak MCMC kontrol penceresine yüklenecektir.

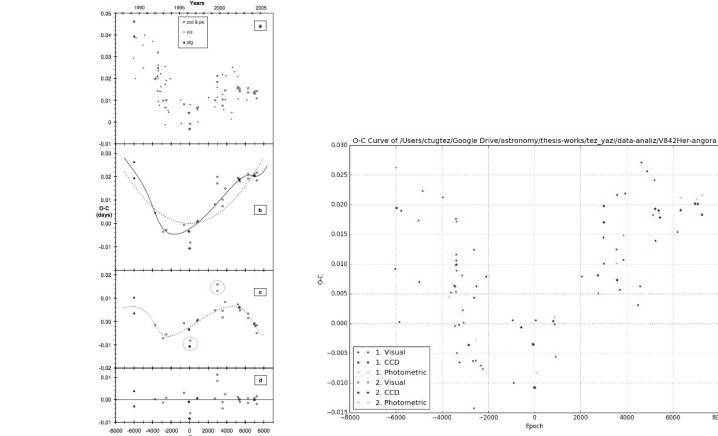


Şekil 4: LMA'dan MCMC'ye devam etme aşamasında LMA'da karar verilen parametrelere yüzde ile aralık verilerek +/- içerisinde MCMC analizine parametrelerin hazırlanması penceresi.

Manual Fit and LM kontrol penceresinin son aşaması parametrelere göre çözülen etkinin sonuçlarıdır. “Calculate Results” butonu tıklanarak arka planda hesaplar yapılır ve hafızaya atılır. ANGORA'nın ana penceresinde bulunan “Results and Graphics” sekmesinde bu sonuçlar listelenecek ve kullanıcının isteğine göre grafikler oluşturulacaktır. Kullanıcı bu sonuçları istediği formatta kaydedebilecektir.

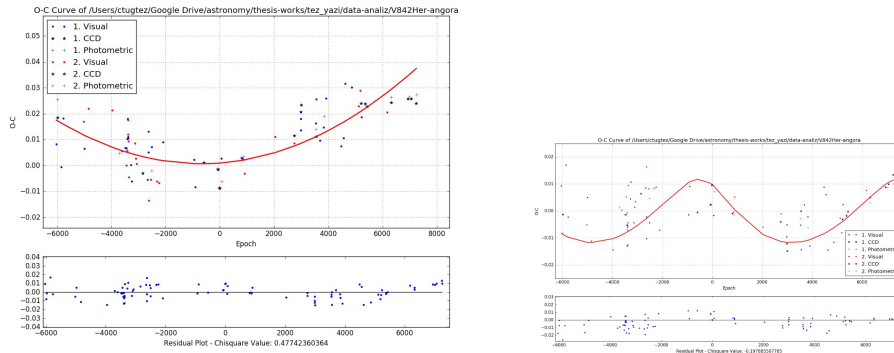
2.3 V842 Her ANGORA Analizi

Programın kıyaslama açısından bir örneği V842 Her cismi verileri analiziyle literatürdeki bir çalışma ile kıyaslaması verilmiştir. Sistemindeki değişim Geyer vd. (1955) tarafından keşfedilmiştir. Sonuç kıyaslaması için Selam vd. (2005) yayını kullanılmış, çalışmalarındaki O-C diyagramı ve yapılan fit Şekil 5’de verilmiştir.



ŞEKİL 5: Selam vd. (2005) tarafından yapılan O-C analizi diyagramı. Parabol ve LiTe çözümleri yapılmıştır (solda). ANGORA ile oluşturulmuş V842 Her O-C eğrisi (sağda).

O-C eğrisinde, Şekil 6’dan da görüleceği üzere ilk olarak parabolik bir yapı göze çarpmaktadır. Bu nedenle kütle aktarımı çözümü ile başlamak ve sonrasında artıklara göre analizi devam ettirmek gerekmektedir.

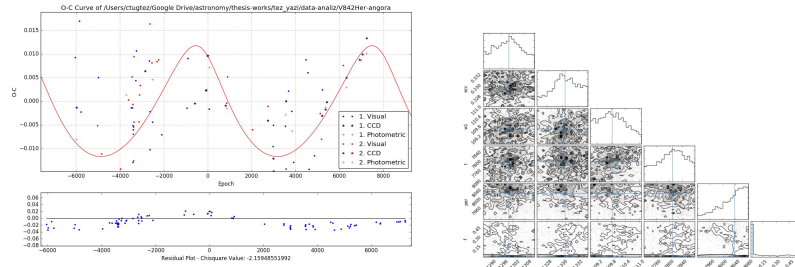


ŞEKİL 6: ANGORA LM ile V842 Her O-C diyagramına yapılan parabol modeli (solda). En küçük kareler yöntemi ile

parametrelerin el ile değiştirilerek yapılan model görülmektedir. Bu modelden bulunan değerlere $\pm$ aralık verilerek MCMC metodu için uzay belirlenir. (sağda)

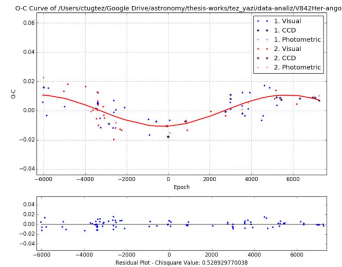
Şekil 6'de yapılan parabol modelini O-C üzerinde göstermektedir. Parabolden olan artıkların çevrimsel bir yapı göstermesi nedeniyle yapılan parabol fiti sonucu Chi2 değeri oldukça yüksek çıkmaktadır. Böyle durumlarda yapılan parabol fitinden olan artıkların O-C=0 etrafında, bu örnek için, çevrimsel yapı gösterdiğine dikkat edilmelidir. Gerektiğinde el ile müdahale edilebilir. Kütle aktarımı çözümünü V482 Her sistemine uyguladığımızda artıklar Şekil 9'da (altta) sinüzoidal bir dağılım şeklinde görülmektedir.

ANGORA ile EKKY ile yapılan fit Şekil 6'da (sağda) görüldüğü gibidir. MCMC ile yapılan fit Şekil 7'de görülmektedir. İki diyagram karşılaştırıldığında MCMC'nin artıklarının daha iyi olduğu görülmektedir.



ŞEKİL 7: MCMC metodu ile yapılan fit görülmektedir. Dağınık veri üzerinde görsel olarak anlam ifade etmeyen bir model olsa da artıklara ve sonuçlara bakarak MCMC yönteminin ANGORA'da kullanımı çalıştığını göstermektedir (solda). MCMC Metodunun çıktısı corner diyagramı. Histogramların altında bulunan Gauss dağılımlarının kutunun tamamına yayılması seçilen uzayın küçük olduğunu göstermektedir (sağda).

Şekil 7'de ki köşe diyagramında net bir Gauss dağılımının görülmemesinin sebebi MCMC için verilen parametre aralıklarının oldukça küçük olmasıdır. Histogramlara bakılırsa dağılım tepe noktasında olduğu görülmektedir.



ŞEKİL 8: LMA ile artıklara yapılan manyetik etkinlik fiti ile sinüsün genliği ve periyodu bulunmuştur.

ÇİZELGE 1: Kütle, yörünge eğim açısı ile T0-P değerleri Selam vd. (2005)

M1:	0.378
M2:	1.455
i:	77.74
T0:	50177.48750
P:	0.419034924

ÇİZELGE 2: Selam vd. (2005)'nin yaptığı çalışma ile ANGORA'nın V842 Her için kıyaslamasını göstermektedir. Bu sonuçlar ANGORA analizinde hiç bir veri atılmadan yapılmıştır.

	Selam, Albayrak, Şenavcı ve Aksu (2005)		ANGORA	
A (gün)	0.064	0.0002	0.012	0.0000757
PO-C (yıl)	12.35	0.08	8.37	0.041
e	0.48	0.039	0.33	0.0018
w (o)	196	2.1	109	1.6

a12sini (AB)	1.275	0.075	2.249	0.013
F(M3)	0.01267	0.00218	0.132	0.016
M3	0.41	0.03	1.059	0.005
M/yıl	3.15x10-7	-	3.34x10-7	7.78x10-8
B (kG)	12.6		8.4	

3. Sonuç

Bu çalışmada örten çift yıldızların dönem değişim karakteristiğini literatürdeki bilinen fiziksel mekanizmalarla inceleyen ve bu kapsamda Python programlama dili kullanılarak geliştirilen ANGORA programının içeriği detaylı olarak anlatılmıştır. Yakın gelecekte ANGORA, platform bağımsız olarak bilim dünyasına sunulacaktır. Bu tez içeriği çalışmanın ilk sonuçlarını içermekte olup farklı analiz ve farklı istatistik yöntemlerin programa zaman içerisinde eklenerek yeni versiyonlarının da oluşturulması hedeflenmiştir. Mevcut durumunda, ANGORA programı kullanılarak, dört temel O-C mekanizması olan, Kütle Aktarımı, Işık-Zaman Etkisi, Manyetik Etkinlik ve Eksen Dönmesi analizleri pratik bir biçimde yapılabilmektedir. Bu çözümleri yaparken interaktif olarak en küçük kareler yöntemi ile Markov Chain Monte Carlo (MCMC) istatistik yöntemleri uygulanmaktadır. O-C eğrisi oluşturma ve grafik olarak gösterebilme, interaktif olarak model üreterek katsayıları hesaplayabilme ve sonuçları listeleyebilme özellikleri ANGORA programında mevcuttur. Veri ve grafik manipülasyonu basit anlamda mevcutken ilerleyen versiyonlarda daha ayrıntılı olanaklar sunulacaktır.

Çalışma ve programın deneme aşamaları içerisinde AM Leo, V842 Her ve AR CMA sistemleri üzerinden, Kütle Aktarımı, Işık-Zaman Etkisi ve Eksen Dönmesi incelenmiştir. Sonuçların daha önce yayınlanmış sonuçlar ile kıyaslaması verilmiş ve ANGORA'nın performansı gösterilmiştir. Kullanıcı analiz süresince istatistik yöntemlerin sonuçlarını yorumlayabilmeli ve gerekirse müdahale edebilmelidir. ANGORA müdahaleye olanak vermekte ve sonuçların hassas bir şekilde hesaplanmasına olanak tanımaktadır.

Sonuçların verilmesinde en önemli unsurlardan biri olan hata payları MCMC metodu ile yapılan analizlerde otomatik olarak hesaplanmaktadır. Bazı parametrelerde özellikle en küçük kareler yöntemi kullanılmışsa hata payları hesaplanamamaktadır. Gelecek versiyonlarda bu konu üzerinde ayrıca durulacaktır.

4. Kaynaklar

- van Rossum, Guido, 2009, A Brief timeline of Python, The History of Python
- Jones, E, Oliphant. 2001, SciPy: Open Source Scientific Tools For Python, <http://www.scipy.com>, online, Erişim Tarihi: 25.11.2016
- Stefan van der Walt, S. Chris Colbert and Gael Varoquaux, 2011, The NumPy Array: A Structure for Efficient Numerical Computation, Computing in Science & Engineering, 13, 9-12
- Foreman-Mackey, D., Hogg, W. D., Lang, D., Goodman, J., 2013, emcee: The MCMC Hammer. arXiv:1202.3665v4
- John D. Hunter. 2007, Matplotlib: A 2D Graphics Environment, Computing in Science & Engineering, 9, 90-95
- Selam, S. O., Albayrak, B., Şenavcı H.V., Aksu, O., 2005, Light curve solution and orbital period analysis of the contact binary V842 Herculis



POSTERLER

HAT-P-20b Ötegezegeninin Odak Dışı Geçiş Gözlemlerinin Ön Analizi

Burak Keten¹, Özgür Baştürk¹

¹Ankara Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, Ankara, Türkiye.

²Tübitak Ulusal Gözlemevi, Antalya, Türkiye

Özet: HAT-P-20 K7-tayf türü bir yıldızdır. Görsel parlaklığı of 11^m.35, kısa yörünge dönemine sahip yüksek kütle ve yoğunluktaki bir gezegene ev sahipliği yapar. HAT-P-20b yörüngesi küçüktü olsa bir dış merkezliğe sahiptir ($e \sim 0.015$, Bakos et.al 2011) orbit. Yarıçap değerine bakıldığında (0.867 R_J) (Bakos et.al 2011) kütlelerine oranla (7.246 M_J) (Bakos et.al 2011) yoğunluğu fazla olan bir gezegendir. Bu gezegenin parametrelerinin tekrar incelenmesi üzerine çalıştık. Gözlemlerde odak dışı yöntem (Baştürk et al. 2014) kullanılmıştır ve ışık eğrilerimizi TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi (TUG) da bulunan 1 metrelik (T100) teleskobu ile elde ettik.

Anahtar Kelimeler: Ötegezegen, Gezegen Parametreleri, HAT-P-20b

Abstract: HAT-P-20 is a K7-type star, with a visual magnitude of 11^m.35, hosting a short-orbital-period, massive and dense planet. HAT-P-20- orbits its star on a small eccentricity ($e \sim 0.015$, Bakos et.al 2011) orbit. It can be described as a very compact planet due to its relatively high mass (7,246 M_J) (Bakos et.al 2011) and small radius (0.867 R_J) (Bakos et.al 2011). We restudy parameters of this planet. We observed the system in heavy defocusing mode (Baştürk et al. 2014), and obtained its precise transit light curves with the 1 meter Turkish Telescope, T100, located in TÜBİTAK National Observatory of Turkey (TUG).

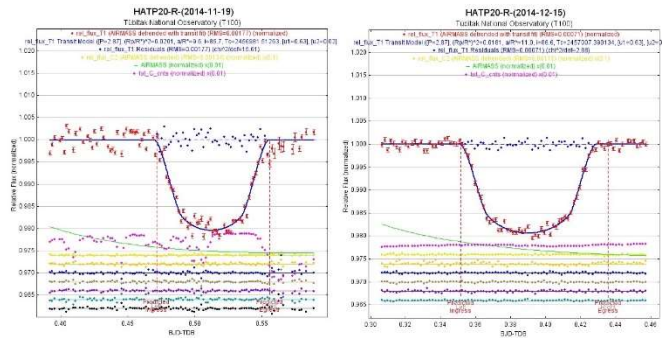
Key Words: Exoplanet, Exoplanet Parameters, HAT-P-20b

1. Giriş

Gezegen parametrelerinin hassas ölçülüp ölçülmediği sistem hakkında bir çok bilginin farklı yorumlanmasına yol açabilir. Işık eğrisinin hassaslığı yıldız aktivitesi (lekeler v.b), yörünge eğim açısından gezegen oluşumuna, gezegen atmosferinin kalınlığına kadar bilgileri içinde barındırabilir. Dolayısıyla tespit edilmiş ötegezegenlerin hassas takip gözlemleri önem arz eder. Hat-P-20b, geçiş yöntemiyle gezegen araştıran HAT-NET⁸ (Bakos v.d 2002) projesi tarafından 2011 yılında keşfedilmiştir (Bakos v.d 2011). HAT-P-20b ötegezegeni K7 tayf türünden bir yıldızın etrafında kısa yörünge dönemine sahip ($P_{\text{yör.}} = 2.8$ gün), sıcak Jüpiter türünde, dev bir gaz gezegendir. Sistemin Spitzer teleskobu ile yapılan örtme (ing. Secondary transit, occultation) gözlemlerinden gezegenin yüzey sıcaklığı 1134 (+/- 29) K. bulunmuş, ancak güçlü moleküler soğurma yapıları gözlenmemiştir (Deming, Drake v.d 2015). Ayrıca geçişin 0.5 yörünge evresinden 35 dakika sonra gerçekleştiği saptanmış ve böylece yörüngenin dışmerkezliliğinin sıfır olmadığı sonucuna varılmıştır ($e \cos \omega = 0.013522$).

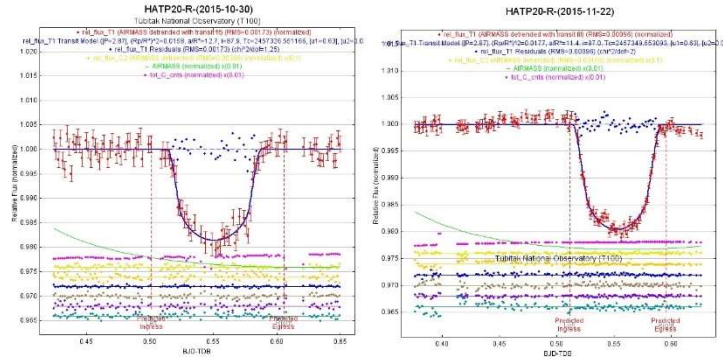
2. Gözlemler

Gözlemler için Antalya da bulunan TÜBİTAK Ulusal Gözlemevinin 100cm'lik T100 teleskobu kullanılmıştır. Ayrıca gözlem sırasında ışık eğrilerinin hassasiyetini arttırmak adına odak dışı yöntem kullanılmıştır.



Şekil 1. HAT-P-20b ötegezegeninin 2014-11-19 ve 2014-12-15 Işık eğrileri ve modelleri

*Sorumlu Yazar E-Posta: burakketen91@gmail.com



Şekil 2. HAT-P-20b ötegezegenin 2015-10-30 ve 2015-11-22 Işık eğrileri ve modelleri

3. Sonuçlar

-Analizler için astroimagej (Collins, Karen 2013) programından yararlanılmıştır.

Çizelge 1: HAT-P-20b ışık eğrilerinden elde edilen parametreler

Tarihler	$(R_g/R_*)^2$	a/R_*	T_c	i
2014-11-19	0.0200545	9.559939	2456981.512629542	85.683976200
2014-12-15	0.018065981	10.969266	2457007.390134413	86.585713136
2015-10-30	0.015848027	12.742426	2457326.551165834	87.866999477
2015-11-22	0.017738470	11.396989	2457349.553092707	86.962623860

4. Kaynaklar

Baştürk, Ö.; Hinse, T. C.; Özavcı, İ.; Tezcan, C. T.; Şenavcı, H. V.; Burdanov, A.; Y&örükoğlu, O.; Orhan, R.; Selam, S. O. 2014, Contributions of the Astronomical Observatory Skalnaté Pleso, vol. 43, no. 3, p. 402-407
 Bakos, G. Á.; Hartman, J.; Torres, G.; Latham, D. W.; Kovács, Géza; Noyes, R. W.; Fischer, D. A.; Johnson, J. A.; Marcy, G. W.; Howard, A. W.; Kipping, D.; Esquerdo, G. A.; Shporer, A.; Béky, B.; Buchhave, L. A.; Perumpilly, G.; Everett, M.; Sasselov, D. D.; Stefanik, R. P.; Lázár, J.; Papp, I.; Sári, P. 2011 Aj Volume 742, Issue 2, article id. 116, 19 pp
 Collins, Karen; Kielkopf, John "AstroImageJ: ImageJ for Astronomy" Astrophysics Source Code Library, record ascl:1309.001

Eksen Basıklığının Gezegen Göçüne Etkisi

Melis Yardımcı^{1*}, Ebru Devlen¹

¹Ege Üniversitesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, İzmir, Türkiye.

Özet: Sıcak Jüpiterler olarak adlandırılan kısa dönemli dev gezegenler aracılığıyla gezegen oluşumunun ve küçük yörüngelere doğru olan göçün eş zamanlı olması gerektiği sonucuna ulaşılmıştır. Gezegen ve onu çevreleyen gaz-disk etkileşiminden ötürü, gezegenler üzerine uygulanan torklar gezegenin içe doğru hareket etmesine, yani göçe neden olmaktadır. Bununla birlikte, manyetik alanın varlığında ortaya çıkan torklar gezegenin içe göçünü engelleyebilirler. Bu çalışmada, manyetik alan varlığında eliptik yörüngeye sahip gezegenler üzerine uygulanan Lindblad ve manyetik torklar hesaplanarak, bu torkların gezegen göçü üzerindeki etkisinin incelenmesi hedeflenmektedir.

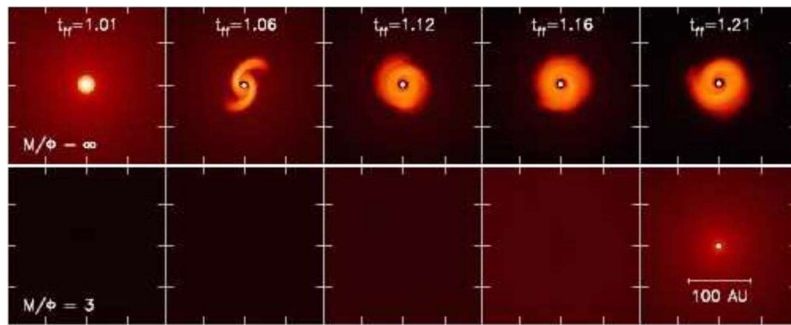
Anahtar Kelimeler: gezegen göçü, Lindblad ve manyetik torklar, sıcak Jüpiterler

Abstract: It is believed that planets migration to small orbits and their formation occur simultaneously via giant planets with short period known as hot Jupiters. Because the planets and their surrounded gas-disc interaction, torques applied on the planets cause that the planets move towards inner part of the formation disk, i.e. occur migration. On the other hands, the torques arose by the magnetic field can resist their migration to inner part of the disc. In this study, whereas it is calculated Lindblad and magnetic torques applied on the planets with elliptical orbits in the magnetic field and it is aimed understand how do these torques interact their migration.

Key Words: planet migration, Lindblad and magnetical torques, hot Jupiters

1. Giriş

Disk içindeki bir gezegen Lindblad ve eşdönme rezonansına sahip yoğunluk dalgaları oluşturur ve ortaya çıkan dalgaların etkileşimi ile gezegene bir tork uygulanır. Gezegen yörüngesi içinde yer alan Lindblad torkları negatif tork uygularken, dışakiler pozitif tork uygular. Sonuç olarak net tork gezegenin radial yönde göçüne neden olacaktır. Korycansky & Pollack (1993) tarafından gezegene uygulanan net torkun çoğu gezegen oluşum diskinde negatif olduğu bulunmuştur. Manyetik alan varlığında ise gezegenin iç yörüngelere olan göç hareketi durabilir hatta tersine dönebilir. Böylece manyetik rezonanslar da Lindblad rezonansları gibi torka katkıda bulunurlar. Terquem (2003) tarafından yapılan çalışmada manyetik rezonansların gezegene daha yakın bölgede yer aldığı ve manyetik alan yeterli ise diğer rezonanslara baskın geldiği gösterilmiştir. İlkel gezegenler ve gezegenimsi yapıların yörünge basıklığı (e) ve eğikliği (i), disk-gezegen etkileşiminde önemli rol oynamaktadır. Bu parametreler gezegenler arasındaki çekim etkisi nedeniyle artabildikleri gibi, Mars benzeri ve daha büyük kütleli ilkel gezegenlerde gaz sürüklenmesi ile sönmülenebilir. Bununla birlikte Bitsch & Kley (2011), izotermal disk yaklaşımında küçük kütleli gezegenlerde basıklığın içe göçü yavaşlattığını ifade etmektedir.



Şekil 1. Manyetik alan yokluğunda (üstteki) ve varlığında (alttaki) gezegen disk oluşumu (Price & Bate, 2007).

*Sorumlu Yazar E-Posta: melisyardimci@gmail.com



2. Yöntem

Çözümlerde silindirik koordinat sistemi dikkate alınmıştır. Merkezi cisim etrafında dönen eksen simetrik bir disk ve manyetik alanın sadece toroidal bileşeni (0, B (r, z), 0) düşünülmüştür. Kullanılan MHD denklemleri aşağıda verilemektedir:

$$\rho \left[\frac{d \mathbf{v}}{dt} + (\mathbf{v} \cdot \nabla) \mathbf{v} \right] = -\nabla P + \mathbf{F} - \rho \nabla \psi$$

$$\frac{\partial \rho}{\partial t} + \nabla \cdot (\rho \mathbf{v}) = 0$$

$$\frac{\partial \mathbf{B}}{\partial t} = \nabla \times (\mathbf{v} \times \mathbf{B})$$

$$ve \quad \mathbf{F} = \frac{1}{\mu_0} (\nabla \times \mathbf{B}) \times \mathbf{B}.$$

Hareket denklemindeki çekim potansiyeli,

$$\psi = - \frac{GM_p}{(r^2 + \varepsilon^2)^{1/2}}$$

olarak yazılırken denklem içindeki ε , basırlık terimini içermektedir. MHD denklemlerine tedirginlik analizi uygulayarak çözümler elde edilecektir.

3. Tartışma ve Sonuç

-Giriş bölümünde de gördüğümüz gibi manyetik alan ve basırlık etkisinin olmadığı durumda gezegen hızla içe göç etmektedir. Bu çalışmadan beklenen sonuç ise, bu iki terim göz önüne alındığında içe göçü yavaşlatacak net torkun artmasıdır.

4. Kaynaklar

- Bitsch, B. and Kley, W., 2011, A&A, 530, A41p.
Korycansky, D. G. and Pollack, J. B., 1993, Icarus, 201,150p.
Terquem, C., 2003, MNRAS, 341, 1157p.
Price, D. J. and Bate, M. R., 2007, arXiv, 0705.1096v2.

Erken Tür Yıldızlar ve Yarı-Ayrık Sistemlerde CII 4267 Å Çizgisinin Eşdeğer Genişlik Kalibrasyonu

Melek DÜLGER¹ Ahmet DERVİŞOĞLU¹

¹Erciyes Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, Kayseri, Türkiye.

Özet: Erken tip yıldızlardan türetilen bolluklar, yıldızların ve galaksimizin kimyasal evrimine ilişkin önemli sınırlamalar sunar. Yıldızların merkezinde gerçekleşen nükleer tepkimeler, yıldızın kütlesine göre farklı etkinlikte gerçekleşmektedir. Orta ve büyük kütleli yıldızlarda baskın olarak Karbon-Azot-Oksijen (CNO) çevrimi görülür. Bu çevrim sırasında CNO elementleri katalizör olarak kullanılır. Ancak tek yıldızlarda CNO çevriminin gerçekleştiği katman çok derindedir ve gözlenmesi mümkün değildir. Çift yıldızlara baktığımızda ise, evrimleşen bileşen Roche Lob'unu dolduracak ve yoldaş bileşen üzerine kütle aktaracaktır. CII 4267Å çizgileri sıcak yıldızlarda tayfta kendini gösteren en şiddetli çizgilerdir. Ancak bu çizgiler Non-LTE etkilere çok duyarlıdır. Ve bilindiği gibi CII 4267Å çizgisinden elde edilen karbon bolluğu diğer karbon çizgilerinin bolluğunda uyumsuzluk göstermektedir. Yapılan birçok çalışmada bu çizgilerin tutarlı bolluklarını saptamakta başarısız olunmuştur. Bu çalışmada Karbon çizgilerinin bolluğunu belirlemede yetersiz kaldığı için, CII 4267Å çizgilerinin eşdeğer genişlikleri hesaplanıp tek yıldızlar için etkin sıcaklığa karşı karbon bolluğu kalibrasyonu yapılmıştır. Bunun için TLUSTY ve SYNSPEC paket programları yardımı ile elde edilmiş Non-LTE atmosfer modelleri ve sentetik tayflar kullanılacaktır.

Anahtar Kelimeler: model atmosfer, eşdeğer genişlik, kimyasal bolluk

Abstract: Abundances, have been derived for early type stars represent important limitations about the chemical evolution of stars and our galaxy. Nuclear reactions where have occurred in the central region of stars have different efficiencies, depend on the masses of stars. Carbon-nitrogen-oxygen (CNO) cycle is dominant hydrogen fusion reactions for the middle and massive masses main-sequence stars. The elements of CNO are used as catalyst for nuclear reactions in during this cycle. The layers that consist of the CNO cycle are not able to observed directly because of this layers can be found in very deep inside regions. However this circumstance can be quite different for some the binary stars systems, due to mass accretion process from the evolved component of the binary system that fill up The Roche Loop to on the secondary component of system. The lines of CII 4267 Å are the most intensive spectral lines for spectrum of a hot star. On the other hand this lines are considerably sensitive against to Non-LTE atmospheric effects. The derived carbon abundances from 4267 Å lines show some discrepancy according to abundance of the another carbon lines, owing to the triplet structure of this lines. Many studies done to determine consistent abundance of the 4267 Å lines are failed for this reason. In this study we calculated equivalent width of 4267 Å lines and generated a calibration between effective temperatures and carbon abundances for single stars, due to the determination limit of carbon abundance is not sufficient. To achieve this challenge we use the Non-LTE atmospheric models and the synthetic spectrums, derived from base on usage of TLUSTY and SYNSPEC programs.

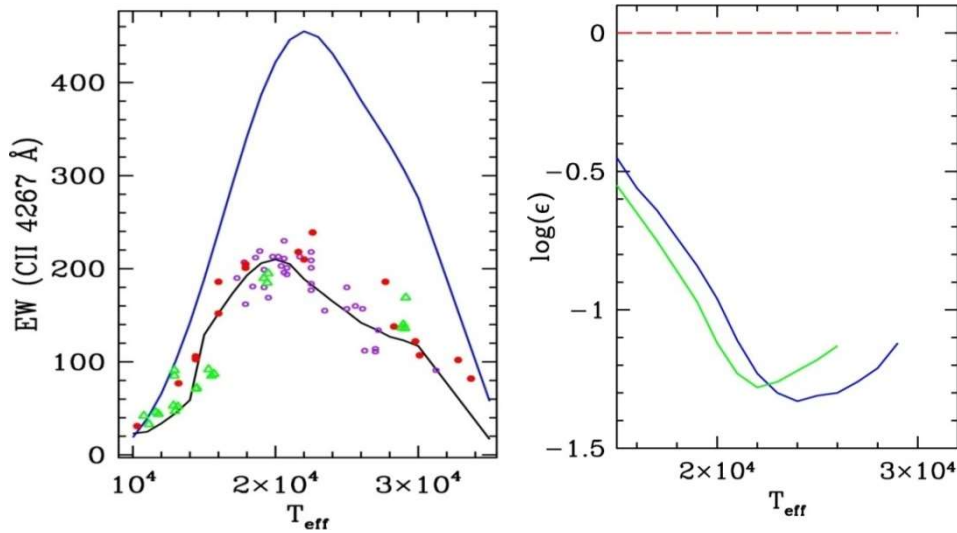
Key Words: model atmosphere, equivalent width, chemical abundance

1. Giriş

Erken tür yıldızlar, galaktik kimyasal evrim açısından kimyasal bolluğu elde etmek için kullanılan önemli astrofizik nesneleridir. Erken tür yıldızlardan elde edilen bolluklar, yıldızların ve galaksimizin kimyasal evrimine ilişkin önemli sınırlamalar sunar (Nieva & Przybilla 2006). Yıldızların merkezinde gerçekleşen nükleer tepkimeler, yıldızın kütlesine göre farklı etkinlikte gerçekleşmektedir. Orta ve büyük kütleli yıldızlarda baskın olarak CNO çevrimi görülür. Bu çevrim sırasında CNO elementleri katalizör olarak kullanılır. Tepkimenin gerçekleşebilmesi için öncelikle yıldız içerisinde CN dengesi sağlanmalıdır (Caughlan & Fowler 1962). Denge koşulları sağlanırken C miktarında azalma, N miktarında ise artma görülür. Oksijen miktarında ki değişim ise çok küçüktür (Tomkin ve ark., 1993). Yıldızlarda CNO çevriminin gerçekleştiği katman çok derindedir ve gözlemlenmesi mümkün değildir. Ancak Kütle aktarmış çift sistemlerde yıldız fotosferinin derin katmanları, nükleosentez süreçlerinin ve bileşenlerin geçmişi hakkında bilgiyi korur. Evrimleşen bileşen Roche Lobe' unu dolduracak ve yoldaş bileşen üzerine kütle aktaracaktır. Bu durum ise merkezi bölgelerin açığa çıkmasını sağlayıp, kütle aktaran bileşenin bu katmanlarının gözlemlenmesi mümkün hale getirmektedir (Kolbas ve ark., 2014). Her ne kadar tek ve parlak yıldızların tayflarında CNO elementlerinin çizgileri görülsede sönük yıldızlara doğru gidildikçe çalışılabilecek çok az sayıda çizgi bulunmaktadır. Örnek olarak CII 4267/6578/6582 Å çizgileri, tayfta kendini gösteren en baskın çizgilerdir. Ancak bu çizgiler elektronik geçişlerden dolayı, tayfta doublet (ikili) veya multipler (çoklu) çizgiler halinde görülürler (Nieva & Przybilla 2008; Eber & Butler 1988). Bu yüzden yapılan tayf analizlerinde sağlıklı sonuçlar alınamamaktadır. CII 4267Å çizgisi için elde edilen bolluklar diğer karbon çizgilerinden elde edilen bolluklarla uyusmamaktadır (C. İbanoğlu, A. Dervişoğlu 2012). Yapılan birçok çalışmada bu çizgilerin tutarlı bolluklarını saptamakta başarısız olunmuştur. Biz bu problemi göstermek için TLUSTY (Hubeny, Lanz 1995) paket programı ile Non-LTE çizgiler kullanarak model atmosfer ürettik. Daha sonra oluşturduğumuz model atmosferlerden SYNSPEC paket programı ile sentetik tayflar ürettik. Elimizde bulunan SYNSPEC tayflarıyla eşdeğer genişlik ölçümlerini UCLSYN (Simith & Dworetzky 1988; Simith 1992) programıyla yaptık.

**Sorumlu Yazar E-Posta: melek.dulgermelek@gmail.com*

UCLSYN, eşdeğer genişliklerin ölçümü ve bolluk belirlemesi için ideal bir programdır. Bolluk belirlemesini büyüme eğrisi tekniğini kullanarak yapar. Elde edilen dağılım şekil 1a' da görüldüğü üzere, C II 4267 Å çizgisi Non-LTE etkilerle çok duyarlıdır. Bunu ise gerçekte ölçülmüş yıldızlardan alınan tayfsal sonuçlarla karşılaştırarak anlıyoruz. Ölçümlerimiz İbanoğlu ve ark. (2012) , gözlemsel tayflarla hesapladıkları eşdeğer genişlik ölçümleriyle, Hunter ve ark.'nin (2011) uygun Gauss profilleriyle ölçmüş olduğu gözlemsel ~ 50 Galaktik B tipi yıldız eşdeğer genişlikleriyle ve ELODIE arşivinden indirdiğimiz sıcaklık aralığı 10,000-30,000 K olan kendi ölçtüğümüz eşdeğer genişliklerle karşılaştırılmıştır. Görülmüştür ki Non-LTE etkileri katılarak oluşturulan model atmosfer ve tayflar eşdeğer genişlik ölçümleriyle daha iyi uyumaktadır.



Şekil 1: Etkin sıcaklığın bir fonksiyonu olarak eşdeğer genişlik (EW) değişimi (sol panel). Mavi çizgi UCLSYN/Kurucz modelleriyle elde edilen LTE eşdeğer genişlik, siyah çizgi TLUSTY/Non-LTE modellerle elde edilen eşdeğer genişlik değişimlerini göstermektedir. Kırmızı daireler İbanoğlu ve ark. (2012), mor çemberler Hunter ve ark. (2011), yeşil üçgenler ise ELODIE arşivinden indirilen tayflarla ölçtüğümüz log(g) 3.5 - log(g) 4.0 aralığında eşdeğer genişlik dağılımlarını göstermektedir. Verilen bir sıcaklık için LTE ve Non-LTE model arasındaki bolluk farkları (sağ panel). Yeşil olan çizgi log(g)=3.5, mavi olan çizgi ise log(g)=4.0 olan ölçüm değerlerini göstermektedir. Görüldüğü üzere sıcak yıldızların LTE model atmosferi ile elde edilen bollukları -1.3 dex' e kadar hatalı olabilmektedir.

2. Sonuçlar

-Sonuç olarak gözlemlenmiş ve ölçülmüş değerlere bakılarak söylenebilir ki; CII 4267Å çizgisinin şiddeti ve eşdeğer genişliği büyük ölçüde sıcaklığa bağlıdır. Şekil 1 sol panel' de 15000 K' den itibaren non-LTE etkiler katılarak hesaplanan modellerin gerçekte ölçülen eşdeğer genişliklerle daha uyumlu olduğu görülüyor. İlk defa bu çalışmada ortaya koyulan bu grafik ile TLUSTY non-LTE model atmosfer programının CII 4267Å çizgisini iyi bir şekilde modelleyebildiğini ve bu programın güvenilirliğini göstermiş olduk (Dülger M., Sıcak yıldız tayflarından elde edilmiş CNO bolluklarının kütle aktarmış çift sistemlerle karşılaştırılması. Erciyes Üniversitesi Fen Bilimleri Enstitüsü, Yüksek Lisans Tezi, 2017).

-Bu çalışma TÜBİTAK-MFAG tarafından TÜBİTAK-113F067 kodlu proje ile desteklenmiştir.

3. Kaynaklar

- Caughlan, G. R., & Fowler, W. A., 1962, ApJ, 136, 453
İbanoğlu, C., Dervişoğlu, A., Çakırlı, Ö., Sipahi, E., Yüce, K., 2012, MNRAS, 419, 1472
Nieva, M. F., & Przybilla, N. 2008, A&A, 481, 199
Eber, F., & Butler, K. 1988, A&A, 202, 153
Nieva, M. F., & Przybilla, N. 2006, ApJ, 639, L39
Tomkin J., Lambert D. L., Lemke M., 1993, MNRAS, 265, 581
Hubeny, I., & Lanz, T. 1992, A&A, 262,50
Kolbas V., Dervişoğlu A., Pavloski K., Southworth J., 2014, MNRAS, 444
Smith K.C., 1992, PhD thesis, University of Londo
Dworetzky, M.M Jomaron C.M, Smith C.A., 1998, A&A,
Hunter, D.A., Elmegren, B. G., Oh, S-H. et. al. 2011 A&A
Dülger M., Dervişoğlu A., Sıcak yıldız tayflarından elde edilmiş CNO bolluklarının kütle aktarmış çift sistemlerle karşılaştırılması. Erciyes Üniversitesi Fen Bilimleri Enstitüsü, Yüksek Lisans Tezi, 2017.

Galaksideki Be/X-ışın Çiftleri ve Adayları Kataloğu

Mehtap Özbey Arabacı^{1,2*}, Tenay Saguner Rambaldi³, Ümit Kızıloğlu⁴, Sinan Kaan Yerli⁴

¹Atatürk Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Astrofizik Bölümü, Erzurum, Türkiye.

²Atatürk Üniversitesi, Astrofizik Araştırma ve Uygulama Merkezi, Erzurum, Türkiye.

³University Of Padova, Department Of Astronomy, vicolo dell'Osservatorio 3, 35122 Padova (PD), Italy.

⁴Orta Doğu Teknik Üniversitesi, Fen Fakültesi, Fizik Bölümü, 06531, Ankara, Türkiye.

Özet: Bu çalışmada, Galakside şimdiye kadar keşfedilmiş tüm BeXRB sistemlerini ve adaylarını, bir katalog halinde toplamayı hedeflediğimiz kapsamlı literatür taramasının ilk çıktıları sunulmaktadır. Bu sonuçlara göre Galaksi'de P_{orb} ve P_{spin} değerleri bilinen ve optik bileşeninin Be tipi yıldız olduğu kanıtlanmış 33 tane BeXRB, buna karşılık 31 tane aday sistem bulunmaktadır. Katalogdaki 38 kaynak için Corbet Diagramı'nın en güncel versiyonu elde edilmiş ve beklendiği gibi spin ve yörünge dönemleri arasındaki ilişkinin $P_{\text{orb}} \propto P_{\text{spin}}^2$ olduğu gösterilmiştir. Ayrıca bu tür sistemlerdeki optik bileşenlerin B0-B2 gibi dar bir tayf aralığında yoğunlaştığı, bu aralıktan daha geç ve çok daha erken tayf türlerindeki aday sistemlerin BeXRB sınıflaması dışında değerlendirilmesi gerektiği tartışılmıştır. Be yıldızının H α salma çizgisinin maksimum EW değeri ve yörünge dönemi arasında, şimdiye kadar kabul edilen lineer bir ilişkinin olmadığı, aksine bu ilişkinin 10-180 gün ve 60-260 gün yörünge dönemi aralıklarında iki farklı kolda olabileceği bulunmuştur. Nadir görüldüğü düşünülen geçici tip II (dev) X-ışın parlamalarının, BeXRB olduğu kanıtlanmış kaynakların arasındaki en yaygın X-ışın aktivite tipi olduğu gösterilmektedir.

Anahtar Kelimeler: Be yıldızı, X-ışın çiftleri, pulsarlar, katalog, salama, X-ışın parlamaları

Abstract: In this study, we present the preliminary results of a comprehensive literature search with the aim of providing a catalog that includes all BeXRB systems and candidates discovered so far in the Galaxy. According to these results, there are 33 confirmed BeXRBs which have spin and orbital period measurements in addition to the well defined Be type optical counterparts whereas the number of candidates are found to be 31. For 38 of the sources in the catalog, we have updated the Corbet Diagram and confirmed the correlation between the P_{orb} and P_{spin} to be $P_{\text{orb}} \propto P_{\text{spin}}^2$. Furthermore, we show that the spectral distribution of the BeXRB population in the Galaxy can be characterized by a narrow spectral range of B0-B2. Therefore, we argue that for those who have spectral identifications earlier or later from this specific range, their BeXRB nature should be revised. Contrary to common assumption, there is no relation between the maximum EW of the H α emission line and the orbital period of the system. Instead, a correlation might exist for two specific branches that are constrained in the intervals for 10-180 days and 60-260 days of orbital periods respectively. We reveal that the transient type II (giant) X-ray outbursts which are thought to be the rare events are the most common activity types among the confirmed BeXRB systems.

Key Words: Be star, X-ray binaries, pulsars, catalog, X-ray outbursts

1. GİRİŞ

Yüksek Kütleli X-ışın çiftleri (HMXB) sınıfı üyelerinden Be/X-ışın çiftlerinin (BeXRB) sayısı, son yıllarda X-ışın/ γ -ışın kaynaklarını gözlemeye adanmış uydular sayesinde belirgin şekilde artmıştır. Özellikle INTEGRAL (IGR) uydusunun derin Galaktik Düzlem Taramaları BeXRB sayısına önemli derecede katkıda bulunmuştur. Ancak son yıllarda keşfedilen yeni sistemlere rağmen, Galaktik HMXB sınıfının en kalabalık üyesi olan bu sistemleri kapsayan güncel bir katalog bulunmamaktadır. Bu sistemleri içeren tek katalog Raguzova & Popov (2005) tarafından oluşturulmuş ve yaklaşık olarak 13 yıldır güncellenmemiştir.

Bu çalışmayla, Galaksi'de şimdiye kadar keşfedilen ve BeXRB olma potansiyeli taşıyan tüm sistemlerin ayrıntılı bir literatür taramasıyla incelendiği yeni ve güncel bir katalog sunulmaktadır. Katalogda yeralan kaynaklar, farklı HMXB ve X-ışın kataloglarının çapraz korelasyonları (Wood ve ark. 1984; Liu ve ark. 2006; Bird ve ark. 2010, 2016; Lansbury ve ark. 2017) ve henüz katalog halinde literatürde yer almamış INTEGRAL, NuSTAR, XMM, MAXI, Swift ve Chandra gibi uyduların verileri kullanılarak yapılmış çalışmalarda yeralan BeXRB sınıflaması yapılmış ya da BeXRB olabilme ihtimalinden bahsedilen tüm sistemlerin incelenmesi sonucu elde edilmiştir. IGR kaynaklarının kontrolü için, J. Rodriguez & A. Bodaghee ((<http://irfu.cea.fr/dap/IGR-Sources/>) ve Nicola Masetti'ye (<http://www.iasfbo.inaf.it/~masetti/IGR/main.html>) ait INTEGRAL kaynaklarının yer aldığı farklı çevrimiçi veritabanları kullanılmıştır.

Raguzova & Popov'un (2005) oluşturduğu ilk katalog, 8 tanesi γ -Cas benzeri olmak üzere toplam 69 kaynak içermektedir. Ancak γ -Cas benzeri sistemlerin tipik BeXRB sistemlerinden farklı özellikler içermesi nedeniyle bu grup katalogumuzda ayrı bir bölümde incelenmiştir. İlk katalogta yeralan geriye kalan 61 kaynaktan 12 tanesi X-ışın ve optik verilerle artık BeXRB sınıflamasının doğru olmadığı kanıtlanmış kaynaklar olup, yeni listede bu sistemler yer almamaktadır. Yeni katalog, 33 tanesi P_{orb} ve P_{spin} değerleri bilinen ve optik bileşeninin Be tipi yıldız olduğu kanıtlanmış sistemler ve 31 tanesi aday sistemler olmak üzere toplam 64 kaynak içermektedir. Buna ek olarak, yeni bir sınıf olan Be bileşenli γ -ışın

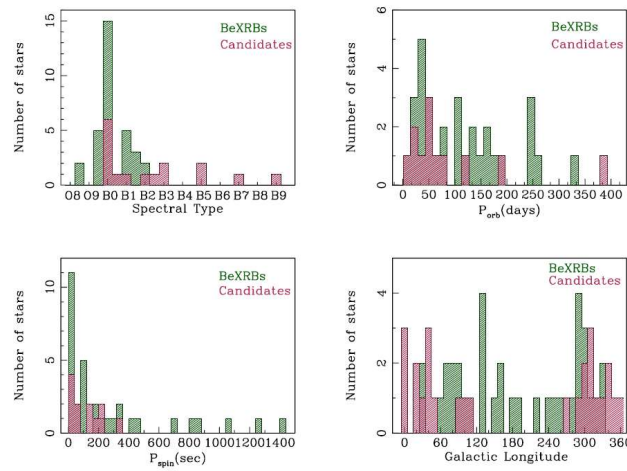
*Sorumlu Yazar E-Posta: mehtap.ozbeyarabaci@atauni.edu.tr

bölgede ışınım yapan, Be/ γ -ışın sistemleri ayrıca incelenmiştir. Katalogda tüm kaynaklarının optik, kızılöte (IR) ve X-ışın özellikleri tablolar halinde sunulmakta ve herbir kaynakla ilgili keşfedildiğinden bu yana yapılmış çalışmaların kısa bir özeti verilmektedir.

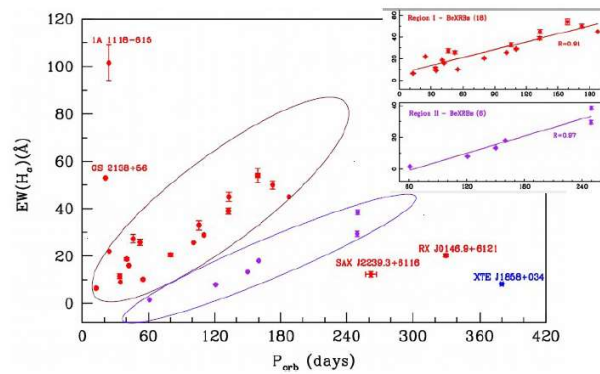
2. Sonuçlar

Bu katalogu oluşturabilmek için yapılan literatür taramasının ilk çıktılarının bir bölümü aşağıda grafik halinde verilmektedir.

- BeXRB sistemlerindeki Be tipi optik bileşenin tayf türü genellikle B0-B2 aralığında olup, B0'da maksimumdur (Şekil 1). Bu tayf aralığı dışında özellikle daha geç tayf türündeki (B3 ve sonrası) aday sistemlerin tayf türü ya da BeXRB sınıflaması yanlış olabilir. Bu nedenle yüksek çözünürlüklü tayfsal gözlemlerle optik bileşenler tekrar incelenmelidir.
- Yörünge dönemleri ~20-380 gün, spin dönemleri 10-1400 sn gibi geniş aralıklarda bulunmaktadır.
- H α salma çizgisinin ölçülmüş en yüksek eşdeğer genişlik (EW) değeri ve yörünge dönemi arasında lineer bir ilişki bulunamamıştır. Ancak bu ilişki yörünge döneminin farkı iki aralığı için, 2 ayrı kol şeklinde bulunmuştur (Şekil 2).



Şekil 1: BeXRB ve adaylarının tayf türü (sol üst), spin dönemi (sol alt), yörünge dönemi (sağ üst) ve galaktik konum histogramları.



Şekil 2: H α salma çizgisinin maksimum eşdeğer genişlik (EW) değeri ve sistemin yörünge dönemi arasındaki ilişki.

3. Kaynaklar

- Bird, A. J., Bazzano, A., Bassani, L., ve ark. 2010, ApJS, 186, 1
 Bird, A. J., Bazzano, A., Malizia, A., ve ark. 2016, ApJS, 223, 15
 Lansbury, G. B., Harrison, F. A., Balokovic, M., ve ark. 2017, ApJ, 836, 99
 Liu, Q. Z., van Paradijs, J., van den Heuvel, E. P. J. 2006, A&A, 455, 1165
 Raguzova, N. V. ve Popov, S. B. 2005, A&AT, 24, 151
 Wood, K. S., Meekins, J. F., Yentis, D. J. 1984, ApJS, 56, 507

Yıldızlararası CO ve Gaz-Toz Ayrışımı Etkisi

Timur Şahin^{1,2*}, David L. Lambert², Gizay Yolalan¹

¹Akdeniz Üniversitesi, Fen Fakültesi, Uzay Bilimleri ve Teknolojileri Bölümü, Antalya, Türkiye.

²W. J. McDonald Gözlemevi, Texas Üniversitesi, Austin, Texas, USA 78712

Özet: Nispeten derin konvektif zarfları nedeniyle kırmızı devler için yaygın bir varsayım, yüzey kompozisyonlarının iç kısımlardaki nükleer olarak işlenmiş içeriğin eklenmesi yolu ile değişikliğe uğramış olduğunu öngörür. Şayet bu varsayım geçerli ise, kırmızı bir dev yıldız için belirlenen kimyasal kompozisyon, yıldız özeğinde gerçekleşen nükleer süreçler ile ilgili önemli bir bilgi sağlayacaktır. Özellikle Asimptotik Dev Kolu (AGB) üzerindeki soğuk devler için optik ve kırmızı öte tayflar detaylı bir bolluk analizini tehlikeye düşürecek ve/veya güvenilirliğini etkileyecek düzeyde ağır bir şekilde moleküler bantlar tarafından kuşatılmış bir durumdadır. Bu çerçevede AGB sonrası evrim aşamasındaki yıldızlar için gerçekleştirilecek tayfsal çalışmalar büyük bir önem arz edecektir. Üstelik böylesi post-AGB yıldızlarının tayfi moleküler katkılardan da bağımsız olacaktır. Post-AGB yıldızları üzerine gerçekleştirilen çalışmalar bu yıldızların çoğu için kimyasal kompozisyonlarının AGB yıldızının evrimi süresince yüzey kompozisyonunu nasıl değiştirdiğini anlamamızı engelleyeci niteliktedir ve literatürde toz-gaz ayrışımı (dust-gas winnowing) etkisi olarak bir süreç maruz kaldıklarını göstermektedir. Bu tür bir etkiye maruz kalmış bir yıldız, yoğunlaşma sıcaklıkları ile orantılı olacak şekilde bolluk yitlikleri sergiler. Örneğin 6300 K lik bir yüzey sıcaklığına sahip HP Lyr yıldızı Al, Sc, Ti, ve Y için ($T_c \sim 1600$ K) ~ 3.0 dex lik bir yitlilik sergiler. HP Lyr yıldızı için Ca ($T_c \sim 1500$ K) elementi ilgili olarak hesaplanan bu yitlilik değeri ise ~ 2.0 dextir. Fakat S ve Zn için ($T_c \sim 700$ K) bu değer 0.2 dextir. Şu açıktır ki HP Lyr'ın yüzeyi şimdilerde yüksek yoğunlaşma sıcaklıklı elementlerden oluşan soğuk bir toz alanda ayrılmış (winnowed) büyük miktarda bir gaz içermektedir. Söz konusu bu soğuk alanların CO vibrasyon-rotasyon first-overtone bant geçişlerinin tespiti ve analizi ile karakterize edilmesine yönelik çalışma önerimizin gözlemsel olarak teyidi amacıyla gerçekleştirilen bu ön çalışmada McDonald Gözlemevi 2.7m lik Harlan J. Smith teleskobu ve IGRINS kırmızı öte tayf çekeri yardımıyla 1.5-2.5 mikron dalgaboyu aralığında elde edilen tayflar üzerinde gerçekleştirilen ön analizlere ilişkin ilk sonuçlar paylaşılmıştır.

Anahtar Kelimeler: Post-AGB yıldızı, IR spektroskopi, CO çizgileri

Abstract: Circumstellar CO first-overtone lines will be sought from post-AGB stars affected and unaffected by dust-gas winnowing in order to help locate the site from which gas winnowed of dust is accreted by the star. This winnowing is a fairly common but little understood property among post-AGB stars, both cool and warm. IGRINS offer a new diagnostic of the phenomenon.

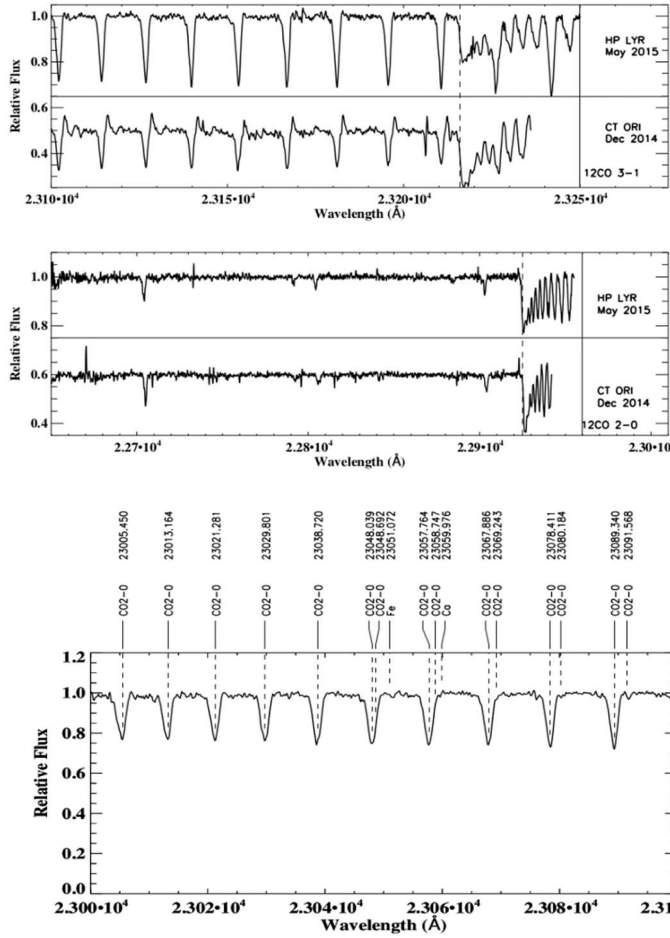
Key Words: Post-AGB star, infra-red spectroscopy, CO lines

1. Tayfsal Gözlemler ve Analiz

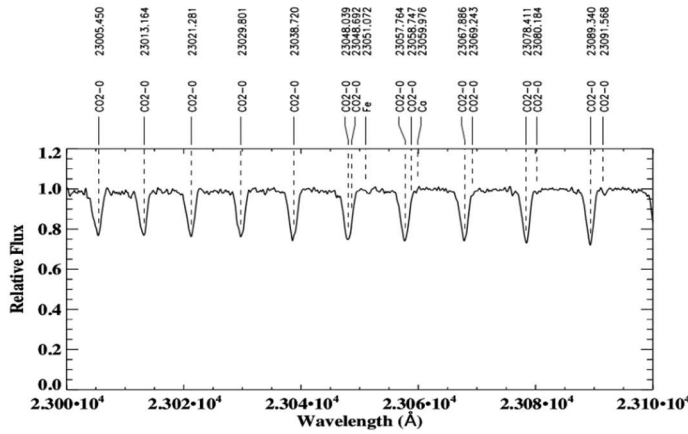
Bu çalışma kapsamında incelenen HP Lyr (poz süresi: 180 sn.) ve CT Ori (poz süresi: 300 sn) yıldızlarına ilişkin yüksek çözünürlük ve yüksek S/N oranlı (S/N) tayflar IR bölgede faaliyet gösteren ve tek bir pozda H ve K bantlarını tamamiyle içeren (1.48 - 2.48 μ ; 14 800 - 24 800 Å) ve 2Kx2K IR bir algaç ile desteklenmiş IGRINS tayfçekeri ile Aralık 2014 ve Mayıs 2015 tarihlerinde elde edilmiştir. 1" X 14" bir slit boyutuna sahip IGRINS tayf çekeri 2.7m-lik Harlan J. Smith Teleskobu Cassegrain odağına monte bir konumda $R = 45\,000$ çözünürlükte (resolving power) tayf alınmasına olanak sağlamaktadır (Yuk ve ark. 2010, Park ve ark. 2014). HP Lyr ve CT Ori yıldızları için IR tayfların elde edilmesi aşamasında standart IR gözlem teknikleri kullanılmıştır. Bu amaçla hedef ve tellurik standart yıldızla ilişkin olarak gökyüzü ve teleskop ard alanlarının hedef görüntülerden başarılı bir şekilde temizlenmesi amacıyla ABBA sıralamasında 4 görüntü elde edilmiştir. Hedef yıldızlar için alınan tayflara ek olarak aynı gece içersinde düz alan (flat field), Th-Ar ve gökyüzü (sky) tayfları da alınmıştır.

IGRINS tayfçekeri ile elde edilmiş ham verinin echelle formatında ve basamaklarına ayrılmış bir formata dönüştürülmesi için IGRINS indirgeme yazılım pakedi PLP3 ten faydalanılmıştır. PLP3 kapsamında düz alan görüntülerinin hedef görüntülerden ayklanmasından dalgaboyu kalibrasyonuna kadar birçok aşama gerçekleştirebilmektedir. Hedef görüntülerdeki gökyüzü OH salma çizgileri AB sıralamasındaki çift görüntüler yardımıyla temizlenmiştir. Hedef görüntülerden gökyüzü katkısının uzaklaştırılmasının ardından Th-Ar görüntüler birincil dalgaboyu kalibrasyonu için kullanılmıştır. H ve K bantlarında alınan tayf görüntülerinde hakim tellurik su buharı ve CO 2 çizgilerinin uzaklaştırılması amacıyla yakın hava kütlelerinde elde edilen tellurik standart yıldız tayfindan yararlanılmıştır. 2D tayf, ham hedef tayfta mevcut OH salma çizgilerinin fit edilmesi yardımıyla ikincil ve nihayi dalgaboyu kalibrasyon süreci tamamlanmasının ardından IDL tabanlı RadVELAS (detaylar için bkz. Şahin 2012) pakedi yardımıyla işlenmiştir. RadVELAS kullanılarak sürekliliğe normalize edilmiş ve basamak birleştirilmiş (merging) tayf elde edilmekte ve girdi olarak kullanılan tayf için cross-correlation metodu kullanılarak dikine hız ölçümü gerçekleştirilmektedir.

*Sorumlu Yazar E-Posta: timursahin@akdeniz.edu.tr



Şekil 1: Gaz-Toz ayrışmasının etkili olduğu iki RV Tau türü değişen için IGRINS tayfı. HP Lyr tayfı CO soğurma çizgileri içermekte fakat yıldız sıcaklığı C çizgilerinin fotosferik bir orijine sahip olması için çok yüksek. CT Ori yıldızına ilişkin tayf P Cygni türü CO çizgileri sergilemekte. Üst panel C¹² – O¹⁶ 3-1 bandı ve 2-0 R-branch çizgileri içermektedir. Alt panelde ise C¹² – O¹⁶ 2-0 bandhead ve CO bağımsız bir süreklilik görülmekte.



Şekil 2: RV Tau türü değişen HP Lyr'in 23 000-23 100 Å dalgaboyu aralığındaki C¹² – O¹⁶ 2-0 bandhead çizgilerini içerir tayfı.

2. Ön Sonuçlar

-RV Tau türü değişen yıldızlar HP Lyr ve CT Ori için elektromanyetik tayfın H ve K band bölgelerinde gerçekleştirilen bu çalışma kapsamında HP Lyr yıldızı IR tayfında soğurmada gözlenen CO çizgilerinin fotosferik bir orijine sahip olmadığı tespit edilmiştir. HP Lyr için belirlenen yıldız sıcaklığı CO çizgilerinin fotosferik bir orijine sahip olması için gereken değerden yüksek değerdedir. Benzer şekilde CT Ori için de yıldızın IR tayfında CO çizgilerinin P Cygni türü profiller sergilediği görülmektedir. Ön sonuçları paylaşılan bu çalışma, incelenen iki RV Tau türü değişen için beklenen sonuçların elde edilmiş olması nedeniyle örnek sayısı artırılmak suretiyle devam ettirilmesi planlanmaktadır.

-Bu çalışma kısmen TUBITAK-BIDEP Uluslararası Doktora sonrası Araştırma Burs Programı kapsamında sağlanan finansal destek ile gerçekleştirilmiştir. (ProjectNo: 1059B191500382).

3. Kaynaklar

Şahin, T. ,2012 , XVIII. National Astronomy and Space Sciences Meeting, İnönü Univ., Malatya, Inonu University Publications
Yuk, I.-S., Jaffe, D. T., Barnes, S., et al. 2010, Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers Conference Series, Vol. 7735

Park, C., Jaffe, D. T., Yuk, I.-S., et al. 2014, Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers Conference Series, Vol. 9147

Infrared Photometric Analysis of Massive Star Forming Regions

Gözde Saral^{1,2,3*}, Joseph L. Hora², Marc Audard¹, and A. Talât Saygıç^{3,4}

¹Department of Astronomy, University of Geneva, Switzerland

²Harvard-Smithsonian Center for Astrophysics, Cambridge, USA.

³Istanbul University, Dept. of Astronomy & Space Sci., Turkey.

⁴Istanbul University, Observatory, Application & Research Center, Turkey.

Özet: Kırmızıöte ve submilimetre dalgaboylarında gözlem tekniklerindeki ve yıldız oluşumuna dair teorik bilgilerimizdeki ilerleme sayesinde, yıldız oluşum bölgelerinde çeşitli yoğunluklarda Genç Yıldızimsı Cisim (YSO) toplulukları keşfedilmektedir. Ancak büyük kütleli yıldızların nasıl oluştuğu halâ kesin olarak bilinmemektedir. Spitzer orta kızılötesi ve 2MASS/UKIDSS yakın kızılötesi verileri kullanarak, W49, W51 ve W43 üzerine yaptığımız araştırmada; W49'da, 232 adet Class 0/I YSO, 981 adet Class II/geçiş diski adaylarını, W43'de, 1177 adet Class 0/I YSO, 5358 adet Class II/geçiş diski adaylarını ve W51'de 418 Class 0/I YSO, 1243 Class II/geçiş diski adaylarını belirledik. Bu bölgelerin yıldız oluşum hikâyelerini açığa çıkarmak üzere YSO grup ve kümelerini inceledik. Büyük kütleli YSO'ları belirlemek üzere, Tayfsal Enerji Dağılımı (TED/SED) modellerini kullandık ve büyük kütleli yıldız oluşumuna işaret eden çok yoğun iyonize hidrojen bölgeleri (UCHII) ve mazerler ile olan ilişkilerini araştırdık.

Anahtar Kelimeler: kızılötesi: yıldızlar, yıldızlar: erken – tip, yıldızlar: oluşum, yıldızlar: ön-anakol

Abstract: Advances in the observational techniques in infrared and submillimeter and improved theoretical knowledge have revealed a broad range of stellar densities of young stellar objects (YSOs) in star-forming regions. However, our understanding for massive star formation is still lagging. We investigated W49, W51, and W43 by using Spitzer mid-infrared and 2MASS/UKIDSS near-infrared data and identified 232 Class 0/I YSOs, 981 Class II/transition disk candidates in W49, 1177 Class 0/I YSOs, 5358 Class II/transition disk candidates in W43, and 418 Class 0/I YSOs, 1243 Class II/transition disk candidates in W51. We investigated the groups and clusters of YSOs to understand the star formation history in these regions. We also used SED models to identify massive YSOs and investigated massive star formation tracers such as ultra-compact HII regions and masers.

Key words: infrared: stars, stars: early-type, stars: formation, stars: pre-main sequence

1. Analysis

We performed a detailed investigation of W49, W51 and W43 which are among the brightest and massive star-forming regions in the Galaxy. We used the mid-infrared Spitzer data from several programs obtained with the Spitzer /IRAC instrument and after performing the photometry in four IRAC bands (3.6, 4.5, 5.8, and 8.0 μ m) detected sources are cross-matched to 2MASS/UKIDSS data (J, H, and K) and MIPS GAL Archive 24 μ m data. To identify and classify the sources, we used color and magnitude criteria as we applied in Saral et al. (2015) for W49 and defined in Gutermuth et al. (2008, 2009). The Minimal Spanning Tree (MST) method (Cartwright and Whitworth 2004) was used to examine the substructures such as groups and clusters of YSOs in a similar fashion as in many studies (Saral et al. 2015; Gutermuth et al. 2009; Beerer et al. 2010; Koenig et al. 2008). We identified 3 MST groups and 7 subgroups in W49, 9 MST groups (Fig 1) and 16 subgroups in W51, and 57 MST groups and 102 subgroups in W43. We use the ratio of Class II/I to compare the relative ages of different groups. In both W51 and W43, the Class II/I ratio is suggesting several independent star formation events.

We identified tens of massive YSO (MYSO) candidates ($M \geq 8 M_{\odot}$) according to the SED fitting methods (Robitaille et al. 2007; Azimlu et al. 2015). Star-forming regions host HII regions, UCHII regions and methanol masers which are related to early stages of massive stars. Fig 1 shows two HII regions (G49.5-0.4, G49.4-0.3) which are positionally associated with the subgroups 2a and 2f in W51.

* G. S. acknowledges support from NASA Grant NNX12AI60G, Istanbul University grant BAP50195, Marie Skłodowska-Curie RISE grant ASTROSTAT (project number 691164), and Swiss National Science Foundation Sinergia project STARFORM (project number CH: CR- SII2-160759).

*Sorumlu Yazar E-Posta: saralgozde@gmail.com

Subgroup 2a also hosts 4 MYSO candidates which might be associated with the methanol masers (magenta diamonds). The other main HII region seems associated with subgroup 2 of where we identified 11 YSO candidates where 2 of them are MYSO candidates.

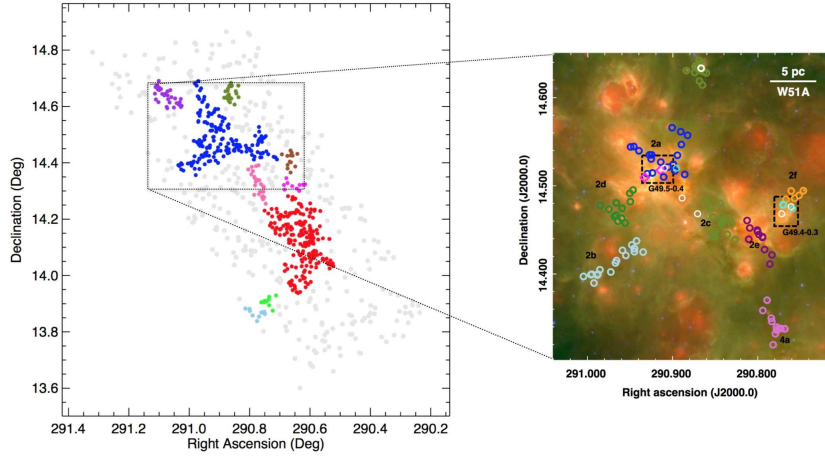


Figure 1. Left; 9 YSO clusters are shown in W51. Right; The distribution of MYSO candidates in W51A. White circles are MYSO candidates, cyan circles are MYSO candidates with 24 μm data, and subgroups in clusters are shown with different colors.

2. Conclusion

In this study we generated the photometry catalogs for W49, W51 and W43, classified the YSOs and used SED models to identify the MYSO candidates. By identifying groups of YSOs we tried to understand the star formation histories. The detailed analysis and results can be seen in Saral et al. (2015); Saral et al., (2016).

3. References

- Azimlu, M., Martinez-Galarza, J. R., & Muench, A. A. 2015, ApJ, 150, 95
Beerer, I. M., Koenig, X. P., Hora, J. L., et al. 2010, ApJ, 720, 679
Cartwright, A., & Whitworth, A. P. 2004, MNRAS, 348, 589
Gutermuth, R. A., Myers, P. C., Megeath, S. T., et al. 2008, ApJ, 674, 336
Gutermuth, R., Megeath, S. T., Myers, P. C., et al. 2009, ApJS, 184, 18
Koenig, X. P., Allen, L. E. Gutermuth, R. A., et al. 2008, ApJ, 688, 1142
Robitaille, T. P., Whitney, B. A., Indebetouw, R., et al. 2007, APJS, 169, 328
Saral, G., Hora, J., Willis, S., et al. 2015, ApJ, 813, 25
Saral, G., Hora, J., Audard, M., et al. 2016, ApJ, submitted



DAG Teleskobu MKID Detektörü için Bilgisayar Donanım ve Yazılım Altyapısı

Ergün Ege^{1,2}, Burak Kay³, Tolga Güver^{1,2}, Benjamin A. Mazin⁴, Kieran O'Brien⁵, Sinan Aliş^{1,2}, F. Korhan Yelkenci^{1,2}, Cahit Yeşilyaprak^{6,7}, Sinan Kaan Yerli⁸, Ayşe Erol³, Onur Keskin⁹

¹İstanbul Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü

²İstanbul Üniversitesi Gözlemevi Araştırma ve Uygulama Merkezi

³İstanbul Üniversitesi, Fen Fakültesi, Fizik Bölümü

⁴University of California at Santa Barbara, Fizik Bölümü

⁵University of Oxford, Fizik Bölümü

⁶Atatürk Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Astrofizik Bölümü

⁷Atatürk Üniversitesi, Astronomi ve Astrofizik Araştırma ve Uygulama Merkezi (ATASAM)

⁸Orta Doğu Teknik Üniversitesi, Fizik Bölümü

⁹Işık Üniversitesi, Makine Mühendisliği Bölümü

Özet: Bu poster ile DAG Teleskobunda kullanılması düşünülen MKID (Microwave Kinetic Inductance Detector) tabanlı odak düzlemi aygıtı için gerekli yazılım ve donanım sistemlerini tanıtmayı hedefliyoruz.

Anahtar Kelimeler: MKID, ACRON, HDF5

Abstract: In this poster we present computer and software framework for MKID (Microwave Kinetic Inductance Detector) based focal plane instrument which is intended to be installed on DAG Telescope.

Key Words: MKID, ACRON, HDF5

1. Doğu Anadolu Gözlemevi (DAG)

DAG, TC Kalkınma Bakanlığı'nın finanse ettiği, Erzurum'da 4 m. sınıfı teleskoba sahip gözlemevi kurmayı hedefleyen, 2011 yılında başlatılmış bir projedir. Teleskobun 3170 m. yükseklikteki Karakaya tepesine yerleştirilmesi planlanmaktadır. Tamamlandığında Dünyadaki en yüksek irtifadaki teleskoplardan biri olacaktır. İlk ışığın 2019 yılında alınması planlanmaktadır. Teleskobun yerleştirileceği alanda bir yılda gözlem yapılabilen gün sayısı 250'den fazladır. Yıllık en düşük sıcaklık değeri -35 °C'dir (Yeşilyaprak ve diğ., 2016). DAG teleskobu, 4 m. birincil aynalı, iki Nasmyth odaklı Ritchey-Chretien konfigürasyonunda olacaktır (Cassegrain odak bulunmamakta). Odak uzunluğu 56 m. olacak ve böylelikle f1.8 değerine ve 30' bozulmuş (vignetted) görüş alanına, 10' bozulmamış (unvignetted) görüş alanına sahip olacaktır. Aynalar alüminyum kaplanacak, böylece 350-3000 nm aralığında yüksek yansıtma elde edilecektir. Nasmyth odaklarından birinde GLAO (5' düzeltilmiş görüş alanı) ile birlikte adaptif optik sistemi bulunacaktır (Yeşilyaprak ve diğ., 2016).

2. MKID

MKID'ler, süperiletken malzeme yüzeyine çarpan fotonun, kinetik indüktans etkisi nedeniyle süperiletkenin yüzey empedansını değiştirmesi ilkesine dayanarak çalışan detektörlerdir. MKID'ler süperiletken tabanlı algılayıcılar olmaları sebebiyle kara akım ve okuma gürültüsü üretmedikleri gibi kozmik ışınlardan da neredeyse hiç etkilanmaksızın üzerilerine düşen her bir fotonun oluşturduğu etkiyi algılayabilmektedirler. Kriyojenik (aşırı soğuk) aygıtlar olan bu detektörler, X-ışın kalorimetrelerde olduğu gibi, herhangi bir filtre ya da kırınım ağına ihtiyaç duymaksızın gelen fotonların tek tek enerjisini de ölçebilmekte yani düşük çözünürlüklü bir spektrograf gibi de kullanılabilir. Bu sayede, mikro saniyelere varan zaman çözünürlüklerine ulaşabilmek ve gelen fotonların enerjilerini ölçebilmek mümkündür. 1K'den daha düşük sıcaklıkta çalıştırıldığında $R = \lambda/\Delta\lambda = 10$ (400 nm için) ile 25 (1350 nm) arasındadır. Duyarlı oldukları dalgaboyu 0.1-5 μ m arasındadır (karşılaştırma açısından CCD'lerin dalgaboyu aralığı $\approx 0.3 - 1 \mu$ m arasındadır). Süperiletken olarak günümüzde TiN ya da PtSi malzemeler kullanılmaktadır (Mazin ve diğ., 2013).

MKID tabanlı algılayıcılar tüm piksellerde pozlama yaparken aynı anda da verilerini aktarabildikleri için aktif pozlama zamanında bir kayıp yaşanmamaktadır. Yani pozlamalar arasındaki zaman kaybı mikrosaniyeler mertebesinde. Böylece detektör klasik algılayıcılardan farklı olarak bir olay listesi oluşturmaktadır, öyle ki listedeki her bir satır fotonun geliş yönünü, zamanını ve enerjisini ve diğer ilgili bilgileri belirtir. Bu belirlemede mikrosaniye kadar zaman hassasiyetine sahiptir (Mazin ve diğ., 2013).

3. DAG MKID

DAG-MKID : DAG'da 183x183 (33489 piksel) boyutunda bir bir MKID detektör kullanılması düşünülmektedir. Bu piksel sayısı, halen test gözlemleri yapılan DARKNESS isimli aygıttan 3 kat daha fazla piksel sayısı anlamına gelmektedir ve tamamlandığında Dünya'daki en büyük MKID düzeneği olacaktır. Görüş alanı (FOV) yaklaşık 1' boyutunda, piksel ölçeği 0.5" den küçük olacaktır. Bu değerler Adaptif optik sisteminin arkasında çalışması durumunda yaklaşık olarak yarı yarıya düşecektir.

*Sorumlu Yazar E-Posta: ergun.ege@ogr.iu.edu.tr



Çalıştırılma sıcaklığı 1 K'den daha düşük (yak. 100 mK) olan DAG-MKID için kullanılacak speriletken malzeme PtSi'dir (Güver ve diğ., 2016).

4. DAG MKID

Enerji altyapısı : Zirvede 2x630 kW trafo merkezi, 3 faz 2x250kW UPS, zirve yakınında 110 kW + 2x400 kW jeneratör, ATASAM kampüste 60 kW UPS, servis binasında 30 kW UPS, meteoroloji ölçüm sisteminde 10 kW UPS (Yeşilyaprak ve diğ., 2016).

Network : RL 24 Mbit, 26 km uzunluğunda yeraltına döşenmiş 48 damarlı 100 Gbit fiber hattı (Yeşilyaprak ve diğ., 2016).

Storage : DAG'da kullanılması düşünülen MKID detektöründe kullanılan yerleşik yazılımın (firmware) okuma çıktısı (readout) devresi 40-200 MB/dakika veri oluşturmaktadır (gözlenen akıya bağlı olarak)(van Eyken ve diğ., 2015). Bu veri ham haliyle saklandığında günde yaklaşık 120GB, yılda 30 TB depolama alanına ihtiyaç duyacaktır. Bu depolama sisteminin yönetimi açık kaynaklı uygulamalar ile özel olarak tasarlanmaktadır. Veriler gözlem merkezindeki veri noktasında kaydedildikten sonra ATASAM bünyesindeki depolama sistemine aktarılacak, buradaki veri de İÜ laboratuvarı bünyesindeki arşiv depolama merkezine aktarılacaktır. RAID sistemi ile çalışan yüksek kapasiteli depolama ünitelerinin yönetimi, açık kaynaklı dosya formatları (ext4) kullanılarak yüksek hızlı işlemcilerle sağlanacaktır.

Veri sorgulama ve yayınlamasının, İÜ araştırma laboratuvarı bünyesindeki sunucular aracılığı ile yapılması planlanmaktadır.

Arşiv Yazılımı : Kullanıcıların arşive erişimi için bir web uygulaması kurgulanmaktadır. Bu uygulama, verilerinin açık olduğu diğer gözlem merkezlerindeki gibi belli bir süre sadece yetkili araştırmacılara açık olacak, belirlenen sürenin sonunda ise veriler kamuya açık hale getirilecektir. Bu uygulama üzerinden, sql sorguları yapılabilecek ve istenilen koşullardaki verinin araştırmaçıya paket olarak sunulması sağlanacaktır.

Örnek bir uygulama olarak ARCONS veri işleme aşamaları : Detektörden elde edilen veriler HDF5 formatında saklanmaktadır. Bu format diskteki verilerin etkin şekilde değerlendirilmesine olanak tanır. Detektörden elde edilen verilerin indirgeme işlemleri, Python dili kullanılarak ve bu dilde yaratılmış olan AstroPy, NumPy, SciPy ve Matplotlib bilimsel kütüphanelerinden yararlanılarak oluşturulmuştur. Ayrıca Pytables kütüphanesi, HDF dosya formatı üstünde çalışmak için bir arayüz olarak kullanılmaktadır.

Veri kalibrasyonu şu aşamalarla gerçekleştirilir; dalgaboyu kalibrasyonu, düz-alan kalibrasyonu, spektral tepki kalibrasyonu, yüksek sayım oranı kalibrasyonu, astrometri, doğrusalılık düzeltmesi.

- Elde edilen bu veri ile değişik bantlar için görüntüler oluşturulabilir, ve istenirse renkli görüntüler elde edilebilir.
- Geleneksel CCD fotometrisine benzer şekilde zaman çözünürlüklü fotometri gerçekleştirilebilir. Fotometrik filtreleme işlevi gibi veri üstünde dalgaboyu sınırlamalarıyla (istenirse yüksek zaman hassasiyeti olan) çok bantlı fotometri gerçekleştirilebilir.
- Tayf gereksinimi durumunda seçilen bir açıklıktaki fotonlar belirlenerek, belli bir pozlama süresi için dalgaboyunun fonksiyonu olarak akı grafiği elde edilebilir (Integral Field Spectroscopy benzeri).

Nihai kalibre edilmiş foton listesi sonucunda dört boyutlu “hiperküp” elde edilir; bu dört boyutlu foton histogramı, sağ açıklık, dik açıklık, dalgaboyu ve tespit zamanından oluşur (van Eyken ve diğ., 2015)

Bu süreçlerin yönetilmesi için yüksek hızlı veri yazma-okuma ve bu verilerin işlenmesi, indirgenmesi amaçlı açık kaynaklı yazılım ve donanım çalışmaları yürütülmesi hedeflenmektedir. Python ile oluşturulan yazılım süreçlerinin C (ya da benzer düşük seviyeli) diller ile hızlandırılması gibi araştırmalar yapılması düşünülmektedir.

HDF5 (Hierarchical Data Format) : Özellikle bilimsel süreçlerde kullanılan, büyük boyutlu verilerin işlenmesinde kullanışlı binary bir veri depolama formatıdır. Pratikte bir boyut sınırının olmaması (geleneksel veritabanlarında), temel tüm mimari ve işletim sistemlerinde çalışabilmesi, açık kaynaklı (BSD) olması, veri erişiminde hızlı olması, esnek ve ölçeklenebilir olması, bu format için oluşturulmuş pek çok araç olması, C-Fortran-IDL-Python(h5py) kütüphanelerinin bulunması gibi avantajları vardır.

5. Kaynaklar

Yeşilyaprak, C. ve diğ., SPIE 9910-113, 2016

Güver, T. ve diğ., SPIE 9915-101, 2016

Mazin, B.A., ve diğ. PASP, 123, 933, 2013

van Eyken, J.C., ve diğ., arXiv:1507.05631v1, 2015

Doğu Anadolu Gözlemevi'nde Kullanılacak MKID'e Genel Bir Bakış

Burak Kay^{1*}, Ergün Ege², Tolga Güver^{2,3}, Benjamin A. Mazin⁴, Kieran O'Brien⁵, Sinan Aliş^{2,3},
F. Korhan Yelkenci^{2,3}, Cahit Yeşilyaprak^{6,7}, Sinan Kaan Yerli⁸, Ayşe Erol¹, Onur Keskin⁹

¹İstanbul Üniversitesi, Fen Fakültesi, Fizik Bölümü, Beyazıt, Fatih, İstanbul, Türkiye

²İstanbul Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, Beyazıt, Fatih, İstanbul, Türkiye

³İstanbul Üniversitesi Gözlemevi Araştırma ve Uygulama Merkezi, Beyazıt, Fatih, İstanbul, Türkiye

⁴Department of Physics, University of California at Santa Barbara, ABD

⁵Department of Physics, University of Oxford, UK

⁶Atatürk Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Astrofizik Bölümü, Erzurum

⁷Atatürk Üniversitesi, Astronomi ve Astrofizik Araştırma ve Uygulama Merkezi (ATASAM), Erzurum

⁸Orta Doğu Teknik Üniversitesi (METU), Fizik Bölümü, Ankara, Türkiye

⁹Işık Üniversitesi, Makine Mühendisliği Bölümü, İstanbul, Türkiye

Özet: MKID'ler (Microwave Kinetic Inductance Detector) süperiletken tabanlı, düşük sıcaklık (çalışma sıcaklığı, 100 mK) detektörü sınıfında yer alan ve astronomide özellikle uzun dalgaboylu fotonların tespitinde kullanılan bir algılayıcı teknolojisidir. Özellikle son 15 yılda yapılan çalışmalar ile günümüzde optik ve yakın kızılötesi bölgeye duyarlı MKID dizileri geliştirilmiştir. Bu teknolojiye dayanan yeni bir detektöründe 2019 yılında tamamlanacak DAG teleskobunda kullanılması planlanmaktadır. Algılayıcı teleskobun çalışma bölgesi olarak planlanan optik - yakın kızılötesi bölgenin önemli bir kısmında (400 – 1350 nm) tek başına yüksek hassasiyetle gözlem yapabilecektir. Süperiletken tabanlı olması sebebiyle kara akım ve okuma gürültüsü üretmeyen bu detektör, üzerine düşen her bir fotonun oluşturduğu etkiyi algılayabilmektedir. Böylece bir foton sayacı gibi davranabilen detektör ile mikro saniyelere varan zaman çözünürlüklerine ulaşabilmek mümkün olmaktadır. MKID tabanlı algılayıcılar ayrıca gelen fotonların tek tek enerjisini de ölçebilmekte ve herhangi bir optik eleman içermeden (filtre, kırınım ağı vb.) çok düşük çözünürlüklü bir spektrograf gibi de kullanılabilir (R≈25). Oldukça basit bir optik düzeneğe sahip MKID'ler bu sayede toplam sistem verimliliği açısından da son derece etkileyici algılayıcılardır ve DAG'da adaptif optik sisteminin arkasında da kullanılabilir. Bu sayede hem daha da kırmızı öte bölgeye duyarlı olabilecek (H bandının sonuna kadar) hem de daha sönük cisimleri gözleyebilecektir. Bu posterde böyle bir algılayıcının genel özellikleri olanakları tanıtılacak ve DAG'da kurulması düşünülen sistemin temel özellikleri verilecektir. Ayrıca bu proje kapsamında İstanbul Üniversitesinde kurulacak laboratuvar ve geliştirilecek yazılım sistemleri de yine posterde kısaca açıklanacaktır.

Anahtar Kelimeler: MKID, Dedektör, Süperiletken, PtSi, TiN, DAG

Abstract: MKID's (Microwave Kinetic Inductance Detector) in superconducting, low temperature (working temperature, 100 mK) detector class based and is a sensor technology used in the detection in astronomy, especially long wavelength photons. Especially in studies in recent 15 years, optical and near infrared region sensitive MKID arrays have been developed. A new detector based on this technology is planned to be used in the DAG telescope to be completed in 2019. The detector will be able to observe with high sensitivity alone (400 - 1350 nm) in a significant part of the optic - near infrared region planned as telescope study area. Due to its superconductive bottom, this detector, which does not produce dark currents and read noise, can perceive the effect that each photon has on it. Thereby, it is possible to reach time resolution up to micro seconds with a detector that can act like a photon counting machine. MKID based detectors can also measure the individual energy of incoming photons and can be used as a very low resolution spectrograph from not contain any optical element (filter, diffraction net, etc.). MKIDs, which have a very simple optical system, are also very impressive detectors in terms of total system efficiency and can also be used behind the adaptive optics system in DAG. Thus it will be able to observe both the more reddish region (to the end of the H band) and the dim objects which may be more sensitive. In this poster, the general features of such a sensor will be introduced and the basic characteristics of the system to be setting up in DAG will be given. In addition, the laboratory to be established in Istanbul University and the software systems to be developed will be shortly explained on the poster.

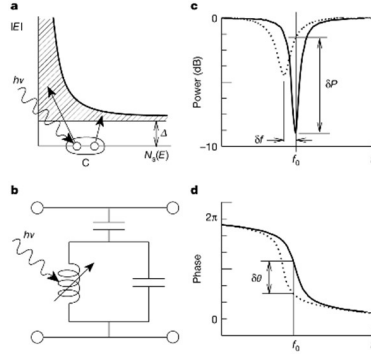
Key Words: MKID, Dedector, Superconducting, PtSi, TiN, DAG

1. Temel Çalışma Prensibi

Figür 1. de bir MKID hücresinin çalışma diyagramı verilmiştir, (a) süperiletkenin bant aralığı Δ , durum yoğunluğu $N_s(E)$ – Enerji diyagramında gösterilmektedir. $h\nu$ enerjili bir foton süperiletken film tarafından soğurulduğunda, Cooper çifti bozunumu ve çok sayıda uyarılmış sanal parçacıklar üretilir. (b) Bu sanal parçacıkları hassas bir şekilde ölçebilmek için, ince film yüzeyinde yüksek frekanslı düzlemsel rezonans devreleri bulunmaktadır. Diyagramın sağında, Rezonatör'e gönderilen bir mikrodalgalar uyarım sinyalinin genliği (c) ve fazı (d) frekansın bir fonksiyonu olarak gösterilmektedir. İnce filmi, yüzey empedansının değişmesi ile birlikte soğurulan bir foton, düşük frekansta rezonansa girmeye zorlar ve genliği değişir.

*Sorumlu Yazar E-Posta: burak.kay@ogr.iu.edu.tr

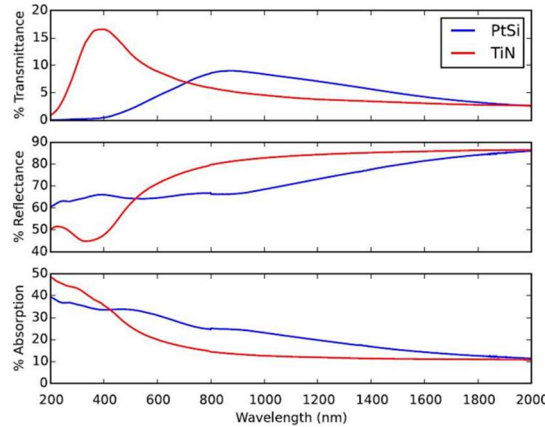
Detektör (rezonatör) mikrodalga sinyali ile uygun rezonansa uyarıldığında, faz derecesindeki ve genliğindeki kayma miktarını ölçebiliriz. Bunun sonucunda soğurulan fotonun enerjisini belirleyebiliyoruz. [Day, P. K., 2003]



Figür 1. Day ve ark. (2003)

2. TiN ve PtSi Malzeme

1960'lara dayanan bu alandaki çalışmalar, elle tutulur sonuçlara Titanyum Nitrat (TiN) ve Platinyum Silisid (PtSi) malzemeler ile ulaşılmıştır. [Zmuidzinas, J., 2012] Figür 2 de günümüzde elde edilen en optimum parametreler bulunmaktadır. TiN malzemenin üretimi PtSi malzemeye göre daha eski olduğunda ilk üretilen MKID, TiN malzemeden üretilmiş olan ARCONS: 2024 piksele sahiptir. [Mazin, B. A., 2013] Günümüz TiN üretimi teknikleri ile büyük homojen düzlükler elde edilemediğinden detektör üzerine daha fazla dizi sığdırılamamıştır. PtSi malzemenin keşfi bu boşluğu doldurarak büyük homojen düzlükler elde edilebilir hale gelmiştir. Bunun son örneği DARKNESS: 10000 piksele sahiptir. [Szypryt, P., 2016]



Figür 2. Geçirgenlik, Yansıtıcılık ve Absorbsiyon Spektrumu
Mazin ve ark. (2016)

3. Tartışma

-DAG Teleskobunun odak düzlemlerinden bir tanesine 30000 piksele sahip PtSi malzemeden üretilecek MKID'in takılması planlanmaktadır. Bu doğrultuda, bu detektörün, bakım ve kalibrasyon ayarlarının yapılması için İstanbul Üniversitesi Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü bünyesinde laboratuvar kuruluşu faaliyetleri yürütülmekte ayrıca yazılım sistemleri geliştirilme çalışmaları, veri üretim parametrelerinin hesaplanarak uygun sunucu ve depolama sitemlerinin tespiti çalışmaları yürütülmektedir. (Yazılım ve veri üretimi ile ilgili sonuçlar P09-001 posterinde ayrıntılı olarak ele alınmıştır.)

4. Kaynaklar

Day, P. K. and othes, A broadband superconducting detector suitable for use in large arrays, Nature 425,817-821 (2003).
Zmuidzinas, J., Superconducting Microresonators: Physics and Applications, Annual Review of Condensed Matter Physics 3(1), 169-214 (2012).
Mazin, B. A. et al., ARCONS: A 2024 pixel optical through near-ir cryogenic imaging spectrophotometer, Publications of the Astronomical Society of the Pacific 125, 1348-1361 (2013).
Szypryt, P. et al., Platinum Silicide MKIDs for UVOIR Astronomy, 16th International Workshop on Low Temperature Detectors (2016).

Uzayda Maden Arayışı: Asteroid ve Planetoid Madenciliği

Murat İnanç Gözütök¹, Burcu Özkardeş^{9, 3*}

¹Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi, Fen Edebiyat Fakültesi, Uzay Bilimleri ve Teknolojileri Bölümü, Çanakkale, Türkiye.

²Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi, Fen Edebiyat Fakültesi, Uzay Bilimleri ve Teknolojileri Bölümü, Çanakkale, Türkiye.

³¹Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi, Astrofizik Araştırma Merkezi ve Ulupınar Gözlemevi, Çanakkale, Türkiye.

Özet: Son yıllarda, gerçekleştirilen uzay çalışmaları ve keşifleri sonucunda uzay araştırmalarına verilen önem hızla artmış olup yakın gelecekte de bu önemini korumaya devam edecek gibi görünüyor. Ham madde gereksinimi, uzay araştırmalarında yeni bir alt dal olan uzay madenciliğini, günümüzün ilgi odaklarından biri haline getirmiştir. Bu anlamda, uzay madenciliği gelecekte yaşanabilecek ham madde sıkıntılarını sonlandırabilecek yüksek teknolojik altyapıya gereksinim duyan oldukça karmaşık süreçlerden meydana gelen pahalı bir yöntem olarak tanımlanabilir. Bu çalışmada, olası gök cisimlerine (asteroidler vb.) uygulanabilecek maden araştırmalarına ilişkin gelişmelerin literatür derlemesi sunulmaktadır.

Anahtar Kelimeler: asteroid, cüce gezegen, uzay madenciliği

Abstract: In recent years, the importance given to space research as a result of space explorations and discoveries has increased rapidly and seems to continue to maintain this importance in the near future. The increase in the need for raw materials has made space mining which is a new subdivision in space research one of today's interests. In this sense, space mining can be described as an expensive method that takes place from highly complex processes that require high technological infrastructure that can terminate future raw material problems. In this study, the literature information in space mining research that can be applied to possible celestial bodies (asteroids etc.) are presented.

Key Words: asteroid, planetoid, space mining

1. Giriş: Neden Uzayda Madencilik?

Yeryüzünde endüstriyel amaçla kullanılan ham maddenin yanı sıra, eser miktarda bulunan diğer elementlerin (rodyum, paladyum, platin gibi) uzay boşluğundaki asteroidlerde veya cüce gezegenlerde (planetoid) büyük ölçüde rastlandığına dair bulgular, insanoğlunun uzay madenciliğine olan merakını artırmaktadır. Bu gelişim çerçevesinde madencilik çalışmalarının gelecekte uzay ortamına yayılacağı tartışılmaz bir gerçek. Son zamanlarda geliştirilmekte olan uzay programları ve araştırmalar, gelecekte bu konsepti mümkün kılacak gibi görünmektedir. Peki neden Dünya'da aramıyoruz? Yukarıda sözü edilen elementler, aslında, Dünya'da yeteri kadar bulunmakta; ancak, Dünya'nın çekirdeğine yakın bölgelerde yer almaları, onların madenciliğinin yapılmasını zorlaştırmaktadır. Dolayısıyla, uzay, şu an için birinci planda tutulmaktadır.

2. Tespit ve Yöntem

Uzayda saatte yaklaşık 20000 km hızla hareket eden tonlarca ağırlıktaki bir asteroidin tespit edilmesi ve madencilik için yakalanması kolay olmamakla birlikte yakın geçmişte bu amaç için kurulan bazı şirketlerin bu yönde birtakım çalışmaları bulunmaktadır. Örneğin, bu şirketlerden Planetary Resources (Gezegen Kaynakları), Güneş sistemindeki asteroidleri takip etmek amacıyla imal edeceği gözlem uydularını ve uzay teleskoplarını (Hubble uzay teleskopuna kıyasla çok daha küçük boyutta) Dünya yörüngesine fırlatarak yerküremize yakın asteroidlerin detaylı bir veri kataloğunu elde etmeyi planlamaktadır. NASA ise, iyon motoru kullanan bir robot gemi yaparak uzaya göndermeyi ve Mars ötesindeki bir asteroidi Dünya'ya getirmeyi hedefleyerek Ay yörüngesine bırakılacak astronotlar aracılığıyla ilgili asteroid üzerinde kazılar yapılarak hangi madene ne kadar miktarda sahip olduğunun araştırılmasını planlamaktadır. Teknolojik yeterliliğe ve de bu iş için ayrılan harcama bütçesine göre bu yöntemler geliştirilebilir ve/veya yeni yöntemler uygulanabilir.

3. Asteroid Kuşağı, Kuiper Kuşağı ve Oort Bulutu

Hedef asteroidler, cüce gezegenler ve kuyruklu yıldızlar bakımından madencilik alanının gelecekte konuşulacağı üç bölge bulunmaktadır: Bize en yakın olan asteroid kuşağı, Kuiper kuşağı ve ötesindeki Oort bulutu. Asteroid kuşağı çok yoğun bir halka olup madenciliğin gelişimi açısından çok değerliken Kuiper kuşağı ve ötesindeki Oort bulutu uzun bir süre daha bekleyecek gibi görünüyor. Çünkü, bu bölgeler çok uzakta olduğundan bir uzay modülünün yakıtı, oraya ulaşmak için yetersiz kalmaktadır. Belki dolaylı yoldan oraya ulaşıp maden çıkarılabilir. Örneğin füzyon reaksiyonuna katılan bir element olan Helyum-3 izotopunun kullanılması. Bu anlamda bol miktarda Helyum-3 izotopuna ve füzyonla çalışan bir itki sisteminin kurulmasına ihtiyaç vardır.

*Sorumlu Yazar E-Posta: burcu@comu.edu.tr



Bu öngörüye göre, eğer, Helyum-3 bakımından zengin bir kaynağa, yani bir asteroide, ulaşılıp buradan Helyum-3 izotopu elde edilerek yakıt ikmali yapılırsa Kuiper kuşağı veya Oort bulutuna ulaşmak mümkün olabilecektir. Ancak, bütün bu uzay görevinin, uygun şartlar altında ilerlemesi gerekmektedir.

4. Bugüne Kadar Yapılanlar ve Hedefler

WISE (Wide-field Infrared Survey Explorer) uzay teleskobu, kızılöte bölgede görevini yerine getirip soğutma tankı işlevini yitirdikten sonra görevine, kuyruklu yıldız ve asteroid avına, NEOWISE (Near-Earth Object WISE) adıyla devam etmiş ve 250'den fazla keşif gerçekleştirmiştir. Gelecekte, kuyruklu yıldız iniş (ESA-Rosetta gibi) çalışmalarının sonuçlandırılmasıyla asteroidden parça getirme gibi uzay görevlerinin yer aldığı bazı projelerin hayata geçirilmesi planlanmaktadır. Bu bağlamda, asteroid madenciliğine yatırım yapan firmalardan bazıları ve planladıkları hedefler, şu şekildedir:

- Derin Uzay Endüstrileri (Deep Space Industries), belirledikleri bir asteroide DragonFly isimli uydunun fırlatılmasıyla 150 kg'lık bir materyal elde etmeyi planlamaktadır.
- Kepler Enerji ve Uzay Mühendisliği (Kepler Energy Space Engineering LCC), önümüzdeki on yıl içinde küçük asteroidlere küçük delgi matkabına sahip robotlar göndermeyi ve yeryüzüne birkaç tonluk maden getirmeyi hedeflemektedir.
- Gezegen Kaynakları (Planetary Resources), ticari amaçlı uydu ve uzay araçlarının yakıt ikmalini yapmalarını sağlamak için uzayda bir yakıt istasyonu kurmayı; asteroidlerden elde edecekleri buzı ise orada, sıvı oksijen ve sıvı hidrojen olarak ayrıştırarak roket yakıtı elde etmeyi planlamaktadır.
- NASA'nın devam etmekte olan projesi OSIRIS-Rex, yine, bir asteroidden parça getirmek için hazırlanan uzay projeleri arasındadır.

Teşekkür

Bu çalışma, 14UBT403 Seminer lisans dersi kapsamındadır.

5. Kaynaklar

DSI, Asteroid Mining. <http://deepspaceindustries.com/>

ESA, Rosetta Mission. http://www.esa.int/Our_Activities/Space_Science/Rosetta

NASA, Wide-field Infrared Survey Explorer. https://www.nasa.gov/mission_pages/WISE/main/index.html

NASA, Near-Earth Object Wide-field Infrared Survey Explorer. http://www.nasa.gov/mission_pages/neowise/main/index.html

NASA, OSIRIS-Rex. <http://www.asteroidmission.org/>

PR, Asteroid Mining. <http://www.planetaryresources.com/#home-asteroids>

Prospector-1, A Mission to Survey and Land on an Asteroid. <https://deepspaceindustries.com/prospector-1/>

www.kozmikanafor.com (24.04.2018)

Erzurum ve Çevresinin Astronomik Açısından Atmosferik Özellikleri

Funda Yüzlükoğlu¹, Cahit Yeşilyaprak^{1,2}

¹Atatürk Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Astrofizik Bölümü, Erzurum, Türkiye

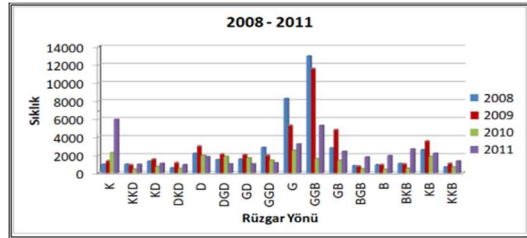
²Atatürk Üniversitesi Astrofizik Araştırma ve Uygulama Merkezi (ATASAM), Erzurum, Türkiye

Özet: Bu çalışma ile Türkiye'nin en büyük çaplı (4 m) optik ve kırmızı öte bölgede gözlem yapacak teleskobunun kurulacağı, Erzurum ve çevresinin astronomik gözlemler açısından atmosferik özellikleri incelenmiştir. Atmosferik özellikler, bütün gözlemlerinin geçmiş ve ileriye dönük atmosfer ve gözlem kalitesini belirlemek için kullanılan en önemli faktörlerden birisidir. Atmosferik çalışmalar, özellikle büyük çaplı teleskoba sahip gözlemlerinin hem gözlem planlaması yapabilmesi ve adaptif optik sistemine sürekli veri sağlaması hem de gerektiğinde sistemin atmosferik etkilerden daha az etkilenmesi için önemli bir çalışmadır. Bu çalışmada, Doğu Anadolu Gözlemevi (DAG) yerleşkesi olarak seçilen Konaklı - Karakaya Tepeleri ile benzer rakıma sahip Palandöken Dağı Ejder Tepesi atmosferik verileri incelenmiş ve bölgenin atmosferik özellikleri astronomik açıdan değerlendirilmiştir.

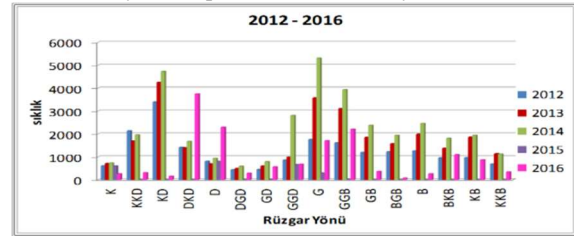
Anahtar Kelimeler: Atmosfer, rüzgar hızı, rüzgar yönü, sıcaklık, nem, atmosferik dönüşüm katmanı.

Abstract: In this study, we have examined all the atmospheric properties of Erzurum and its environments in terms of astronomical observations, where Turkey's biggest telescope (4 m diameter) will be built to make the optical and infrared observations. Atmospheric properties are one of the most important factors to determine the past and future atmospheric characteristics and observation qualities of the observatories. Atmospheric studies are an important work in that observatories with large diameter telescopes can both plan observations and provide continuous data to the adaptive optics system and to be less affected by the atmospheric effects of the system if necessary. In this study, the atmospheric data of Konaklı - Karakaya Hills, which is the similar altitude with Palandöken Mountain - Ejder Hill, which were chosen as the Eastern Anatolian Observatory (DAG) site, were examined and then the atmospheric characteristics of this region were evaluated from the astronomical point of view.

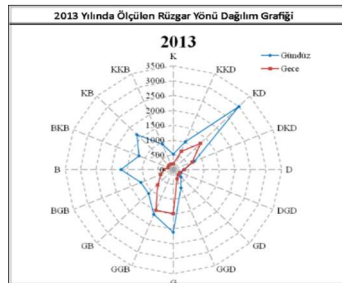
Key Words: Atmosphere, wind speed, wind direction, temperature, humidity, atmospheric conversion layer.



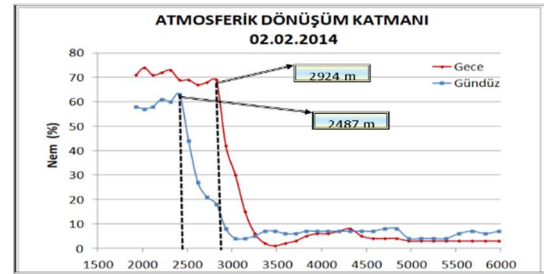
Şekil 1. Ejder Davis ile 2008 - 2011 yılları arası rüzgâr sıklığı



Şekil 2. Ejder Davis ile 2012 - 2016 yılları arası rüzgâr sıklığı



Şekil 3. 2013 yılına ait Davis rüzgâr yönü sıklığı radar grafiği



Şekil 4. ADK için Radyosonde'den alınmış nem - yükseklik değişimi

*Sorumlu Yazar E-Posta: funda.yuzlukoglu@ogr.atauni.edu.tr



XX. ULUSAL ASTRONOMİ KONGRESİ IX. ULUSAL ASTRONOMİ ÖĞRENCİ KONGRESİ

UAK
2016

Çizelge 1. Ejder Davis ile 2008 – 2016 yılları arasında rüzgâr bilgileri.

RÜZ GÂR (DAVIS)		ESR** RY**	ESRY Vort (m/s)	ESRY Vmak (m/s)	Vmak (m/s)	Vort (m/s)	ESR V (n/s)
2008	Gündüz	GGB	3.9	25.5	25.5	2.5	0.4
	Gece	GGB	3.3	21	21	2.6	0.4
2009	Gündüz	GGB	2.8	16.1	16.5	2.0	0.4
	Gece	GGB	2.7	19.2	19.2	2.0	0.4
2010	Gündüz	K	2.6	20.6	20.6	2.0	0.4
	Gece	K	2.5	22.4	22.4	2.2	0.4
2011	Gündüz	K	3.3	20.6	20.6	2.5	0.4
	Gece	K	2.5	17.9	17.9	2.4	0.4
2012	Gündüz	KD	2.4	9.4	14.3	1.8	0.4
	Gece	KD	1.1	8.0	10.7	0.6	0.4
2013	Gündüz	KD	1.0	7.2	8.0	0.9	0.4
	Gece	KD	0.8	4.9	5.8	0.4	0.4
2014	Gündüz	K	2.2	13.1	13.1	1.3	0.6
	Gece	K	1.8	10.8	11.7	0.8	0.6
2015**	Gündüz	GGD	2.8	18.3	20.6	2.8	0.6
	Gece	GGD	3.6	19.7	19.7	2.8	0.6
2016	Gündüz	DKD	4.0	21.4	23.6	2.5	0.6
	Gece	DKD	3.7	25.8	25.8	4.2	0.6
2008-2016	Gündüz	K	2.8	25.5	25.5	2.0	0.4
	Gece	K	2.4	25.8	25.8	2.0	0.4

*ESR: En Sık Raftlanan

**RY: Rüzgâr Yönü

***: 2015 yılında teknik arıza dolayısıyla veri sayısı düşüktür.

*ESR: En Sık Rastlanan

**RY: Rüzgâr Yönü

***: 2015 yılında teknik arıza dolayısıyla veri sayısı düşüktür.

Çizelge 3. Davis ve Radyosonde ile alınan nem bilgileri.

		NEM (DAVIS)		% NEMİN AL TINDA KALAN GECE SAYISI (RADYONSONDE ~ 3100 m)			
		Min	Max	≤%10	≤%20	≤%60	≤%80
2008	ILKBAHAR	3	1	2	32	50	
	YAZ	23	0	0	18	25	
	SONBAHAR	8	1	2	22	48	
	KIŞ	1	9	23	45	56	
	TOPLAM:			11	29	117	179
2009	ILKBAHAR	3	1	5	24	50	
	YAZ	8	1	2	35	69	
	SONBAHAR	7	1	3	30	50	
	KIŞ	2	3	7	21	43	
	TOPLAM:			6	17	110	212
2010	ILKBAHAR	5	2	5	23	61	
	YAZ	17	0	2	38	88	
	SONBAHAR	6	5	11	34	80	
	KIŞ	1	1	6	30	46	
	TOPLAM:			8	24	165	275
2011	ILKBAHAR	5	4	6	15	46	
	YAZ	8	1	1	43	75	
	SONBAHAR	12	0	3	37	72	
	KIŞ	2	7	11	31	45	
	TOPLAM:			12	21	126	238
2012	ILKBAHAR	8	1	5	27	63	
	YAZ	19	0	1	46	76	
	SONBAHAR	13	0	4	49	75	
	KIŞ	3	4	13	34	52	
	TOPLAM:			5	23	156	264
2013	ILKBAHAR	13	0	3	26	52	
	YAZ	26	0	0	33	71	
	SONBAHAR	3	4	7	40	59	
	KIŞ	6	3	12	34	59	
	TOPLAM:			7	22	133	241
2014	ILKBAHAR	24	0	0	21	55	
	YAZ	20	0	1	59	83	
	SONBAHAR	3	1	6	34	66	
	KIŞ	7	4	13	40	55	
	TOPLAM:			5	22	154	259
2015	ILKBAHAR	22	2	5	29	54	
	YAZ	22	0	0	15	22	
	SONBAHAR*						
	KIŞ	8	4	5	22	30	
	TOPLAM:			6	10	66	166

Çizelge 2. Ejder Davis ile 2008 – 2016 yılları arasında sıcaklık bilgileri.

SICAKLIK (°C)		Tmak	Tmin	ΔT	Tort	Tmed
2008	Gece	10.7	-12.8	23.5	-1.8	-1.8
	Gündüz	13.6	-12.3	25.9	0.2	-0.3
2009	Gece	9.2	-4.3	13.5	-2.1	-1.8
	Gündüz	12.3	-13	25.3	-0.3	-0.2
2010	Gece	11.3	-13.8	25	0.1	0.2
	Gündüz	13.1	-13.2	26.3	2	1.9
2011	Gece	9.8	-13.6	23.3	-1.8	-1.5
	Gündüz	13.3	-13.2	26.5	0.3	0.4
2012	Gece	14.8	-4.6	19.4	4.8	4.8
	Gündüz	23.4	-4.8	28.2	10.6	10.8
2013	Gece	17.9	-12.1	30	4.1	4.5
	Gündüz	21.3	-10.7	32	9.2	9.4
2014	Gece	14.8	-12.4	27.1	3.4	3.6
	Gündüz	17.6	-12.6	30.2	5.6	5.7
2015	Gece	9.5	-12.7	22.2	-1.5	-1.5
	Gündüz	11.8	-12.5	24.3	0.5	0.4
2016	Gece	8.6	-15.1	23.7	-2.2	-1.4
	Gündüz	7.4	-12.4	19.9	-3.5	-3.8

Çizelge 4. Ejder Davis ile ölçülen maksimum sıcaklık farkı bilgileri.

AY	2008	2009	2010	2011	2012	2013	2014	2015	2016
OCAK	10.5	10.1	11.1	9.5	7.3	13.2		7.6	10.5
ŞUBAT	13.8	8.2	11.5	9.2	*	12.9	11.8	12.7	9.7
MART	7.9	10.1	12.3	14.7		16.7	17.9	13.6	12.9
NİSAN	11.6	7.9	9.9	8.4		19.1	16.2	7.6	16.7
MAYIS	11.9	10.2	6.7	10.2	16.1		17.5	8.7	9.5
HAZİRAN	11	10			18.7	20.3	19.1	11.2	10.3
TEMMUZ	11.5	12.5		10.3	20.7	21.1	18.8	11.4	11.1
AĞUSTOS	11.6	9.7		10.8	20.6	20.6	17.7	17.8	
EYLÜL	9.8	12.5		10.1	20.3	21.7		10.6	
EKİM	8.0	8.9		11.8	20.2	19.2	24.5	8.4	
KASIM	7.8	10.4		9.7	15.6	16.7	8.2	13.3	
ARALIK	8.4	8.2		7.1	15.9	13.7	9.9	10	

*: Boş bırakılan bölmelerde veriler eksik olduğu için hesaplama yapılamamıştır.

Çizelge 5. Meteoroloji Genel Müdürlüğü ile alınan açık, bulutlu ve kapalı gün sayıları.

AY	1	2	3	4	5	6	7	8	9	10	11	12	TOR	ÖGS*
2009	12	18	18	13	14	10	13	8	11	4	10	17	148	166
	BULUTLU	*	1	1		4	1	1	1				8	
	KAPALI				2	1	4						1	
2010	17	14	12	15	17	15	5	5	8	12		4	124	141
	BULUTLU	1		2	2	2	1						1	9
	KAPALI				2		1		4				1	8
2011	9	16	11	10	15	11	5	3	10	7	12	11	120	143
	BULUTLU	1	1	1	1	3	2	1		3	1		14	
	KAPALI				4	2		1		1			9	
2012	9	17	17	16	15	28	25	29	28	19	19	13	235	365
	BULUTLU	14		10	10	13	2	6	1	2	7	10	6	81
	KAPALI	8	12	4	4	3				4	2	12	49	
2013	13	11	13	18	14	25	29	29	26	23	19	21	241	365
	BULUTLU	12	10	13	7	17	5	2	2	3	7	10	8	96
	KAPALI	6	7	5	5				1	1	1	2	28	
2014	19	18	13	12	13	26	29	29	24	20	16	6	225	355
	BULUTLU	5	4	12	17	12	4	2	2	2	7	9	14	90
	KAPALI	7		6	1	6			3	3	4	10	40	
2015	13	7	12	12	19	26	30	25	27	14	19	25	229	365
	BULUTLU	10	12	10	9	7	3	1	6	3	9	10	2	82
	KAPALI	8	9	9	9	5	1			8	1	4	54	

*: Boş bırakılan bölmelerde veriler eksik olduğu için hesaplama yapılamamıştır.



XX. ULUSAL ASTRONOMİ KONGRESİ
IX. ULUSAL ASTRONOMİ ÖĞRENCİ KONGRESİ



Teşekkür: Bu çalışmanın gerçekleşmesine destek veren Atatürk Üniversitesi'ne, Meteoroloji Genel Müdürlüğü'ne, Atatürk Üniversitesi Astrofizik Araştırma ve Uygulama Merkezi (ATASAM) Müdürlüğü'ne teşekkür ederiz. Bu çalışma Kalkınma Bakanlığı Projesi (2011K120230) tarafından desteklenmektedir.

Kaynaklar:

Akkuş, T., 2010. Palandöken Dağı ve Çevresinin Atmosferik Özelliklerinin Belirlenmesi. Y.Lisans Tezi, Fen Bilimleri Enstitüsü, Erzurum.

2016a. www.mgm.gov.tr/genel/sss.aspx?s=atmosfer

Meteoroloji Genel Müdürlüğü Türkiye Meteorolojik Veri Arşiv Sistemi (TÜMAS) Kullanım Kılavuzu, 2010, Meteorolojik Veri İşlem Dairesi Başkanlığı, BİİS şube Müdürlüğü, Ankara

Yeşilyaprak, C., Akkuş, T., Demirci, H., Yerli, S.K., Şahin, Y., Helvacı, M., Özışık, T., 2010. Palandöken Dağı'nın Atmosferik Özellikleri ve Astronomik Görüş Özellikleri. 17. Ulusal Astronomi Kongresi, Adana.

2016 UAK 2016



<http://uak.info.tr/2016/>
uak2016@uak.info.tr



İkinci Adam
Yayınları

ISBN:978-605-306-399-5

