



EGE ÜNİVERSİTESİ

DOKTORA TEZİ

**MANYETİK KATAKLİSMİK
SİSTEMLERİN MANYETİK DOĞASININ
UÇLAŞMA ÖLÇÜM İLE ARAŞTIRILMASI**

Demet TUTAR ÖZDARCAN

Tez Danışmanı : Prof. Dr. Varol KESKİN

Astronomi ve Uzay Bilimleri Anabilim Dalı

Sunuş Tarihi : 21.07.2017

Bornova-İZMİR

2017

EÜ FEN BİLİMLERİ ENSTİTÜSÜ

EGE ÜNİVERSİTESİ FEN BİLİMLERİ ENSTİTÜSÜ

(DOKTORA TEZİ)

**MANYETİK KATAKLİSMİK
SİSTEMLERİN MANYETİK DOĞASININ
UÇLAŞMA ÖLÇÜM İLE ARAŞTIRILMASI**

Demet TUTAR ÖZDARCAN

Tez Danışmanı : Prof. Dr. Varol KESKİN

Astronomi ve Uzay Bilimleri Anabilim Dalı

Sunuş Tarihi : 21.07.2017

Bornova-İZMİR

2017

Demet TUTAR ÖZDARCAN tarafından Doktora tezi olarak sunulan “Manyetik Katalistik Sistemlerin Manyetik Doğasının Uçlaşma Ölçüm ile Araştırılması” başlıklı bu çalışma EÜ Lisansüstü Eğitim ve Öğretim Yönetmeliği ile EÜ Fen Bilimleri Enstitüsü Eğitim ve Öğretim Yönergesi'nin ilgili hükümleri uyarınca tarafımızdan değerlendirilerek savunmaya değer bulunmuş ve 21.07.2017 tarihinde yapılan tez savunma sınavında aday oybirliği/oyçokluğu ile başarılı bulunmuştur.

Jüri Üyeleri:

İmza

Jüri Başkanı : Prof. Dr. M. Türker ÖZKAN

.....
.....

Raportör Üye : Prof. Dr. Selim O. SELAM

.....
.....

Üye : Prof. Dr. Belinda KALOMENİ

.....
.....

Üye : Prof. Dr. Melike AFŞAR

.....
.....

Üye : Prof. Dr. Varol KESKİN

.....
.....

EGE ÜNİVERSİTESİ FEN BİLİMLERİ ENSTİTÜSÜ

ETİK KURALLARA UYGUNLUK BEYANI

EÜ Lisansüstü Eğitim ve Öğretim Yönetmeliğinin ilgili hükümleri uyarınca Doktora Tezi olarak sunduğum “Manyetik Kataklistmik Sistemlerin Manyetik Doğasının Uçlaşma Ölçüm ile Araştırılması” başlıklı bu tezin kendi çalışmam olduğunu, sunduğum tüm sonuç, doküman, bilgi ve belgeleri bizzat ve bu tez çalışması kapsamında elde ettiğimi, bu tez çalışmasıyla elde edilmeyen bütün bilgi ve yorumlara atıf yaptığımı ve bunları kaynaklar listesinde usûlune uygun olarak verdiğimi, tez çalışması ve yazımı sırasında patent ve telif haklarını ihlal edici bir davranışımın olmadığını, bu tezin herhangi bir bölümünü bu üniversite veya diğer bir üniversitede başka bir tez çalışması içinde sunmadığımı, bu tezin planlanmasından yazımına kadar bütün safhalarda bilimsel etik kurallarına uygun olarak davrandığımı ve aksinin ortaya çıkması durumunda her türlü yasal sonucu kabul edeceğimi beyan ederim.

21 / 07 / 2017

İmzası

Adı-Soyadı

Demet TUTAR ÖZDARCAN

ÖZET

MANYETİK KATAKLİSMİK SİSTEMLERİN MANYETİK DOĞASININ UÇLAŞMA ÖLÇÜM İLE ARAŞTIRILMASI

TUTAR ÖZDARCAN, Demet

Doktora Tezi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Anabilim Dalı

Tez Danışmanı: Prof. Dr. Varol KESKİN

21 Temmuz 2017, 132 sayfa

Bu tez kapsamında polar ve intermediate (orta) polar olarak sınıflandırılan seçilen manyetik kataklismik değişenlerin zamana göre tayf uçlaşma ölçüm gözlemleri sunulmaktadır. Gözlenen sistemlerin manyetik alan özellikleri, dikine hızları ve görsel bölgedeki çembersel uçlaşmaları araştırıldı. Çembersel uçlaşma sinyaline sahip polar sistemlerin uçlaşma tayflarından cyclotron ışınımı varsayımıyla manyetik alan şiddetleri ve manyetik alan yapıları belirlendi. Maksimum çembersel uçlaşmaların takibi ile gözlenen her bir polar sistemdeki beyaz cüce bileşenin dönme dönemi elde edildi. Intermediate polar sistemlerde herhangi bir çembersel uçlaşma sinyali belirlenemedi.

Anahtar sözcükler: Manyetik kataklismik değişen yıldızlar, tayf uçlaşma ölçüm, polar, intermediate polar, dikine hız, manyetik alanlar, çembersel uçlaşma.



ABSTRACT

INVESTIGATION OF THE NATURE OF MAGNETIC CATAclySMIC SYSTEMS WITH POLARIMETRY

TUTAR ÖZDARCAN, Demet

PhD in Astronomy and Space Sciences

Supervisor: Prof. Dr. Varol KESKİN

21 July 2017, 132 pages

In the scope of this thesis, time-series spectropolarimetric observations of some magnetic cataclysmic variables (polars and intermediate polars) are presented. Magnetic field properties, radial velocities and optical circular polarization of observed systems are investigated. Magnetic field strengths and magnetic field structures of polars, which have circular polarization signal, are determined. Monitoring the maximum circular polarization, the spin period of the white dwarf component for each observed polar system is obtained. No circular polarization signal could be detected for intermediate polar systems.

Keywords: Magnetic cataclysmic variables, spectropolarimetry, polar, intermediate polar, radial velocity, magnetic fields, circular polarization.

TEŞEKKÜR

Bu tez çalışmasında danışmanlığımı üstlenen Prof. Dr. Varol KESKİN'e ve bu tez çalışmasının temel fikrinin ortaya çıkmasını sağlayan Prof. Dr. E. Rennan PEKÜNLÜ'ye teşekkür ederim.

Bu tez kapsamındaki gözlemlerin Arizona Üniversitesi olanakları ile gerçekleşebilmesi için beni davet etme nezaketini göstererek çalışma boyunca teknik ve bilimsel destek sağlayan Dr. Paul S. SMITH'e tüm katkılarının yanısıra sıcakkanlılığı ve yardım severliği için teşekkür borçluyum. Ayrıca ziyaretim boyunca sergiledikleri misafirperverlikleri için Arizona Üniversitesi Astronomi Bölümü ve Steward Gözlemevi'ne teşekkür ederim. Bu tez kapsamında sunulan verilerin bir bölümünün elde edildiği, Smithsonian Enstitüsü ve Arizona Üniversitesi ortak kuruluşu olan Multiple Mirror Telescope Observatory (MMTO)'da gözlem yapma fırsatını ve teknik desteği sağlayan gözlemevi müdürü Dr. G. Grant WILLIAMS'a teşekkür ederim.

Hiç bir zaman desteğini esirgemeyen eşim Doç. Dr. Orkun ÖZDARCAN başta olmak üzere her türlü maddi ve manevi destek sağlayan tüm aileme teşekkür ederim.

Bu tez kapsamında gerçekleştirilen çalışmaları 2014 yılı 2214/A Doktora Sırası Yurtdışı Araştırma Burs Programı, BiDEB 1059B141400376 numarası ile destekleyen TÜBİTAK'a teşekkür ederim.



İÇİNDEKİLER

	<u>Sayfa</u>
ÖZETvii
ABSTRACTix
TEŞEKKÜR	xi
ŞEKİLLER DİZİNİxv
ÇİZELGELER DİZİNİ	xxii
SİMGELER VE KISALTMALAR DİZİNİ	xxiii
1. GİRİŞ	1
1.1 Uçlaşma Ölçüm	8
1.1.1 Uçlaşma	8
1.1.2 Tayf Uçlaşma Ölçüm (Spectropolarimetry)	11
2. GÖZLEMLER	15
2.1 Gözlenen Sistemler	15
2.2 Gözlemsel Donanım	25
2.3 Veri İndirgeme	27
2.4 Veri Analiz Yöntemleri	39
3. BULGULAR	42
3.1 BY Cam	42

İÇİNDEKİLER (devam)

	<u>Sayfa</u>
3.2 WX LMi.....	51
3.3 GG Leo.....	59
3.4 MR Ser.....	65
3.5 V2301 Oph.....	71
3.6 FS Aur.....	73
3.7 EI UMa.....	77
3.8 V1223 Sgr.....	83
3.9 V667 Pup.....	85
3.10 V1062 Tau.....	86
3.111RXS J165443.5-191620.....	88
3.12 IGRJ18173-2509.....	93
3.13 Paloma (1RXS J052430.2+424449).....	95
3.14 V455 And.....	96
4.TARTIŞMA VE SONUÇ.....	99
5. ÖNERİLER.....	117
KAYNAKLAR DİZİNİ.....	118
ÖZGEÇMİŞ.....	131

ŞEKİLLER DİZİNİ

<u>Şekil</u>	<u>Sayfa</u>
1.1 Bir çift yıldız sisteminin Roche yüzeylerinin iki boyutta gösterimi.....	2
1.2 Bir polar sistem.....	3
1.3 Bir intermediate polar sistem.....	3
1.4 Uçlaşma elipsi	9
2.1 Bir CCD tayf uçlaşma ölçer olan SPOL.....	26
2.2 Hg-Cd kalibrasyon lamba tayfı.	28
2.3 Düz alan tayfı.	28
2.4 BD +28 4211 standart yıldız tayfı	28
2.5 BY Cam tayfı.....	28
2.6 Düz alan görüntüsü.....	29
2.7 İndirgemede kullanılmak üzere hazırlanan düz alan görüntüsü	30
2.8 Lamba tayfı.....	31
2.9 Bir yıldız görüntüsü için açıklıkların belirlenmesi.	32
2.10 1 numaralı açıklığa ait temsil fonksiyonu.	33
2.11 2 numaralı açıklığa ait temsil fonksiyonu.	33
2.12 BY Cam sisteminin çembersel uçlaşma tayfı.	35
2.13 BY Cam sisteminin optik bölge tayfı..	35

ŞEKİLLER DİZİNİ (devam)

<u>Şekil</u>	<u>Sayfa</u>
2.14 Standart yıldız toplam akı tayfı.....	36
2.15 İlk açıklık için duyarlılık fonksiyonu.....	36
2.16 İkinci açıklık için duyarlılık fonksiyonu.....	37
2.17 Akı düzeltmesi için tüm görüntülere uygulanacak tayf.....	37
2.18 Standarda dönüşmüş standart yıldız akı tayfı.....	38
2.19 BY Cam sisteminin dalga boyu ve akı düzeltmesi yapılmış tayfı.....	38
3.1 BY Cam sisteminin bir yörünge boyunca görsel bölge ve çembersel uçuşma tayfı.....	43
3.2 BY Cam sisteminin ortalama tayfı.....	44
3.3 BY Cam sistemine ait H_{α} salma çizgisinin hız alanında değişimi.....	45
3.4 BY Cam sisteminin eş zamanlı dikine hız eğrisi ve maksimum uçuşma dağılımı.....	47
3.5 BY Cam sisteminde maksimum negatif çembersel uçuşma gösteren uçuşma ve görsel bölge tayfı.....	48
3.6 BY Cam sisteminde maksimum pozitif çembersel uçuşma gösteren uçuşma ve görsel bölge tayfı.....	50
3.7 WX LMi sisteminin bir yörünge boyunca görsel bölge ve çembersel uçuşma tayfı.....	52
3.8 WX LMi sisteminin ortalama tayfı.....	53

ŞEKİLLER DİZİNİ (devam)

<u>Şekil</u>	<u>Sayfa</u>
3.9 WX LMi sistemine ait H_α salma çizgisinin hız alanında değişimi	54
3.10 WX LMi sisteminin eş zamanlı dikine hız eğrisi ve maksimum uçuşma dağılımı.....	55
3.11 WX LMi sisteminde maksimum pozitif çembersel uçuşma gösteren uçuşma ve görsel bölge tayfı.	56
3.12 WX LMi sisteminde maksimum negatif çembersel uçuşma gösteren uçuşma ve görsel bölge tayfı.	58
3.13 GG Leo sisteminin görsel bölge ve çembersel uçuşma tayfları.....	59
3.14 GG Leo sisteminin ortalama tayfı..	60
3.15 GG Leo sistemine ait H_α salma çizgisinin değişimi... ..	61
3.16 GG Leo sisteminin dikine hız eğrisi ve maksimum uçuşma değişimi.....	62
3.17 GG sisteminde UT 07:55 ortalama zamanında alınmış görsel bölge ve uçuşma tayfı.....	63
3.18 GG sisteminde UT 07:55 gözlem zamanına ait çembersel uçuşma verisi ve onu en iyi temsil eden Gauss fitleri.	63
3.19 GG sisteminde UT 08:36 gözlem zamanına ait çembersel uçuşma verisi ve onu en iyi temsil eden Gauss fitleri.	64
3.20 GG sisteminde UT 08:36 ortalama zamanında alınmış görsel bölge ve uçuşma tayfı.....	64
3.21 MR Ser sisteminin görsel bölge ve çembersel uçuşma tayfları.....	66

ŞEKİLLER DİZİNİ (devam)

<u>Şekil</u>	<u>Sayfa</u>
3.22 MR Ser sisteminin ortalama tayfı	66
3.23. MR Ser sistemine ait H_{α} salma çizgisinin değişimi.	67
3.24 MR Ser sisteminin dikine hız eğrisi ve maksimum uçuşma değişimi.	68
3.25 MR Ser sisteminde UT 11:16 ortalama zamanında alınmış görsel bölge ve uçuşma tayfı.....	69
3.26 MR Ser sisteminde UT 11:16 gözlem zamanına ait çembersel uçuşma verisi ve onu en iyi temsil eden Gauss fitlerini göstermektedir.....	69
3.27 MR Ser sisteminde UT 11:38 ortalama zamanında alınmış görsel bölge ve uçuşma tayfı.....	70
3.28 MR Ser sisteminde UT 11:38 gözlem zamanına ait çembersel uçuşma verisi ve onu en iyi temsil eden Gauss fitlerini göstermektedir.....	70
3.29 V2301 Oph sisteminin görsel bölge ve çembersel uçuşma tayfları.....	71
3.30 V2301 Oph sisteminin ortalama tayfı.....	72
3.31 V2301 Oph sisteminin dikine hız eğrisi.....	73
3.32 FS Aur sisteminin görsel bölge ve çembersel uçuşma tayfları	74
3.33 FS Aur sisteminin görsel bölge ve çembersel uçuşma tayfları, devam.. .	75
3.34 FS Aur sisteminin ortalama tayfı	75
3.35 FS Aur sistemine ait H_{α} salma çizgisinin değişimi	76
3.36 FS Aur sistemine ait dikine hız eğrisi	77

ŞEKİLLER DİZİNİ (devam)

<u>Şekil</u>	<u>Sayfa</u>
3.37 EI UMa sisteminin Bok teleskobu ile elde edilmiş görsel bölge ve çembersel uçuşma tayfları	78
3.38 EI UMa sisteminin Kuiper teleskobu ile elde edilmiş görsel bölge ve çembersel uçuşma tayfları	79
3.39 EI UMa sisteminin Ocak ayı ortalama tayfı	80
3.40 EI UMa sisteminin Şubat ayı ortalama tayfı	80
3.41 EI UMa sistemine ait H_{α} salma çizgisinin değişimi	81
3.42 EI UMa sistemine ait Ocak ayı verilerinden elde edilen ait dikine hız eğrisi.....	81
3.43 EI UMa sistemine ait Şubat ayı verilerinden elde edilen ait dikine hız eğrisi.....	82
3.44 EI UMa sistemine ait UT 06:07 ortalama zamanında alınmış uçuşma ve görsel bölge tayfı.....	82
3.45 EI UMa sistemine ait UT 06:33 ortalama zamanında alınmış uçuşma ve görsel bölge tayfı.....	83
3.46 V1223 Sgr sisteminin görsel bölge ve çembersel uçuşma tayfları	84
3.47 V1223 Sgr sisteminin ortalama tayfı.	84
3.48 V667 Pup sisteminin görsel bölge ve çembersel uçuşma tayfları.	85
3.49 V667 Pup sisteminin ortalama tayfı.	86
3.50 V1062 Tau sisteminin görsel bölge ve çembersel uçuşma tayfları.	87

ŞEKİLLER DİZİNİ (devam)

<u>Şekil</u>	<u>Sayfa</u>
3.51 V1062 Tau sisteminin ortalama tayfı.....	88
3.52 1RXS J165443.5-191620 sisteminin 21 Mart 2015 tarihinde alınmış görsel bölge ve çembersel uçuşma tayfları	89
3.53 1RXS J165443.5-191620 sisteminin 23 Mart 2015 tarihinde alınmış görsel bölge ve çembersel uçuşma tayfları	89
3.54 1RXS J165443.5-191620 sisteminin 24 Mart 2015 tarihinde alınmış görsel bölge ve çembersel uçuşma tayfları.....	90
3.55 1RXS J165443.5-191620 sisteminin 25 Mart 2015 tarihinde alınmış görsel bölge ve çembersel uçuşma tayfları.....	90
3.56 1RXS J165443.5-191620 sisteminin 26 Mart 2015 tarihinde alınmış görsel bölge ve çembersel uçuşma tayfları.....	91
3.57 1RXS J165443.5-191620 sisteminin 27 Mart 2015 tarihinde alınmış görsel bölge ve çembersel uçuşma tayfları	91
3.58 1RXS J165443.5-191620 sisteminin 14 Nisan 2015 tarihinde alınmış görsel bölge ve çembersel uçuşma tayfları.....	92
3.59 1RXS J165443.5-191620 sisteminin 15 Nisan 2015 tarihinde alınmış görsel bölge ve çembersel uçuşma tayfları.....	92
3.60 1RXS J165443.5-191620 sisteminin ortalama tayfı.....	93
3.61 IGRJ18173-2509 sisteminin görsel bölge ve çembersel uçuşma tayfları..	94
3.62 IGRJ18173-2509 sisteminin ortalama tayfı.....	94

ŞEKİLLER DİZİNİ (devam)

<u>Şekil</u>	<u>Sayfa</u>
3.63 Paloma (1RXS J052430.2+424449) sisteminin görsel bölge ve çembersel uçlaşma tayfları	95
3.64 Paloma (1RXS J052430.2+424449) sisteminin ortalama tayfı.	96
3.65 V455 And sisteminin görsel bölge ve çembersel uçlaşma tayfları.....	97
3.66 V455 And sisteminin ortalama tayfı.....	97

ÇİZELGELER DİZİNİ

<u>Çizelge</u>	<u>Sayfa</u>
2.1 Gözlenen manyetik kataklismik değişen sistemler	15
2.2 Gözlenen sistemlere ait literatür bilgileri.....	23
4.1 Gözlenen polar sistemlerden elde edilen dönemler	99
4.2 Gözlenen polar sistemlerden elde edilen çembersel uçlaşma miktarları ve hesaplanan manyetik alan yeğinlikleri.....	100
4.3 Gözlenen diğer sistemlerin ortalama çembersel uçlaşma miktarları	100

SİMGELER VE KISALTMALAR DİZİNİ

<u>Simgeler</u>	<u>Açıklama</u>
ω_{ce}	Elektron cyclotron frekansı
c	Boşluktaki ışık hızı (cgs)
m_e	Elektronun kütlesi (cgs)
n	Harmonik numarası
e	Elektronun yükü (cgs)
B	Manyetik alan yeğirliği
I	Stokes parametresi, tüm ışık
Q	Stokes parametresi, doğrusal uçlaşmış
U	Stokes parametresi, $\pm 45^\circ$ uçlaşmış
V	Stokes parametresi, çembersel uçlaşmış
<u>Kısaltmalar</u>	
SPOL	CCD Tayf uçlaşma ölçer (CCD Spectropolarimeter)
MMT	Multiple Mirror Telescope
CV	Kataklismik Değişen
mCV	Manyetik Kataklismik Değişen
IP	Intermediate Polar
IRAF	Astronomi Görüntü İndirgeme Aracı

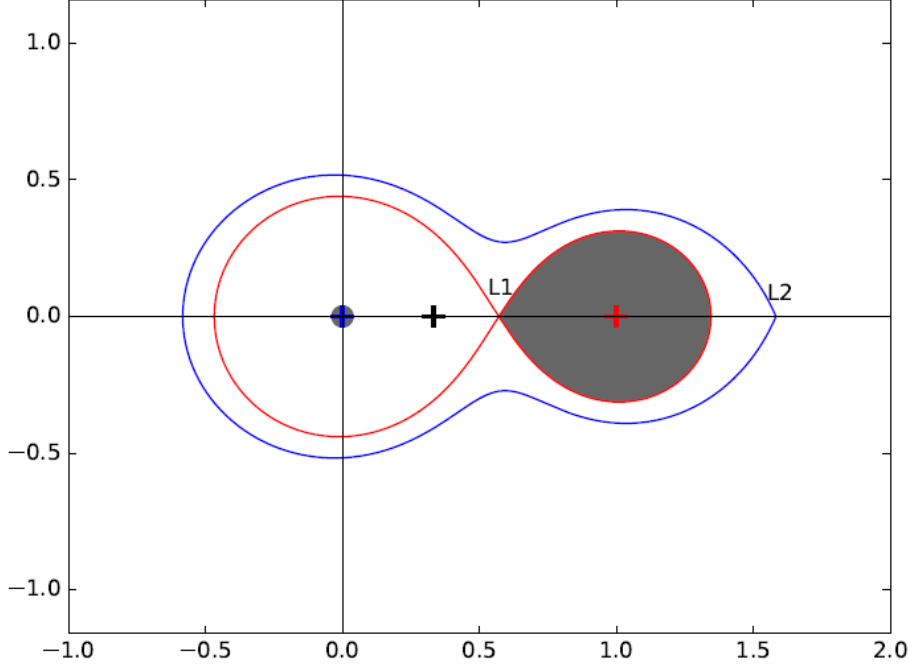


1. GİRİŞ

Manyetik kataklismik 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 laboratuvardır. Manyetik kataklismik değişen sistemler hakkında en kapsamlı başvuru kaynağı olan Warner (1995) çalışmasına göre bu sistemlerin manyetik alan yeğinliğine göre Intermediate polar (IP) ve polar olmak üzere iki farklı sınıfta incelendiği görülür. Warner (1995) bu sınıfları şöyle tanımlamaktadır: IP sistemleri manyetik alan yeğinlikleri yaklaşık 1 ile 30 Mega Gauss (MG) arasında olup, Roche lobunu doldurmuş yoldaş yıldız maddesinin iç Lagrange (L_1) noktasından baş yıldıza doğru aktığı sistemlerdir. Bu toplanma akıntısı sırasında baş yıldızın etrafında bir toplanma diski oluşur. Beyaz cücenin yüksek manyetik alan yeğinliği, etrafında bulunan toplanma diskinin iç kısımlarından maddeyi kaldırarak manyetik alan çizgileri boyunca tuzaklar ve beyaz cücenin manyetik kutuplarına doğru ivmeli harekete zorlar. Madde nihayet beyaz cücenin kutup bölgeleri yakınında yüzeye çarpar ve bu nedenle toplanma kolunun ayakucu bölgelerinden yüksek X-ışın salınmasına neden olur. Bu bölgeler şok bölgeleri, "shock region", olarak adlandırılmıştır. Polar sistemlerde ise baş yıldızın manyetik alan yeğinliği yaklaşık 7-250 MG aralığındadır. Polar sistemler IP sistemlerden daha yüksek manyetik alan yeğinliğine sahiptir. Bu yüksek manyetik alan şiddeti nedeniyle, L_1 Lagrange noktasından akan madde, beyaz cüce etrafında bir toplanma diski oluşturamaz ve madde manyetik alan çizgileri boyunca tuzaklanarak doğrudan beyaz cüce üzerine akar (Cropper 1990). Şekil 1.1'de kütle oranı 0,5 olan yakın bir çift sistemin Roche yüzeyleri ve mCV sistemlerinde madde aktarımı için kritik nokta olan (L_1) noktası gösterilmektedir.

Manyetik alan yeğinliği için ortalama bir sınır verilmiş olmasına rağmen bugüne kadar gözlenen en yüksek manyetik alan yeğinliğine sahip polar AR UMa sistemidir. AR UMa sisteminin ~200-235 MG ile en yüksek manyetik alan şiddetine sahip polar olduğu Ferrario et al. (2003) tarafından gösterilmiştir. Polar ve IP sistemleri arasındaki bir diğer fark ise polar sistemlerde eşdönme gözlenirken IP sistemlerinde eşdönmenin gözlenmemesidir. Burada eşdönme olarak söz edilen olgu genellikle yakın çift yıldız sistemlerinde gözlenen yörünge dönemleri ve beyaz cüce dönme dönemlerinin aynı olmasıdır ve bu süre polarlarda ortalama ~3 saat dolayındadır. IP sistemlerinde genellikle yörüngedeki

dolanma dönemi, beyaz cüce dönme döneminin on katıdır (Warner 1995). IP sistemleri eşdönme göstermeyen *asenkrone* dönen sistemlerdir.

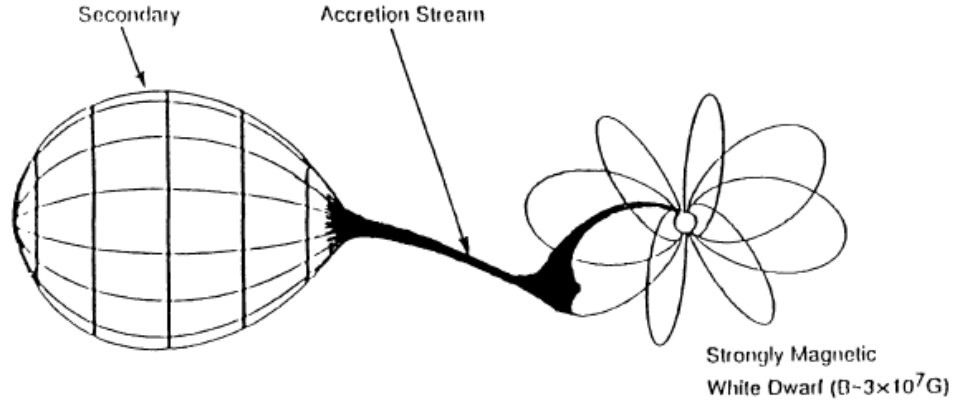


Şekil 1.1: Kütleye oranı 0,5 olan bir çift yıldız sisteminin Roche yüzeylerinin iki boyutta (x-y düzlemi) gösterimi. Soldan sağa "+" işareti ile gösterilen bölgeler sırasıyla baş yıldızın kütle merkezini, yoldaş yıldızın kütle merkezini ve sistemin kütle merkezini göstermektedir. En içte yer alan sürekli düz çizgi iç kritik potansiyel yüzeyi temsil etmektedir. Dışta yer alan sürekli düz çizgi ise dış kritik Roche yüzeyini temsil etmektedir. L_1 olarak işaretlenen nokta Manyetik kataklizmik sistemlerde kütle aktarımını gerçekleştirdiği iç Lagrange noktasını temsil etmektedir. L_2 ise sistemin Lagrange 2 noktasını göstermektedir. Her iki yıldızda taralı alanlar ile gösterilmektedir. Sağdaki taralı alan, Roche lobunu doldurmuş yoldaş yıldız temsil etmektedir.

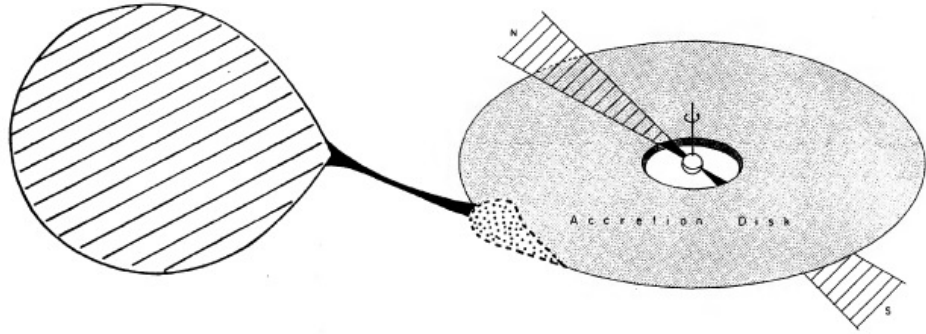
Cropper (1990) çalışmasından alınan bir polar sistemin şematik gösterimi Şekil 1.2'de verilmektedir. Şekil 1.2'de polar sistemleri oluşturan temel yapılar ve beyaz cüce manyetik alan çizgileri de belirtmektedir. Şekil 1.3 ise, bir IP sistemine ait temel yapıların şematik gösterimidir ve Patterson (1994) çalışmasından alınmıştır.

Polar sınıfını tanımlayan temel özellikler; (Cropper 1990), optik dalgaboylarında görülen güçlü ve değişen çembersel ve doğrusal uçlaşma, yumuşak X-ışın ve/veya sert X-ışın bölgesinde yüksek oranda gözlenen parlaklık ve görsel bölge tayfında güçlü hidrojen ve helyum salma çizgileri bulunmasıdır. Patterson (1994) bir sistemin IP olarak sınıflanması için gözlenmesi gereken özelliklerin yörünge döneminden kısa olan kararlı bir optik dönme (spin) dönemi, optik dönem civarında kararlı bir X-ışın dönemi, He II salma çizgilerinde zonklama, çembersel uçlaşma, genellikle ana dönemden uzun, optik ve/veya X-

ışın döneminde bir yan (sideband) dönem ve düşük enerji soğurması ile yüksek sert X-ışın tayfı olması gerektiğini belirtir.



Şekil 1.2: Bir polar sistem. Gösterim Cropper (1990) çalışmasından alınmıştır.



Şekil 1.3: Bir İntermediate polar sistem. Gösterim Patterson (1994) çalışmasından alınmıştır. Gösterim, yoldaş yıldızı (çizgili taralı alan), toplanma akıntısını (koyu renkli bölge), akıntının diske çarptığı sıcak lekeyi (noktalı taralı alan), beyaz cüce bileşenini ve beyaz cüce etrafında oluşan toplanma diskini (gri boyalı alan) belirtmektedir. Ayrıca beyaz cüce bileşenin dönme eksenini, kuzey(N) ve güney(S) manyetik kutuplar ve onlara ait ışınım konileri de belirtilmiştir.

Manyetik kataklismik değişen yıldızların sınıflamasında temel alınan veriler söz konusu sistemlerin elektromanyetik tayfın hemen hemen her bölgesini tarayan farklı yöntemler ile gözlenmesi sonucu elde edilmiştir. Işıkkölçüm, tayfölcüm ve polarizasyon ölçümü ile bu sistemlerden bize ulaşan ışığın incelenmesi, sistemlerin yapıları ve evrimleri hakkında daha fazla bilgiye ulaşmamızı sağlamaktadır.

Manyetik kataklismik sistemlerin görsel bölge ışık ölçüm gözlemleri sonucu bazı değişimler bulunmuştur. Bunlar kısa dönemli ve uzun dönemli olarak iki ana grupta incelenebilir. Kısa dönemli değişimlerin başlıca sebepleri, sistemin tutulma göstermesi, sistemde toplanma diskini varlığı, beyaz cüce dönme dönemi ile yörünge dolanma döneminin birbirine göre durumu, flare benzeri

soğuk yıldız aktivitesine ait yapıların gözlenmesi ve madde aktarımıdır. Örnek olarak Steiman-Cameron and Imamura (1999), V2301 Oph sisteminin tutulma gösterdiğini belirtir. Tutulmalar yoldaş yıldız veya toplanma diski tarafından oluşabilir. Reimer et al. (2008) çalışması ile bir IP olan EI UMa sisteminde de flare gözleendiği belirtilmektedir. Aynı çalışmada EX Hya, GK Per gibi bazı IP sistemlerin cüce nova patlamaları (outburst) gösterdiklerinden de bahsedilmektedir.

Uzun dönemli değişimler ise, bir kaç yıl veya daha fazla zaman aralığında gerçekleştirilen gözlemler sonucu ışık eğrileri elde edilmiş sistemler üzerinden tartışılmaktadır. Örnek olarak, FS Aur (Neustroev et al. 2012; Chavez et al. 2012) ve MU Cam (Yun et al. 2011) uzun dönemli gözlenmiş sistemlerden yalnızca ikisi olarak bahsedilebilir. Uzun dönemli gözlem çalışmaları özellikle IP sistemleri için sistemin eşdönmeğe doğru hızlanma veya yavaşlama şeklinde bir evrim geçirip geçirmediğini araştırmak için yapılmaktadır. MU Cam sistemi için dönme döneminde değişimlere rastlandığı fakat yavaşlama veya hızlanma hakkında kesin bilgilere henüz ulaşılmadığı (Yun et al. 2011) görülmektedir. FS Aur sisteminde ise uzun dönemli gözlemler sonucunda sistemde bir üçüncü cisim varlığı tespit edilmiştir. Bu üçüncü cisim, Jüpiter'in 25-64 katı kütleli yaklaşık 900 gün dönemli bir bileşen olduğu belirtilmektedir (Chavez et al. 2012).

Görsel bölge dışında, manyetik kataklismik sistemlerin elektromanyetik tayfin diğer bölgelerine ait verileri de elde edilmektedir. Bu gözlemler özellikle X-ışın, yakın moröte, uzak moröte, kızılöte ve radyo bölgelerinde gerçekleşmektedir. Manyetik kataklismik sistemlerin X-ışın gözlemlerinde yüksek miktarda salma dikkat çekmektedir. Bu sistemlerdeki X-ışın salmasına neden olan süreçlerden biri, beyaz cüce manyetik kutuplarından akarak gelen maddenin beyaz cüce üzerine çarpmasıyla plazmanın şok bölgesinden X-ışını salmasıdır (Done and Magdziarz 1998). Bir diğer neden ise sistemde toplanma diskinin varlığında, yoldaş yıldızdan akan maddenin beyaz cüce yüzeyine düşmeden önce diskte çarptığı bölgede plazmayı çok ısıtarak X-ışın salmasıdır (Warner 1995). X-ışın bölgesinde salma gösteren sistemlere örnek olarak Done and Magdziarz (1998) tarafından BY Cam üzerine yapılan çalışma ve Neustroev et al. (2012) tarafından FS Aur üzerine yapılan çalışma gösterilebilir. Ayrıca X-ışın bölgesi dışında elektromanyetik tayfin moröte bölgesinde de WX LMi sisteminin Linnell et al. (2010) tarafından uydu verileri ile gerçekleştirilen yakın ve uzak moröte gözlem sonuçları örnek gösterilebilir. Kızılöte bölge, görsel bölge ile birlikte ışınımın baskın kaynak olarak toplanma bölgesinden geldiği bölge olduğu için bu bölgelerdeki ışınımın karakteristiğini doğrudan belirleyen toplanma bölgesidir. Bu

nedenle kızılöte dalgalıboylarında yapılacak çalışmaların toplanma işlemini anlamamızda temel veri kaynağı olacağı Cropper (1990) tarafından belirtilmektedir.

Chanmugam and Dulk (1982), polar sistemlerin prototipi olan AM Her sisteminden gözlenen radyo salmasının keşfini ilk kez duyurmuşlardır. Radyo teleskoplar ile günümüzde de manyetik kataklismik değişen sistemler gözlenmektedir. Barrett et al. (2017), 121 tane mCV sistemi Very Large Array (VLA) radyo teleskobu ile taradıklarını ve bu sistemlerin radyo bölgedeki davranışları hakkında önemli sonuçlara ulaştıklarını duyurmuşlardır.

Görsel bölgede gözlenen ışımının yüksek duyarlılık ve yüksek çözünürlük avantajı olduğu için bu bölgede diğer bölgelere göre daha fazla çalışma yapılmaktadır. Görsel bölgede mCV sistemlerinden salınan ışımın güçlü bir şekilde uçlaşmıştır ve bu sayede salma yapan bölgenin konumu ve fiziksel durumu hakkında kritik bilgiler elde edilir (Cropper 1990). Manyetik kataklismik sistemlerin tümünün görsel bölge tayflarında yeğlilikleri sistemden sisteme değişmekle beraber genellikle Hidrojen ve Helyum salma çizgileri görüldüğünü belirten Cropper (1990) çalışmasına göre görsel bölge tayfları toplanma bölgesinden çok toplanma akışına duyarlıdır. Ayrıca disk barındıran sistemlerde salma çizgileri çift tepeli olarak gözlenmektedir. Diskin baş yıldız etrafındaki varlığı Doppler etkisi nedeniyle salma çizgilerindeki çift tepeli yapının yeğliliğinin evreyle değişmesine neden olur (Hellier 2001).

Yeğlin 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 ışımının varlığına işaret etmektedir. Tayf sürekliliğinde gözlenen bu akı artışları cyclotron harmonikleri olarak adlandırılırlar (Warner 1995). Cyclotron ışımını 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 algırlar. Bu kuvvet nedeniyle elektronlar manyetik alan çizgileri boyunca sarmal yörüngelerde ivmeli hareket ederler (Jackson 1975; Warner 1995). Bu nedenle şok bölgesinin hemen üstünden cyclotron ışımını salarlar (Silva et al. 2011). Bu ışımının uçlaşmış olduğu Ingham et al. (1976), Cropper (1990) ve Warner (1995) çalışmalarında da gösterilmektedir.

Manyetik kataklismik sistemlerde cyclotron ışıınıını konusunda gözlemsel ilk çalışma Tapia (1977) tarafından AM Her sisteminde uçlaşma keşfedilmesiyle gerçekleşmiştir. Görsel bölge tayfında gözlenen cyclotron harmonikleri, uçlaşmalar ve X-ışın gözlemleri bu sistemlerdeki manyetik alan varlığına delil olarak kabul edilmektedir. Manyetik alan değerlerine ulaşılabilmesi için ise sistemlerin optik bölge tayfının modellenmesi veya uçlaşma ölçüm gözlemleri yapılabilir. Cropper (1990) çalışmasına göre doğrusaldan çembersele uçlaşma oranı ışıınıın salan bölgede manyetik alan yeğinliğinin plazmanın optik derinliğine bağlı olmaksızın belirlenmesini sağlar. Ayrıca cyclotron ışıınıının harmoniklerinin bulunduğu dalgaboyları ışıınıının doğası gereği doğrudan manyetik alan yeğinliği ile ilişkilidir. Ingham et al. (1976) çalışmasında da gösterilen bu ilişki kullanılarak manyetik alan yeğinliği doğrudan hesaplanabilir (Warner 1995).

Manyetik alanın yeğinliği kadar alanının yapısı ve alana bakış açımız da gözlenen tayfı etkilemektedir (Cropper 1990). Aynı çalışmada manyetik alan yapısının genellikle merkeze konuşlanmış çift kutuplu (*centered dipol*) yapıda olduğu varsayılır. Gözlemsel olarak manyetik alan yapısını ortaya çıkarabilmek için manyetik kataklismik sistemlerde madde aktarımının gerçekleştiği kutuplar incelenir. Bu nedenle polar sistemlerde maddenin baş yıldız üzerine tek veya daha fazla manyetik kutuptan aktarılıp aktarılmadığı araştırılmaktadır. Pavlenko (2006), çalışmasına göre, beyaz cüce manyetik alan yapısının çift kutuplu olduğu bazı sistemlerde beyaz cüce üzerine tek kutuptan madde akışı gözlenirken bazı sistemlerde her iki kutuptan aynı anda madde akışı gözlenir. Ramsay et al. (2004) GG Leo ve EU UMa sistemlerinin tek kutuptan madde aktarımı yaptığını gösterirken, Boyd (2005) ve Hoard et al. (2005) çalışmalarında DO Dra (YY Dra) sisteminin her iki kutuptan da madde aktarımı yaptığını göstermişlerdir. Madde aktarımının tek kutuptan iki kutuba evrimleştiğini gösteren gözlemler de bulunmaktadır. BY Cam madde akışının bir kutuptan iki kutuba evrimleştiği gözlenen sistemlerden biri olabileceğinden (Piirola et al. 1994) çalışmasında bahsedilmektedir. Aynı çalışmada, Paloma (RX J0524+42) sisteminde de iki kutuptan olan madde aktarımının kutup değişimi veya kutup göçü senaryoları ile gerçekleşme ihtimali tartışılmaktadır. Beyaz cüce manyetik alan yapısının merkezi çift kutuplu yapıdan farklı olarak merkezden kaymış (*de-centred dipol*) yapıda da olabileceği Stift (1974) ve Gerth and Glagolevskij (2004) tarafından da vurgulanmıştır. Bundan başka beyaz cüce manyetik alan yapısı çift kutuplu yapı yerine çok kutuplu yapıda da olabilir. WX LMi bu bağlamda farklı araştırmacılarca çalışılmış bir sistemdir. Sistemin Schwarz et al. (2001) tarafından gerçekleştirilen gözlemleri sonucu elde edilen ışık eğrisinin modellenmesi ile aynı

yarım kürede madde aktarımı kaynaklı iki sıcak leke belirlenmiştir. Bu duruma çok kutuplu bir manyetik yapının yol açabileceğine Vogel et al. (2007) dikkat çekerek, beyaz cüce manyetik alanının merkezi çift kutuplu yapı yerine çok kutuplu yapılar şeklinde de olabileceğini önermiştir.

Gözlenen sistemler arasında manyetik alan yeğliliklerindeki ve yapılarındaki farklılıkların sebebi, yıldız yapısına ve nihayetinde yıldız evrimine manyetik alanların etkisi, mCV sistemleri üzerinde de tartışılmaktadır. Yıldız evrimi açısından bakıldığında IP ve polar sistemler arasında bir ilişki olup olmadığı manyetik alanlar bağlamında Cropper (1990) tarafından tartışılmıştır. Cropper (1990), polarların evrimi açısından ilk çalışmaların Liebert and Stockman (1985) ve King et al. (1985) tarafından gerçekleştirildiğinden bahsetmektedir. Bu çalışmalara göre, baş yıldızın güçlü manyetik alanı polarları kısa dönemli dönmeye doğru evrimleştirmektedir. Ayrıca Cropper (1990), IP sistemlerinin evrimleşerek daha kısa dönemli, çift ayrıklığının daha az olduğu eşdönmeye zorlayacak yeğlilikte manyetik alana sahip olan polar sistemlere dönüştüğü yönünde ilk önerinin de Chanmugam and Ray (1984) tarafından yapıldığını belirtmektedir. Burada bahsedilen eşdönme, çiftin yörünge dolanma dönemi ile baş yıldızın dönme döneminin aynı olması, bir diğer deyişle kilitli dönme durumudur. Polarlarda gözlenen kilitli dönmeden bileşenler arası manyetik etkileşiminin sorumlu olduğu düşünülmektedir (Joss et al. 1979). Yıldız evrimi açısından IP ve polar sistemler hakkında kesin bir yargıya varılabilmesi için, sistemlerin manyetik alanlara duyarlı yöntemler ile daha çok çalışılması gerekmektedir (Cropper 1990).

Bu tezin amacı, mCV sistemlerinde beyaz cüce manyetik alanının görsel bölge tayf uçuşma ölçüm yöntemi ile araştırılmasıdır. Tayf uçuşma ölçüm, cyclotron ışınımı kaynaklı çembersel uçuşmuş yapıların belirlenmesini sağlar ve böylece, beyaz cüce manyetik alan yeğliliği doğrudan hesaplanabilir. Bu konuda, özellikle evre çözümlenmeli spektrofotometri ve tayf uçuşma ölçüm yönteminin en ideal yaklaşım olduğu Cropper (1990) tarafından da önerilmektedir.

Manyetik kataklismik sistemlerin optik bölge tayf uçuşma ölçümle çalışılması, sistemlerin manyetik alan yeğliliklerinin doğrudan belirlenmesini sağlar. Uçuşma ve eş zamanlı optik bölge tayfı birlikte değerlendirilerek cyclotron ışınımı kaynaklı harmonikler çözümlenir ve manyetik alan yapıları belirlenir. Zamana göre gözlenen maksimum uçuşma miktarları ile uçuşmuş 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.

Bu tez kapsamında yüksek ve düşük manyetik alan yeğinliklerine sahip manyetik kataklismik değişenler arasından seçilen sistemlerin görsel bölge uçuşma ölçüm gözlemleri gerçekleştirilmiştir. Bu sistemlerden henüz uçuşma ölçüm yöntemleri ile gözlenmemiş olanların ilk defa gözlemleri yapılmıştır. Daha önce farklı uçuşma ölçüm yöntemleriyle gözlenen sistemler de ilk defa tayf uçuşma ölçüm yöntemi ile gözlenmiş oldu. Sistemlerin manyetik alan yeğinlikleri hesaplanarak manyetik alan yapıları çözümlenmiştir. Maksimum uçuşma takibi ile beyaz cüce dönme dönemleri hesaplanmıştır. Optik bölge tayfları yardımıyla sistemlerin tayflarında görülen salma çizgilerinden dikine hızlar hesaplanarak, çember yörünge varsayımı altında yörünge dönemleri hesaplanmıştır. Ayrıca tez kapsamında gerçekleşen gözlem sonuçlarının önceki çalışmalar ile karşılaştırılma olanağı da bulunmuştur.

1.1 Uçuşma Ölçüm

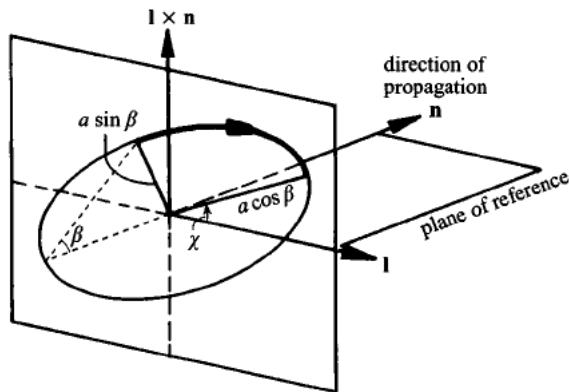
1.1.1 Uçuşma

Uçuşma ölçüm, manyetik alanları doğrudan belirlemede kullanılan bir yöntemdir. Bu yöntem, kaynaktan gelen ışığın ne kadarının uçtuğunu ölçmeye dayanmaktadır. Herhangi bir kaynaktan alınan ışık hiç uçuşmamış ya da kısmî olarak doğrusal veya dairesel uçuşmuş olarak gözlenebilir. Gözlenen uçuşmanın pek çok nedeni olmasına rağmen temelde ışığın doğası kaynaklıdır. Işık bir enine (*transverse*) dalga, yani yayılma doğrultusuna dik bir şekilde salınım yapan dalgadır. Uçuşma ise enine dalgalara ait bir özelliktir. Bir elektromanyetik dalga olan ışık, uzayda yayılırken her ikisi de yayılma doğrultusuna ve birbirlerine dik olan elektrik ve manyetik alan vektörleriyle temsil edilir. Elektrik alan vektörünün konumu uçuşma durumunu belirtir. Kartezyen koordinatlarda incelendiğinde elektrik alan vektörünün x ve y bileşenleri arasındaki şiddet farkı ve/veya değişimi ya da evre farkı olması elektrik alan vektörünün izdüşümünde uçuşma durumunu yaratır. Uçuşma durumu yani elektrik alan vektörünün izdüşümü herhangi bir açıda belli bir değerde sabit ise ışık doğrusal uçuşmuştur. Bu durum bileşenler arasındaki evre farkının birbirine eşit olduğu zaman geçerlidir. Uçuşma açısı ise izdüşüm vektörünün x eksenine göre konum açısıdır. Eğer elektrik alan vektörünün izdüşümü belli bir açıda sabitlenmeyip dönüyor ve bir çember belirtiyorsa, ışık vektörün dönme yönüne göre sağ veya sol yani pozitif (+) veya negatif (-) işaretli olarak çembersel uçuşmuştur. Aslında çembersel uçuşma eliptik uçuşmanın özel bir halidir ve elektrik alan vektörünün bileşenleri arasındaki evre

farkının tam 90° olduğunu ve elektrik alan vektör bileşenlerinin birbirine eşit değerde olduklarını belirtir. Bu durum dışında kalan tüm uçuşma durumlarında ışık eliptik uçuşmuştur. Buna rağmen ışık üzerinde uçuşma yaratan süreçler için fiziksel bir olay gerekmektedir yani hiç bir uçuşturucu sürece maruz kalmayan ışık uçuşmamıştır. Bu da bize doğal ışığın uçuşmamış olduğunu söylemektedir.

Uçuşma durumunun belirlenmesi genellikle "Stokes Parametreleri"nin hesaplanması ile gerçekleştirilir. Stokes parametreleri Stokes (1852) çalışmasına atfen I , Q , U ve V harfleriyle ifade edilir. Burada I , toplam ışığı, Q doğrusal uçuşmuş ışığı, $U \pm 45^\circ$ uçuşmuş ışığı ve V çembersel uçuşmuş ışığı temsil etmektedir. Stokes parametreleri kullanılarak doğrusal uçuşma miktarı $\sqrt{Q^2 + U^2}/I^2$ ve çembersel uçuşmuş ışık miktarı ise $\sqrt{V^2}/I^2$ olarak tanımlanır. Stokes parametrelerinin belirttiği bu harfler Serkowski (1974) çalışmasında aşağıda Eşitlik 1.1 ile gösterilen parametreler ile açıklanmaktadır. Eşitlik 1.1'de kullanılan parametreler, I toplam ışık yeğnliği olmak üzere, θ salınım düzleminin durum açısı, $\tan\beta$ ise ışık dalgasının gökyüzünde belirttiği elipsin kısa ekseninin uzun eksenine oranıdır (Serkowski 1974). Ayrıca, P_E uçuşmanın derecesi, P doğrusal uçuşmanın derecesi ve P_v ise elips olma derecesidir. Şekil 1.4'de uçuşma elipsi ve parametreleri gösterilmektedir.

$$\begin{aligned}
 Q &= IP_E \cos 2\beta \cos 2\theta = IP \cos 2\theta \\
 U &= IP_E \cos 2\beta \sin 2\theta = IP \sin 2\theta \\
 V &= IP_E \sin 2\beta = IP_v \\
 P_v &= P_E \sin 2\beta \\
 P &= P_E \cos 2\beta
 \end{aligned}
 \tag{1.1}$$



Şekil 1.4: Uçuşma elipsi (Tinbergen 1996).

Uçuşma gözlemlerinde temel ilke gelen ışığın her bir Stokes parametresini hesaplamak ve birbirine oranlayarak toplam ışığın ne kadarının doğrusal veya

çembersel uçlaşmış olduğunu hesaplamak üzerine kuruludur. Ayrıca çembersel uçlaşmış ışığın sağ veya sol uçlaşmış olması veya doğrusal olarak uçlaşmış ışığın uçlaşma açısı da hesaplanmaktadır.

Astronomide gözlenen uçlaşmalar gözlenen sistemin bünyesel özelliği kaynaklı olabileceği gibi sistemden gelen ışığı uğlaştıran dış etkiler kaynaklı da olabilmektedir. Genellikle gök cisimlerinden gözlenen uğlaşmadan sorumlu olan optik olaylar Serkowski (1974) çalışmasında gözlendikleri sistemlere göre dokuz başlık altında incelenmektedir.

- katı yüzeylerden yansıma: Ay, Mars, Merkür, küçük gezegenler,
- küçük tanecikler tarafından ışığın saçılması: burçlar(zodyak) ışığı, kuyruklu yıldızlar, Venüs (çoğunlukla damlacıklar tarafından saçılma), Jüpiter, yansıma bulutsuları, geri tür yıldızların atmosferleri, sarmal gökadalara, yıldız ışığının yıldızlararası ortam uçlaşması,
- moleküller tarafından saçılma (Rayleigh saçılması): Jupiter ve diğer dış gezegenler, Venüs ve bazı geri tür yıldızlar,
- serbest elektronlar tarafından saçılma (Thomson saçılması): Güneş koronası, ön tür yıldızların zarflarında,
- Hanle etkisi (bağlı elektronların manyetik alanda rezonans saçılması): Güneş kromosfer ve koronası salma çizgilerinin doğrusal uçlaşması,
- Zeeman etkisi: Güneş lekeleri ve manyetik yıldızlar (tayf çizgilerindeki çembersel ve doğrusal uçlaşma) ve yıldızlar arası ortamdaki nötr Hidrojen ve moleküllerin radyo dalga boylarındaki salma çizgileri,
- gri cisim manyetik salma: beyaz cüceler (çembersel ve doğrusal uçlaşma),
- manyetik bremsstrahlung (gyro-rezonans salma): Güneş kromosfer ve koronası,
- synchrotron salması (bazı durumlarda ters Compton saçılması ve elektrostatik bremsstrahlung): Jüpiter'in desimetrik salması, Crab (Yengeç) bulutsusu, pulsarlar, galaktik arka plan radyo salması, radyo galaksiler, quasarlar.

Yukarıda bahsedilen farklı uçlaşma kaynaklarına ek olarak cylotron ışınımı da uçlaşma kaynağı olarak ele alınır. Cyclotron ışınımı ile syncrotron

salması arasındaki tek fark sürece katılan yüklü parçacıkların hızları ile ilişkilidir. Synchrotron ışınımında yüklü parçacıklar relativistik hızlara ulaşabilirken, cyclotron ışınımında yüklü parçacıkların hızları relativistik değildir. Cyclotron ışınımı gök cisimlerinde gözlenen çembersel uçlaşmış ışınımın doğal kaynağıdır (Jackson 1975; Warner 1995).

Görüldüğü gibi gözlenen ışık yansıma, saçılma veya manyetik alanların etkisi ile uçlaşmaktadır. Bu nedenle gözlenen kaynakta uçlaşmaya neden olabilecek süreçlerin iyi çözümlenmiş olması gerekmektedir. Örneğin gözlenen yıldız ışığındaki uçlaşma yıldızın bünyesel etkileri kaynaklı doğal nedenlerle olabileceği gibi yıldız ile Yer arasında yıldızlar arası ortamda bulunan parçacıklar nedeniyle de oluşmuş olabilir. Uçlaşmanın bu davranışı doğrudan yıldız ışığındaki uçlaşmanın çalışılabilmesine veya herhangi bir karanlık bulutsunun arkasından gelen yıldız ışığının uçlaşması ile söz konusu bulutsuların yapılarının çalışılabilmesine de olanak tanır.

Bu doğal uçlaşma kaynaklarına ek olarak gözlenen uçlaşmalar üzerinde yine benzer süreçler nedeniyle gökyüzünün, ay ışığının, teleskopların ve kullanılan gözlemsel düzeneklerin istenmeyen etkileri de olabilir. Bu istenmeyen etkiler, ışığın katı yüzeylerden yansıması, küçük parçacıklarla saçılması veya atmosferdeki moleküller ile etkileşmesi nedeniyle olabilir. İstenmeyen bu etkileri gözlemlerden arındırarak kaliteli uçlaşma ölçüm verisi elde etmek ve Stokes parametrelerini doğru belirleyerek uçlaşma açılarını hesaplayabilmek için tasarlanacak gözlemsel düzeneğin optik olarak iyi tanımlanmış olması gerekmektedir.

1.1.2 Tayf Uçlaşma Ölçüm (Spectropolarimetry)

Astronomide uçlaşma ölçüm çalışmalarının başlangıcını, Fransız fizikçi ve astronom Dominique François Jean Arago tarafından 1811 yılında gerçekleştirilen çalışmalar oluşturmaktadır (Dougherty and Dollfus 1989). Arago bu çalışmalarda kendi tasarladığı uçlaşma ölçer ile Ay gözlemleri gerçekleştirmiştir. Kendisine ait tüm notlar ölümünden sonra farklı çalışmalarda derlenmektedir. Clarke (2010) astronomide uçlaşma ölçüm tarihini özetlerken, Arago'nun çalışmalarından sonra uçlaşma ölçüm için basamak sayılabilecek diğer adımları da ilk yıldız uçlaşma ölçümü, uçlaşma ölçümü geliştiren çalışmalar, yıldızlararası ortama ait uçlaşma ölçüm ve daha sonra beyaz cüce ve mCV sistemlerinin uçlaşma ölçümü şeklinde sıralamaktadır. Uçlaşma ölçüm çalışmaları Ay üzerine başladıktan sonra yıldızlar üzerine yoğunlaşır. Yıldız ışığı üzerine yapılan ilk uçlaşma ölçüm ise Öhman (1934) tarafından gerçekleştirilmiş olsa da gözlemsel astronomide yıldız

uçlaşmasına yönelimi esas tetikleyen çalışmalar Chandrasekhar (1946) tarafından başlatılmıştır. Struve and Zebergs (1962), yıldızlar arası ortama ait uçlaşmanın da söz konusu olduğunu ilk öneren çalışmadır. Serkowski (1973) ise yıldızlar arası uçlaşmayı yaptığı gözlemler ile kanıtlar. Thiessen (1961), uçlaşma ölçüm çalışmalarıyla syncrotron ışınımının yıldızlarda da gerçekleşebileceği fikrinin ilk defa ortaya atmıştır. Kemp (1970a, 1970b) çalışmalarında ilk defa bir beyaz cüce üzerinde çembersel uçlaşma gözlemini kendi geliştirdiği alet ile gözlemiştir. Tapia (1977)'de AM Her sistemini araştırmıştır ve belirgin miktarda doğrusal ve çembersel uçlaşma gözlendiğini bildirmiştir. Bu çalışmada ayrıca uçlaşma miktarının da dönemselsel olarak değiştiği vurgulanmaktadır. Tapia (1977) gözlenen uçlaşma kaynağından yüksek manyetik alan şiddetine sahip ortamdaki sıcak elektronlar kaynaklı cyclotron ışınımının sorumlu olduğunu belirtir. Babcock (1958) çalışmasında uçlaşmayı doğrudan ölçememesine rağmen tayf çizgilerindeki Zeeman yarılmalarını hesaplamıştır. Landstreet (1980) ise tayf çizgilerindeki Zeeman yarılmalarının çembersel uçlaşma miktarlarını gelişmiş bir teknik ile belirlemiştir.

Uçlaşma ölçümünün manyetik alan belirlemede kullanılan en doğrudan yöntem olduğu Tinbergen (1996) çalışmasında belirtilmektedir. Bu nedenle manyetik alan şiddetlerini ölçmek, manyetik alan yapılarını ortaya çıkarmak ve böylece astronomide madde, ışık ve manyetik alan ilişkisini kurmak için pek çok farklı karakterdeki sisteme uygulanmıştır (del Toro Iniesta 2003). Uçlaşma ölçüm ile yıldızlar arası ortam gibi en düşük manyetik alan şiddetine sahip bölgelerden yüksek manyetik alan şiddetine sahip pulsarlara kadar tüm cisimlerin büyük bir aralıktaki manyetik alan yeğlilikleri belirlenebilir; yeter ki kullanılan teknik ve üretilecek veri gözlem nesnesine ve gözlem yapılacak dalga boyuna göre belirlenmiş olsun. Astronomide kullanılan aletsel düzeneklere göre uçlaşma ölçüm teknikleri, nokta kaynakların filtre uçlaşma ölçümü, görüntüleme uçlaşma ölçüm, tayf uçlaşma ölçüm, zaman çözümlemeli görüntüleme veya tayf uçlaşma ölçüm olarak dört sınıfa ayrılır (Tinbergen 1996). Tayf uçlaşma ölçüm, tayfölçüm ve uçlaşmanın gökcisimlerinden gelen ışıktan daha fazla bilgi alabilmek için birleştirilmesiyle oluşturulmuş bir tekniktir. Tayf uçlaşma ölçüm ışığı iki karakteristik özelliğin fonksiyonu olarak analiz eder. Bunlar dalga boyu ve uçlaşma durumudur (del Toro Iniesta 2003).

Basit bir uçlaşma ölçer, modülatör (*modulator*) ve algılayıcı (*detector*) elemanlarını kapsar. Uçlaşma ölçüm için modülatör olarak kullanılan optik elemanlar, uçlaştırıcılar (*polarizer*), geciktiriciler (*retarder*), uçlaşma döndüren (*polarization rotating*) ve uçlaşma azaltan veya yok eden (*depolarizing*) aletler

olarak sıralanabilir (Clarke 2010). Uçlaşma ölçüm için kullanılan bu elemanların çoğu doğal veya imal edilmiş çiftkırıcı (*birefringent*) kristallerdir. Bu kristal elemanların imalatında genellikle kalsit, quartz veya magnezyum floride (MgF_2) kullanılmaktadır. Uçlaştırıcılar dikroik (*dichroic*), çiftkırıcı (*birefringent*) ve yansıtıcı olmak üzere üç farklı materyalden oluşabilir. Günümüzde en yaygın kullanılan materyal çiftkırıcı özellik sergileyen quartz veya kalsit prizmalardır (Clarke 2010). Işık böyle bir kristale girdiğinde iki ışın demetine ayrılır ve kristal döndürüldüğünde demetlerden biri dönmeden etkilenmeyecek şekilde davranırken (*ordinary ışın*), diğeri dönme ile yönelim doğrultusunu değiştirir (*extraordinary ışın*). Geciktiriciler ise ışık demetinin dik olarak çözümlenmiş bileşenleri arasındaki evre ilişkisini değiştirmek ve böylece ışığın tam uçlaşma durumunu belirlemek için üretilmişlerdir. Evre geciktirme miktarlarına göre, çeyrek dalga (*quarter-wave*) veya yarım dalga (*half-wave*) geciktiricileri olarak adlandırılırlar. Çeyrek dalga geciktiricileri genellikle doğrusal uçlaşmış ışıktan çembersel uçlaşmış ışık üretirlerken, yarım dalga geciktiricileri zaten doğrusal uçlaşmış ışıktan sadece salınım doğrultusunu değiştirerek yine doğrusal uçlaşmış ışık üretirler. Evre plakaları veya dalga plakaları olarak adlandırılan elemanlar ise çift kırınım geciktiricilerdir. Basit bir dalga plakası yalnızca belli bir dalga boyu aralığında kullanılabilir sınıra sahiptir. Üretilen aletin amacına ve ölçümlerin duyarlılık gerekliliğine göre istenen sınır aralığında kullanılabilen dalga plakaları seçilir. Bu amaca uygun olarak iki veya daha fazla farklı materyalden yapılmış dalga plakaları birleştirilerek renksemez (*achromatic*) dalga plakaları oluşturulmaktadır. Bundan başka geciktiriciler, yansıma geciktiricileri (*Reflection Retarders*) ve ayarlanabilir dalga plakaları (*Tunable Wave Plates*) formunda da bulunabilmektedir. Uçlaşma ölçüm algılayıcısı (*detector*) için ise fotokatlandırıcı veya Charge Coupled Device (CCD) kullanılmaktadır (Serkowski 1974; Tinbergen 1996; del Toro Iniesta 2003; Clarke 2010).

Genellikle bir tayf uçlaşma ölçer, tayfçeker ve uçlaşma ölçer düzeneklerin birleştirilmesiyle oluşturulur. Yarık (*slit*), filtre, kırınım ağı (*grating*) gibi tayfölçer optik elemanları ile uçlaştırıcı, geciktirici gibi uçlaşma ölçer optik elemanları istenilen optik tasarım ile bir araya getirilir ve amaca uygun tayf uçlaşma ölçer elde edilir. Günümüzde yalnızca doğrusal uçlaşmayı algılayan tayfçeker uyumlu uçlaşma ölçerler kadar, hem doğrusal hem de çembersel uçlaşmayı algılayabilen ve buna özel olarak tasarlanmış tayf uçlaşma ölçerler de kullanılmaktadır.

Ayrıca, uçlaşma ölçüm çalışmaları için büyük teleskoplar tercih edilmektedir. Bu tercihin nedeni ise, yüksek sinyal/gürültü oranına sahip kaliteli

veri elde etmektir çünkü uçlaşma ölçümü yapılırken gelen ışık bileşenlerine ayrılır ve toplam ışığa oranlanır. Bu nedenle, yüksek sinyal elde etmek, veri kalitesini arttırmak ve gözlenen sistemlerdeki değişimleri yakalayabilmek için önemli hale gelmektedir (Tinbergen 1996).



2. GÖZLEMLER

2.1 Gözlenen Sistemler

Bu tez kapsamında, polar ve IP sistemlerinin zaman çözümlemeli görsel bölge tayf uçuşma ölçüm gözlemleri gerçekleştirilmiştir. Gözlenen sistemlerin listesi, her bir sistemin türü, V veya B bant parlaklıkları ile Çizelge 2.1 ile verilmektedir. Çizelgede verilen toplam poz süreleri hedef sistemler için ardışık elde edilen gözlem görüntü sayısı ile her bir dalga plakası başına verilen poz sürelerinin dört katının çarpımı ile hesaplanmıştır. Örneğin, dalga plakası başına 2,5 dakika olan poz süresi ile her bir görüntü için gereken poz süresi 10 dakika ile ardışık 18 görüntü elde etmek için gereken toplam poz süresinin 180 dakika olduğu anlaşılmaktadır.

Çizelge 2.1: Gözlenen manyetik kataklismik değişenler. Koordinat ve parlaklık verileri Simbad veri tabanı (Wenger et al., 2000) kullanılarak elde edildi.

Sistem	Koordinatlar (J2000)		Tür	Toplam poz süresi (saniye)	Teleskop	Parlaklık (mag)
	Sağ Açıklık	Dik Açıklık				
BY Cam	05 02 27,48	+24 45 23,2	Polar	10800	Kuiper	B=16,6
WX LMi	10 26 27,52	+38 45 04,2	Polar	5760	MMT	V=18
GG Leo	10 15 34,671	+09 04 41,81	Polar	6000	Bok	V=15,8
MR Ser	15 52 47,203	+18 56 28,86	Polar	6120	Kuiper	V=15
V2301 Oph	18 00 35,53	+08 10 13,9	Polar	3600	Kuiper	V= 16,3
FS Aur	05 24 30,52	+42 44 50,4	IP	11040	Kuiper	B=14,4
EI UMa	08 38 21,99	+48 38 02,1	IP	6240	Kuiper Bok	V=14,7
V1223 Sgr	18 55 02,31	-31 09 49,6	IP	3240	Kuiper	B=13
V667 Pup	07 32 37,64	-13 31 09,3	IP	3840	Bok	V= 15,7
V1062 Tau	05 02 27,48	+24 45 23,2	IP	4200	Kuiper	V= 16
1RXS J165443.5-191620	16 54 43,756	-19 16 30,82	IP	17760	Kuiper	B= 15
IGR J18173-2509	18 17 22,3	-25 08 43	IP	6400	Bok	V= 16,9
Paloma (1RXS J052430.2+424449)	05 24 30,52	+42 44 50,4	IP	2400	Kuiper	B=17,7
V455 And	23 34 01,447	+39 21 40,89	IP	1920	Bok	V= 16,9

Çizelge 2.2'de, Çizelge 2.1'de belirtilen tüm sistemlerin literatür yörünge ve beyaz cüce dönme dönemleri ile yine literatürden alınmış uçuşma miktarları ve manyetik alan yeğlilikleri kaynakları ile birlikte verilmektedir.

Remillard et al. (1986) tarafından polar olduğu belirlenen BY Cam sisteminin ilk yörünge dönemi tarafından 3,096 saat olarak belirlenmiştir. Honeycutt and Kafka (2005) tarafından uzun dönemli fotometrik gözlemler ile

yörünge dönemi 3,29088 saat olarak verilmiştir. Andronov et al. (2008), sistemin yörünge dönemini alt kavuşum zamanlarını kullanarak 3,35407 saat, fotometrik dönemi ise 3,29088 saat olarak hesaplamıştır. Mason et al. (1998) dönemler arasındaki bu farkı beyaz cüce dönme dönemi ve yörünge dönemi arasındaki ilişkiye bağlamaktadır. Mason et al. (1989) sistemin beyaz cüce dönme dönemini ışıkölçüm ve uçuşma ölçüm analizleri ile 3.3221716 saat olarak vermiştir. Pavlenko et al. (2007) ise beyaz cüce dönme dönemini 3.3222576 saat olarak ışıkölçüm ile hesaplanmıştır.

Sistemin eşdönmediği Mason et al. (1989) ve Silber et al. (1991) tarafından da tartışılmıştır. Sistem $\sim 1\%$ 'lik bir eşdönme farkı göstermektedir (Mason et al. 1998). Eşdönme polar sistemler için bir sınıflama kriteri olmasına rağmen, BY Cam gibi bazı polar sistemler eşdönme göstermemektedirler. Böylesi sistemlerde beyaz cücenin dönme dönemi ile sistemin yörünge dönemi arasındaki fark yani asenkron dönme kaynaklı fark oldukça küçüktür. Bu nedenle böylesi sistemlere eşdönmeyen (*asenkronize*) polarlar denir. Patterson et al. (1995) asenkronize polarların *BY Cam yıldızları* olarak da sınıflandırılabilceğini söylemekte ve bu eşdönmeden ayrılmaların aralıklı olduğunu vurgulamaktadır. Yani eş zamanlı dönen bazı polar sistemlerinin geçirdikleri nova patlamaları ile tetiklenen asenkronize olma durumunun ortaya çıkabileceğini söylemektedir. Bu duruma, 1975 yılında gözlenen bir nova patlaması gerçekleştiren V1500 Cyg sistemi için Stockman et al. (1988) tarafından dikkat çekilmiştir. Eş zamanlı dönen sistemde gerçekleşen benzeri bir nova patlamasıyla sistemi oluşturan bileşenler arası dönme durumu bozulacak ve sistem asenkronize dönmeye başlayacaktır. Olası yakın çift yıldız sistemi etkileri sebebiyle sistem zamanla tekrar eşdönmeye doğru evrim geçirecektir. Dönemlerde meydana gelecek bu değişim miktarlarının uzun dönem gözlemleri ile bulunması halinde sistemin tekrar eşdönme süresi hesaplanabilir. Schmidt and Stockman (1991) tarafından önerilen bu sürece göre polarlarda gözlenen asenkronize dönme geçici bir durumdur ve bir kaç yüzyıl içerisinde sistemler tekrar eşdönme koşullarına geri döneceklerdir. Asenkronize döndüğü bilinen BY Cam sisteminde bu teoriyi destekleyecek hiç bir nova patlaması gözlenmemiştir. Nova patlaması gözlenmese de asenkronize dönen sistemlerin uzun dönemli gözlenmesi ile olası dönem değişimleri takip edilerek, sistemlerin senkronize olmaya doğru evrim geçirip geçirmediği araştırılabilir. Bu bağlamda BY Cam sisteminin Mason et al. (1989) tarafından gerçekleştirilen dört yıllık ışıkölçüm ve geniş band uçuşma ölçüm (*photopolarimetry*) analizleri üzerinden Schmidt and Stockman (1991) çalışmasıyla dönem değişimleri incelenmiş fakat herhangi bir değişim bulunmadığı belirtilmiştir. Schmidt and Stockman (1991)

tarafından V1500 Cyg sistemi için öngörülen yeniden senkronize olma zamanı ($\tau_s = (P_{orb} - P_{rot}) / \dot{P}_{rot} = 150 \pm 25$ yıl) olarak verilmesine rağmen Harrison and Campbell (2016) tarafından yapılan gözlemler ile V1500 Cyg sisteminin tekrar eşdönmeye başladığı duyurulmuştur. Bu beklenmeyen ve erken senkronize olma durumu da ya beyaz cüce yavaşlama oranının yanlış hesaplanmış olmasına ya da yüksek manyetik alan şiddetlerine bağlanmaktadır.

BY Cam sisteminin ayrıca Mason et al. (1987) ve Piirola et al. (1994) tarafından da geniş band uçuşma ölçüm çalışmaları yapılmıştır. Mason et al. (1987) sistemde bir yörünge dönemi içerisinde %0 ile %10 arasında değişen çembersel uçuşma gözlemiştir. Bu çembersel uçuşma miktarının yaklaşık 20 yörünge dönemi süresince pozitiften negatife olmak üzere işaret değiştirdiğini de vurgulamıştır. Piirola et al. (1994) ise *UBVRI* bandı uçuşma ölçüm ile + %12 çembersel uçuşma gözlemiştir ve bu uçuşma miktarı ile sistemin manyetik alan yeğliliğini *I* bandında ~40 MG olarak hesaplamıştır. Her iki çalışma da farklı sonuçlar göstermektedir ve her ikisi de dalga boyunun bir fonksiyonu olarak zamana göre uçuşma takibi yapılamayan bir yöntemle gerçekleştirilmiştir. Bu özgün özellikler gösteren sistemin günümüze kadar çeşitli yöntemler ile takipleri yapılmış olsa da tayf uçuşma ölçüm verisi bulunmamaktadır.

WX LMi sistemi ise BY Cam sisteminden çok daha yüksek miktarda uçuşmuş ışık sergileyen bir polar sistemdir. Sistemin polar doğası ilk defa Reimers et al. (1999) tarafından duyurulmuştur. Ayrıca sistem Schwarz et al. (2001) çalışmasında düşük toplanma oranlı polar (*low accretion rate polar "LARP"*) olarak da sınıflandırılmıştır. Schwöpe et al. (2002) polarlarda madde aktarım oranının herhangi açık bir tetikleyici gözlenmeden ve dönemsel olmayan şekilde değiştiğini söylemekte ve pek çok iyi çalışılmış polarların toplanmalarının yüksek-durum (*high-state*) ve düşük-durum (*low-state*) sergilediğini ve birkaç sistemin de sürekli olarak düşük-durum içerisinde bulunduğu dikkat çekmiştir. Yılda $\sim 10^{-13} M_{\odot}$ olan toplanma miktarı ile sürekli düşük durumda bulunan bu polarların *LARP* olarak adlandırmıştır. Bu toplanma oranları tipik polarlardan bin kat daha azdır. Daha sonra ise WX LMi sistemi Vogel et al. (2007) tarafından bir polar öncesi (*pre-polar*) sistem olarak sınıflandırılmıştır. Schmidt et al. (2005) polar öncesi sistemlerin henüz yoldaş bileşenin Roche lobunu doldurmadığı sistemler olduğu ve madde aktarımının Roche lobu taşması yerine yoldaş yıldızın soğuk yıldız rüzgârlarıyla gerçekleştiğini ve aktarılan madde miktarının da soğuk yıldız rüzgârlarıyla kaybedilen madde miktarlarıyla tutarlı olduğuna dikkat çekmiştir. Bu senaryoya göre Webbink and Wickramasinghe (2005) beyaz cücenin yüksek manyetik alanının yoldaş yıldız rüzgârıyla taşınan maddeyi

kendine tuzakladığı ve beyaz cüce manyetik kutuplarına yönlendirdiği sonucuna varmıştır. Schwope et al. (2009) kataklismik yıldızların belirleyici bir kriteri olan madde aktarımının Roche lobu taşması ile gerçekleşmediği sistemleri kataklismik öncesi çift sistemler (*pre-cataclysmic binary*), bir başka deyişle polar öncesi sistemler olarak sınıflanması gerektiğini önermektedir.

Kataklismik değişenlerin manyetik alan yeğlinliği ve yoldaş yıldızın kütlesi bağlamında evrimini inceleyen Schmidt et al. (2005), eşdönme ve Roche lobu taşmasının beyaz cücenin manyetik alan yeğlinliğine ve yoldaş yıldızın kütlesine bağlı olduğunu savunmuştur. Eğer sistem ortalama bir manyetik alan yeğlinliğine ve oldukça kütleli bir yoldaş yıldızla sahip ise, sistem beyaz cüce etrafında bir toplanma diski barındıran ve beyaz cüce dönme döneminin yörünge döneminden ~%20 daha kısa olduğu bir IP olarak evrimleşecektir. Kütleli bir yoldaş yıldız ile daha yeğin manyetik alana sahip bir beyaz cüceden oluşan sistem ise sonunda bir polar olarak evrimleşecektir. Eğer manyetik alan yeğlinliği soğuk yıldız rüzgârları ile salınan maddeyi yakalayabilecek kadar yüksek ve yoldaş yıldız daha küçük kütlelerde ise, eşdönme yoldaş yıldız Roche lobunu doldurmadan da gerçekleşebilir. Bu evrim senaryolarına göre manyetik kataklismik sistemlerin sınıflandırılmasında kesin sınırlar yoktur ve polar öncesi sistemler asenkronize dönme durumunda da gözlenebilir. Bu bağlamda Schwarz et al. (2001), WX LMi sisteminin belirlenmiş manyetik alan yapısının sistemin senkronize dönmemesi ile açıklanabileceğine değinmiştir.

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 yıldızla ait sodyum soğurma çizgileri ile belirlemiştir. Tayfta gözlenen soğurma çizgilerinin yoldaş kaynaklı, salma çizgilerinin ise hem yoldaş yıldızdan hem de sistemden aktarılan madde hareketinden kaynaklı olabileceğini belirtmiştir.

Literatürde WX LMi, uçuşma ölçüm yöntemleri ile çalışılmamış bir sistem olmasına rağmen, Reimers et al. (1999) tarafından yapılan optik ve X-ışın tayf ölçüm verileri ile sistemde iki toplanma kutbu bulunduğu ve manyetik alan yeğliliklerinin de 60 MG ve 68 MG olabileceği söylenmektedir.

ROSAT tüm gökyüzü taramasında bir X-ışın kaynağı olarak keşfedilen GG Leo sistemi, Burwitz et al. (1998) tarafından polar olarak sınıflandırılmıştır.

Sistemin yörünge dönemi ise X-ışın minimumları kullanılarak 1.331324 saat olarak hesaplanmıştır. Aynı çalışmada sunulan geniş bant uçuşma ölçüm gözlem sonuçlarına göre ise sistem *R* bandında - %5 ve + %30 ve *I* bandında ise - %5 ve + %22 arasında çembersel uçuşma göstermektedir. Burwitz et al. (1998), sistemin manyetik alan yeğinliğini yaklaşık 23 MG olarak hesaplamıştır. Sistemin zaman sıralamalı tayf uçuşma ölçüm verisi bulunmamaktadır.

MR Ser sistemi ilk kez Stockman et al. (1981) çalışmasıyla polar olarak keşfedilmiştir. Liebert et al. (1982) tarafından da ışıkölçüm, uçuşma ölçüm ve tayf ölçüm verileri ilk kez elde edilmiştir. Liebert et al. (1982) doğrusal uçuşma ölçüm dönemini 1,89295 saat olarak bulmuştur. Schwope et al. (1991) ise sisteminin yörünge dönemini 1,89114696 saat olarak vermiştir. Diaz and Cieslinski (2009) ise MR Ser sisteminin Balmer çizgileri ve CII çizgileri ile Doppler görüntülerini elde etmişler ve eş zamanlı alınmış *I* bant fotometrisini analiz etmişlerdir. Sisteme ait dönemin 1,89115 saat olduğunu *I* bant ışık ölçüm verileri ile onaylamışlardır.

Liebert et al. (1982) sistemin ilk çembersel uçuşma gözlem verilerine göre mavi ve kırmızı bantlarda - %12 değerlerine varan çembersel uçuşma gözlenmiştir. Schmidt et al. (1986) tarafından gerçekleştirilen tayf uçuşma ölçüm çalışması ise sisteme ait çembersel uçuşma miktarının + %1 ile - %12 arasında değiştiğini bildirmiştir. Schmidt et al. (1986) sistemin manyetik alan yeğinliğini Zeeman tayf ölçümü ile, çift kutuplu yapıdaki manyetik alan için 25 ile 30 MG aralığında kabaca 25 MG olarak vermekle birlikte sistemin kesin olmamakla birlikte 36 MG manyetik alan değerine sahip olabileceğini de vurgulamıştır. Cropper et al. (1989) ise MR Ser sisteminin manyetik alan yeğinliğini 24,6 MG olarak hesaplamıştır. Bu hesaplama, sistemin gözlenen tayfından süreklilik düzeyinin ve salma çizgilerini temsil eden sentetik tayfın çıkarılmasıyla elde bulunan cyclotron harmonikleri ile gerçekleştirilmiştir. Wickramasinghe et al. (1991), tayf ölçüm verisi üzerinden sisteme ait cyclotron tayflarını analiz etmiş ve manyetik alan yeğinliğini 24 ± 5 MG olarak belirtmiştir. Schwope et al. (1993) Balmer çizgilerinin Zeeman soğurmaları ile fotosferik manyetik alan yeğinliğini 27,3 MG, görsel bölge tayfında gözlenen cyclotron salmaları ile de cyclotron bölgesindeki manyetik alan yeğinliğini 25 MG olarak hesaplamıştır. Manyetik alan yapısının ise merkeze yerleşmiş çift kutup veya dört kutup şeklinde olabileceğini belirtmiştir.

V2301 Oph tutulma gösteren bir polar sistemdir (Ferrario et al. 1995). Bir X-ışın kaynağı olarak keşfedilen sistemin dönemi ilk defa Silber et al. (1994)

tarafından 1,88 saat olarak hesaplanmıştır. Ramsay and Cropper (2007) sistemin dönemini 1,8828 saat olarak tutulma zamanlarından hesaplamıştır. Simic et al. (1998) ve Steiman-Cameron and Imamura (1999) çalışmaları sistemin eş zamanlı döndüğü ve bir polar olduğunu kanıtlanmaktadır.

Ferrario et. al. (1995), fotosfere ait Zeeman çizgilerinden yıldızın manyetik alanının 7 MG olduğunu ve manyetik alan yapısının merkezlenmiş çift kutup şeklinde olduğunu duyurmuştur. Ferrario et. al. (1995) çalışmasına göre V2301 Oph sistemi düşük manyetik alana sahip tutulma gösteren ama toplanma diski barındırmayan bir polar sistemdir. Schmidt and Stockman (2001) sistemin manyetik alan yoğunluğunun çok düşük olması sebebiyle görsel bölge uçuşma tayflarında herhangi bir cyclotron yapısı gözlenemeyeceğini vurgulamışlardır.

FS Aur, Hoffmeister (1949) tarafından bir cüce nova olarak keşfedilmiştir. Howell and Szkody (1988) tarafından da tayfsal yörünge dönemi 1,416 saat olarak belirlenmesine rağmen, daha sonra Thorstensen et al. (1996) sistemin yörünge dönemini 1,4283 saat olarak belirlemiştir. Tovmassian et al. (2003) ise sistemin, ışık eğrisi döneminin ve optik bölge tayfının yapısını açıklayabilmek için sistemin bir IP olarak sınıflanması gerektiğinden bahsetmiştir. Hellier (2004) çalışması daha önce hiç bir mCV sistemde gözlenmemiş olmasına rağmen, FS Aur sisteminin beyaz cüce dönme döneminin sistemin yörünge döneminden uzun olabileceğini önermektedir. Chavez et al. (2012) çalışmasında sistemin bu garip davranışını, sistemin tayf ölçümü ile belirlenmiş 1,4283 saat olan yörünge dönemine ek olarak, 2.45 saat olan tayfsal bir başka dönem ve 3.416 saat olan bir fotometrik dönem sergilemesine bağlamıştır. Bu uzun fotometrik dönemi açıklamak için Chavez et al. (2012), sistemdeki hızlı dönen beyaz cücenin aynı zamanda serbest devindiğini (presesyon yaptığı) öne sürmüştür. Ayrıca aynı çalışmada, bu değişimlerin nedeninin sistemde bulunan 25 ile 65 Jüpiter kütlesine sahip kütleli bir gezegen veya kütlesi yıldız olmaya yeterli olmayan (*substellar objects*) bir üçüncü cismin varlığıyla da açıklanabileceği gösterilmiştir. Neustroev et al. (2013) çalışmasıyla nihayet sistemin bir IP olduğu onaylanmıştır. Bu çalışmayla istemin yörünge dönemini ışıkölçüm yöntemi ile 1,429944 saat, beyaz cüce dönme dönemi ise X-ışın değişimleri ile 0,02788 saat olarak hesaplamıştır. Stockman et al. (1992) çalışması FS Aur sisteminde hiç bir çembersel uçuşma gözlenmediğini vurgulanmıştır.

EI UMa, Green et al. (1982) tarafından keşfedilmiş ve kataklizmik değişen olarak sınıflandırılmıştır. Cook (1985) çalışmasında ise, sistem sert X-ışın kaynağı bir cüce nova olarak sınıflandırmıştır. Thorstensen (1986), dikine hız eğrisi ile

sistemin yörünge dönemini 6,4 saat olarak belirlemiş ve Papadaki et al. (2009) tarafından ışıkölçüm yöntemi ile de bu dönem doğrulanmıştır. Baskill et al. (2005) tarafından yörüngeye ait olmayan 0,206 saatlik bir dönem bulunmuştur. Reimer et al. (2008) sistemin beyaz cüce dönemini X-ışın ışıkölçümü ile 0,2071389 saat olarak vermiştir. Kozhevnikov (2010) çalışmasında yapılan gözlemlerde de dönem 0,2138 saat olarak verilmiştir. Aynı çalışmada sistemin bir IP olarak sınıflandırılması gerektiği vurgulanmış olmasına rağmen, Reimer et al. (2008) tarafından EI UMa sisteminin polar öncesi bir kataklismik değişen (*prepolar*) olarak sınıflandırılması gerektiği vurgulanmaktadır. Reimer et al. (2008) ayrıca sistemin disk içermeyen bir kataklismik değişene evrimleşeceğini de önermektedir. EI UMa sistemi için tüm bu önerilerin test edilebileceği herhangi bir tayf uçuşma ölçüm çalışması literatürde bulunmamaktadır.

Bir başka IP olan V1223 Sgr sisteminin görsel bölgedeki dönemi ışıkölçüm yöntemi ile Steiner et al. (1981) tarafından 0,22 saat olarak verilmiştir. Ardından King and Williams (1983) da sistemin ışıkölçüm ile elde edilen optik dönemini 0,22066 saat olarak belirtmiştir. Bu çalışmalarda bulunan dönemler kesin olarak beyaz cüce dönme dönemine atfedilmemiştir. Jablonski and Steiner (1987) ise sistemin yörünge dönemini ışıkölçüm yöntemi ile 3,365856 saat olarak vermiştir. Van Amerongen et al. (1987) sistemde belirlenen dönem değişim miktarını dört yıllık ışık eğrilerinin analizi ile elde edilen O-C eğrilerinden $(1,1 \pm 0,1) \times 10^6$ yıl olarak vermiştir. Bu değişim sistemde bulunan ve dönemi 0,220661 saat olan beyaz cücenin yavaşlamasına atfedilmiştir. Sisteme ait ilk uçuşma ölçüm verisine Watts et al. (1985) çalışması ile ulaşılmaktadır. Bu çalışmada görsel bölge ve IR bölgesinde geniş bant uçuşma ölçüm gözlemleri gerçekleştirilmiştir. Uçuşma miktarları V bandında en yüksek $\pm \%2$ iken ortalama $-\%0,48 \pm 0,62$ olarak verilmektedir. En yüksek uçuşma miktarı ise K bandında $\pm \%8$ olarak vermektedir. Ayrıca uçuşmaların döneminin de 0,20694 saat olan beyaz cüce dönemini işaret ettiğini belirtilmiştir. Son olarak sistemin Butters et al. (2009) ile çembersel uçuşma ölçüm verileri elde edilmiştir. Elde edilen verilere göre çembersel uçuşma miktarının sıfır düzeyini belirten 3σ değerinin içinde kaldığını belirtilmiştir. Aynı çalışma ile sistemin yörünge dönemi 3,37 saat iken beyaz cüce dönme dönemi 0,20711 saat olarak verilmiştir. Osborne et al. (1985) de sistemin beyaz cüce dönme dönemi X-ışın değişiminden 0,20722 saat olarak vermiştir.

V667 Pup, ilk olarak Ajello et al. (2006) çalışmasında X-ışın kaynağı olarak keşfedilmiştir. Wheatley et al. (2006) ise sistemde 0,142389 saat olan görsel bölge dönemi ile sistemin muhtemel bir IP olacağını duyurmuştur. Bu

çalışmada bulunan dönem kesin olarak beyaz cüce dönme dönemine atfedilmemiştir. Sistemin yörünge dönemi Thorstensen et al. (2006) tarafından H α salma çizgileri kullanılarak 5,604 saat olarak bulunmuştur. Thorstensen and Halpern (2013) yörünge dönemini 5,6112 saat olarak güncellemiştir. Butters et al. (2007) da sistemin bir IP olduğunu doğrulamıştır. Bu çalışma ile X-ışın ışık eğrisi değişiminden beyaz cüce dönme dönemi 0,14233 saat olarak bulunmuştur.

V1062 Tau, Remillard et al. (1994) tarafından X-ışın kaynağı olarak keşfedilmiş bir IP sistemdir. Remillard et al. (1994) sistemin yörünge dönemini 9,98 saat, beyaz cüce dönme dönemini ise *I* bant ışıkölçüm verisi ile 1,053 saat olarak hesaplamıştır. Thorstensen et al. (2010) sistemin yörünge dönemini tayfta gözlenen salma çizgileri ve soğurma çizgilerinden elde edilen iki farklı dönemin ağırlıklı ortalaması ile 9,982224 saat olarak hesaplamıştır. Sistemin beyaz cüce dönme dönemi ise Lipkin et al. (2004) tarafından 1,0238 saat olarak ışıkölçüm verisi ile hesaplanmıştır. Hellier et al. (2002) ise sistemin yörünge dönemini ~10 saat, beyaz cüce dönme dönemini ise ~1,033 saat olarak vermiştir. Ancak kesin değer olarak beyaz cüce dönme dönemini 1,0238 saat olarak X-ışın ışık eğrilerinden hesaplamıştır. Sistemin beyaz cüce dönme dönemlerinin farklı çalışmalarda farklı bulunmasının nedeni Lipkin et al (2004) tarafından aliasing etkisi olarak gösterilmiştir. V1062 Tau sisteminin manyetik alanı hakkında kesin bir bilgi bulunmamaktadır.

1RXS J165443.5-191620 sistemi ROSAT uydusu ile keşfedilmiş ve daha sonra INTEGRAL/IBIS taramasında kataloglanmıştır (Bird et al. 2010). Sistemin Scaringi et al. (2011) çalışmasıyla IP olduğu kesinleştirilmiştir. Işık eğrisi analizi ile sistemin beyaz cüce dönme dönemi 0,15185016 saat ve yörünge dönemi 3,715278 saat olarak verilmiştir. Ayrıca, Scaringi et al. (2011) dikine hız analizi ile de yörünge dönemini 3,72 saat olarak hesaplamıştır.

Bird et al. (2007) tarafından kataloglandırılan IGRJ18173-2509 sistemi Masetti et al. (2009) tarafından cüce nova olarak sınıflandırılmıştır. Bernardini et al. (2012) beyaz cüce dönme dönemini X-ışın eğrileri analizi ile 0,231028 saat, ışıkölçüm analizi ile 0,46944 saat olarak belirlemiştir. Aynı çalışmada yörünge dönemi ise X-ışın yan dönemleri (sidebands) ile $8,5 \pm 0,2$ saat olarak hesaplanırken evre temsili ile 6,6 saat olarak hesaplanmıştır. Thorstensen and Halpern (2013) ise sistemin bir IP olduğunu ve dikine hız analizinden buldukları 1,53167 saatlik dönemin sistemin yörünge dönemi olması gerektiğini söylemiştir. Yörünge dönemleri arasındaki farkların ve gerçek yörünge döneminin ancak yeni çalışmalar ile açığa çıkacağını da vurgulamıştır.

Çizelge 2.2: Gözlenen sistemlerin literatür yörünge dönemleri, beyaz cüce dönme dönemleri, ve yine literatürden alınan uçuşma miktarları ve manyetik alan yeğinlikleri verilmektedir.

Sistem	Dönemler (saat)		Çembersel uçuşma miktarları (%)	Manyetik alan yeğinliği (MG)
	Yörünge	Beyaz cüce dönme		
BY Cam	3,29088 ⁽¹⁾ 3,096 ⁽³⁾ 3,35407 ⁽⁴⁾ 3,29088 ⁽⁴⁾	3,3221716 ⁽²⁾ 3,3222576 ⁽⁵⁾	+12 ⁽¹²⁾ <10 ⁽²⁾	40 ⁽¹²⁾
WX LMi	2,79312 ⁽⁶⁾ 2,7821674 ⁽⁷⁾	2,7821674 ⁽⁷⁾	-	60 ⁽⁶⁾ 68 ⁽⁶⁾
GG Leo	1,331324 ⁽⁸⁾	1,331324 ⁽⁸⁾	- 5 ve + 30 R* ⁽⁸⁾ - 5 ve + 22 I* ⁽⁸⁾	23 ⁽⁸⁾
MR Ser	1,89114696 ⁽⁹⁾ 1,89295 ⁽¹⁰⁾ 1,891152 ⁽¹¹⁾	1,89114696 ⁽⁹⁾ 1,89295 ⁽¹⁰⁾ 1,891152 ⁽¹¹⁾	-12 ⁽¹⁰⁾ +1 ile -12 ⁽¹³⁾	25 ⁽¹³⁾ 24,6 ⁽¹⁴⁾ 24 ⁽¹⁵⁾ 27,3 ⁽¹⁶⁾ 25 ⁽¹⁶⁾
V2301 Oph	1,88 ⁽¹⁷⁾ 1,8828 ⁽³⁵⁾	1,88 ⁽¹⁷⁾ 1,8828 ⁽³⁵⁾	-	7 ⁽¹⁸⁾
FS Aur	1,4283 ⁽¹⁹⁾ 1,416 ⁽³⁶⁾ 1,429944 ⁽²¹⁾	3,416 ⁽²⁰⁾ 0,02788 ⁽²¹⁾	0 ⁽²²⁾	-
EI UMa	6,4 ^{(23),(39)}	0,2138 ⁽²⁴⁾ 0,2071389 ⁽³⁸⁾	-	-
V1223 Sgr	3,365856 ⁽³⁷⁾ 3,37 ⁽²⁵⁾	0,20694 ⁽²⁶⁾ 0,20722 ⁽⁴⁰⁾ 0,220661 ⁽⁴¹⁾ 0,20711 ⁽²⁵⁾	0 ⁽²⁵⁾ ±2 V* ⁽²⁶⁾ +8 K* ⁽²⁶⁾ 0 ⁽⁴⁸⁾	-
V667 Pup	5,604 ⁽²⁷⁾ 5,6112 ⁽⁴²⁾	0,14233 ⁽²⁸⁾	-	-
V1062 Tau	9,98 ⁽⁴³⁾ 9,9802 ⁽⁴⁴⁾ 9,982224 ⁽⁴⁵⁾	1,053 ⁽⁴³⁾ 1,0238 ^{(29), (44)}	-	-
1RXS J165443.5-191620	3,715278 ⁽³⁰⁾ 3,72 ⁽³⁰⁾	0,15185016 ⁽³⁰⁾	-	-
IGR J18173-2509	8,5 ⁽³¹⁾ 6,6 ⁽³¹⁾ 1,53167 ⁽⁴²⁾	0,46944 ⁽³¹⁾ 0,231028 ⁽³¹⁾	-	-
Paloma (1RXS J052430.2+424449)	2,617 ⁽³²⁾	2,433 ⁽³²⁾ 2,266 ⁽³²⁾	-	-
V455 And	1,3515 ⁽³³⁾ 1,35144 ⁽⁴⁶⁾	0,01878 ^{(34), (47)}	-	-

* Geniş bant uçuşma ölçüm ile belirlenen uçuşmaların elde edildikleri bantlar.

1. Honeycutt and Kafka (2005), 2. Mason et al. (1989), 3. Remillard et al. (1986), 4. Andronov et al. (2008), 5. Pavlenko et al. (2007), 6. Reimers et al. (1999), 7. Vogel et al. (2007), 8. Burwitz et al. (1998), 9. Schwöpe et al. (1991), 10. Liebert et al. (1982), 11. Diaz and Cieslinski (2009). 12. Piirola et al. (1994), 13. Schmidt et al. (1986), 14. Cropper et al. (1989), 15. Wickramasinghe et al. (1991), 16. Schwöpe et al. (1993), 17. Silber et al. (1994), 18. Ferrario et al. (1995), 19. Thorstensen et al. (1996), 20. Chavez et al. (2012), 21. Neustroev et al. (2013), 22. Stockman et al.

(1992), 23. Thorstensen (1986), 24. Kozhevnikov (2010), 25. Butters et al. (2009), 26. Watts et al. (1985), 27. Thorstensen et al. (2006), 28. Butters et al. (2007), 29. Hellier et al. (2002), 30. Scaringi et al. (2011), 31. Bernardini et al. (2012), 32. Schwarz et al. (2007), 33. Araujo-Betancor et al. (2004), 34. Bloemen et al. (2013), 35. Ramsay and Cropper (2007), 36. Howell and Szkody (1988), 37. Papadaki et al. (2009), 38. Reimers et al. (2008), 39. Jablonski and Steiner (1987), 40. Osborne et al. (1985), 41. Van Amerongen et al. (1987), 42. Thorstensen and Halpern (2013), 43. Remillard et al. (1994), 44. Lipkin et al. (2004), 45. Thorstensen et al. (2010), 46. Kozhevnikov (2015), 47. Bloemen et al. (2013), 48. Butters et al. (2009).

RASS X-ışın kaynağı olan 1RXS J052430.2+424449 sistemi, yakınında bulunduğu süper nova kalıntısından Paloma adını almıştır (Schwarz et al. 2007). Aynı çalışmada gerçekleştirilen uzun dönemli ışık eğrisi gözlemlerinin analizinden sistemin disk içermediği ve eşdönmediği sonucuna ulaşılmıştır. Periodogram analizi ile elde edilen dönemlerden, beyaz cüce dönme dönemi 2,433 saat veya 2,266 saat ve yörünge dönemi ise 2,617 saat olarak verilmiştir. Joshi et al. (2016) sistemin X-ışın ve ışıkölçüm verileri ile yapılan analizleri sonucunda 2,6 ve 2,16 saat olan dönemler bulunduğunu belirtmiştir. Sistemin uçlaşma verisi bulunmamaktadır.

V455 And sistemi bu çalışmada yalnızca iki görüntü ile incelenmiştir. Sistem Hamburg Quasar Survey sırasında cüce nova adayı olarak keşfedilmiştir (Hagen et al. 1995). Araujo-Betancor et al. (2004) sistemin yörünge dönemini ışıkölçüm ile 1,3515 saat olarak hesaplamıştır. Kozhevnikov (2015) tarafından sistemin yörünge dönemi ışıkölçüm yöntemi ile 1,35144 saat, beyaz cüce dönme dönemini ise 0,01878 saat olarak hesaplanmıştır. Bloemen et al. (2013) tarafından sistemin beyaz cüce dönme dönemi tayfta gözlenen salma çizgilerindeki salınımların araştırıldığı dönem analizi ile 0,01878 saat olarak hesaplanmıştır. Szkody et al. (2013) sistemin bir IP olduğu duyurmuştur. Sistemi diğer sistemlerden ayıran özellik ise patlamalar geçirmesidir. İlk patlama 2007 yılında kaydedilmiştir (Matsui, et al. 2009).

Bu tez kapsamında ayrıca mCV sistemlerinin yanı sıra, indirgeme aşamasında kullanılmak üzere verilerin standarta dönüşümünü sağlayacak standart yıldızlar da gözlenmiştir. Gözlenen standart yıldızların tayfları ile değişen yıldızlara ait görsel bölge tayflarının akı düzeltilmesi gerçekleştirilmiştir. Bunun için üç farklı uçlaşmamış standart yıldız olan BD +28 42 11 (sdOp), G191B2B (DAO) ve HZ44 (sdO) yıldızları gözlenen tayfların akı kalibrasyonunu gerçekleştirebilmek için seçilmiştir. BD +28 4211 O7 tayf türünden bir alt cüce olmakla beraber H_{α} ve H_{β} soğurma çizgi merkezlerinde salma göstermektedir (Reid and Wegner 1988), G191B2B, hidrojen ve helyumca zengin bir beyaz cüce (Reid and Wegner 1988), HZ44 ise O tayf türünde bir alt cücedir (Williams et al. 2001).

2.2 Gözlemsel Donanım

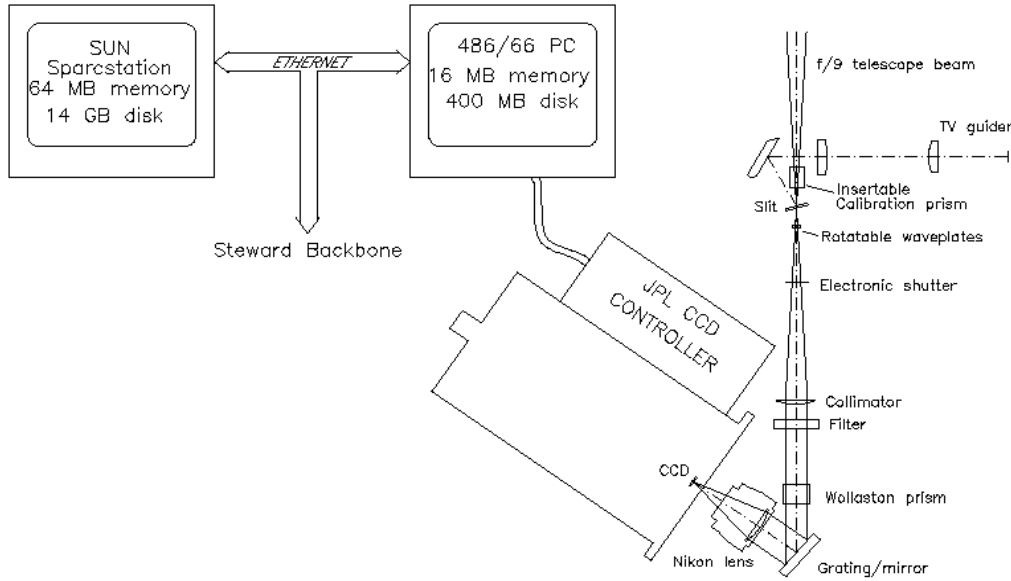
Bu tez çalışmasında incelenen sistemlerin optik tayf uçuşma ölçüm gözlemleri, Arizona Üniversitesi Astronomi Bölümü ve Steward Gözlemevi 2,3 metre ayna çapına sahip Bok ve 1,54 metre ayna çapına sahip Kuiper teleskopları kullanılarak gerçekleştirildi. Ayrıca WX LMi sisteminin optik bölge tayf uçuşma 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, Mt. Hopkins'de Smithsonian Enstitüsü ve Arizona Üniversitesi ortak tesisinde kurulu olan 6,5 m çapa sahip tek parça aynalı bir teleskoptur.

Gözlemler, teleskopların odak düzlemine SPOL (Schmidt et al. 1992) monte edilmiş olarak gerçekleştirildi. Bir CCD görüntüleme/tayfuçlaşmaölçer olan SPOL, uçuşma 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. Şekil 2.1'de görüldüğü üzere sisteme dönen renkmez dalga plakaları ve Wollaston prizması da dahildir. Alıcı olarak kuantum etkinliği $\sim 6500\text{\AA}$ civarında %90 olan 1200×800 piksellik bir CCD kullanılmaktadır. Kullanılan kırınım ağı ile tayfsal çözünürlük 3800\AA ile 9000\AA arasında $4-15 \text{\AA}$ olacak şekildedir. SPOL, CCD alıcı, kamera kontrolü, kontrol bilgisayarı, CCD takipçi ve karşılaştırma lamba sisteminden oluşmaktadır. Gelen ışık teleskop odak düzleminde bulunan ve 6 farklı açıklık ölçülerine sahip yarıktan geçerek dönen dalga plakalarına ulaşır. Dalga plakaları birbirinden 90° ayrı olan konum açılarında her bir poz için 4 farklı ölçüm yapar. Veri indirgeme aşamasında dönen dalga plakası istenmeyen aletsel uçuşma etkilerinin ortadan kaldırılmasını sağlar. SPOL ile kullanılan filtre mavi bölgede gelen ışığı kesecek şekilde tasarlanmıştır. SPOL ile veri elde edebileceğimiz dalga boyu aralığı 3800\AA ile 9000\AA olarak hesaplanırsa da tayfin mavi bölgesindeki sinyal/gürültü oranının düşük olması ve tayflarda gözlenen üstüne binme sorunu nedeniyle genellikle kullanılabilir tayf aralığı 4200\AA ile 7200\AA olarak belirlenmektedir. Bu durum özellikle düşük sinyal alınan hedef gözlemlerinde dikkat çekmektedir. Ayrıca CCD gürültüsünü azaltmak amaçlı sistem gözlem gecesi boyunca sıvı azot (N) soğutma ile yaklaşık -120°C sıcaklığa soğutularak sıcaklığın sabit tutulması sağlanır.

Sistemde bulunan dönen çeyrek ve yarım dalga plakaları ile sistem hem doğrusal hem de çembersel uçuşma ölçüm çalışmaları için kullanılabilir. Ayrıca dalga plakaları devreden çıkarılarak sistem yalnızca CCD görüntüleme çalışması yapılmasına da fırsat tanımaktadır. Sistemin birden çok gözlem tekniği amaçlanarak üretilmiş olması, sistemin verimliliğini de arttırmaktadır.

Bu tez kapsamında SPOL ile gözlenen sistemler için yüksek sinyal/gürültü oranına sahip çembersel uçuşma tayflarının elde edilebilmesini sağlamak için her bir görüntü başına toplam poz süresi ortalama 5 dakika olarak seçildi. Sistemlerin parlaklıkları azaldıkça bu süreler artırıldı. Fakat, gözlenen sistemlerin kısa dönemli doğaları dikkate alındığında poz sürelerini arttırmak görsel bölge tayfı ve çembersel uçuşma tayfı için gerekli olan sinyali arttırmakla beraber evre bulaşmasına yol açması nedeniyle gürültüyü de arttıracığından, yalnızca poz sürelerini arttırmak, söz konusu sistemler için kaliteli veri sağlamayan bir çözüm olacaktır. Bu nedenle görüntü başına verilen poz süresini arttırmak yerine sönük sistemleri daha büyük çaplı teleskoplar ile gözlemek daha kaliteli tayf ve uçuşma verisi elde etmeyi sağlayacaktır.

SPECTROPOLARIMETER SCHEMATIC



Şekil 2.1: Bir CCD tayf uçuşma ölçer olan SPOL aletinin şematik gösterimi. Şekil SPOL internet sayfasından alınmıştır (SPOL 2017a). Teleskop odakından gelen ışık öncelikle yarıktan geçerek dönen dalga plakalarına ulaşır. Kolimatör ile paralel hale getirilen ışık ışınları Wollaston prizmasından geçirilerek sıradan (ordinary) ve sıradışı (extraordinary) bileşenlerine ayrılır. Her iki bileşen de kırınım ağı ile tayfa dönüştürülerek CCD alıcıya gönderilir. Sistemde yarıktan önce yerleştirilmiş ve sisteme gerekli olduğunda dahil edilebilen ve çıkarılabilen kalibrasyon prizması, doğrusal uçuşmuş ışığın kalibrasyonlarını yapmak için elde edilecek kalibrasyon görüntülerini sağlar.

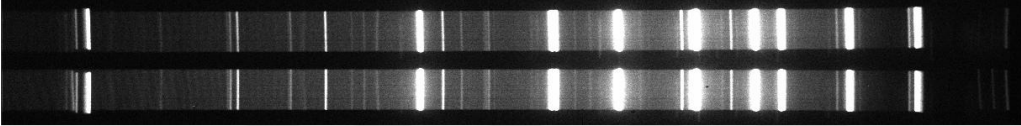
2.3 Veri İndirgeme

Elde edilen ham verilerin indirgenmesi için Linux ortamında çalışan *Image Reduction and Analysis Facility* (IRAF) indirgeme rutinleri (Tody 1986; 1993) ve IRAF ortamı içinde SPOL için Gary Schmidt and Paul S. SMITH tarafından hazırlanmış özel indirgeme rutinleri kullanıldı. İndirgenmiş verilerin analizinde ve görsellerin oluşturulmasında IRAF tayf analiz rutinleri (Spectool) ve Python programlama dilinde oluşturulmuş Matplotlib kullanıldı. Ayrıca Lenz and Breger (2005) tarafından sunulan Period04 programı ile verilerin Fourier analizleri yapılarak beyaz cüce üzerindeki çembersel uçuşma kaynağı yapılarına ait dönemler elde edildi.

Ayrıca aletsel etkileri gidermek ve gözlenen tayflarda dalga boyu kalibrasyonunu yapabilmek için düz alan ve lamba tayfları alındı. Kalibrasyon görüntüleri her gözlem turu için ayrı alındı ve kendi gözlem turuna ait sistemlerin verilerini indirgemek için kullanıldı. Uçuşma ölçüm tekniği gereği her gözlem gecesinde ayrı kalibrasyon görüntüleri alınmasına gerek görülmedi. Her gözlem turu başlangıcında SPOL teleskoba monte edildiğinde kalibrasyon görüntüleri (düz alan ve lamba tayfları) alındı ve ancak SPOL teleskop üzerinden sökölüp tekrar takıldığında kalibrasyon görüntüleri yeniden tekrarlandı. Her gözlem verisinin kalibrasyonu için gözlem turu başlangıcında elde edilen kalibrasyon verileri kullanıldı. Gün ışığının uçuşma etkilerinden kaçınmak için düz alan tayfları tan zamanı gökyüzü yerine kubbe içerisinden perde aydınlatılarak elde edildi. Lamba tayfları ise MMT Gözlemevinde tek bir HeNeAr kalibrasyon lambası kullanılarak, diğer teleskoplarda ise Hg-Cd (Civa-Kadmiyum), Neon ve Argon olmak üzere üç farklı kalibrasyon lambası kullanılarak elde edildi. Bir diğer ayar görüntüsü olan *bias* düzeyinin belirlenmesi için CCD üzerinde ışık düşmeyen ve önceden belirlenmiş bir alan (*overscan*) kullanıldı. İyi tanımlanmış CCD'nin piksel düzeltme dosyası kullanılarak kötü piksel kolonları da ayrıca düzeltildi.

SPOL indirgeme adımları genel olarak görüntülerin formatının indirgeme için uygun olan formata dönüştürülmesiyle başlar ve görüntülere sırasıyla bias ve flat düzeltmeleri uygulanır. Lamba tayfları yardımı ile dalga boyu kalibrasyonları belirlenir ve uygulanır. Elde edilen görüntüler üzerinden SPOL scriptleri (yordamları) kullanılarak uçuşmuş tayf ve görsel bölge tayfı elde edilir. Son olarak tüm görüntülere standart yıldız tayfları yardımıyla elde edilen akı kalibrasyon görüntüleri ile düzeltmeler yapılarak hedef sistemlere ait salt görsel bölge tayflarına ve uçuşma tayflarına ulaşılır (SPOL 2017b).

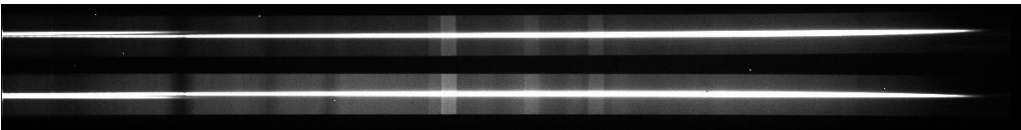
Bu tez kapsamında elde edilen gözlem verilerinin indirgeme aşamaları yine tez kapsamında elde edilmiş veriler ile örneklendirilerek anlatılmaktadır. İndirgeme adımları, öncelikle elde edilen tüm görüntülerin FITS formatından "*imh*" formatına çevirilmesi ile başlar. Bu aşamada SPOL ile elde edilen ham verilerin formatının (*.fit*) indirgemedede kullanılacak rutinlere uygun hale gelmesi amaçlanmaktadır. Aşağıdaki şekillerde (Şekil 2.2, 2.3, 2.4 ve 2.5) herhangi bir indirgeme işlemi uygulanmamış ham CCD görüntüleri verilmektedir. İndirgeme aşamasından önce sırasıyla, Şekil 2.2 Hg-Cd kalibrasyon lamba tayfı, Şekil 2.3 Düzalın görüntüsü, Şekil 2.4 Standart yıldız tayfı ve Şekil 2.5 BY Cam sisteminin tayfı gösterilmektedir. Şekillerde görülen iki parlak yatay bant CCD üzerine ışık düşen bölgeleri göstermektedir ve bantlar Wollaston prizması tarafından *ordinary* ve *extraordinary* bileşenlerine ayrılmış ışığı temsil etmektedir. Görüntüler SAOImage DS9 (Joye 2011) görüntüleme programı ile görüntülenmiştir.



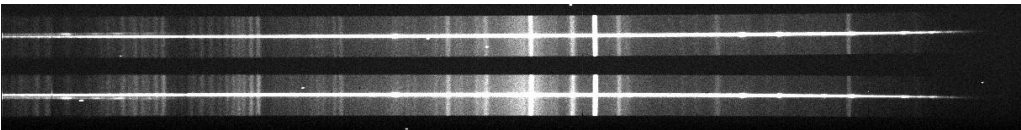
Şekil 2.2: Hg-Cd kalibrasyon lamba tayfı. Lamba tayfında gözlenen parlak çizgiler lambayı oluşturan ilgili elemente ait çizgilerdir ve konumları çizgi atlasları ile bilinmektedir. Bu çizgiler yardımı ile CCD üzerindeki piksellere karşılık gelen dalga boyu değerleri hesaplanır. Bu tayfta henüz dalga boyu kalibrasyonu yapılmadığı için yatay ve dikey eksenler piksel cinsindedir.



Şekil 2.3: Düzalın tayfı. CCD üzerindeki alanın eşit (homojen) olarak aydınlatılmasıyla alınan ve CCD çipinin ışığa olan tepkisinin belirlenmesini sağlayan bir kalibrasyon görüntüsüdür. Düz alan tayfının sol tarafında da görüldüğü üzere tayf, zebra görüntüsü veren "*fringe*" deseni oluşturmaktadır. Bu desenin görülmesi CCD yüzeyinde oluşan ışık girişim olayıdır.



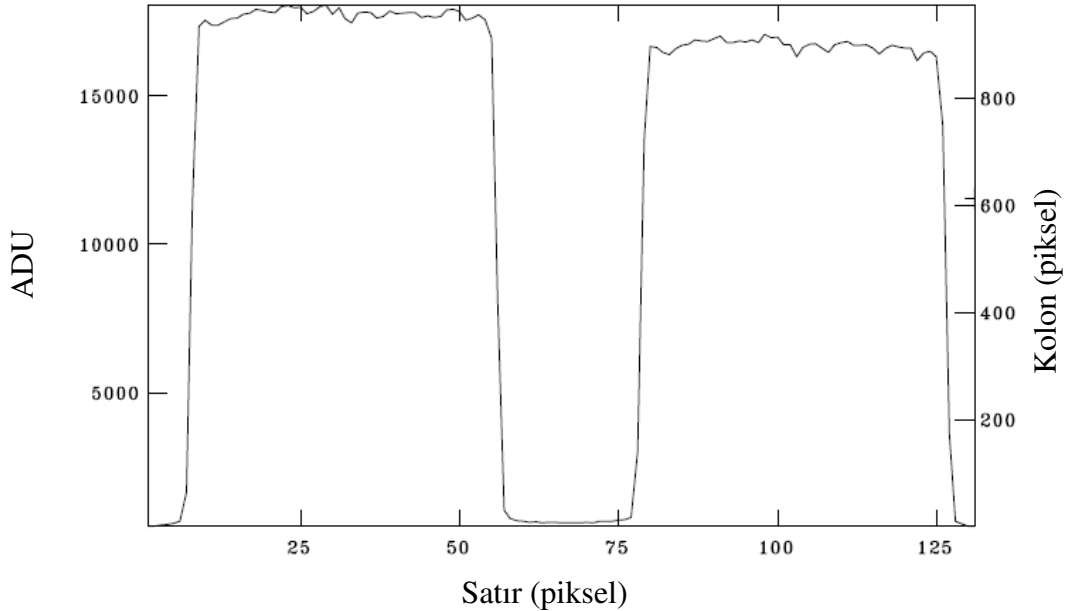
Şekil 2.4: Şekil, BD +28 4211 standart yıldızını ve gökyüzü tayfını birlikte göstermektedir. Tayfın sol tarafında üstüste binme kusuru net olarak görülmektedir. Burada bantların ortasında görülen parlak yatay çizgiler standart yıldız, tüm dikey çizgiler ise gece gökyüzüne ait tayftır.



Şekil 2.5: 150 saniyelik BY Cam sisteminin ve gökyüzünün tayfı birlikte görülmektedir. Kozmik ışınların neden olduğu parlak noktalar da tayf üzerinde ayrıca seçilmektedir.

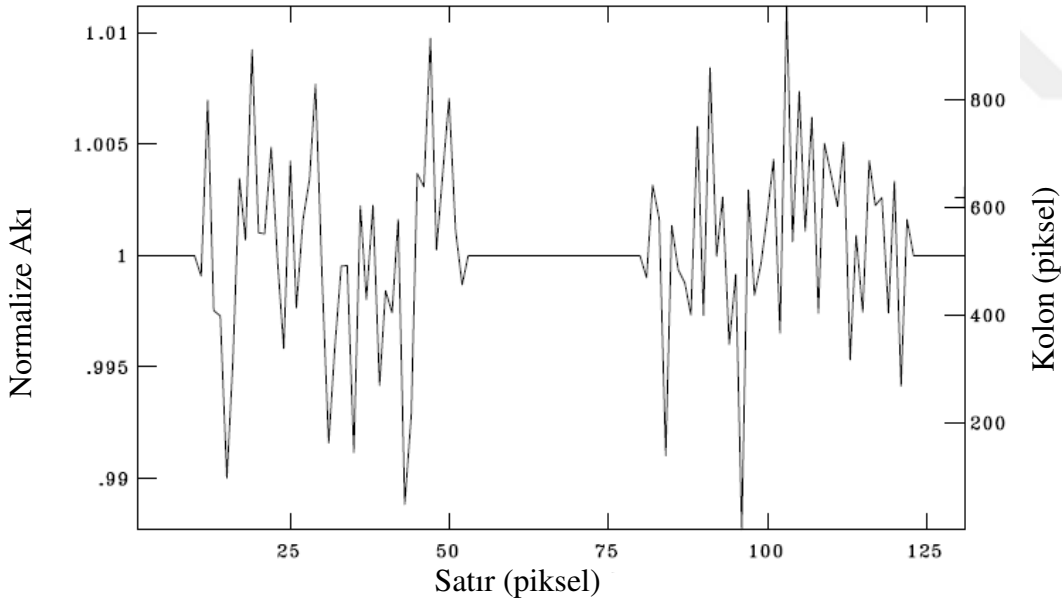
Bu aşamada amaç, tüm görüntülerde var olan CCD'nin kendi iç gürültüsünün sebep olduğu sıfır saniye gürültüsünü (bias) bulmak ve görüntüleri bu gürültüden arındırmaktır. CCD üzerinde önceden tanımlanmış olan *overscan* bölgesi üzerinden sıfır saniye gürültü düzeyi belirlenir ve IRAF imred paketi altında bulunan "*colbias*" komutu ile bu düzey tüm görüntülerden çıkarılır. Aynı anda *overscan* bölgesi de kesilerek görüntülerden kaldırılır. Ayrıca "*imclean*" komutu kullanılarak tüm görüntüler üzerine düşen kozmik ışınlar da temizlenir.

Bias düzeltmesi yapılmış kalibrasyon görüntülerinden yalnızca düzalan görüntülerinin her bir açıklık değerinde altışar set halinde alınmış olanlar birbirleriyle olmak üzere birleştirilerek, her bir açıklık için median ortalama değerine sahip birer düz alan ayar görüntüsü elde edilir. Bu iki boyutlu görüntüler "*implot*" komutu ile açılarak kolonlar boyunca bakıldığında CCD üzerinde oluşan her bir tayf bandının sınır pikselleri belirlenir. Şekil 2.6 bu belirlemenin yapılacağı ortalama düz alan görüntüsünü kolonlar boyunca göstermektedir. Belirlenen bu değerler "*polflat*" komutu ile tüm görüntülerde hizalanarak düz alan ayar görüntüleri yüksek mertebeden fonksiyonlar ile temsil edilir. Bu temsil ile düz alan görüntüsü oluşturulur. Şekil 2.7 indirgeme için kullanılacak 3 numaralı açıklığa ait düz alan görüntüsünün 618. kolona ait olan kısmını göstermektedir. Tüm görüntüler elde edildikleri açıklıklara göre ilgili düz alan görüntüsüne bölünür.

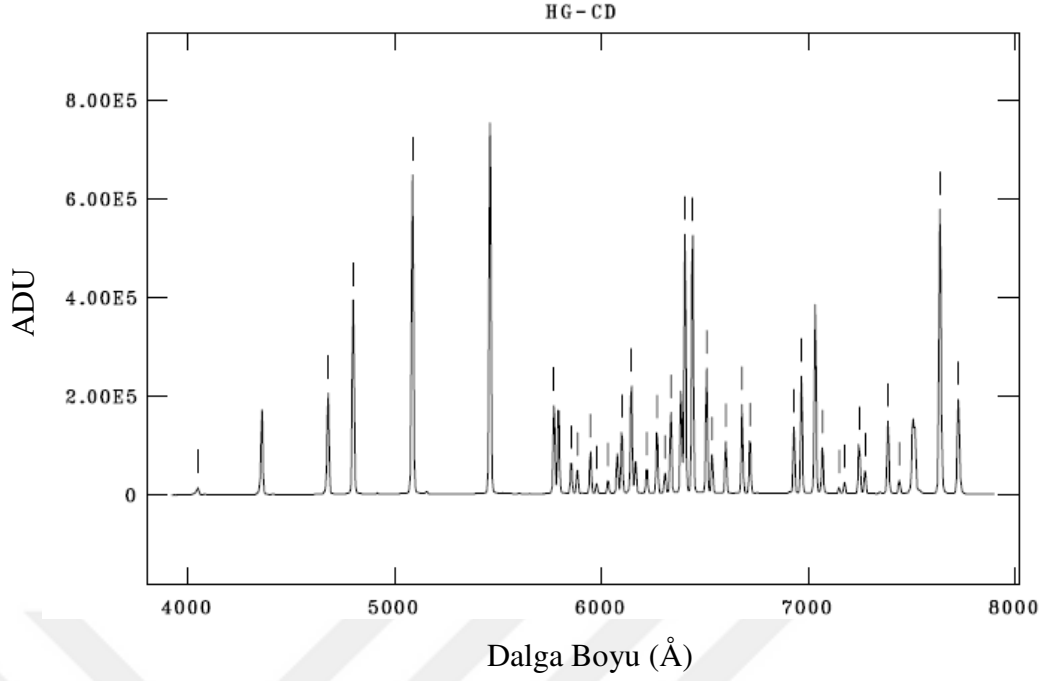


Şekil 2.6: Kolon boyunca bakıldığında 3 numaralı açıklığa ait tüm düz alan görüntülerinden elde edilmiş ve kozmik ışın düzeltmesi yapılmış median ortalama düz alan görüntüsüdür. Yatay eksen piksel cinsinden satırları göstermektedir. İndirgeme rutininde kullanılacak düzalan görüntüsü yapılandırılırken belirlenecek sınır piksel değerleri aynı görüntüde pek çok kolonun üstüste çizdirilmesi ile bulunur.

Bir diğer kalibrasyon görüntüsü olan lamba tayfı üzerinden tayfların boyutu pikselden dalga boyuna çevrilir. SPOL ile birden fazla kalibrasyon lambası kullanıldığında öncelikle tüm bu görüntüler birleştirilerek tek bir tayf oluşturulur. Birleştirilmiş lamba görüntüsü "*polid*" komutu ile çalıştırılarak ilgili çizgi listesi ile tayf çizgilerinin laboratuvar dalga boyları işaretlenir. Bu işaretlemenin amacı kalibrasyon lamba görüntüsü ile elde edilen tayf çizgilerini tanımlamak ve böylece elde edilmiş tüm görüntülerdeki yatay eksen piksel yerine dalga boyu (Angström) cinsine dönüştürmektir. Tüm işaretlemeler bittiğinde "*polid*" komutuyla dalga boyu dağılımı uygun olan mertebeye ve karekök ortalama (rms) değeri küçük olacak şekilde seçilen Chebyshev fonksiyonu ile temsil edilerek dalga boyu kalibrasyon dosyası oluşturulur. Şekil 2.8, "*polid*" komutu ile çalıştırılan lamba tayfı üzerinde tüm çizgilerin işaretlenmiş halini göstermektedir. Ayrıca yatay eksen artık dalga boyu cinsinden verilmektedir. Bundan sonraki indirgeme aşamalarında açıklıkları belirleme basamağından sonra çıkarılan tüm tayflar üzerinde dalga boyu kalibrasyonu yapılacak ve tayflarda yatay eksen dalga boyu cinsinden verilecektir.

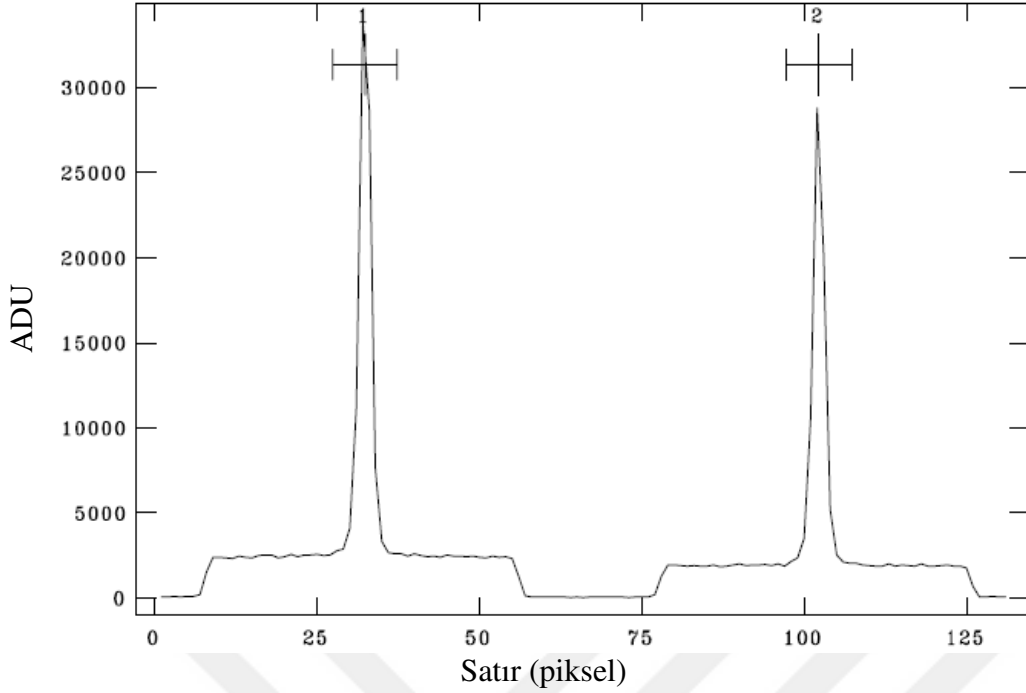


Şekil 2.7: Kullanıma hazır düzalan görüntüsü. Görüntü iki boyutlu olup şekilde bir kolon boyunca CCD yüzeyinin normalize edilmiş düzalan görüntüsü gösterilmektedir. Sağ ve sol parçalar CCD üzerindeki bantları, 1 değerine normalize olmuş bölgeler ise ışık düşmeyen alanları temsil etmektedir.



Şekil 2.8: Dalga boyu kalibrasyonu yapılırken gösterilmekte olan civa-kadmiyum lamba tayfı. Tayf üzerinde çizgi listesinde verilen çizgiler işaretlenmiştir.

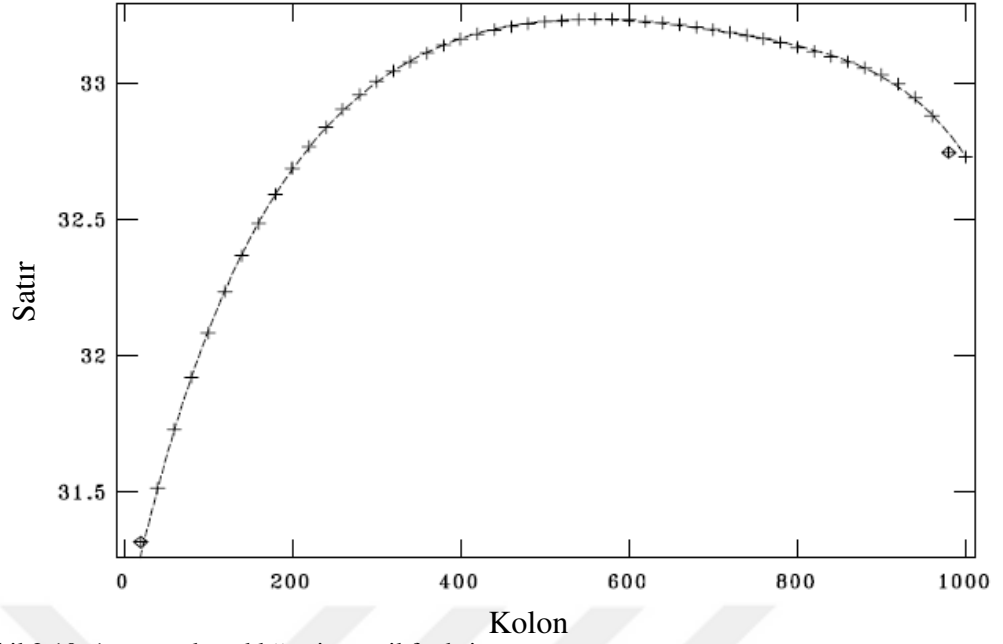
Bu aşamada tüm ayar görüntüleri elde edilmiştir ve artık yıldız tayfları indirgenir. Öncelikle çembersel uçuşmayı incelediğimizden her bir yıldız için yalnızca v dizisi yani çeyrek dalga plakaları ile dört farklı açısız pozisyonda alınan ardışık iki görüntüye "polred" komutu uygulanır. Bu komut öncelikle iki boyutlu tayfı tek boyuta indirgeyerek yıldız görüntülerinin ve ardaan gökyüzü görüntülerinin bulunacağı açıklıkları belirleyebilmemizi sağlar. Yıldız görüntüsü genellikle yarık "slit" ortasına denk gelecek şekilde konumlandırılır. Fakat yıldız görüntüsü her zaman CCD üzerinde aynı piksellere düşmeyebilir. Bu nedenle her bir poz için açıklıklar tek tek kontrol edilir ve onları temsil eden en iyi fonksiyon seçilir. Şekil 2.9 açıklıkların belirlenmesi aşamasını göstermektedir. Şekil 2.9 üzerinde 1 ve 2 numaralı bölgeler merkezinde yıldız olmak üzere çevresindeki gökyüzü ardaanını işaret etmektedir. Açıklıklar yıldıza ait ışığın sıradan ve sıradışı demetlerini temsil etmektedir. Seçilen açıklıklar Şekil 2.10 ve Şekil 2.11 ile gösterilen fonksiyonlar ile temsil edilir. Bu aşamada kullanılan fonksiyonlar ve mertebelerinin temsil ettiği açıklığa uyumu elde edilecek tayfın güvenilirliğini arttırmaktadır.



Şekil 2.9: Bir yıldız görüntüsü için açıklıkların belirlenmesi.

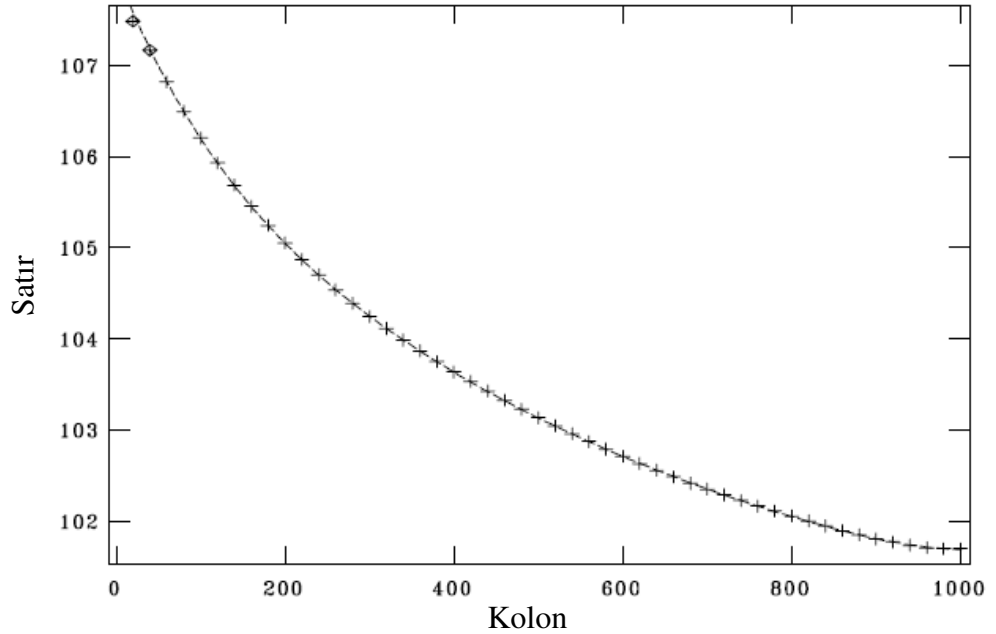
Açıklık temsilinde Chebyshev fonksiyonları kullanılmaktadır. Örnekte, ilk açıklık temsili için fonksiyonun mertebesi 7 ve karekök ortalama değeri 0,00461 olarak hesaplanmıştır. İkinci açıklık için yine aynı mertebeden hesaplanan Chebyshev fonksiyonunun karekök ortalama değeri ise 0,00359 olarak verilmektedir.

Açıklıkların belirlenmesi ile çeyrek dalga plakası ile elde edilen her bir görüntü için tayflar çıkarılır. Bu aşamada gözden kaçmış veya temizlenememiş herhangi bir kozmik ışın varsa işaretlenir ve indirgeme işlemine dahil edilmez. Optik tayfta olduğu gibi kozmik ışınlar uçlaşma tayfında da kendisini baskın bir şekilde gösterecektir. Bu nedenle çembersel uçlaşma tayfı üzerinde de aynı düzeltme yapılabilir. Gerçek olmadığını düşündüğümüz kozmik ışın nedenli çizgi uçlaşmaları tayflardan çıkarılır. Genellikle sönük sistemlerde ve tayfın hassas olduğu mavi ve kırmızı kenar bölgelerinde de gürültü seviyesinin yüksek olması nedeniyle kozmik ışın çizgi uçlaşması benzeri çizgi uçlaşmaları bulunabilir. Bu etkiler verinin çok gürültülü olduğu durumda düzeltilmesi önceki indirgeme aşamalarında mümkün olmayan piksel bozulmaları kaynaklı da olabilir. Elde edilmesi beklenen verileri etkilememesi şartı ile bu uçlaşmalar da indirgemenin bu aşamasında tayflardan silinerek hesaplama dışında bırakılabilirler. Bu nedenle yapılan düzeltmede gerçek olmayan sinyallerden veriyi arındırmak için görüntülerden hesaplanan 3σ değerinden büyük noktalar aritmetik ortalama değeri ile değiştirilir.



Şekil 2.10: 1 numaralı açıklığa ait temsil fonksiyonu.

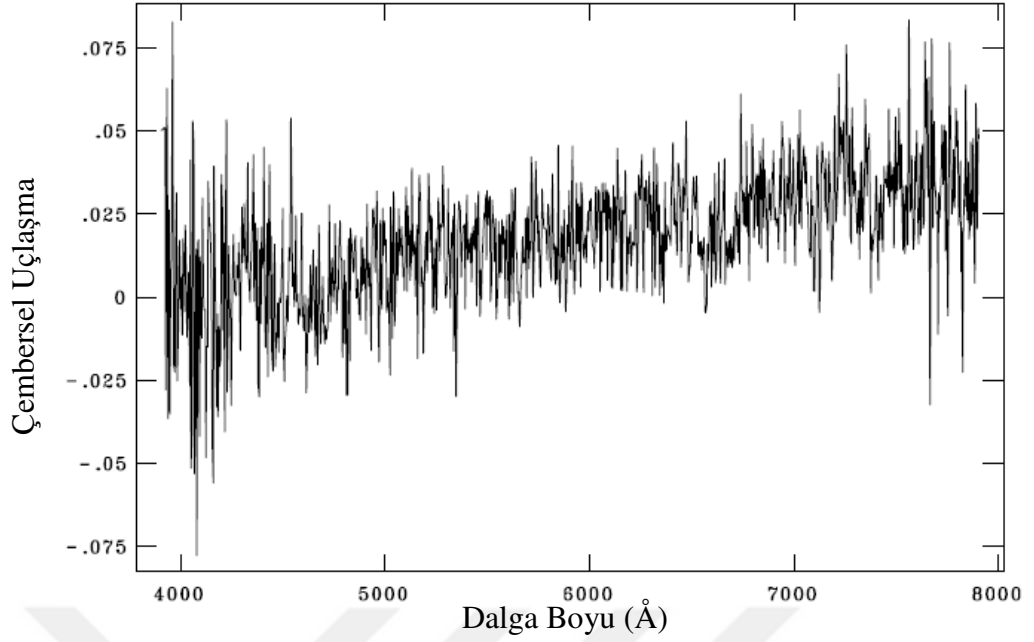
Sonuç olarak dönen dalga plakası sayesinde, dört farklı açı değerinde elde edilen ardışık iki görüntü kullanılarak eş zamanlı bir optik bölge tayfı ve uçuşma tayfı elde edilir. Bu aşama (*polred* aşaması) kendi içinde düzalan düzeltmesinin yapılmasını, verinin doğrusal yapıya dönüştürülmesini, gökyüzü arka planının çıkarılmasını, algılanan her bir uçuşma için tek boyutlu tayf elde edilmesini, kalan kozmik ışınların temizlenmesini, gökyüzü salma çizgilerinden eğrilik kaymasının belirlenmesini ve son olarak da Stokes parametrelerinin ve toplam akı tayfının elde edilmesini sağlar.



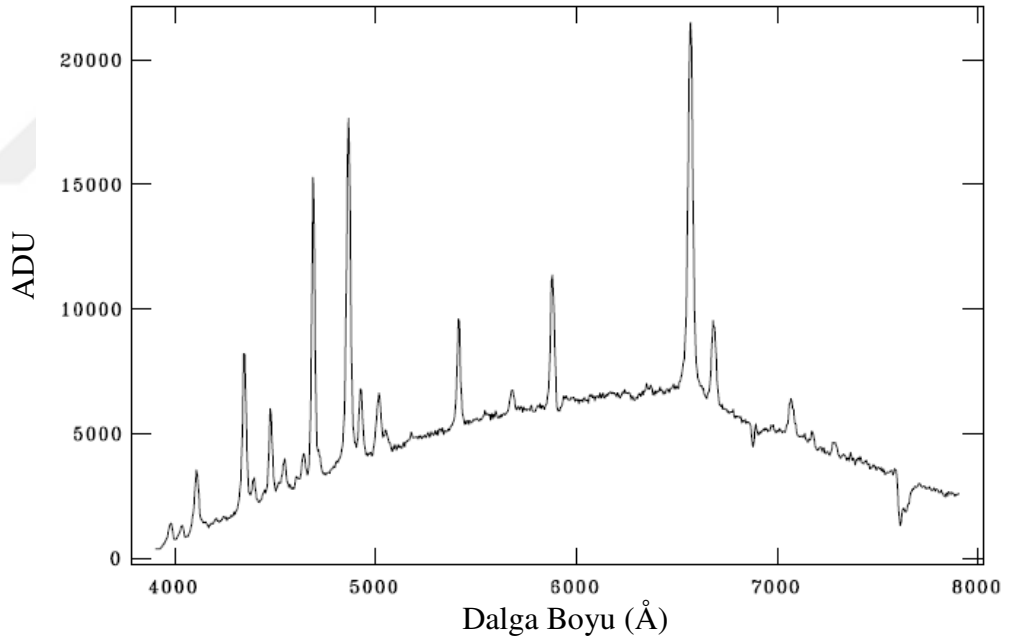
Şekil 2.11: 2 numaralı açıklığa ait temsil fonksiyonu.

Şekil 2.12, BY Cam sisteminin indirgeme süreci sonunda elde edilen bir uçlaşma tayfını göstermektedir. Yatay eksen dalga boyu ve dişey eksen çembersel uçlaşma miktarı olarak verilmektedir. Şekil 2.13 ise BY Cam sisteminin görsel bölge tayfını göstermektedir. Yatay eksen dalga boyu, dikey eksen ise *Analog to Digital Unit* (ADU) olarak verilmektedir. Sisteme ait yeğin salma çizgileri ve tayfın kırmızı bölgesinde yer atmosferine ait soğurma çizgileri ve bandı görölmektedir. Dalga boyu kalibrasyonuna rağmen bu aşamada elde edilen son görüntülerde sistematik olarak fark edilen herhangi bir dalga boyu kayması tespit edilirse "*specshift*" komutu ile düzeltme yapılabilme imkânı vardır. Bu kayma miktarları tayfta gözlenen en yeğin çizgilerden hesaplanabilir. Dikkat edilmesi gereken nokta sistemin tek bir piksel için elde edilebilecek maksimum çözünürlüğüdür.

Toplam akı tayfı elde edildikten sonraki aşama tayfın standarta dönüştürülmesidir. Bu aşama için öncelikle hedef sistemlerle birlikte ve onlara uygun olarak seçilen ve gözlenen standart yıldızların tayfları da yukarıdaki aşamalar ile indirgenerek uçlaşma ve toplam akı tayfları elde edilir. Şekil 2.14 BD +28 4211 standart yıldızının toplam akı tayfını göstermektedir. Akı düzeltmesi için standart yıldız olarak seçilen sistemlerin herhangi bir uçlaşmış ışık kaynağı olmamasına dikkat edilmelidir. Standart yıldızın uçlaşmış ışık tayfı da bize uçlaşma miktarının %1 değerlerinin oldukça altında olduğunu göstermektedir. Tayfın etkin dalga boyu aralığında ortalamasına bakıldığında uçlaşma değeri sıfır düzeyine yaklaşır. Bu durum değişen yıldız tayfları için SPOL ile elde edilen çembersel uçlaşma miktarlarında %1 değerinin üstündeki her verinin anlamlı olduğu sonucunu göstermektedir.

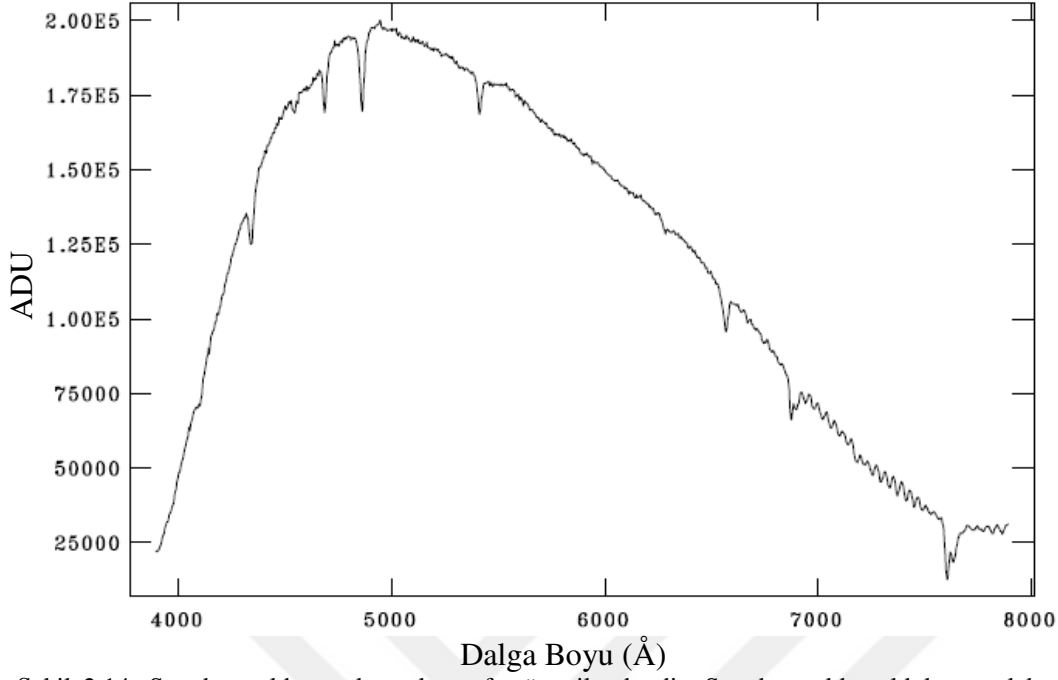


Şekil 2.12: Şekilde BY Cam sistemi için çembersel uçuşma tayfı gösterilmektedir. Dikey eksen uçuşma miktarını göstermektedir. Sıfır düzeyi uçuşmamış ışığı ifade ederken, maksimum uçuşma miktarı (%100 uçuşma) 1 değerine denk gelmektedir. Negatif eksen çembersel uçuşmuş ışığın yön değiştirdiğini ifade etmektedir.

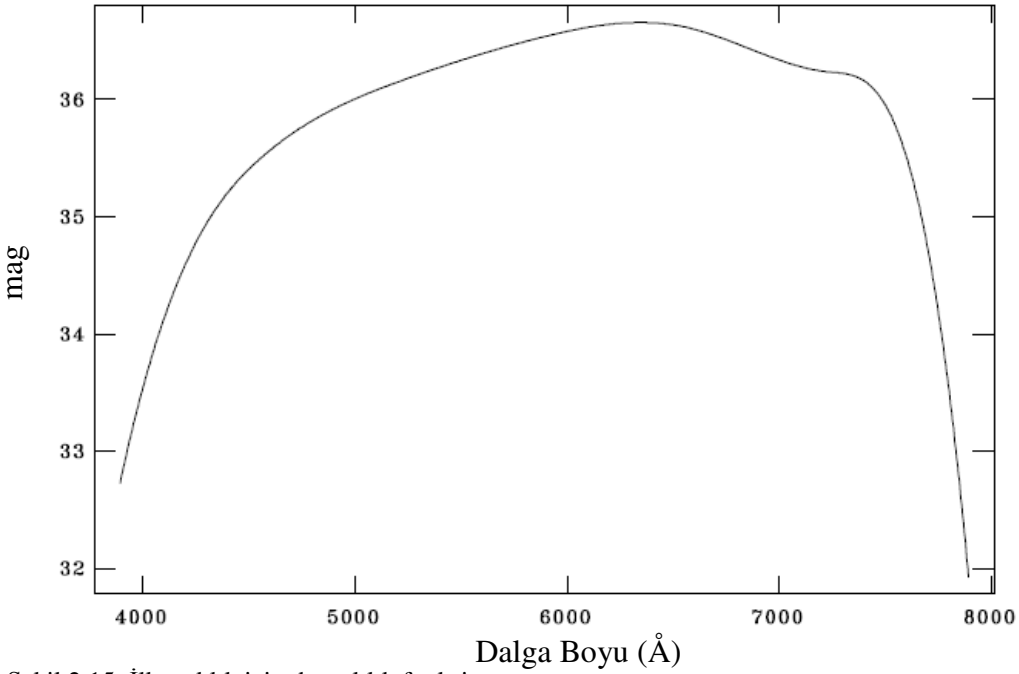


Şekil 2.13: BY Cam sisteminin optik bölge tayfı. Tayfta akı kalibrasyonu yapılmamıştır ve dalga boyu Angström cinsinden verilmiştir.

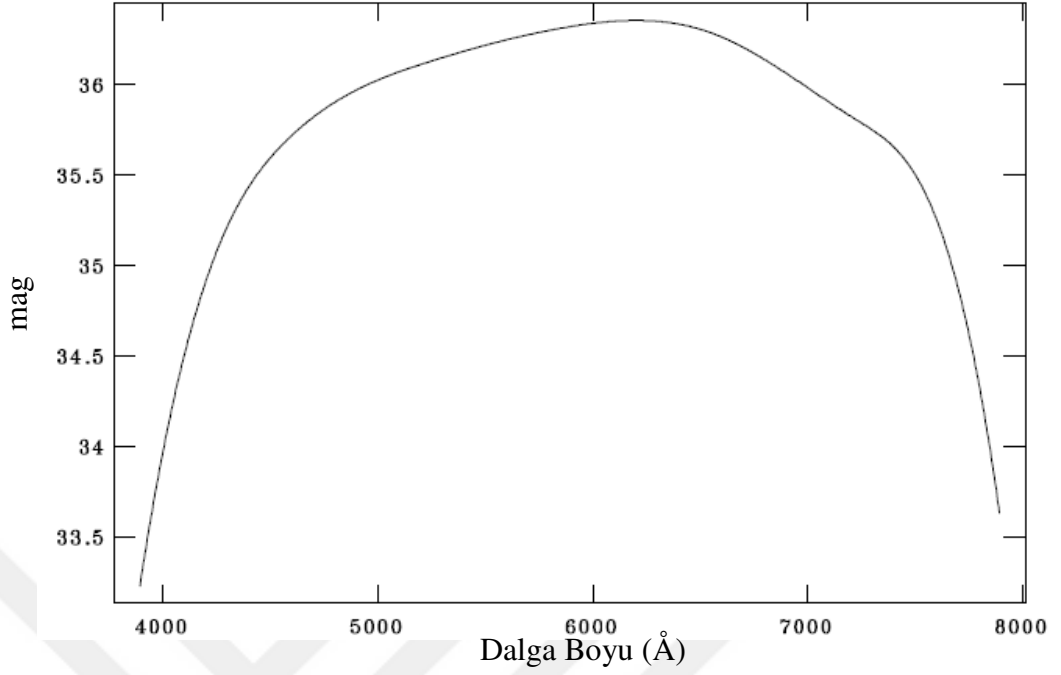
Tayf indirgemelerinde IRAF üzerinde akı düzeltmesi için genellikle "*standard*" ve "*sensfunc*" rutinleri kullanılır. Bu rutinler ile standart yıldız toplam akı tayfını en iyi temsil eden eğri dalga boyunun bir fonksiyonu olarak belirlenir. Temsil için genellikle yüksek mertebeden bir polinom, "*spline*" fonksiyonu kullanılır. Şekil 2.15 ve Şekil 2.16 her bir açıklık için kullanılan duyarlılık eğrilerini göstermektedir. Akı kalibrasyonu için SPOL tayf indirgemelerinde belirlenen tepki fonksiyonlarını kullanan "*polflux*" görevi çalıştırılır.



Şekil 2.14: Standart yıldız toplam akı tayfı gösterilmektedir. Standart yıldız oldukça parlak ve olabildiğince az çigili seçilmiştir. Tayfin 7000 Å'dan daha uzun dalga boyu tarafında görülen bozulmalar atmosferik soğurma çizgileri ve molekül bantları kaynaklıdır.

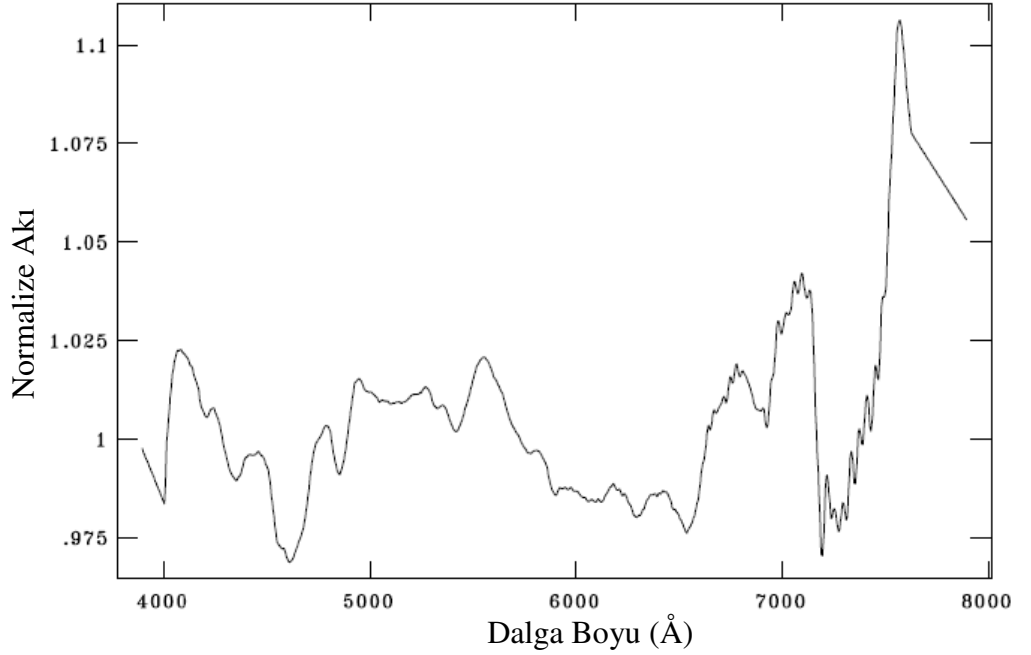


Şekil 2.15: İlk açıklık için duyarlılık fonksiyonu.

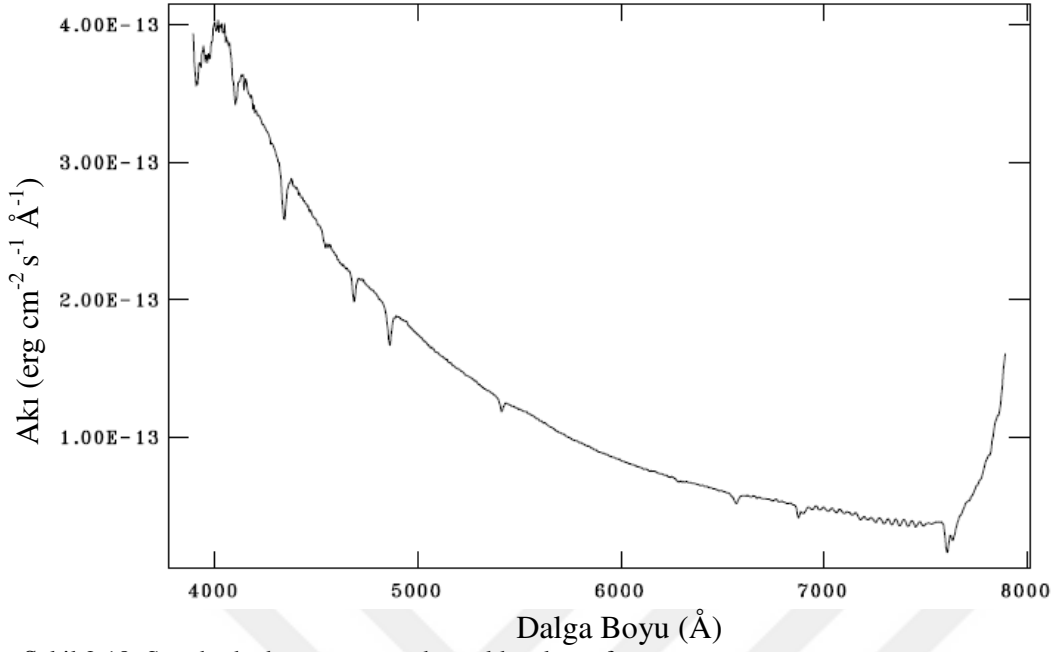


Şekil 2.16: İkinci açıklık için duyarlılık fonksiyonu.

Akı düzeltmesi için çalıştırılan görevlerin sonucunda Şekil 2.17 ile gösterilmekte olan tayf elde edilir. Bu tayf standart yıldızın süreklilik düzeyinin belirlenmesi, sistemin dalga boyunun bir fonksiyonu olarak duyarlılığının belirlenmesi ile oluşturulmaktadır.

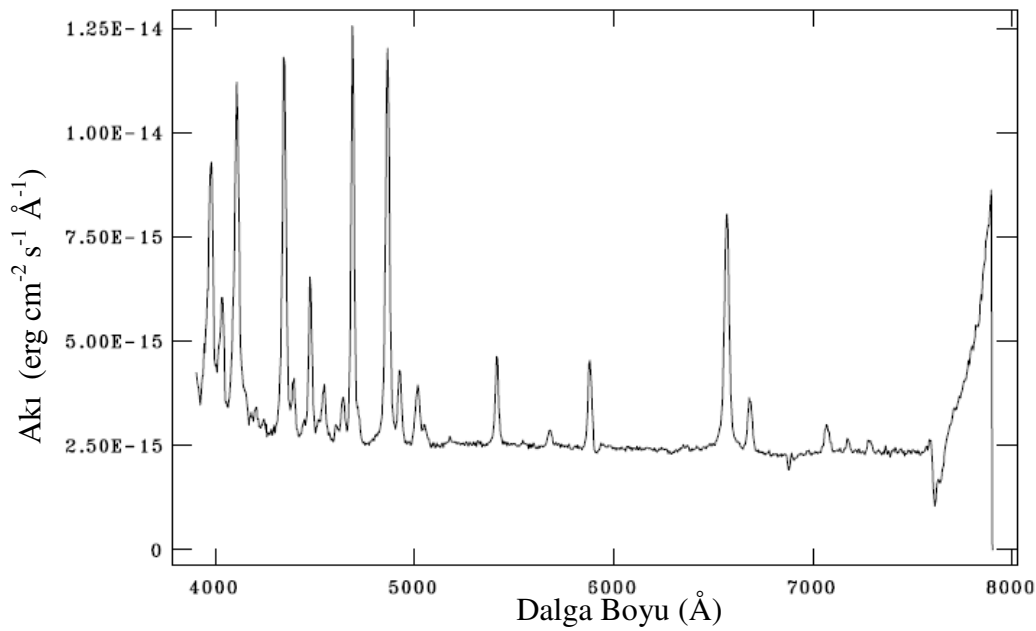


Şekil 2.17: Akı düzeltmesi için tüm görüntülere uygulanacak tayf.



Şekil 2.18: Standartta dönüşmüş standart yıldız akı tayfı

Şekil 2.17 kullanılarak öncelikle standart yıldız toplam akı tayfına akı düzeltmesi uygulanır. Akı düzeltmesi gerçekleştirilmiş standart yıldız tayfı Şekil 2.18 ile gösterilmektedir. Elde edilmiş tüm değişen yıldız tayfları da Şekil 2.17 ile gösterilen düzeltme tayfına bölünerek değişen sistemler için de akı düzeltmesi gerçekleştirilir. Şekil 2.19 ile BY Cam sisteminin akı düzeltmesi yapılmış tayfı örnek olarak gösterilmektedir.



Şekil 2.19: BY Cam sisteminin dalga boyu ve akı düzeltmesi yapılmış tayfı.

2.4 Veri Analiz Yöntemleri

Görsel bölge tayf uçuşma ölçüm ile gözlenecek hedef sistemlerin seçilmesi, gözlem programı, teleskoplar ve uygun bir tayf uçuşma ölçer ile gözlem verilerinin elde edilmesi ve ardından tüm gözlem verilerinin indirgenmesi aşamasından sonra, indirgenmiş optik bölge tayfları ve uçuşma tayfları üzerinden elde edilen verilerin analizi yapılmalıdır. Analiz yöntemleri olarak tayf çizgilerinin dikine hız ölçümleri, uçuşmaların belirlenmesi, maksimum uçuşma takibi ve manyetik alan yeğnliklerinin hesaplanabilmesi için süreklilik uçuşmalarının belirlenmesi seçilmiştir.

Analiz yöntemlerine geçmeden önce tipik bir manyetik kataklismik değişen sistemin tayflarını ve uçuşma tayflarını etkileyen nedenlerin açıklanması analiz edilecek bulguların belirlenmesini sağlayacak ve seçilen yöntemlere karar verilmesini kolaylaştıracaktır. Önceki bölümlerde anlatıldığı üzere bir manyetik kataklismik sistem bir beyaz cüce, Roche lobunu doldurmuş geri tür bir cüce veya alt cüce bileşenlerinden oluşur. Roche lobunu doldurmuş yoldaş bileşen madde kaybetmektedir ve bu madde beyaz cüce üzerine düşer. Başyıldız olan beyaz cüce ise yüksek manyetik alan yeğnliğine sahiptir. Beyaz cücede gözlenen manyetik alan şiddetinin ortalama düzeyde (1-10 MG) olması baş bileşen etrafında bir toplanma diski oluşmasına, daha yüksek şiddette olması ise maddenin manyetik alan çizgilerince tuzaklanarak baş bileşen etrafında bir toplanma diski oluşturmadan doğrudan beyaz cüce üzerine yönlendirilmesine yol açar. Sisteme ait bileşenler ve gerçekleşen süreçlerin görsel bölge tayfları üzerinde gözlenebilecek etkileri, sıcak başyıldızın maksimum dalga boyu mavi bölgeye kaymış tayf dağılımı, soğuk bileşenin kütesine bağlı olarak tayfın kırmızı tarafında gözlenen molekül bantları ve soğurma çizgileri, soğuk yıldız aktivitesi kaynaklı patlama "*flare*" veya soğuk yıldız rüzgârı kaynaklı madde hareketleri, aktivite kaynaklı çizgi salmaları, aktarılan madde hareketi nedeniyle oluşan yeğn çizgi salmaları, toplanma diski varlığı nedeniyle oluşan çift tepeli salma çizgileri ve bunların yörünge dönemi ile değişimi, yeğn manyetik alan nedeniyle tuzaklanan maddenin relativistik hızlara yakın değerlerde ivmelenmesi sonucu oluşan ışınım ile tayfta gözlenen akı artışları ve uçuşmalar olarak sıralanabilir. Görsel bölgede genellikle beyaz cüce tayfı ve madde aktarımı etkileri baskın olarak görülmekteyken, yeğn manyetik alan şiddetlerinin varlığında ise aynı bölgede cyclotron etkileri baskın olarak gözlenmektedir. Ayrıca sistemin kütle merkezi etrafındaki ve başyıldızın kendi dönme eksenini etrafındaki hareketi de, tayflarda zamanın bir fonksiyonu olarak değişime yol açacaktır. Bu etkilerin pek çoğunu aynı anda çalışmak için tayflarda gözlenen çizgilerin dikine hızlarını

hesaplamak ve uçlaşma tayflarından uçlaşma yapılarını belirlemek yeterli olacaktır.

Dikine hız analizleri için IRAF "*fxcor*" rutinleri, yörünge analizi için çember yörünge varsayımı ile çift yıldız yörünge çözümü, maksimum uçlaşmanın belirlenmesi için "*splot*" rutini ile Gauss temsili, uçlaşma takibinden dönemleri elde edebilmek için Period04 ile Fourier analizi, manyetik alanların belirlenmesi için öncelikle cylotron yapılarının "*splot*" ile Gauss temsili ve ardından klasik elektrodinamik temel eşitliklerinden cylotron ışınımının temel eşitliği kullanıldı.

IRAF "*fxcor*" rutinini kullanmadan önce tüm tayflar normalize edildi ve gözlenen çizgilerin dikine hızları elde edilirken karşılaştırma (*template*) olarak her bir sistemin elde edilmiş ilk görüntüsü kullanıldı. Bu nedenle elde edilen dikine hızlar görelî dikine hızlardır, sisteme ait salt hızları vermemektedir. Bu durum dikine hızların bir dönem boyunca değişimini incelediğimiz bu çalışma için yeterlidir. IRAF "*fxcor*" rutini, "*template*" olarak seçilen görüntüye göre, diğer tüm görüntüleri çapraz-bağıntılı "*cross-correlation*" yöntemi ile karşılaştırarak çizgiler arasındaki farkları belirler ve görelî dikine hızların elde edilmesini sağlar. Sistem için tüm dikine hızlar belirlendikten sonra elde edilen dikine hız eğrilerinin temsili yörünge döneminin belirlenmesi için sisteme çember yörünge ($e=0$) çözümü uygulanır. Manyetik kataklismik sistemler yakın, etkileşen ve hızlı dönen çift yıldız sistemleri olduğu için kilitli dönerler. Kilitli dönme de senkronizasyonu ve çember yörüngeyi zorunlu kılar.

Manyetik alanların hesaplanabilmesi için öncelikte uçlaşma tayflarında görülen uçlaşma kaynağının bu sistemler için cylotron ışınımı olduğu kabul edilir ve cylotron ışınımı kaynaklı tepeler belirlenir ve bu asimetric tepelerin maksimum yaptıkları dalga boyları Gauss temsili ile elde edilebilir. Ardından Ingham et al. (1976) çalışmasından alınan cylotron ışınımının temel harmoniğinin frekansını manyetik alana bağlı olarak veren Eşitlik (2.1) yardımı ile manyetik alan hesabı yapılabilir. Işınımın ardışık iki harmoniğın bulunduğu dalga boyu aralığının frekans değeri ışınımın frekansına eşit olmalıdır. Yani harmonikler frekansın tam katlarında bulunurlar (Ingham et al. 1976). Buna göre ardışık olduğu belirlenen harmonik tepeleri için Eşitlik (2.2) yardımıyla manyetik alan değeri doğrudan hesaplanır. Ardışık herhangi iki cylotron ışınım harmoniği görülmeyen uçlaşma tayflarında gözlenen tek tepe için yine aynı eşitlik yardımı ile manyetik alan değeri için bir alt ve üst sınır belirlenebilir. Burada kullanılan eşitliklerde ω_{ce} elektron cylotron ışınımı temel frekansını, n harmonik numarasını, e bir elektronun yükünü (*elementary charge*), m_e bir elektronun

kütlesini, c ışığın boşluktaki hızını ve B de manyetik alan şiddetini temsil etmektedir. λ_n ise n . harmoniğin bulunduğu dalga boyu değeridir.

$$\omega_{ce(n)} = \frac{n|e|B}{2\pi m_e c}, n = 1, 2, 3, \dots \quad (2.1)$$

$$\frac{|e|B}{2\pi m_e c^2} = \frac{1}{\lambda_{(n+1)}} - \frac{1}{\lambda_{(n)}} \quad (2.2)$$

Birimler *cgs* birim sistemi kullanılarak $e=4,8032 \times 10^{-10}$ statcoulomb, $m_e=9,1094 \times 10^{-28}$ g, $c=2,9979 \times 10^{10}$ cm/s olarak Huba (2013) çalışmasından alınmış ve manyetik alan yeğnilikleri hesaplanırken kullanılmıştır.

Cylotron ışınımı özelliği gereği harmonik numarası arttıkça ışınımın bulunduğu dalga boyu daha kısa dalga boylarına kayacaktır. Manyetik alan şiddeti de harmoniklerin bulunduğu dalga boyu ile ters orantılıdır. Azalan manyetik alan şiddetlerinde cyclotron ışınım harmonikleri görsel bölgede gözlenemeyeceği gibi artan manyetik alan şiddetleri ile de temel harmonikler görsel bölge dışına çıkacaktır. Bu nedenle belli bir manyetik alan şiddet aralığı içinde ve ona göre belirlenecek harmonik numaralı cyclotron ışınım tepeleri görsel bölgede gözlenebilecektir. Bu duruma göre manyetik alan şiddetinin az olması durumunda cyclotron ışınım harmonikleri görsel dalga boyu aralığında gözlenemeyecek veya çok yüksek olması durumunda yalnızca yüksek numaralı harmonikleri ile ve eğer ışık yüksek dereceden uçlaşmış ise etkisini görsel bölgede gösterebilecektir.

Bir sonraki bölümde sırasıyla gözlenmiş tüm sistemlerin optik bölge tayfları ile uçlaşma tayfları verilmektedir. Veri analiz yöntemlerinden olan dikine hız analizleri, bir yörünge dönemi boyunca dikine hızların değişiminden elde edilen yörünge parametreleri, maksimum uçlaşmanın belirlenmesi ve takibi, maksimum uçlaşmanın yörünge dönemi boyunca değişimi ile yörünge dönemi ve beyaz cüce dönme döneminin elde edilmesi, uçlaşma yapılarının belirlenmesi ve bunlar üzerinden manyetik alan şiddetlerinin hesaplanması ve manyetik alan yapılarının çözümlenmesi her bir sistem için ayrı ayrı açıklanmaktadır.

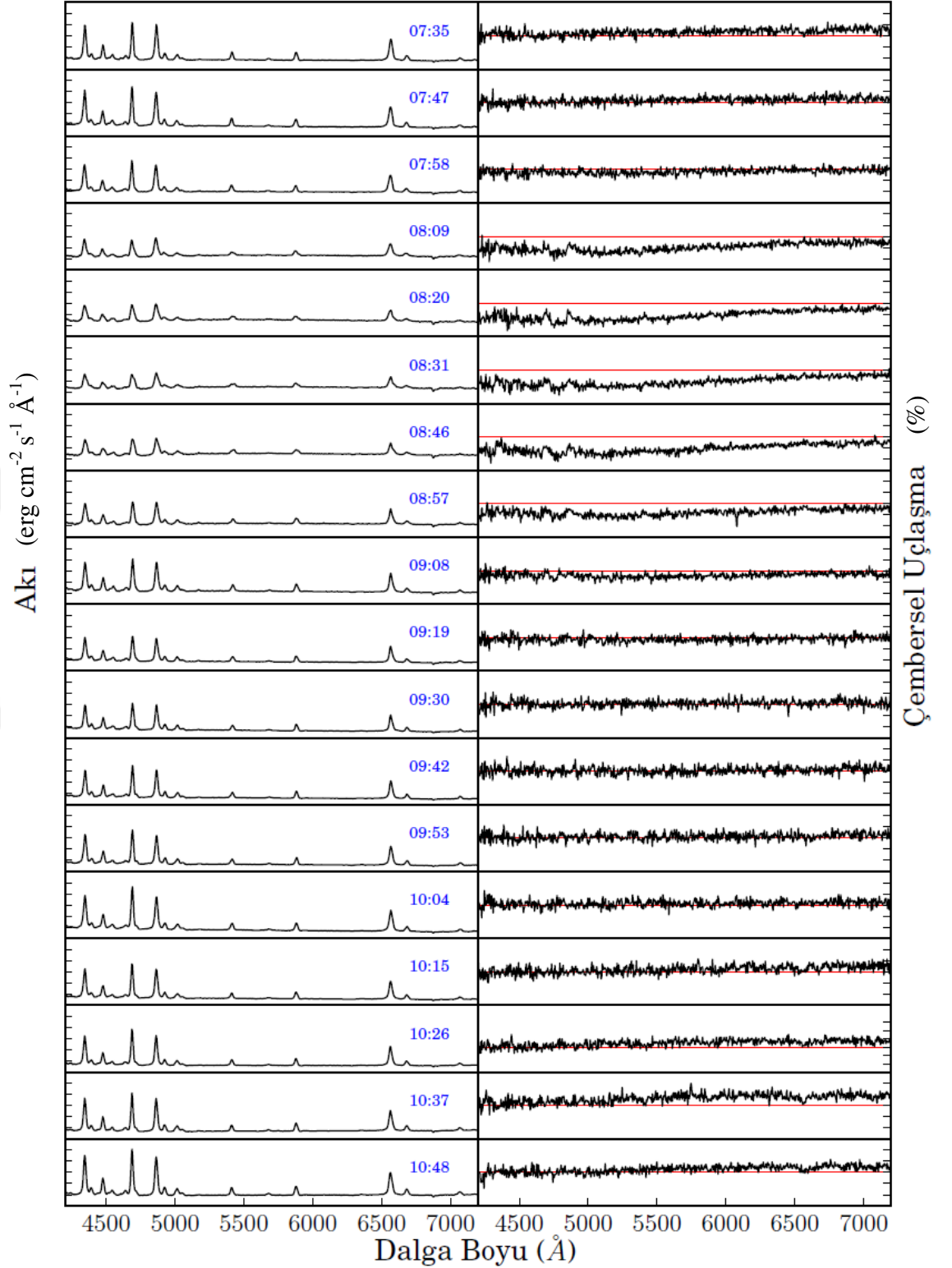
3. BULGULAR

3.1 BY Cam

BY Cam sistemi, neredeyse tam bir yörünge evresini kapsayan 18 çembersel uçuşma ölçüm tayfı elde edilecek şekilde 29 Kasım 2014 tarihinde Kuiper teleskobu ile gözlemlendi. Her bir ölçümün toplam poz süresi 10 dakikadır. Sistemin bir gece boyunca alınan ardışık 18 tayf uçuşma ölçümü Şekil 3.1 ile gösterilmektedir. Şekil 3.1 ile verilen tüm ardışık tayflar yaklaşık olarak sistemin bir yörünge dönemine denk gelmektedir. Şeklin sol kolonu optik bölge tayflarını sağ kolonu ise çembersel uçuşma tayflarını içermektedir. Dikey eksen optik bölge tayfları için akı değerini göstermektedir ve $erg\ cm^{-2}\ s^{-1}\ \text{\AA}^{-1}$ birimindedir. Eksen boyunca her bir çentik aralığı sabittir ve aynıdır. Bu aralık $3 \times 10^{-15}\ erg\ cm^{-2}\ s^{-1}\ \text{\AA}^{-1}$ değerine eşittir. Sol kolondaki her bir panel, 0 ile $18 \times 10^{-15}\ erg\ cm^{-2}\ s^{-1}\ \text{\AA}^{-1}$ arasındaki akı değerlerini göstermektedir. Yatay eksen dalga boyu eksenidir ve her iki kolon için de Angström biriminde verilmiştir. Çembersel uçuşma tayflarını gösteren sağ kolonda dikey eksen uçuşma miktarını yüzde olarak vermektedir. Sağ kolondaki her bir panelin ortasında bulunan kırmızı çizgi uçuşmamış ışık düzeyini yani %0 değerini belirtmektedir. Her bir panel -%15 ve +%15 aralığını temsil etmektedir. Her iki kolonda da aynı satıra denk gelen paneller birbirleri ile eş zamanlı gözlenen tayfları belirtmektedir. Paneller yukarıdan aşağıya doğru artan zaman sıralamasında verilmektedir. Her bir ardışık poz arasında CCD okuma süresi hariç herhangi bir zaman boşluğu ve kesinti bulunmamaktadır.

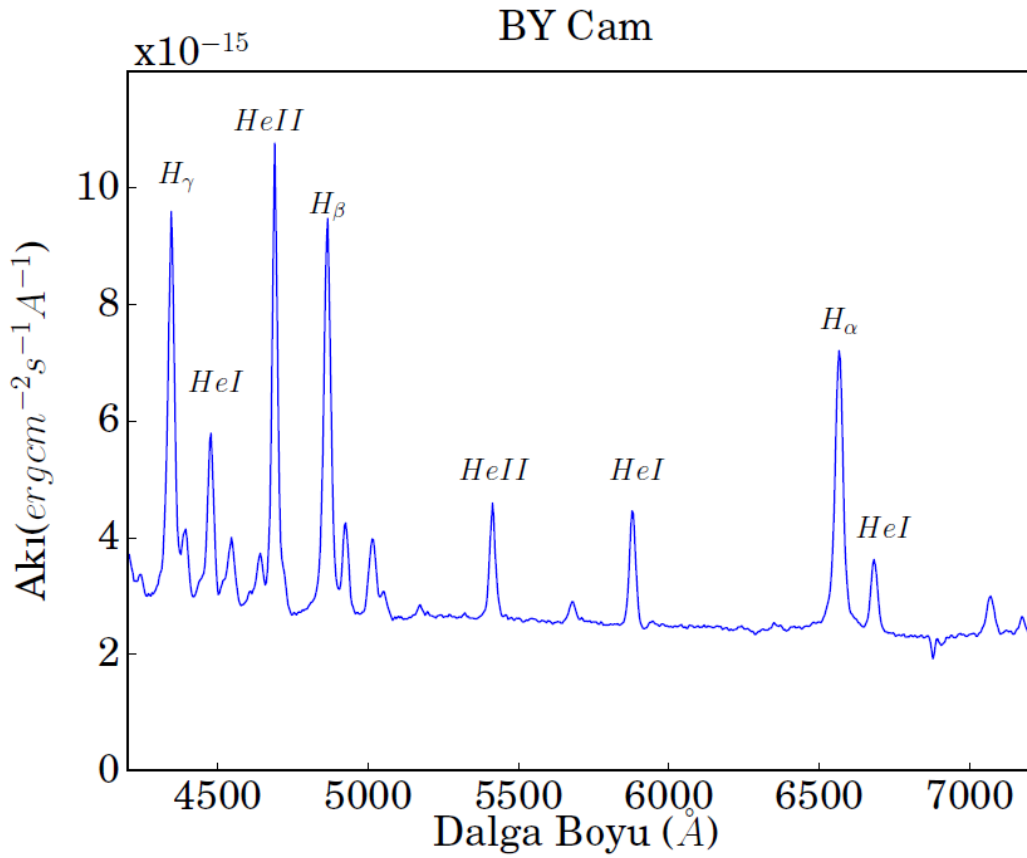
BY Cam sisteminin indirgenmiş görsel bölge ve çembersel uçuşma tayflarının verildiği Şekil 3.1 üzerinden sistemin analizini yaparken, öncelikle görsel bölge tayflarında gözlenen yeğin salma çizgileri dikkat çekmektedir. Sistemin bileşenlerine ait herhangi bir soğurma çizgisi görülmemektedir. Yörünge dönemi boyunca gözlenen bu salma çizgilerinin de yeğinliklerinin değiştiği fark edilmektedir. Ayrıca sistem tayfının süreklilik düzeyi de zamanla değişmektedir. Çembersel uçuşma kolonu incelendiğinde, sistemin görsel bölge tayflarının süreklilik düzeyinin artış gösterdiği anlarda eş zamanlı çembersel uçuşma düzeyinin de arttığı ve çembersel uçuşmanın çizgi uçuşması yerine süreklilik uçuşması olarak kendini gösterdiği farkedilir. Çembersel uçuşma miktarları da zamanla pozitiften negatife ve sonra tekrar pozitif değerlere değişmektedir. Ayrıca uçuşma miktarları da işaretlerle birlikte değişmektedir, maksimum negatif uçuşma değeri de pozitif uçuşmadaki maksimum değerden daha yüksektir. Bu değişim, sistemde uçuşma durumunu etkileyen dönemsel bir davranışın varlığını işaret etmektedir.

BY Cam



Şekil 3.1: Şekilde BY Cam 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 $18 \times 10^{-15} \text{ erg cm}^{-2} \text{s}^{-1} \text{\AA}^{-1}$ arasında $3 \times 10^{-15} \text{ erg cm}^{-2} \text{s}^{-1} \text{\AA}^{-1}$ değerine eşit aralıklarla verilmektedir. Çembersel uçlaşma değeri ise kırmızı yatay düz çizgi sıfır düzeyini belirtmekle birlikte -15% ve $+15\%$ aralığındaki uçlaşma yüzdesini göstermektedir. Tayflar her bir yatay panel üzerine eklenmiş UT sıralamasında gösterilmektedir.

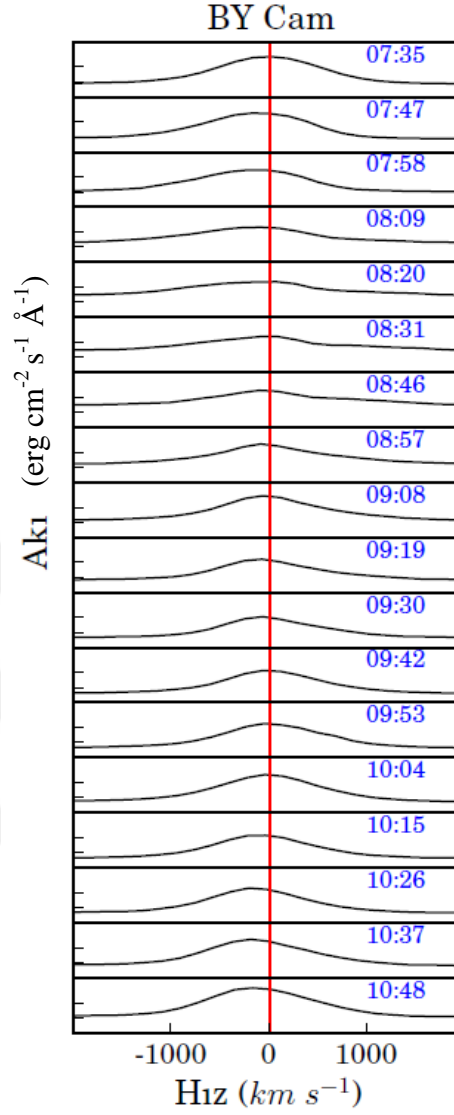
Tüm gözlemlerin analizi için öncelikle tayfı etkileyen genel yapıları ayırt edebilmek gerektiğinden, tüm tayfın medyan (*median*) ortalaması alınarak ve Şekil 3.2 ile gösterildi. Tayfta bir yörünge dönemi boyunca en baskın olan yapılar gösterilmektedir. Şekil 3.2, BY Cam sisteminde özellikle hidrojen Balmer çizgileri ve uyarılmış helyum salma çizgilerinin oldukça şiddetli olduğunu göstermektedir. Ortalamaya bakıldığında cyclotron ışınımı kaynaklı akı artışlarının da yalnızca süreklilik düzeyini yukarı kaldırdığı belirgin bir tepe (*cyclotron hump*) yapısını ortaya çıkarmadığı görülür. Tüm tayfta gözlenen salma çizgileri tek tepelidir. Bu nedenle sistemde tayfları etkileyebilecek bir toplanma diski varlığından söz edilemez.



Şekil 3.2: Şekil BY Cam sisteminin bir yörünge dönemi gözlenen tüm tayflarının medyan ortalamasını vermektedir. Belli başlı salma çizgileri şekil üzerinde işaretlenmiştir.

BY Cam sisteminin tayfı üzerinde herhangi bir soğurma çizgisi gözlenmediği için en yoğun salma veren çizgi H_{α} salma çizgisi üzerinden dikine hızlar hesaplanmıştır. Burada hesaplanan dikine hızlar salt hız değerleri olmayıp, ilk görüntüye göre elde edilmiş göreceli dikine hızlardır. Şekil 3.3 ile gözlenen yörünge dönemi boyunca elde edilmiş H_{α} salma çizgilerine daha yakından bakılmaktadır. Burada yatay eksen dalga boyu yerine hız cinsinden verilmektedir. Düşey kırmızı çizgi, H_{α} çizgisinin sistematik dikine hızını temsil etmektedir.

Çizginin merkezinin dikine hız değerinin zamanla yer değiştirmesi dikine hızların yörünge boyunca değişimini vermektedir.



Şekil 3.3: Şekil H_{α} salma çizgisinin hız alanında değişimini göstermektedir. Kırmızı dikey düz çizgi sistemik dikine hız değerini belirtmektedir. Her bir çizginin ait olduğu gözlem zamanı UT olarak şekil üstünde belirtilmiştir.

Şekil 3.4 üst panelde, gözlenen tüm H_{α} salma çizgilerinden elde edilmiş dikine hız eğrisi Güneş merkezli Jülyen tarihi (HJD) sıralamasında verilmektedir. Ayrıca sürekli çizgi ile, dikine hız dağılımını en iyi temsil eden çember yörüngeye ait teorik eğri de gösterilmektedir. Dikine hızların bir yörünge boyunca hesaplanan değişim aralığı dikine hız hata sınırlarının çok üstünde olduğundan buradan elde edilen dikine hız eğrisi dönem analizi yapmak için tayfsal teorik çember yörünge ile temsili edilebilir. Tayfsal teorik çember yörünge ile dikine hız eğrisi arasında büyük sapmalar olduğu Şekil 3.4'de gözlenmektedir. Bu sapmaların nedeni sistemin tayfında gözlenen salma çizgilerinin karmaşık yapısıdır. Mason et al. (1989), BY Cam sisteminin tayflarında gözlenen hidrojen

ve helyum salma çizgilerinin kaynağını tartışmış ve çizgilerin dört bileşenden oluştuğunu açıklamıştır. Bu dört bileşen geniş, dar, yüksek hızlı ve asimetric bileşen olarak adlandırılmıştır. Geniş bileşen toplanma kutbu üzerindeki toplanma akıntısı tarafından oluşturulurken, dar bileşen yoldaş yıldız kaynaklıdır. Yüksek hızlı bileşen, aktarılan madde içerisinde hızları aktarılan toplam maddenin ortalama hızından daha yüksek olan maddelerden kaynaklanmaktadır. Asimetric bileşen ise aynı anda madde toplayan birbirinden 0,5 evre fark ile beyaz cüce üzerine konumlanmış iki kutup varlığını işaret etmektedir. Mason et al. (1989), tayf salma çizgilerinde tüm bu etkilerin bir karışımının görüleceğini belirtmiştir.

Şekil 3.4 alt panelinde ise, görsel bölge tayfları ile eş zamanlı alınan çembersel uçuşma tayflarının Gauss temsili ile elde edilmiş maksimum çembersel uçuşma değerleri hataları ile birlikte işaretlenmiştir. Maksimum çembersel uçuşma dağılımını da en iyi temsil eden eğri Fourier analizi ile belirlenmiş ve şekil üzerinde sürekli çizgi ile belirtilmiştir.

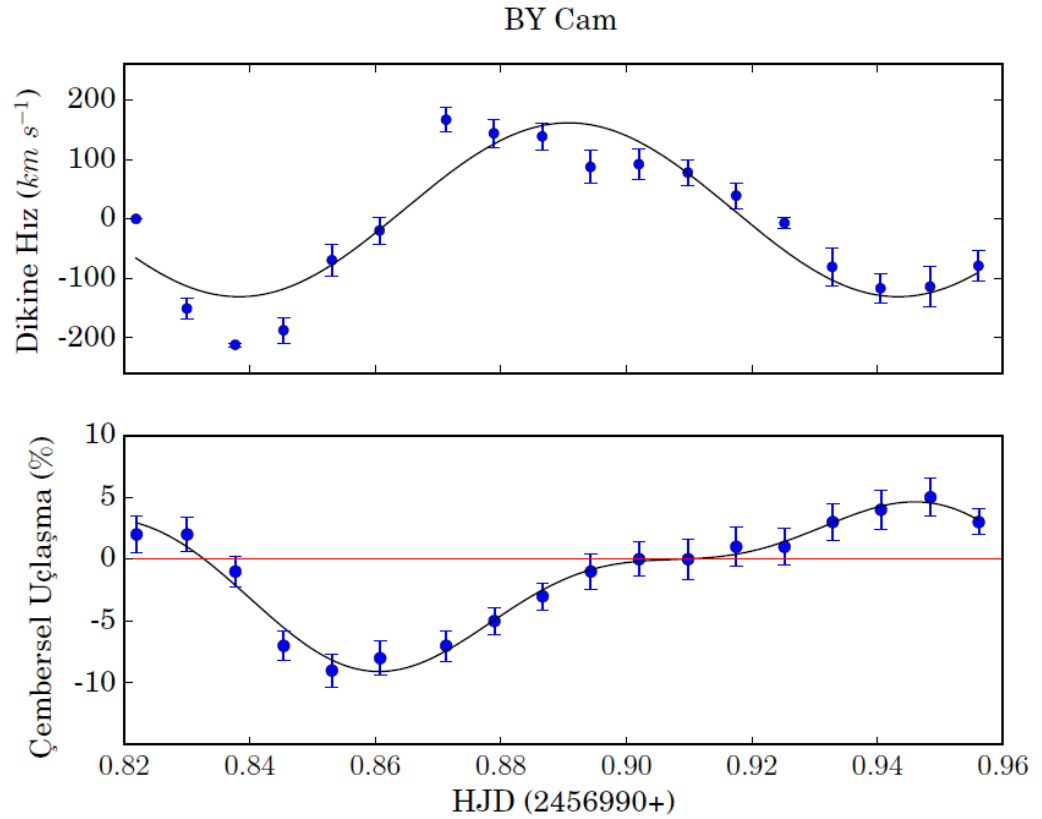
Eşdönmediği bilinen BY Cam sistemi için teorik çember yörünge temsili ile elde edilen yörünge dönemi $2,52 \pm 0,14$ saat, maksimum uçuşmanın değişiminden elde edilen en baskın Fourier dönemi $3,216 \pm 0,072$ saat ve ikinci baskın dönem $1,512 \pm 0,048$ saat olarak hesaplanmıştır. Buradan elde edilen en büyük dönem beyaz cüce dönme dönemi, diğer dönem ise bu dönemin yarısına işaret eden ikinci kutba ait olan dönemi vermektedir. Maksimum uçuşma ile ölçülen en baskın dönem olan beyaz cüce dönme döneminin tayfsal yörünge çözümünden elde edilen yörünge döneminden farklı hesaplanması sistemin eşdönmediğini pekiştirmektedir.

Maksimum uçuşmaların dalga boyuna göre bulunduğu konumlara Şekil 3.1 üzerinden bakıldığında maksimum negatif uçuşmanın tayfin mavi bölgesinde, maksimum pozitif uçuşmanın ise tayfin kırmızı bölgesinde yer aldığı gözlenir. Farklı işaretli ve farklı dalga boyularına yerleşmiş bu uçuşmalar bile sistemde iki farklı cyclotron ışınımı yapan bölgenin varlığına işaret etmektedir. Bu da beyaz cüce üzerinde madde toplayan iki kutup olduğunu kanıtlar. Bu kutuplardan gözlenen yapıların birbirlerinden farklı bölgelerde ve farklı miktarlarda çembersel uçuşmalar ile ortaya çıkması da manyetik kutuplar arası manyetik alan şiddet farkını ve toplanan madde miktarının farkını işaret etmektedir.

Şekil 3.4 alt panelde verilen uçuşma dağılımı ile sistem üzerinde maksimum uçuşmalar iki farklı evrede - %7 ve + %4 olarak belirlenmiştir. Maksimum uçuşma değişiminden de iki dönem hesaplanması sistemin baş

bileşeni olan beyaz cücenin çift kutuplu (*dipol*) manyetik alan yapısı sergilediğini ve her iki kutuptan da aynı anda madde topladığını işaret etmektedir.

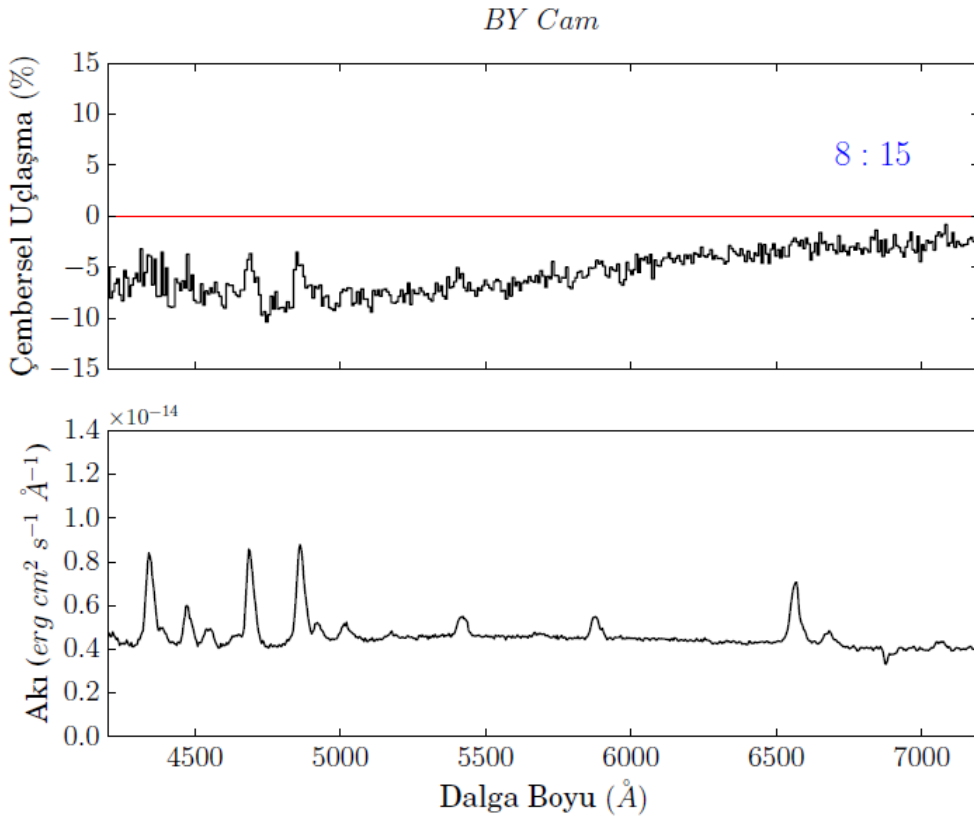
Maksimum uçuşma miktarlarının gözleendiği tayf görüntüleri kullanılarak cyclotron ışınımına ait tepeler belirlenebilirse, sistemin manyetik alan değeri de hesaplanabilir. Bu hesaplamalar, uçuşmalar üzerinden cyclotron ışınımı kaynaklı tepelerin varlığı ile doğrudan gerçekleştirilebilir. Bunun nedeni, cyclotron ışınımına ait harmonik tepelerinin maksimumlarının gözleendiği dalga boyu değerlerinin yalnızca manyetik alan şiddetine bağlı olmasındandır. Bu aşamada aşılması gereken en önemli sorun gözlenen tepelerin harmonik numaralarının doğru belirlenebilmesidir. Şekil 3.5 ve Şekil 3.6 ile bir yörünge dönemi boyunca BY Cam sisteminde gözlenen en yüksek çembersel uçuşma değerleri gösterilmektedir. Şekil 3.5 maksimum uçuşmanın negatif değerlerde olduğu anda alınan çembersel uçuşma tayfı ve eş zamanlı görsel bölge tayfını aynı anda göstermektedir. Uçuşmayı arttıran neden olarak gösterilen cyclotron ışınımı görsel bölge tayfının da süreklilik değerini artırmaktadır ve bu etki her iki tayfta da süreklilik üzerinde bir değişim olarak kendini göstermektedir.



Şekil 3.4: BY Cam sisteminin eş zamanlı dikine hız eğrisi (üst panel) ve maksimum uçuşma dağılımı (alt panel) gösterilmektedir. Hesaplanan dikine hızlar görece dikine hızlar olup hataları her bir nokta üzerinde hata barları ile gösterilmektedir. Maksimum uçuşma değerinin elde edilmesi için uçuşma sürekliliğine geçirilen Gauss temsili kullanılmıştır. Burada hesaplanan değerlerin

hataları, uçuşma değerlerinin hesaplandığı tepe noktalarının standart sapma değerleridir. Sürekli çizgiler teorik temsilleri ifade etmektedir. Alt panelde görülen kırmızı yatay düz çizgi çembersel uçuşmanın sıfır düzeyini temsil etmektedir.

Uçuşmuş görsel bölge tayfı üzerinden cyclotron ışınımı yardımıyla manyetik alan hesaplayabilmek için öncelikle cyclotron ışınımının harmoniklerinin merkezî dalga boyu belirlenmelidir. Şekil 3.5 üst panelde görüldüğü üzere, BY Cam sistemi görsel bölgede oldukça sığ ve genişlemiş bir cyclotron harmoniğine sahiptir. Bu tarz cyclotron harmonikleri bir başka polar olan MR Ser sisteminde de Wickramasinghe et al. (1991) tarafından gözlenmiştir. Cyclotron harmoniklerinin yapısı, cyclotron ışınımının üretildiği şok sonrası "*post shock*" bölgesi parametrelerine (sıcaklık, hız dağılımı, elektron sayı yoğunluğu, vb) ve madde aktarım oranına bağlıdır (Warner 1995). Burada dikkat edilmesi gereken bir diğer nokta ise, yeğın salma çizgilerinin buldukları bölgede süreklilik uçuşmasını yok edici etki göstermeleridir. Bu sanal etki görsel bölge tayfı ile aynı anda çembersel uçuşma tayfı gözlenmemesi durumunda cyclotron harmoniklerinin doğal tepe yapısı ile karıştırılabilir ve harmoniklerin yanlış belirlenmesine yol açabilir. Bu çalışmada BY Cam için tüm uçuşma yapılarının sığ ve geniş olduğu kabul edilecektir.

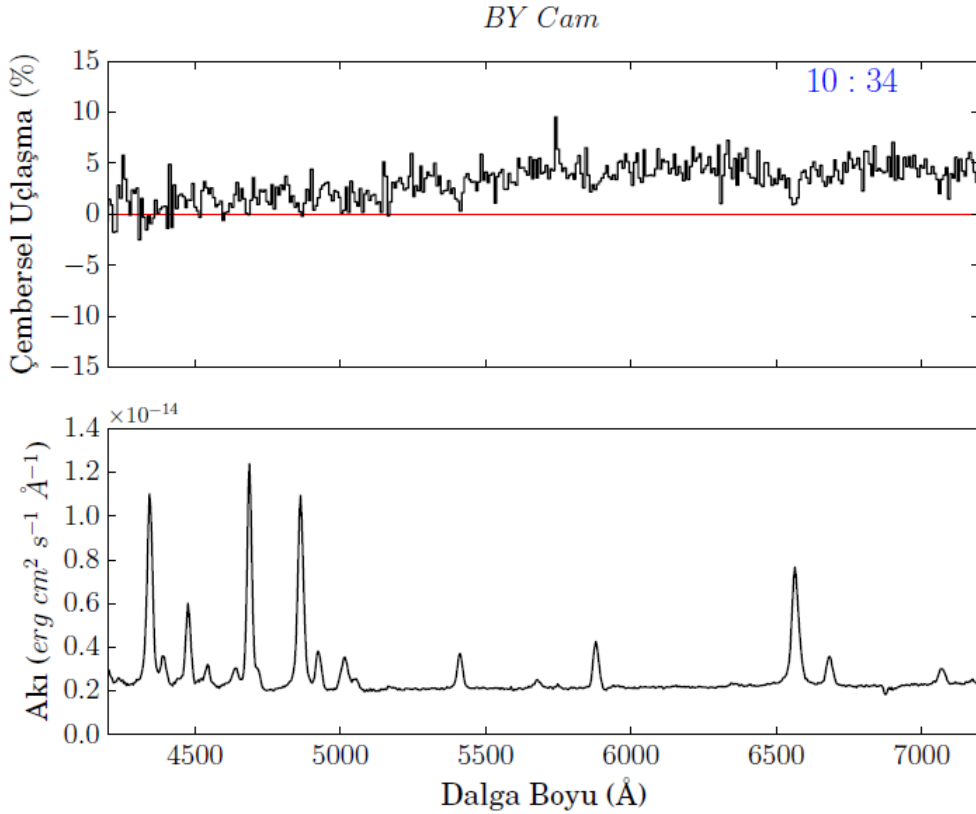


Şekil 3.5: BY Cam sisteminde maksimum negatif çembersel uçuşma gösteren uçuşma (üst panel) ve görsel bölge tayfı (alt panel). Tayfın gözlem zamanı üst panel içinde UT olarak verilmiştir. Kırmızı yatay düz çizgi uçuşma için sıfır değerini belirtmektedir.

Harmoniklerin belirlenmesinin ardından bu harmoniklerin ait oldukları numaralarının belirlenmesi gerekmektedir. Gözlenen tayf aralığında birden fazla cyclotron harmoniğinin varlığında ardışık iki harmonik arasındaki frekans farkının cyclotron temel frekansına eşit olacağı gerçeğiyle (2.2) numaralı eşitlik ile kolayca harmonik numaraları ve manyetik alan değerleri belirlenir. Ancak, tayf üzerinde yalnızca tek tepe belirlenebiliyor ise, bu durumda bu yapının ait olduğu cyclotron harmonik numarasını tam olarak belirleyemez, fakat, minimum ve maksimum değeri için birer alt ve üst sınır değerleri bulabiliriz. Bu sınır değerleri öncelikle gözlenen tepenin temel harmonik olduğunu varsayarak $(n+1)$ ve $(n-1)$ numaralı harmoniklerin bulunmaları gereken dalga boyları (2.1) eşitliği ile hesaplanır ve bu dalga boylarının gözlem sınırları içine düşüp düşmediği kontrol edilir. Gözlenen harmoniğin maksimum ve minimum alacağı değerler için $(n+1)$ veya $(n-1)$ numaralı harmonikler gözlem sınırları içine düşmemelidir. BY Cam örneğinde olduğu gibi belirlenen tek tepenin (2.1) eşitliği yardımıyla maksimumun 3. harmonik, minimumun ise temel harmonik olacağı hesaplanır. Gözlenen harmonik, bu arada bulunan tüm tamsayı değerli harmonikler de olabilir. Bu durumda negatif uçlaşmış tayfta görülen 5060 Å dalga boyuna merkezî olarak yerleşmiş genişlemiş ve sığ cyclotron ışınımına ait tepe yapısı cyclotron ışınımının üçüncü harmoniği ise, manyetik alan yeğnliği 70 MG olarak hesaplanır. Eğer cyclotron tepesi 2. harmonik ise manyetik alan yeğnliği 106 MG, temel harmonik ise 212 MG olacaktır. Bu nedenle BY Cam sistemi için negatif işaretli uçlaşma kaynağı olan manyetik kutup için manyetik alanın olası yeğnlikleri 70, 106 ve 212 MG olarak belirlenmiş olur.

Şekil 3.6 ile yine BY Cam sistemine ait maksimum ama bu kez pozitif işaretli uçlaşma gösteren yapı görsel bölge tayfı birlikte sunulmaktadır. Burada gözlenen cyclotron yapısı yine sığ ve genişlemiş olarak karşımıza çıkmaktadır. Şekilde salma çizgilerine karşılık gelen dalgaboylarında süreklilik uçlaşmasının yok olduğu gözlenmektedir. Bu nedenle genişlemiş cyclotron tepe yapısının salma çizgilerinin uçlaşmayı yok eden etkileri nedeniyle daha dar cyclotron tepelerinden oluştuğu yargısına ulaşmak yanlış olur. Bu nedenle Şekil 3.6 üst panel ile verilen uçlaşma tayfında görülen geniş ve sığ cyclotron harmoniği Gauss temsili ile temsil edildiğinde tepe noktası 6553 Å olarak bulunmaktadır. Sistemin cyclotron ışınımı kaynağı olan diğer manyetik kutbu için uygulanan yöntem ile Gauss temsili ve 2.1 eşitliği yardımıyla tepe noktası 6553 Å dalga boyuna yerleşmiş yapı için bulunan değere göre gözlenen harmoniğin temel harmonik olduğu sonucuna varılmıştır. Bu durumda manyetik alan yeğnliği 168 MG olarak hesaplanır.

BY Cam sistemi için her iki manyetik kutup için elde edilen manyetik alan değerlerinin, uçuşma miktarlarının ve maksimum uçuşmadan elde edilen iki baskın dönem ile birlikte değerlendirilmesi, beyaz cüce manyetik alan yapısı hakkında değerli bilgiler sunmaktadır. Analiz sonuçlarına göre sistemin başyıldızı beyaz cücenin birbirinden farklı manyetik alan şiddetine sahip iki manyetik kutbu vardır. Bu kutupların uçuşmalarının birbirlerinin zıttı olması da her iki kutbun birbirleriyle ilişkili olduğunu, dolayısıyla beyaz cüce üzerinde baskın olarak çift kutuplu manyetik alan yapısı bulunduğunu işaret etmektedir. Manyetik alan şiddetlerinin farklı olması ise toplanan madde miktarının farklı olmasını ve ayrıca çift kutuplu manyetik alan yapısının merkezden kaymış olarak konumlanması gerekliliğini doğurmaktadır.



Şekil 3.6: BY Cam sisteminde maksimum pozitif çembersel uçuşma gösteren uçuşma (üst panel) ve görsel bölge tayfı (alt panel). Tayfın gözlem zamanı üst panel içinde UT olarak verilmiştir. Kırmızı yatay düz çizgi uçuşma için sıfır değerini belirtmektedir. Salma çizgileri ile eş dalgalılarına denk gelen süreklilik uçuşmalarında azalma dikkat çekicidir.

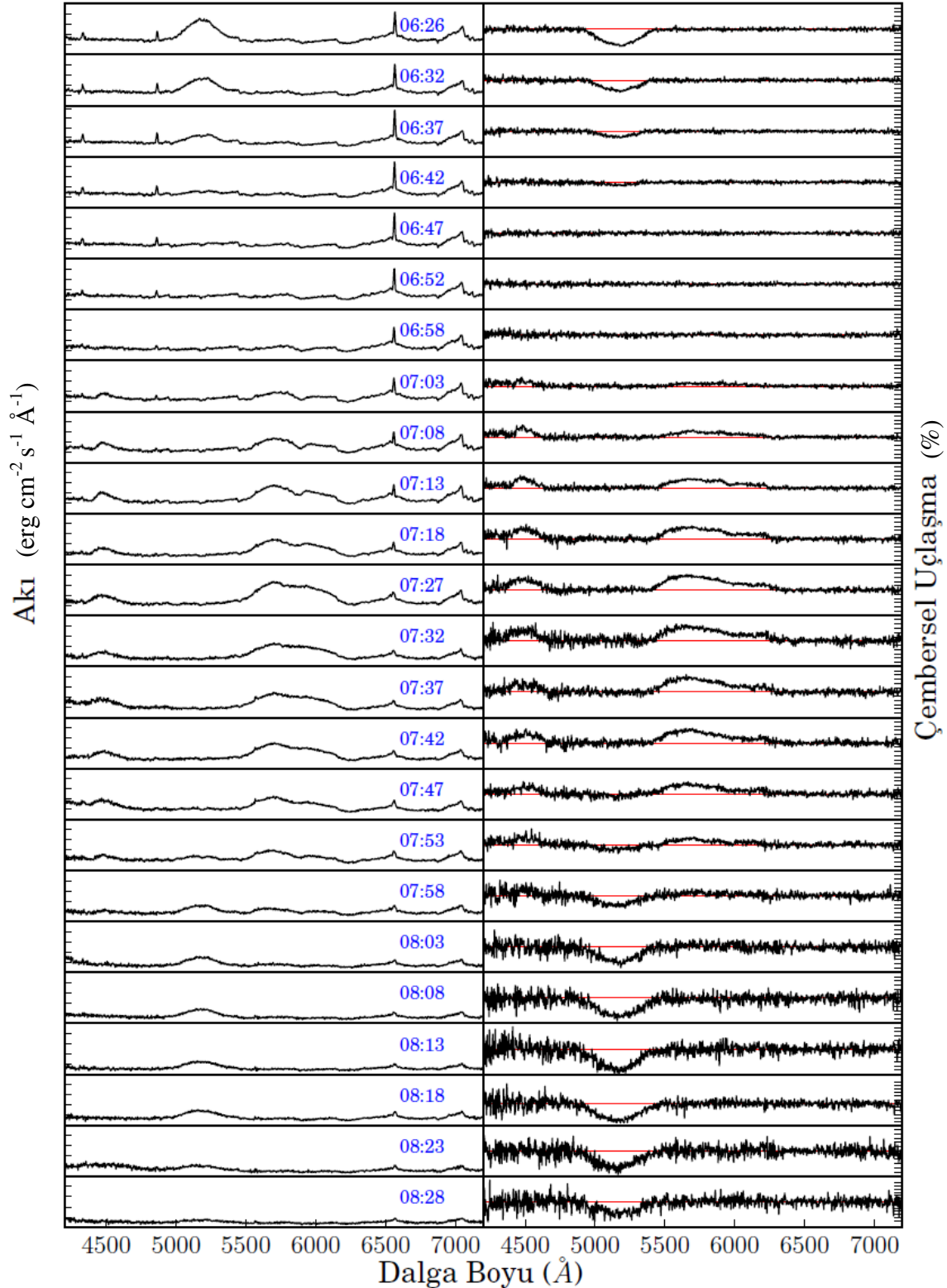
BY Cam sisteminin başyıldızı üzerinde manyetik alan yeğinliği ve işareti olarak birbirinden farklı olan ve dönem analizi ile de boylamsal olarak $\sim 180^\circ$ ayrık olduğu belirlenen iki farklı cyclotron ışınım kaynağı bulunmaktadır. Buna göre sistemde bulunan manyetik beyaz cücenin manyetik alan yapısı merkezden kaymış olarak konumlanmış çift kutuplu yapı şeklinde olmalıdır.

3.2 WX LMi

WX LMi sisteminin ilk tayf uçlaşma ölçüm gözlemleri bu çalışma ile 6,5 metre ayna çaplı MMT ile gerçekleştirildi. Dalga plakası başına 60 saniye poz süresi verilerek tek gecede ardışık 24 eş zamanlı görsel bölge ve uçlaşma tayfı elde edildi. Elde edilmiş tüm ardışık tayflar kesintisiz olarak Şekil 3.7 ile gösterilmektedir. Şekil 3.7 üzerinde sol kolon görsel bölge tayflarını sağ kolon ise eş zamanlı alınmış çembersel uçlaşma verilerini göstermektedir. Tayflar UT sıralaması ile yukarıdan aşağıya yerleştirilmiştir. Ardışık herhangi iki tayf arasında aletsel okuma zamanları hariç herhangi kesinti yoktur. Sağ kolonda bulunan panellerde kırmızı düz çizgi sıfır uçlaşma düzeyini belirtmektedir. Görsel bölge tayfları standarda dönüştürülmüş olup, uçlaşmalar yüzde olarak verilmiştir. Şekil 3.7'de tayfların akı değerleri her bir panel için 0 ile $15 \times 10^{-16} \text{ erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1} \text{ \AA}^{-1}$ arasında olup, $3 \times 10^{-16} \text{ erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1} \text{ \AA}^{-1}$ değerine eşit aralıklarla verilmektedir. Şekil 3.7 sağ kolonda sunulan çembersel uçlaşma değerleri ise - %60 ve + %60 aralığındaki uçlaşmaları göstermektedir.

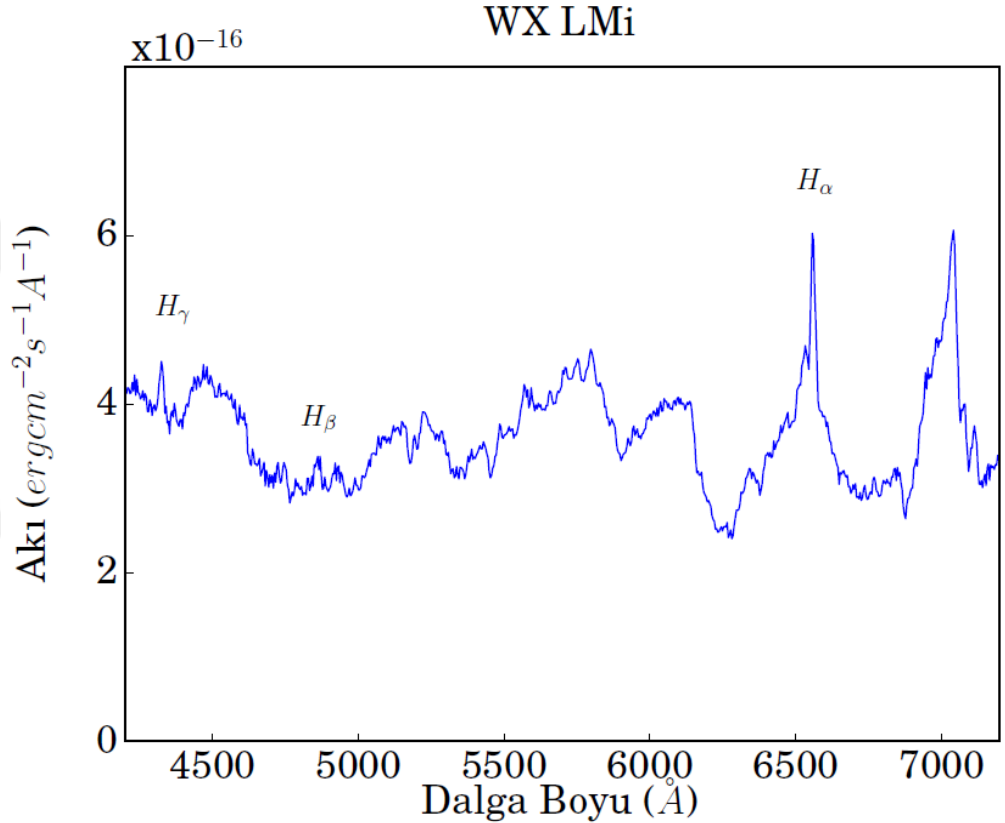
WX LMi sisteminin görsel bölge tayflarında dikkat çeken yapılar öncelikle yeğın fakat yörünge döneminin yarısında ayırt edilebilir olan hidrojen Balmer salma çizgileri, tayfın soğuk tarafında baskın olan yoldaş yıldızla ait görsel bölge tayfı ve zamanla değişen süreklilikteki yüksek akı artışlarıdır. Çembersel uçlaşma tayflarında da oldukça yüksek uçlaşma değerleri göze çarpmaktadır. Tıpkı BY Cam sisteminde olduğu gibi WX LMi, çembersel uçlaşma verilerinde iki uçlaşma bölgesine ait olan birbirinden farklı yapılar sergilemektedir. Bu yapılardan ilki zamanla azalarak kaybolmakta ve yerini bir diğer uçlaşma bölgesinden kaynaklı olan yapıya bırakmaktadır. Uçlaşma verilerindeki bu yapılar görsel bölge tayflarında gözlenen süreklilik akı artışları ile eş zamanlı ve uyumludur. Çembersel uçlaşmaların negatif veya pozitif olması yalnızca uçlaşmanın yönünü belirtmektedir ve her iki farklı işaretli uçlaşma miktarı da görsel bölge tayflarında süreklilik artışına yol açmaktadır. Negatif uçlaşma da olsa uçlaşma 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 uçlaşma tayfı) süreklilik değişiminin yarattığı tepenin şeklinin birbiriyle aynı olmasıdır. Bu durum cyclotron ışınımının görsel bölgede ve uçlaşmış ışık sergilediğinin kanıtıdır. Cyclotron ışınımı kaynaklı bu tepeler asimetrik ve pozitif uçlaşma gösteren yapının çift tepeli olması dikkat çekicidir. Sistemde gözlenen maksimum negatif çembersel uçlaşma değeri ise ~%50 ve maksimum pozitif çembersel uçlaşma değeri ise ~%33 olarak belirlenmektedir. Bu yüksek uçlaşma miktarları ile sistem tüm diğer polar sistemlerden farklı davranış sergiler.

WX LMi



Şekil 3.7 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 gösterilmektedir.

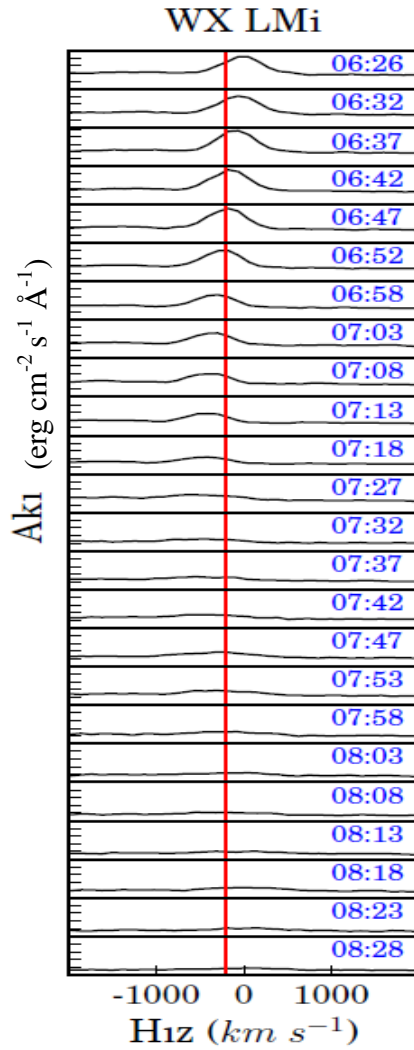
Görsel bölge tayflarının median ortalaması Şekil 3.8 ile gösterilmektedir. Şekilde oldukça yeğin bir H_α ve daha az yeğin olmakla birlikte H_β ve H_γ salma çizgileri görülmektedir. Yoldaş yıldıza ait herhangi bir soğurma çizgisi de gözlenmemiştir. 6500 Å değerinden daha uzun dalga boyu tarafında yoldaş yıldıza 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 median ortalaması alınan cyclotron ışınımı kaynaklı artışlardır.



Şekil 3.8: Şekil WX LMi sisteminin bir yörünge dönemi gözlenen tüm tayflarının median ortalamasını vermektedir. En yeğin gözlenen salma çizgileri şekil üzerinde işaretlenmiştir. Tayfin uzun dalga boyu bölgesinde metalik bantlar dikkat çekmektedir.

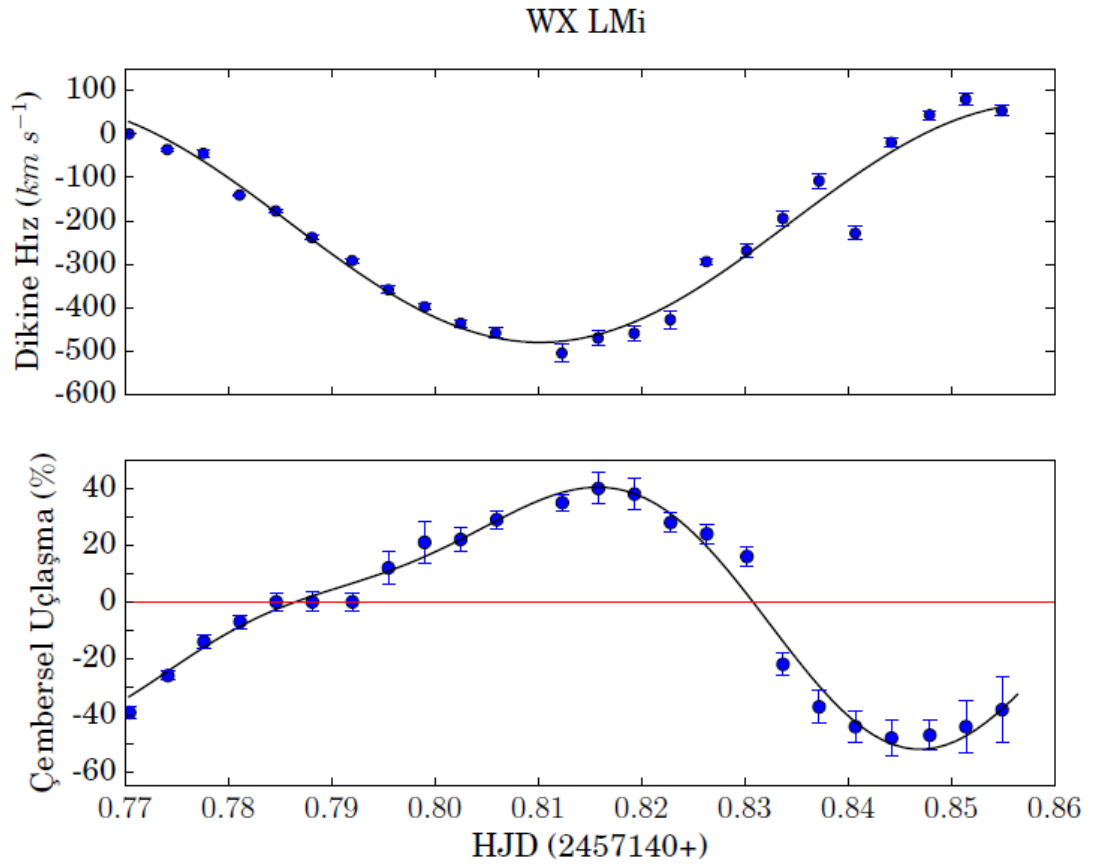
Görsel bölge tayflarında herhangi bir soğurma çizgisi gözlenmediği için dikine hız incelemeleri en baskın çizgi olan H_α salma çizgisi kullanılarak yapılmıştır. Şekil 3.9 ile H_α salma çizgileri zaman sıralamasında verilmektedir. Salma çizgisi yörünge döneminin yarı zamanında süreklilik düzeyine inmektedir. Bu durum hesaplanan dikine hızların hatalarında artışa neden olmaktadır. Artan hatalara rağmen H_α 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 3.10 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 düz çizgi ile gösterilmektedir. Şekil 3.10 üst panelde yer alan düz çizgi, tayfsal yörünge çözümü ile elde edilen ve dönemi $2,328 \pm 0,17$ saat olan çember yörünge temsilini belirtmektedir. Dikine hız hatalarının artışı olan bölgede teorik eğriden sapmanın da fazla olduğu dikkat çekmektedir. Şekil 3.10 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 $1,92 \pm 0,072$ saat ile beyaz cüce dönme dönemini ve $1,056 \pm 0,048$ saat ile beyaz cüce üzerinde madde toplayarak cyclotron ışınımı salan ikinci kutbun varlığını işaret eden dönemdir.



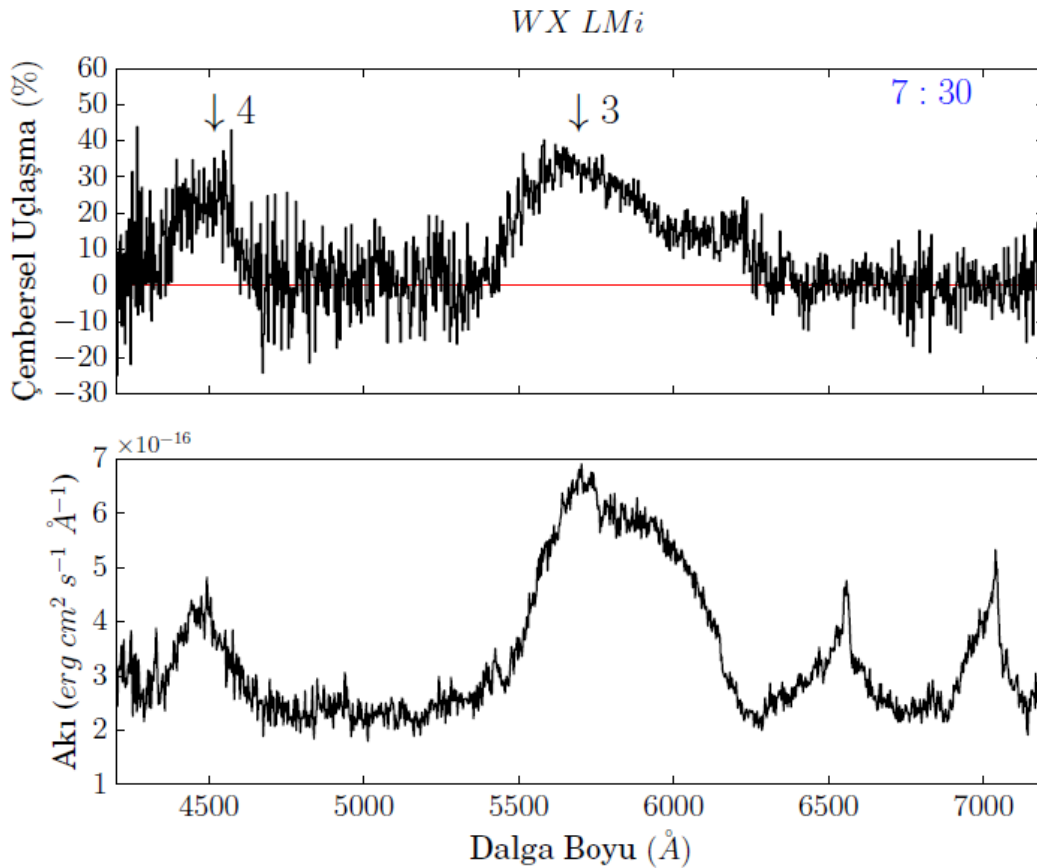
Şekil 3.9: Şekil H_{α} salma çizgisinin hız alanında olan değişimini göstermektedir. Kırmızı dikey düz çizgi sistemik dikine hız değerini belirtmektedir. Her bir çizginin ait olduğu zaman UT olarak şekil üstünde belirtilmiştir.

Şekil 3.10 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 3.10'da 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 boylamsal olarak $\sim 180^\circ$ daha yakın konumlanmaktadır. Negatif uçuşma kaynağının sistem dikine hızının maksimum pozitif değere ulaşmadan hemen önce gözlemlendiği de belirtilmelidir.



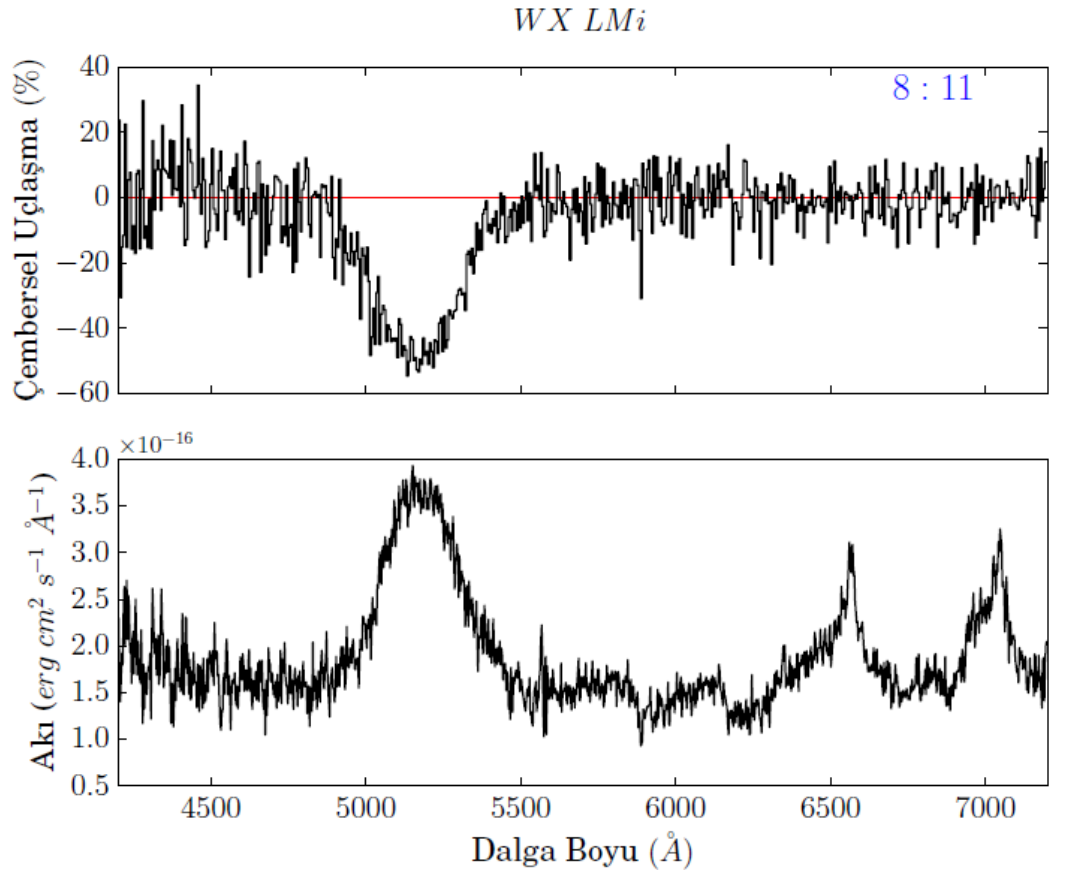
Şekil 3.10: WX LMi sisteminin eş zamanlı dikine hız eğrisi (üst panel) ve maksimum uçuşma dağılımı (alt panel) gösterilmektedir. Hesaplanan dikine hızlar görece dikine hızlar olup hataları her bir nokta üzerinde hata barları ile gösterilmektedir. Maksimum uçuşma değerinin elde edilmesi için uçuşma sürekliliğine geçirilen Gauss temsili kullanılmıştır. Burada hesaplanan değerlerin hataları, uçuşma değerlerinin hesaplandığı tepe noktalarının standart sapma değerleridir. Sürekli çizgiler teorik temsilleri ifade etmektedir. Alt panelde görülen kırmızı yatay düz çizgi çembersel uçuşmanın sıfır düzeyini temsil etmektedir.

Şekil 3.11 ile WX LMi sisteminin maksimum pozitif çembersel uçuşma gösteren görsel bölge tayfı ve çembersel uçuşma tayfı birlikte verilmektedir. Burada tek çembersel uçuşma tayfı üzerinde iki farklı harmonik bulunmaktadır. Bu harmoniklerin numaraları Eşitlik (2.2) yardımıyla 3 ve 4 olarak hesaplanır. Harmonikler tepe noktalarının bulunduğu dalga boyuna göre sırasıyla şekil üzerinde işaretlenmiştir. Uçuşmalarda sinyal/gürültü oranı yükseldiği için uçuşma miktarını belirlemede Gauss temsili kullanıldı ve maksimum pozitif değerli uçuşma miktarı + %33 olarak belirlenmiştir. Uçuşma tayfının sinyal/gürültü oranı tüm tayf boyunca aynı kalmayıp çembersel uçuşma sinyalinin arttığı bölgelerde özellikle 3. harmonik için oldukça yükselmektedir. Sistemin eş zamanlı optik bölge tayfını gösteren alt panelde de çembersel uçuşma değerindeki artış ile uyumlu görsel bölgedeki süreklilik akı artışı görülmektedir. Eşitlik (2.1) yardımı ile sistemin manyetik alan yeğinliği 4484 Å ve 5660 Å dalga boyuna yerleşmiş sırasıyla 4. ve 3. cyclotron harmonikleri ile 49 MG olarak hesaplanmıştır.



Şekil 3.11: WX LMi sisteminde maksimum pozitif çembersel uçuşma gösteren uçuşma (üst panel) ve görsel bölge tayfı (alt panel). Tayfın gözlem zamanı üst panel içinde UT olarak verilmiştir. Kırmızı düz çizgi uçuşma için sıfır değerini belirtmektedir. Belirlenen harmonik numaraları yerleştikleri dalga boyunu işaret edecek şekilde üst panel üzerine yerleştirilmiştir.

Şekil 3.12 ile WX LMi sisteminin maksimum negatif çembersel uçuşma değerini gösteren çembersel uçuşma tayfı ve görsel bölge tayfı birlikte verilmektedir. Burada tek çembersel uçuşma tayfı üzerinde sadece bir harmonik bulunmaktadır. Gözlenen tek harmoniğin numarasının belirlenebilmesi için eşitlik (2.1) kullanılır. Tepe noktası 5171 \AA dalga boyuna yerleşmiş maksimum -50% uçuşma gösteren bu tek yapı cyclotron ışınımının temel harmoniği, ikinci harmoniği veya üçüncü harmoniği olabilir. Bu durumlarda sırasıyla manyetik alan yeğnlikleri 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 yeğnliği 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 değer ise 104 MG olduğudur.



Şekil 3.12: WX LMi sisteminde maksimum negatif çembersel uçuşma gösteren uçuşma (üst panel) ve görsel bölge tayfı (alt panel). Tayfın gözlem zamanı üst panel içinde UT olarak verilmiştir. Kırmızı yatay düz çizgi uçuşma için sıfır değerini belirtmektedir. Çembersel uçuşma tayfında yalnızca tek harmonik gözlenmektedir. Gözlenen çembersel uçuşma verisinin sinyal/gürültü oranı uçuşmanın sinyalinin artmasıyla yükselmektedir. Burada gözlenen çembersel uçuşmanın kaynağı olan cyclotron ışınımı esasen süreklilik uçuşmasını arttırdığı için tek tek çizgi uçuşmaları ile hesaplama yapılmamıştır. Maksimum çembersel uçuşma miktarı -50% olarak belirlenmiştir.

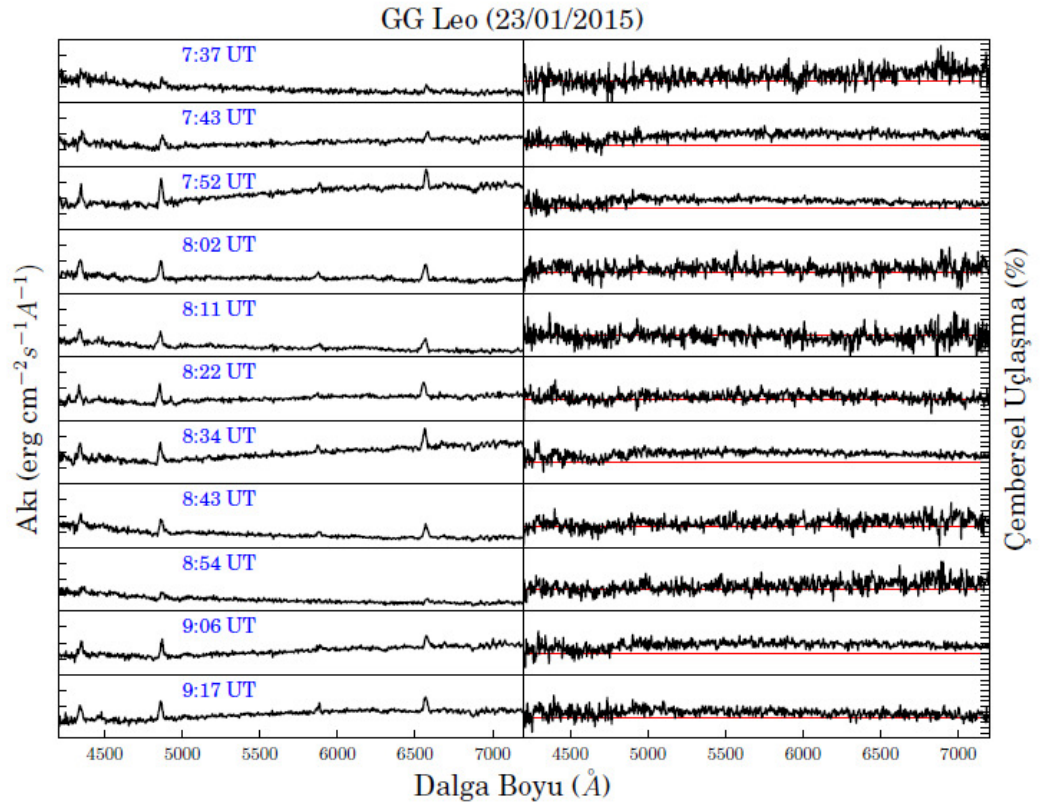
WX LMi sistemi için elde edilen bilgileri yörünge dönemi, beyaz cüce dönme dönemi, maksimum uçuşma miktarları ve manyetik alan yeğinlikleri olarak özetleyebiliriz. Sistemin dikine hız eğrisinin tayfsal yörünge çözümünden elde edilen yörünge dönemi $2,328 \pm 0,168$ saat olarak bulunmuştur. Maksimum uçuşmanın değişiminden elde edilen en baskın dönem $1,92 \pm 0,072$ saat ve ikinci baskın dönemin ise $1,056 \pm 0,048$ saat olarak hesaplanmıştır. Bu dönemleri neden olan yapıların birbirinden boylamsal 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 uçuşmuş bölge için 49 MG ve maksimum %50 negatif çembersel uçuşmuş 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 tamamının cyclotron ışınımına katılmasının yanısıra, sistemde uçuşmayı bozucu etkilerin de diğer polar sistemlere göre daha az olduğunun bir kanıtıdır.

Hesaplanan manyetik alan yeğinliklerinin 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. Tıpkı BY Cam örneğinde olduğu gibi bir yörünge dönemi boyunca görsel bölge ve uçuşma tayflarında gözlenen bu değişimleri ortaya çıkarabilecek beyaz cüce manyetik alan yapısı, her iki kutuptan da madde toplayan 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 vurgulamaktadır. 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. Diğer mCV sistemlerinde olduğu gibi bu sistemde de uzun dönemli değişimlerin gözlenmesi sürpriz olmayacak, tıpkı V1500 Cyg sisteminde olduğu gibi önceden öngörülemeyen fakat yüksek manyetik alanlar nedeniyle ortaya çıktığı düşünülen beyaz cüce dönme döneminde meydana gelebilecek ani değişimler de olabilir.

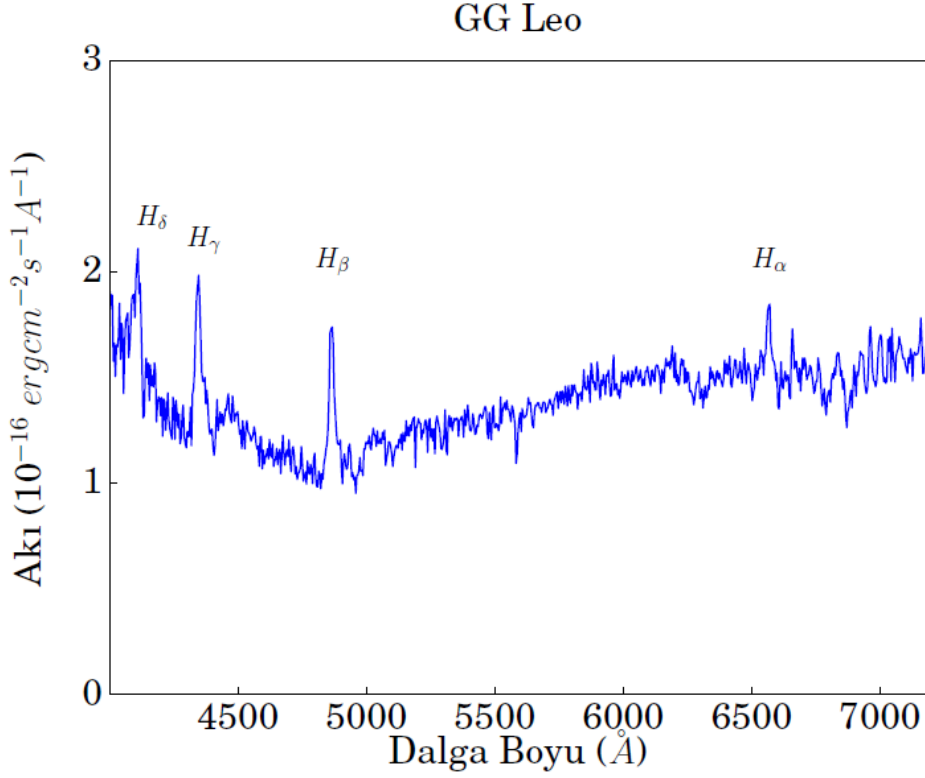
3.3 GG Leo

GG Leo sisteminin tayf uçlaşma ölçüm gözlem verileri ardışık 11 set ile elde edildi. Toplam gözlem süresi yaklaşık iki saat ile bir yörünge döneminden fazla sürdü. Şekil 3.13'de elde edilen tüm tayf ve uçlaşma ölçüm verileri gösterilmektedir. Görsel bölge tayflarını gösteren sol kolon dikey eksen panelleri 0 ile $4 \times 10^{-16} \text{ erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1} \text{ \AA}^{-1}$ arasında olup, $10^{-16} \text{ erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1} \text{ \AA}^{-1}$ değerine eşit aralıklarla verilmektedir. Aynı şeklin sağ kolonunda verilen çembersel uçlaşma değerleri ise, - %40 ve + %80 aralığında %10 artış ile verilmektedir. Sistemin görsel bölge tayflarında salma çizgileri ve süreklilikteki akı artışları dikkat çekicidir. Görsel bölge tayflarının sürekliliklerinde akı artışı, çembersel uçlaşma tayflarında da süreklilik uçlaşmasının gözleendiği evrelere denk gelmektedir. Gözlenen çembersel uçlaşma işaretleri daima pozitifdir. Çembersel uçlaşma yapısı harmonik tepelerinden çok sürekliliğin yükselmesi, yani geniş ve sığ tepe şeklindedir. Ayrıca uçlaşma sinyalinin arttığı evrelerde çembersel uçlaşma tayflarında gürültü miktarı da azalmaktadır.



Şekil 3.13: GG Leo sisteminin görsel bölge ve çembersel uçlaşma tayfları. Görsel bölge tayflarını gösteren sol kolon dikey eksen panelleri 0 ile $4 \times 10^{-16} \text{ erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1} \text{ \AA}^{-1}$ arasında olup, $10^{-16} \text{ erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1} \text{ \AA}^{-1}$ değerine eşit aralıklarla verilmektedir. Aynı şeklin sağ kolonunda verilen çembersel uçlaşma değerleri ise, - %40 ve + %80 aralığında %10 artış ile verilmektedir. Her bir görüntünün başlangıç zamanı UT cinsinden panellerin üzerine yazılmıştır. Çembersel uçlaşma tayflarını gösteren panellerdeki kırmızı düz yatay çizgi uçlaşmamış ışık düzeyini göstermektedir.

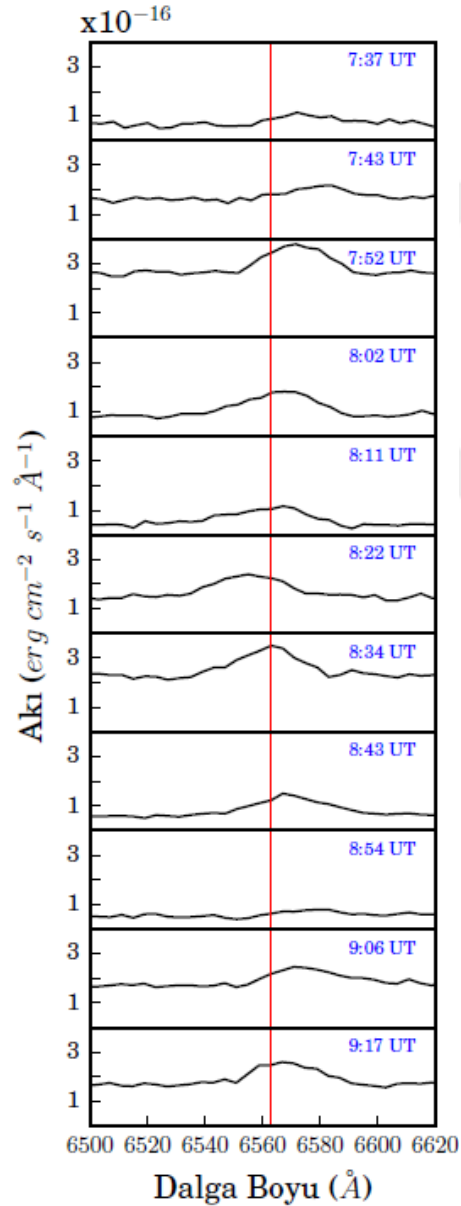
Şekil 3.14 ile GG Leo sistemine ait tüm görsel bölge tayflarının ortalaması verilmektedir. Buna göre tayfta gözlenen en baskın çizgiler hidrojen Balmer salma çizgileridir. Ayrıca evreye göre tayflarda gözlenen akı artışlarının ortalaması da, ortalama tayf üzerinden kendisini H_β çizgisinden uzun dalga boylarında süreklilikteki artış olarak göstermektedir.



Şekil 3.14: GG Leo sisteminin ortalama tayfı. Tayfta gözlenen en baskın çizgiler şekil üzerine işaretlenmiştir.

Şekil 3.15 ile sisteme ait H_α salma çizgileri zaman sıralamasında gösterilmektedir. Salma çizgileri keskin değildir. Buna rağmen dikine hızların elde edilebilmesi için en uygun tayf çizgisidir. Şekil 3.16 üst panel ile H_α salma çizgileri hesaplanmış dikine hız eğrisi ve onu en iyi temsil eden teorik çember yörünge gösterilmektedir. Teorik yörünge temsilinde dönem 1,33 saat olarak kullanıldı. Bu dönem GG Leo sisteminin, Burwitz et al. (1998) tarafından verilen yörünge dönemidir. Sistemde gözlenen dikine hız genliği 1200 km s^{-1} aralığındadır. Ek olarak Şekil 3.16 alt panel ile görsel bölge tayfları ile eş zamanlı olarak elde edilmiş çembersel uçuşma tayflarından Gauss fiti temsili ile hesaplanmış maksimum uçuşma miktarları gösterilmektedir. Maksimum çembersel uçuşma dağılımını temsil eden teorik eğri ise Fourier analizi yardımıyla hesaplanmıştır. Çembersel uçuşma eğrilerinden $0,685 \pm 0,007$ saat ve

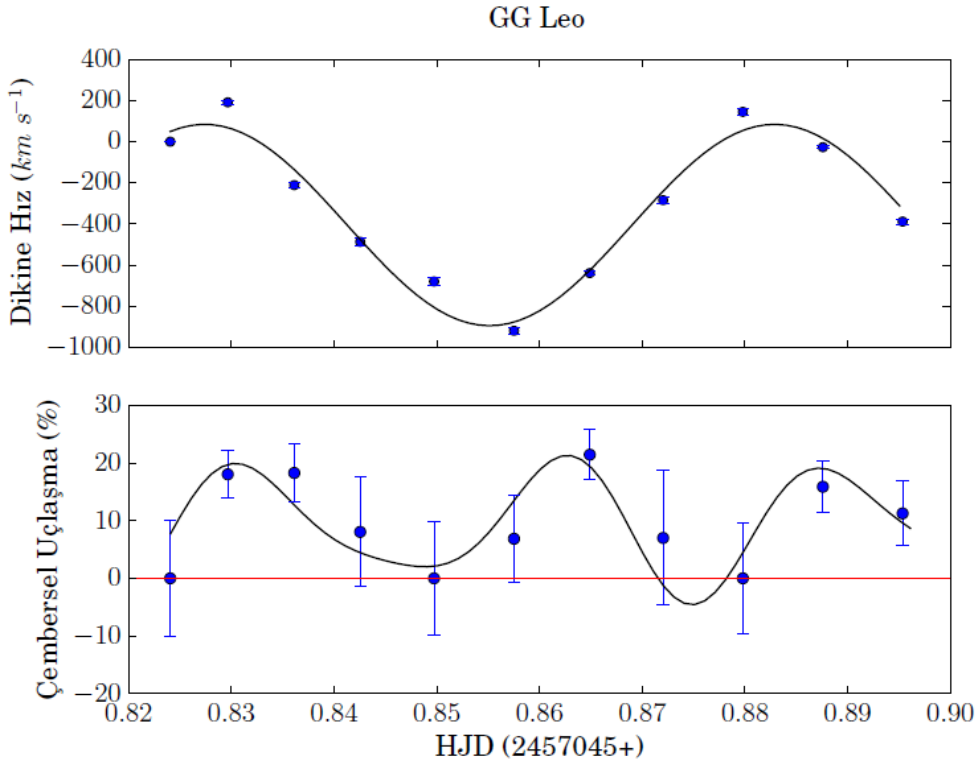
$0,450 \pm 0,010$ saat olma üzere iki baskın dönem elde edilmiştir. Uçlaşmalardan elde edilen en baskın dönemin beyaz cüce dönme dönemi olması beklenir, ancak GG Leo sisteminde bu durum gerçekleşmeyebilir. Aynı işaretli iki farklı uçlaşma yapısını beyaz cücenin yalnızca bir yarı küresinde gözlememiz, yıldız manyetik alan yapısının çift kutuplu yapı yerine çok kutuplu manyetik alan yapısı olduğunu düşündürmektedir. Dolayısıyla uçlaşmalardan elde edilecek dönemlerin de yıldız yüzeyi üzerindeki konumları gereği beyaz cüce dönme döneminden farklı olması beklenir.



Şekil 3.15: GG Leo sistemine ait H_{α} salma çizgisinin zamanla değişimi gösterilmektedir.

Burwitz et al. (1998) tarafından sistem geniş bant uçlaşma ölçüm gözlem sonuçlarına göre ise sistem R bandında - %5 ve + %30 ve I bandında ise - %5 ve + %22 arasında çembersel uçlaşma göstermektedir. Bu tez kapsamında elde edilen

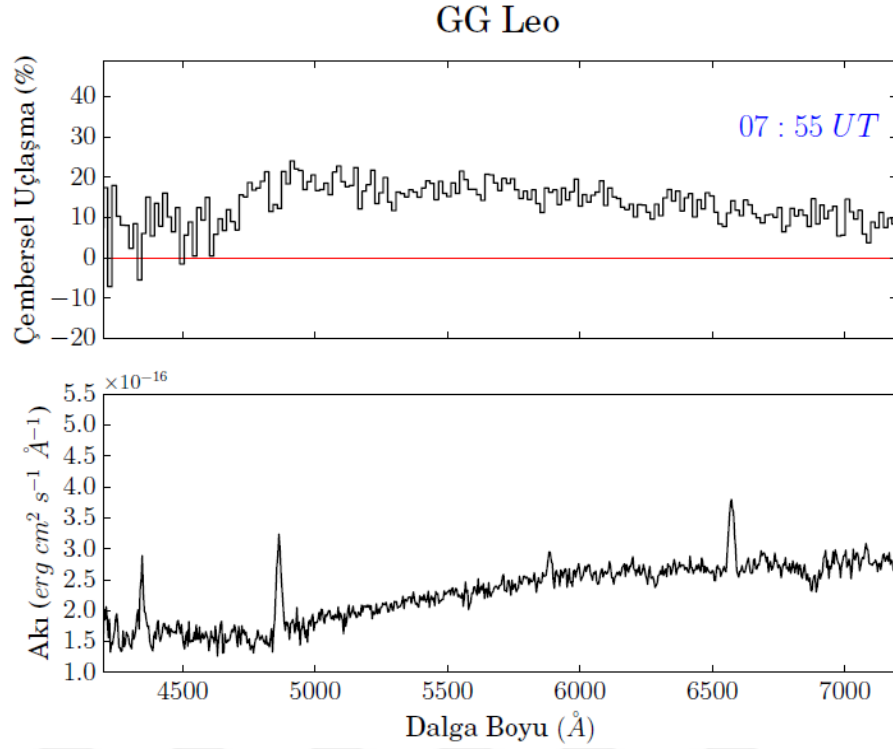
verilerden de sistemin bir çembersel uçuşma kaynağı olduğu anlaşılmaktadır. Şekil 3.17 ve Şekil 3.19'de sisteme ait tayflarda maksimum uçuşmanın gözleendiği evreler verilmektedir. Çembersel uçuşma tayfları harmonik yapıların daha kolay fark edilebilmesi için 12 \AA ve 16 \AA aralığında alınan medyan ortalamalar ile çizdirilmiştir. Şekil 3.17 üzerinde belirlenen pozitif değerli ve maksimum %19 çembersel uçuşmuş harmonikler, sırasıyla merkezî dalga boyları 4960 \AA ve 5525 \AA üzerine konumlanmış şekildedir. Bunların sırasıyla 9. ve 8. cyclotron ışınımı harmonikleri olduğu Eşitlik (2.2) yardımıyla belirlendi ve manyetik alan yeğniliğinin de $\sim 22 \text{ MG}$ olduğu hesaplandı.



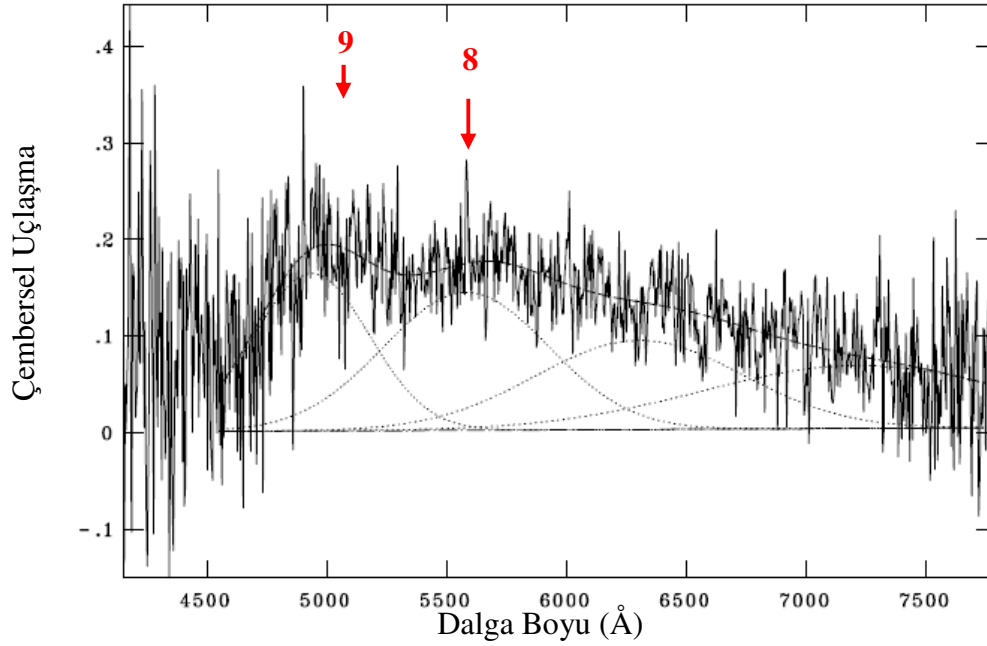
Şekil 3.16: GG Leo sisteminin dikine hız eğrisi ve maksimum uçuşma değışimi. Değişim yatay ekseninde HJD sıralamasında verilmektedir. Çembersel uçuşmaların hataları özellikle uçuşma değerinin sıfır düzeyine yaklaştığı evrelerde oldukça yüksektir. Uçuşma sinyalindeki artış sinyal/gürültü oranını da arttırmaktadır.

Yine pozitif değeri en yüksek uçuşmanın gözleendiği evreyi gösteren Şekil 3.19'da Şekil 3.17 ile benzer yapıdadır. Şekil üzerinde en yüksek uçuşma değeri %21 ile olarak belirlenmiştir. Gözlenen harmonikler benzer dalga boylarında bulunmaktadır. Merkezleri 4945 \AA ve 5504 \AA olarak Gauss temsili ile belirlenen harmonikler yine cyclotron ışınımının 9. ve 8. harmonikleridir. Merkezî dalga boylarında gözlenen bu küçük farklılıklara rağmen manyetik alan yeğniliği yine $\sim 22 \text{ MG}$ olarak bulunmaktadır. Şekil 3.18 ve 3.20 uçuşma tayflarının Gauss fonksiyonu ile temsillerini ve belirlenen harmonikleri göstermektedir. Burwitz et al. (1998), sistemin manyetik alan yeğniliğini yaklaşık 23 MG olarak hesaplarken,

bu tez kapsamında yapılan analiz sonuçlarına göre sistemin manyetik alan yeglinliği ~22 MG olarak bulunmaktadırdır.

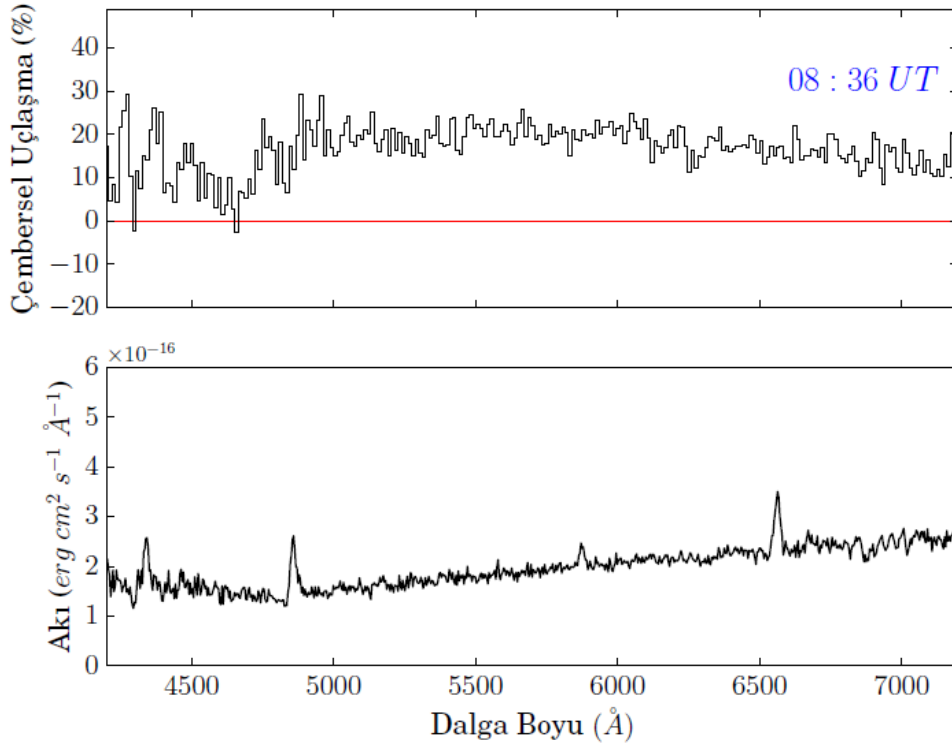


Şekil 3.17: GG Leo Sisteminde UT 07:55 ortalama zamanında alınmış görsel bölge ve uçlaşma tayfı. Üst panel çembersel uçlaşma tayfını gösterirken, alt panel görsel bölge tayfını temsil etmektedir. Tayfların gözlem zamanları UT cinsinden verilmiştir. Verilerin 16 Å aralığında ortalaması alınmıştır.

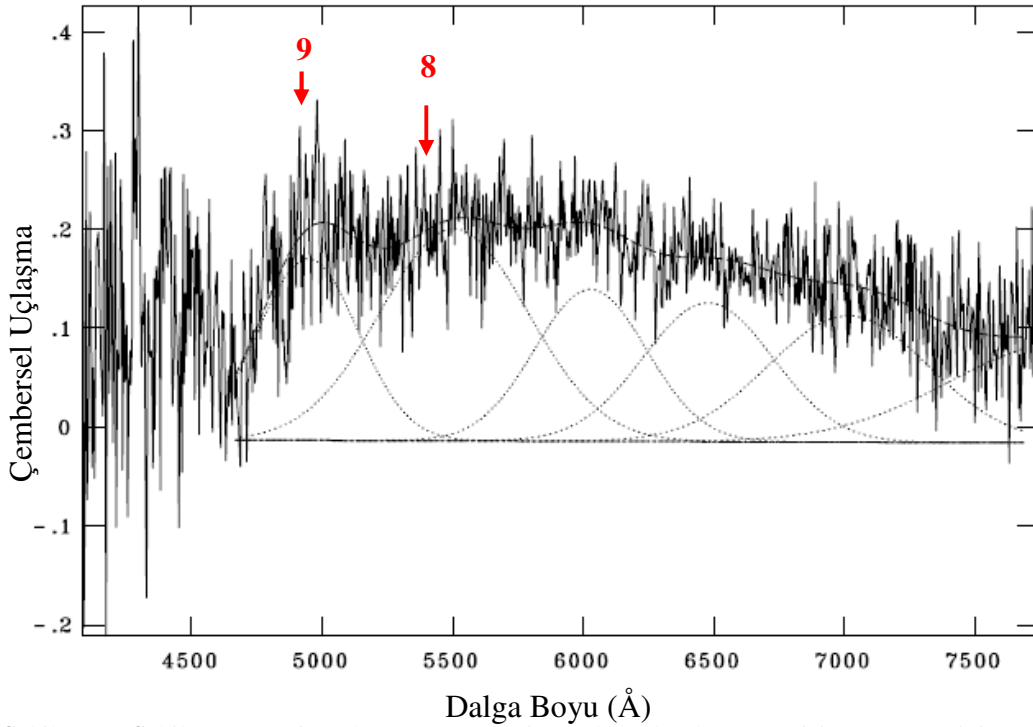


Şekil 3.18: Şekil UT 07:55 gözlem zamanına ait çembersel uçlaşma verisi ve onu en iyi temsil eden Gauss fitlerini göstermektedir. Düşey eksen 1.0 değerinin %100 uçlaşmayı temsil ettiği bir ölçekte verilmektedir. Soldan sağa birinci ve ikinci fitler 9. ve 8. harmoniklerdir.

GG Leo



Şekil 3.19: GG Leo Sisteminde UT 08:36 ortalama zamanında alınmış görsel bölge ve uçlaşma tayfı değişimini göstermektedir. Şekil 3.17 ile aynıdır. Verilerin 12 Å aralığında ortalaması alınmıştır.



Şekil 3.20: Şekil UT 08:36 gözlem zamanına ait çembersel uçlaşma verisi ve onu en iyi temsil eden Gauss fitlerini göstermektedir. Düşey eksen 1.0 değerinin %100 uçlaşmayı temsil ettiği bir ölçekte verilmektedir. Soldan sağa birinci ve ikinci fitler 9. ve 8. harmoniklerdir

Manyetik alan yeğlilik değerlerindeki benzerlik ve harmoniklerin merkezi dalga boylarının hemen hemen aynı olması her iki uçlaşma kaynağı kutbun da benzer özelliklere sahip olduğunu göstermektedir. Her iki kutbun da aynı işaretli uçlaşma sergilemesi, aynı yarıküreye ait olduklarını söylemektedir. Dönemler de dikkate alındığında, bu iki yapının aynı kaynağa ait olduğundan çok, aynı yarı kürede birbiriyle hemen hemen eş iki madde toplayan manyetik kutupların varlığından söz edilmelidir. Elde edilen veriler ışığında GG Leo sisteminin manyetik alan yapısının çok kutuplu alan yapısında olduğunu göstermektedir.

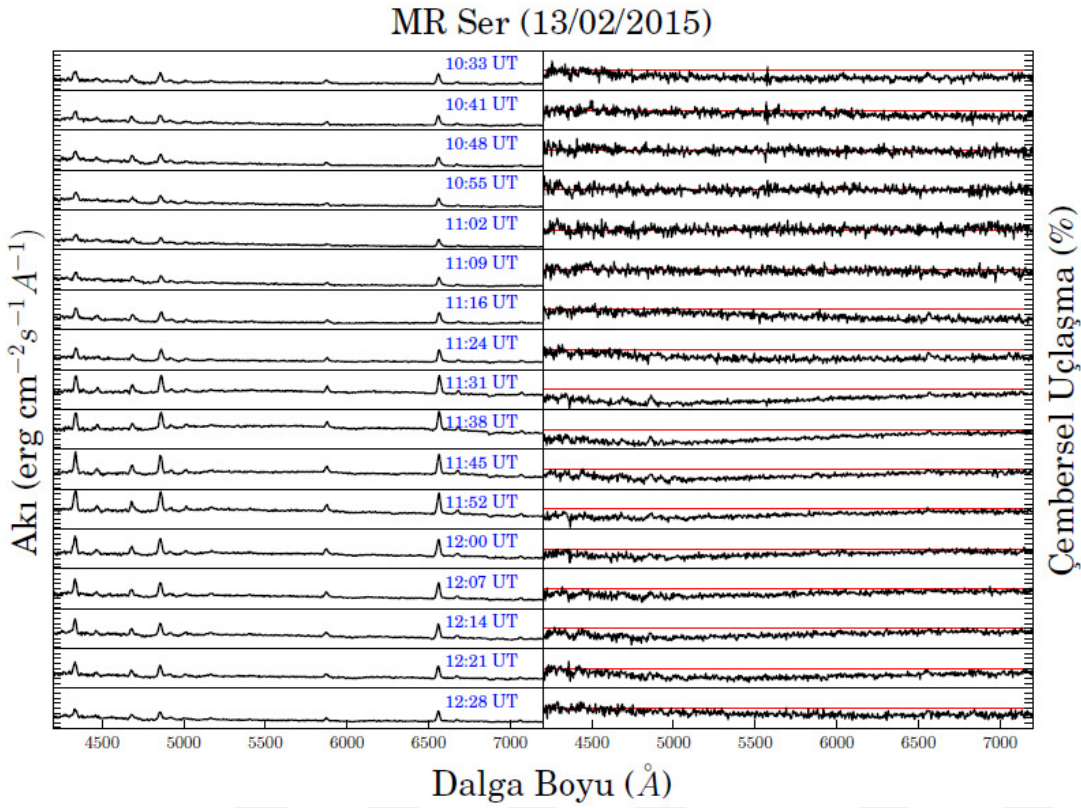
3.4 MR Ser

MR Ser sisteminin tayf uçlaşma ölçüm gözlem verileri ardışık 17 görüntüyü kapsamaktadır. Eş zamanlı alınan görsel bölge tayfları ve çembersel uçlaşma tayfları Şekil 3.21 ile verilmektedir. Tüm diğer polar sistemlerde olduğu gibi MR Ser sisteminin de görsel bölge tayflarında salma çizgileri dikkat çekmektedir. Görsel bölge tayflarındaki süreklilik akı artışlarıyla eş zamanlı olarak çembersel uçlaşma tayflarında da süreklilik uçlaşmaları dikkat çekmektedir. Süreklilikteki en yeğın uçlaşma miktarı - %30 olarak belirlenmiştir. Uçlaşmanın maksimum olduğu anda H_{β} salma çizgisinin uçlaşmayı yok edici etkisi nedeniyle geçirilen Gauss temsili ise, uçlaşmayı yüzde birkaç azalmış olarak temsil etmektedir. Çembersel uçlaşma tayflarında tayfin mavi ve kırmızı tarafında ve aynı işaretli olmak üzere iki farklı uçlaşma yapısı dikkat çekmektedir. Yörüngenin bazı evrelerinde ise hiç bir uçlaşma yapısı gözlenmemektedir. Bu evrelerde görsel bölge tayfında süreklilik artışı da oluşmamaktadır.

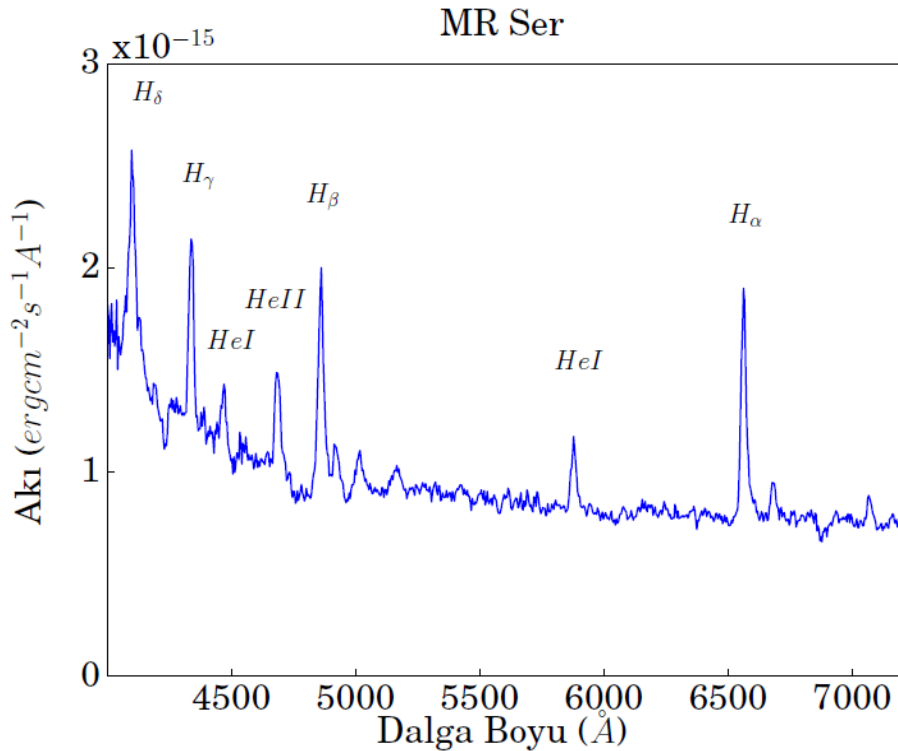
Şekil 3.22 ile sistemin görsel bölge tayflarının ortalaması verilmektedir. Sistemde hidrojen Balmer çizgileri ve helyum iyonlaşma çizgileri salma olarak kendilerini göstermektedir. Cyclotron ışınımının görsel bölge tayf sürekliliğine katkısı da farkedilmektedir.

Şekil 3.23 ise MR Ser sistemine ait H_{α} salma çizgileri zaman sıralamasında gösterilmektedir. Çizgilerin Doppler kaymaları ile dikine hızları hesaplandığında elde edilen dikine hız eğrisi Şekil 3.24 ile verilmektedir. Şekil 3.24 üst panel dikine hız eğrisini ve onu temsil eden tayfsal teorik yörüngeyi göstermektedir. Teorik temsile göre sistemin yörünge dönemi $1,889 \pm 0,072$ saat olarak bulunmaktadır. Diaz and Cieslinski (2009) ise MR Ser sisteminin yörünge dönemini 1,89115 saat olarak I bant ışık ölçüm verileri ile hesaplamışlardır. Önceki çalışmalar ile bu çalışma arasında küçük de olsa bir fark bulunmaktadır. Şekil 3.24 alt panel ise maksimum uçlaşmanın değişimini vermektedir. Dağılımı

en iyi temsil eden Fourier analizi sonucu elde edilmiş dönemler, $2,016 \pm 0,079$ ve $0,9576 \pm 0,024$ saat olarak hesaplanmıştır.

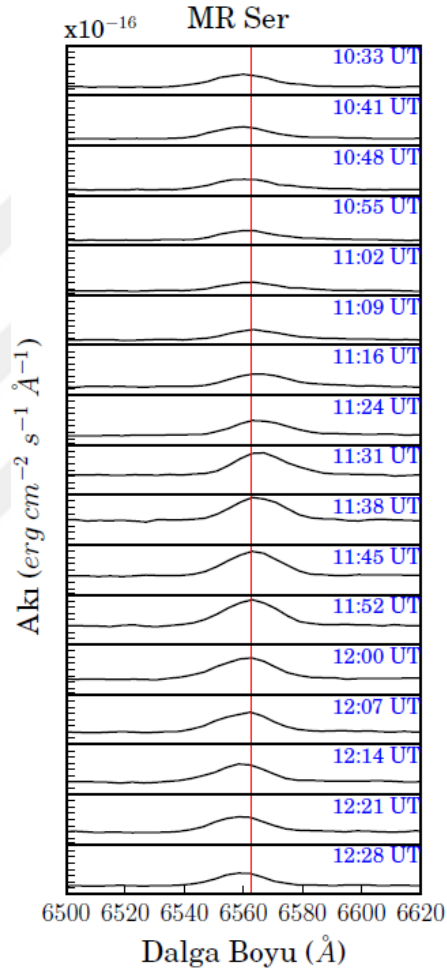


Şekil 3.21: MR Ser sisteminin görsel bölge ve çembersel uçuşma tayfları. Görsel bölge tayflarında her bir panel 0 ile 40×10^{-16} $\text{erg cm}^{-2} \text{s}^{-1} \text{Å}^{-1}$ arasında olup, 5×10^{-16} $\text{erg cm}^{-2} \text{s}^{-1} \text{Å}^{-1}$ değerine eşit aralıklarla sağ kolonda çembersel uçuşma değerleri ise - %30 ve + %30 aralığında %10 artış ile verilmektedir.



Şekil 3.22: MR Ser sisteminin ortalama tayfı.

Şekil 3.25, tayfın mavi bölgesinde kendini gösteren ve maksimum uçuşma değeri veren gözlem verilerini göstermektedir. Üst panel çembersel uçuşma tayfı ve alt panel görsel bölge tayfidir. Veriler, 8 Å aralıkla alınmış medyan ortalama değerlerini göstermektedir. Şekil 3.26 ise Şekil 3.25 üst panel ile verilen çembersel uçuşma tayfından Gauss temsilleri yardımıyla ayrılmış olası cyclotron harmoniklerini göstermektedir. Şekil 3.27 ise Şekil 3.25 ile aynı olmakla birlikte, bu kez tayfın kırmızı bölgesinde kendini yerleşmiş ve maksimum uçuşma değeri veren gözlem verilerini göstermektedir. Şekil 3.28 ise Şekil 3.27 ile gösterilen çembersel uçuşma tayfının Gauss temsillerini göstermektedir.

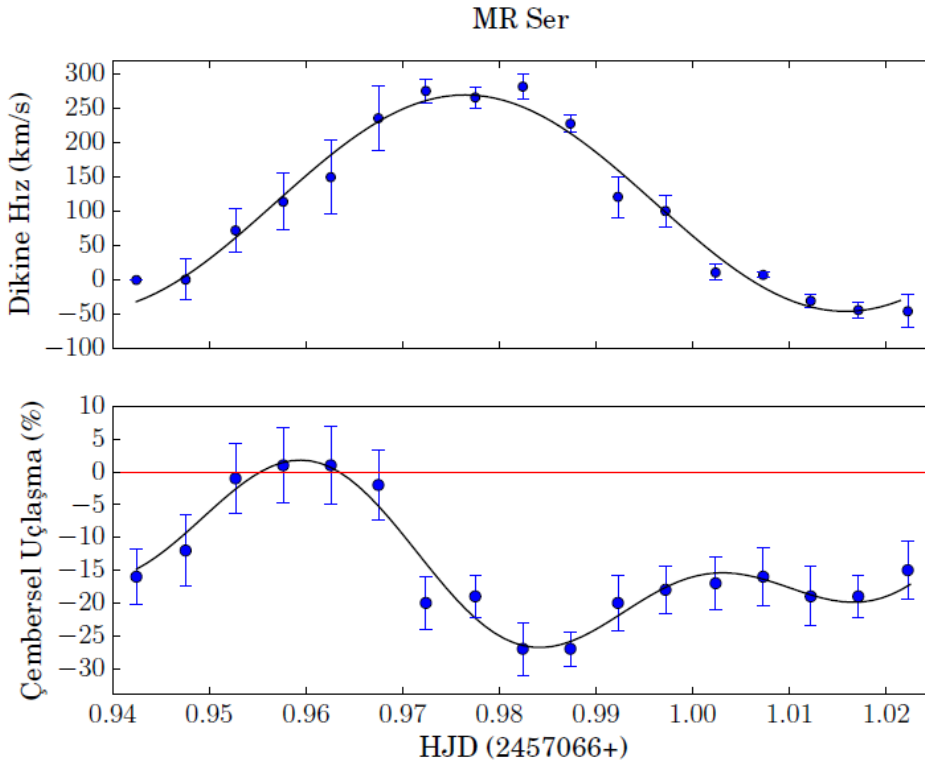


Şekil 3.23: MR Ser sistemine ait H_α salma çizgisinin değişimini göstermektedir. Her bir panel 0 ile 40×10^{-16} $\text{erg cm}^{-2} \text{s}^{-1} \text{\AA}^{-1}$ arasında olup, 5×10^{-16} $\text{erg cm}^{-2} \text{s}^{-1} \text{\AA}^{-1}$ değerine eşit aralıklarla çentiklenmiştir.

Şekil 3.26 ve Şekil 3.28 yardımı ile MR Ser sisteminde gözlenen cyclotron harmoniklerinin buldukları dalga boylarını belirleyerek Eşitlik (2.2) ile sistemin manyetik alan yeğnliğini hesaplayabiliriz. Şekil 3.26 üzerinde gösterilen tepe noktaları, maksimum çembersel uçuşma miktarının - %19 olduğu 6113 Å ve 7257 Å dalga boyunda bulunan harmoniklerin sırasıyla 6. ve 5. harmoniklere karşılık gelmektedir. Buradan manyetik alan yeğnliği de ~27 MG olarak

hesaplanır. Şekil 3.28 üzerinde gösterilen tepe noktaları maksimum çembersel uçuş miktarının - %27 olduğu 4868 Å ve 6399 Å dalga boyunda bulunan harmoniklerin sırasıyla 4. ve 3. harmoniklerdir ve manyetik alan yeğirliği de ~52 MG olarak hesaplanmıştır.

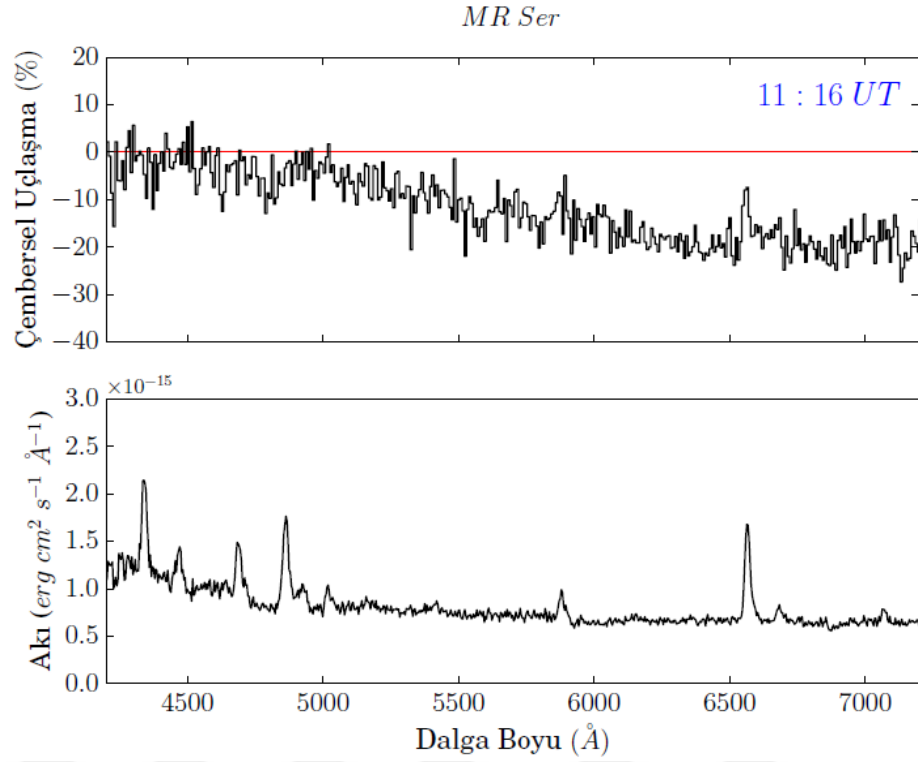
Sistemin ilk uçuşma ölçüm gözlemi Liebert et al. (1982) tarafından gerçekteşirilmiş ve - %12 değerlerine varan çembersel uçuşma gözlenirken, Schmidt et al. (1986) tarafından sistemin manyetik alan yeğirliği 25 ile 30 MG aralığında kabaca 25 MG olarak verilmiştir. Cropper et al. (1989) çalışmasında ise MR Ser sisteminin manyetik alanı 24,6 MG olarak hesaplanmıştır. En güncel olarak Schwope et al. (1993) cyclotron bölgesindeki manyetik alan yeğirliği ise 25 MG olarak bulunmuştur. Manyetik alan yapısının ise merkeze yerleşmiş çift kutup veya dört kutup şeklinde olabileceğini belirtmiştir. Yapılan çalışmalarda gözlenen bu farklılıklar, gözlem yöntemlerinin farklılıkları ve hatalarının yanısıra sistemin uzun dönem aralığında fiziksel değişime uğraması sonucu olabileceğini de düşünürmektedir.



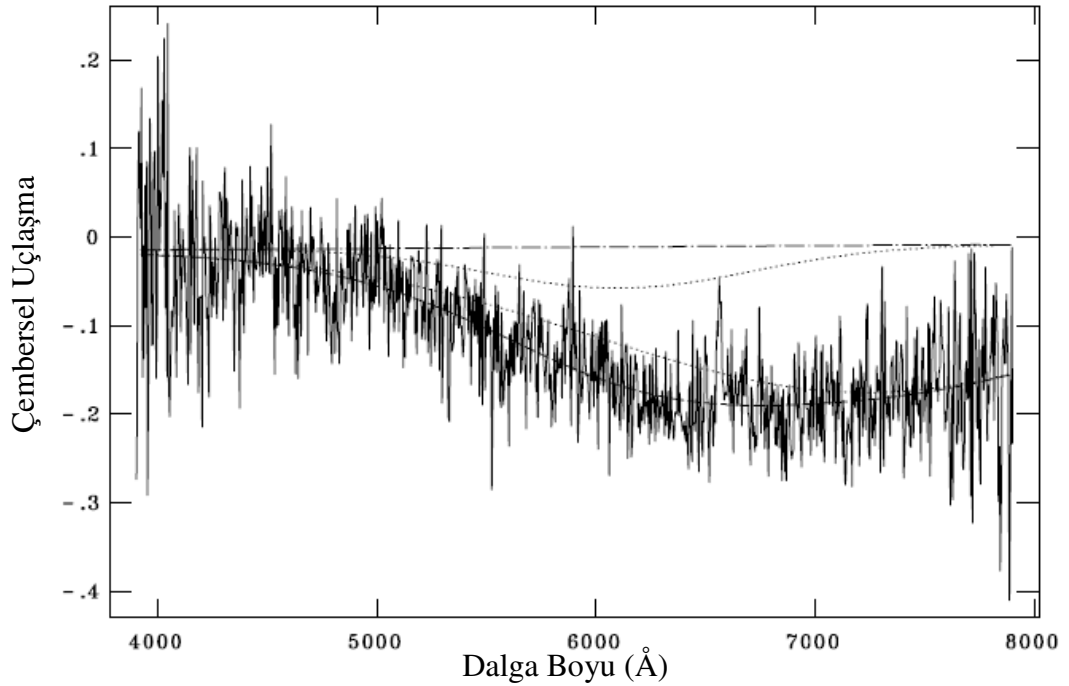
Şekil 3.24: MR Ser sisteminin dikine hız eğrisi ve eş zamanlı maksimum uçuşma değişimi.

Uçuşmaların işaretleri, miktarları ve cyclotron harmoniklerinin konumları nedeniyle elde edilen manyetik alan değerlerinin de farklı olması, MR Ser sisteminin manyetik alan yapısının çok kutuplu olduğunu göstermektedir.

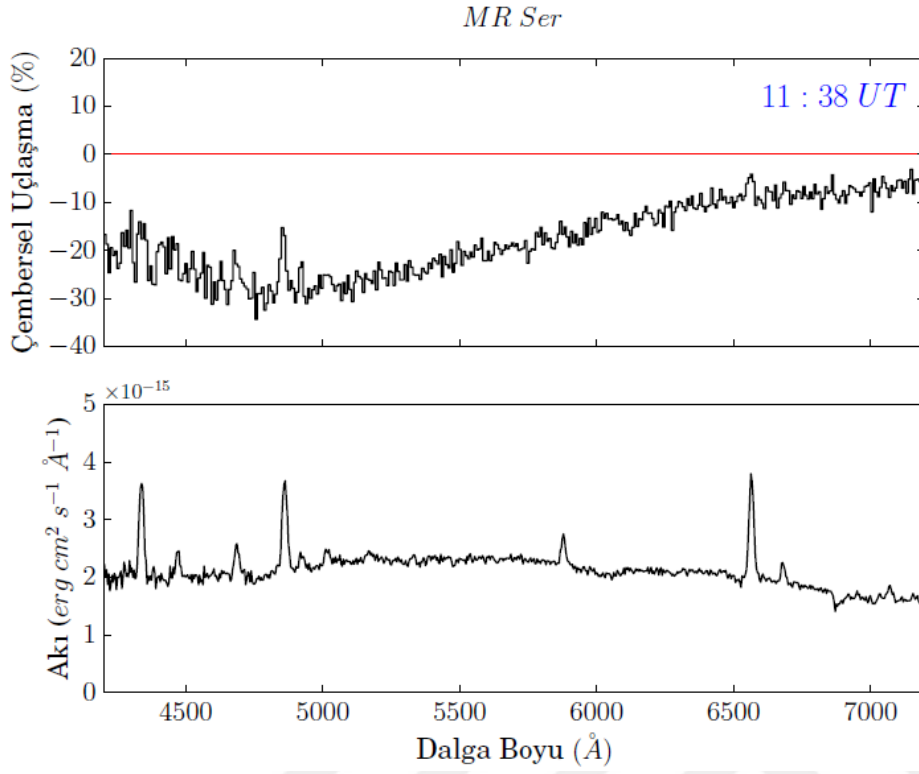
Maksimum uçlaşmalarda birden fazla dönem bulunması da sistemde aynı yarı kürede aynı anda madde toplayan iki kutup olduğunun göstergesidir.



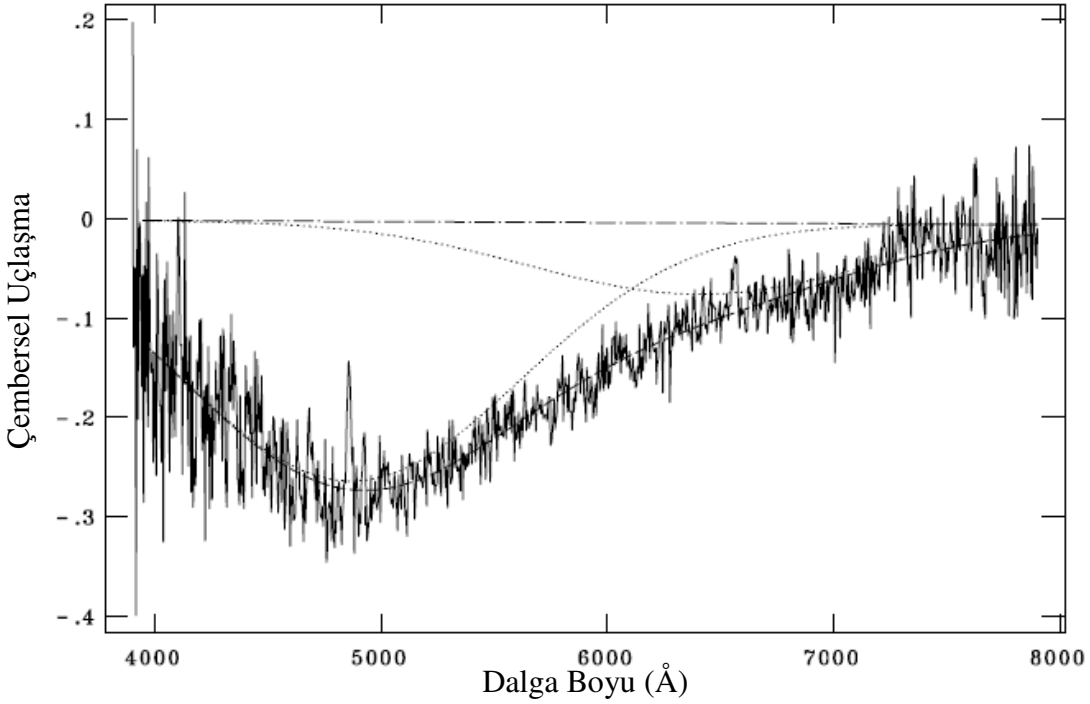
Şekil 3.25: MR Ser sisteminde UT 11:16 ortalama zamanında alınmış görsel bölge ve uçlaşma tayfı.



Şekil 3.26: Şekil UT 11:16 gözlem zamanına ait çembersel uçlaşma verisi ve onu en iyi temsil eden Gauss fitlerini göstermektedir. Düşey ekseninde %10 uçlaşmış ışık 0.1 değerine karşılık gelmekteyken, uçlaşmamış ışık 0 değerine karşılık gelmektedir.



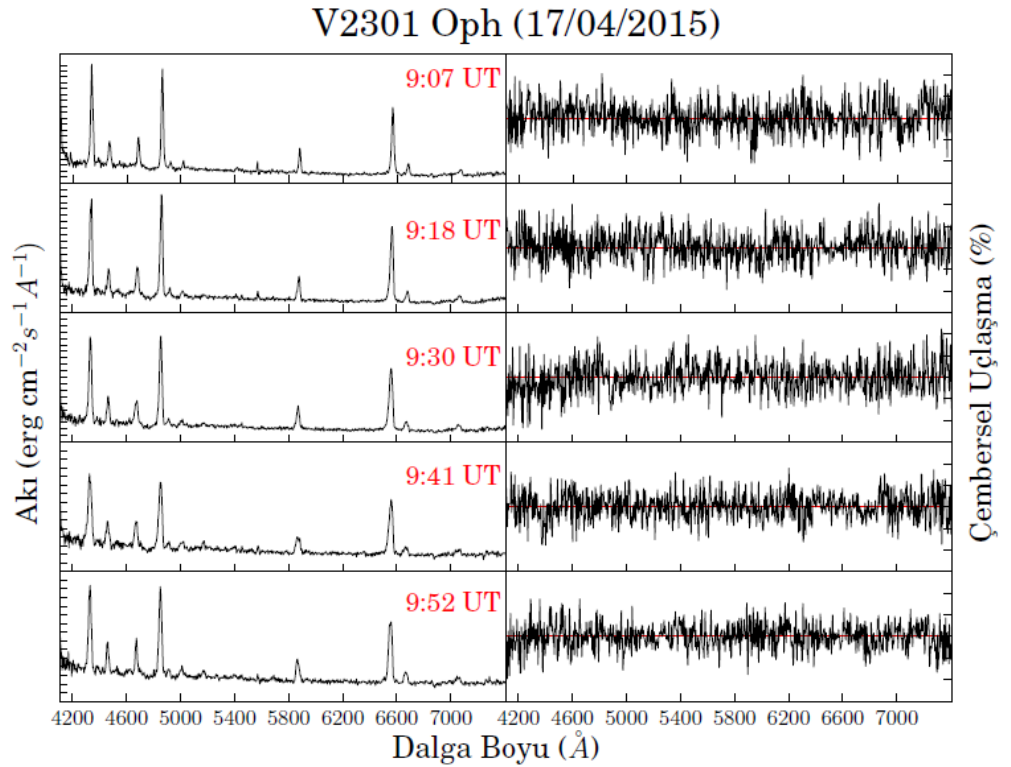
Şekil 3.27: MR Ser sisteminde UT 11:38 ortalama zamanında alınmış görsel bölge ve uçlaşma tayfi.



Şekil 3.28: Şekil UT 11:38 gözlem zamanına ait çembersel uçlaşma verisi ve onu en iyi temsil eden Gauss fitlerini göstermektedir. Düşey ekseninde - 0.1 değeri -%10 uçlaşmış ışığa karşılık gelmekteyken, uçlaşmamış ışık 0 değerine karşılık gelmektedir.

3.5 V2301 Oph

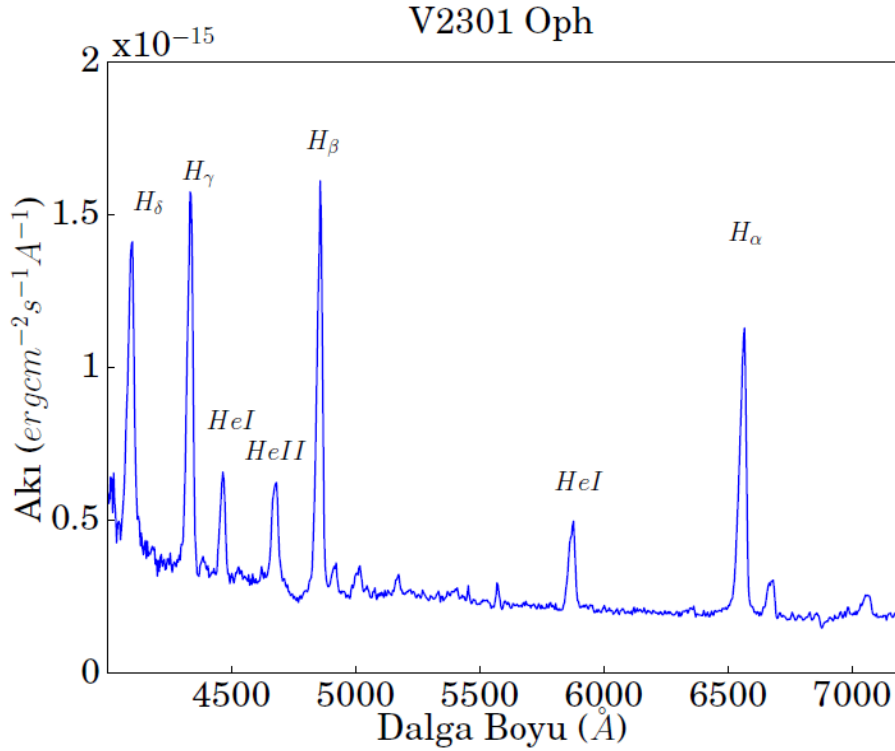
V2301 Oph sisteminin tayf uçlaşma ölçüm gözlem verisi yaklaşık bir saatlik zaman aralığında beş görüntü ile kesintisiz olarak elde edilmiştir. Şekil 3.29 ile, elde edilen gözlem verileri gösterilmektedir. Sistemin görsel bölge tayflarında salma çizgileri oldukça yeğindir. Çembersel uçlaşma verileri ise yüksek gürültüye sahiptir. Tayfların ait oldukları gözlem zamanları paneller üzerine UT cinsinden eklenmiştir. Sisteme ait uçlaşma verilerinden uçlaşma miktarı ortalaması %0,048 ile hata sınırları içinde kalarak sıfır düzeyine yaklaşmaktadır. Ayrıca, Şekil 3.30 ile sistemin ortalama görsel bölge tayfı gösterilmektedir. Görsel bölge tayfında baskın yapılar, hidrojen ve helyum elementlerine ait salma çizgileridir. Şekil 3.31 ile sisteme ait verilerden elde edilmiş dikine hız eğrisi gösterilmektedir. Dikine hız eğrisini en iyi temsil eden yörünge dönemi 1,88 saat olarak Silber et al. (1994) çalışmasından alınmıştır.



Şekil 3.29: V2301 Oph sisteminin görsel bölge ve çembersel uçlaşma tayfları. Görsel bölge tayfları her bir panelde 0 ile 20×10^{-16} $\text{erg cm}^{-2} \text{s}^{-1} \text{Å}^{-1}$ arasında olup, 1×10^{-16} $\text{erg cm}^{-2} \text{s}^{-1} \text{Å}^{-1}$ değerine eşit aralıklarla sağ kolonda ise çembersel uçlaşma değerleri ise - %30 ve + %30 aralığında %10 artış ile verilmektedir.

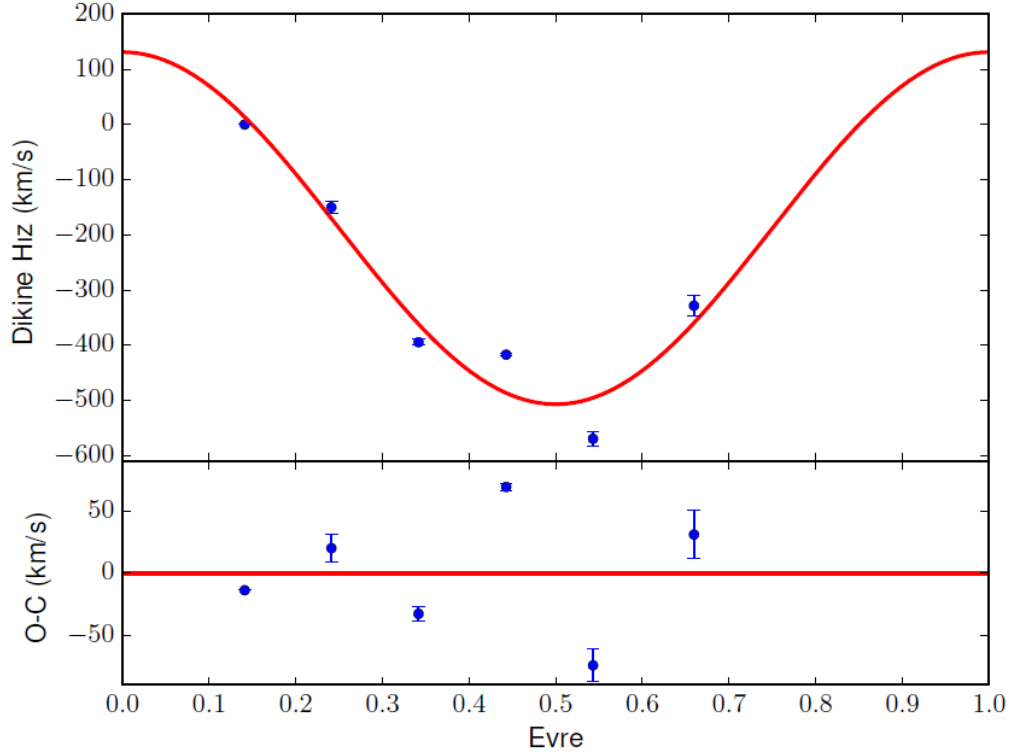
V2301 Oph sistemi Ferrario et. al. (1995) tarafından polar olarak sınıflandırılmış olsa da, bu tez kapsamında gözlenen diğer polar sistemler gibi cyclotron ışınımına ait uçlaşma yapıları ve onlarla eş zamanlı ortaya çıkan görsel tayf süreklilik akı artışları göstermemektedir. Ferrario et. al. (1995) çalışmasında

sistemin düşük manyetik alan yeğnliğine sahip olduğu vurgulandığı için bu çalışmada herhangi bir cyclotron yapısına rastlanmaması gözlem zamanının tüm yörünge evrelerini kapsamamasından çok sistemin düşük manyetik alan yeğnliği sonucudur. Ayrıca, Ferrario et. al. (1995), sistemin manyetik alan yeğnliğini fotosfere ait Zeeman çizgilerinden 7 MG olarak bulmuştur ve manyetik alan yapısının ise merkezlenmiş çift kutup şeklinde olduğunu duyurmuştur. Sistemin görsel bölge uçlaşma tayflarında herhangi bir cyclotron yapısı gözlenemediğini, Schmidt and Stockman (2001) çalışması da manyetik alan yeğnliğinin çok düşük olmasına bağlamışlardır.



Şekil 3.30: V2301 Oph sisteminin ortalama tayfı.

V2301 Oph sisteminin Şekil 3.30'da gösterilen ortalama tayfında dikkat çeken yapılar toplama akıntısına ait olan hidrojen ve helyum salma çizgileridir. Ayrıca görsel bölge tayfının sürekliliğinde mavi bölgede beyaz cücenin baskın olduğu görülürken, kırmızı bölgedeki akı artışı bir kırmızı cüce olan yoldaş yıldız kaynaklıdır. Şekil 3.31'de ise sisteme ait dikine hız dağılımı ve onun teorik yörüngeden olan farkları gösterilmektedir. O-C grafiğindeki saçılma dikine hızların hesaplandığı salma çizgisini oluşturan süreçlerin çözümlenememesi kaynaklıdır. Ayrıca, gözlem verileri bir yörüngeyi kapsamadığı için teorik eğriden sapma miktarı da fazladır.



Şekil 3.31: V2301 Oph sisteminin dikine hız eğrisi ve 1,88 saatlik yörünge dönemine göre çizdirilmiş tayfsal teorik çember yörünge gösterilmektedir.

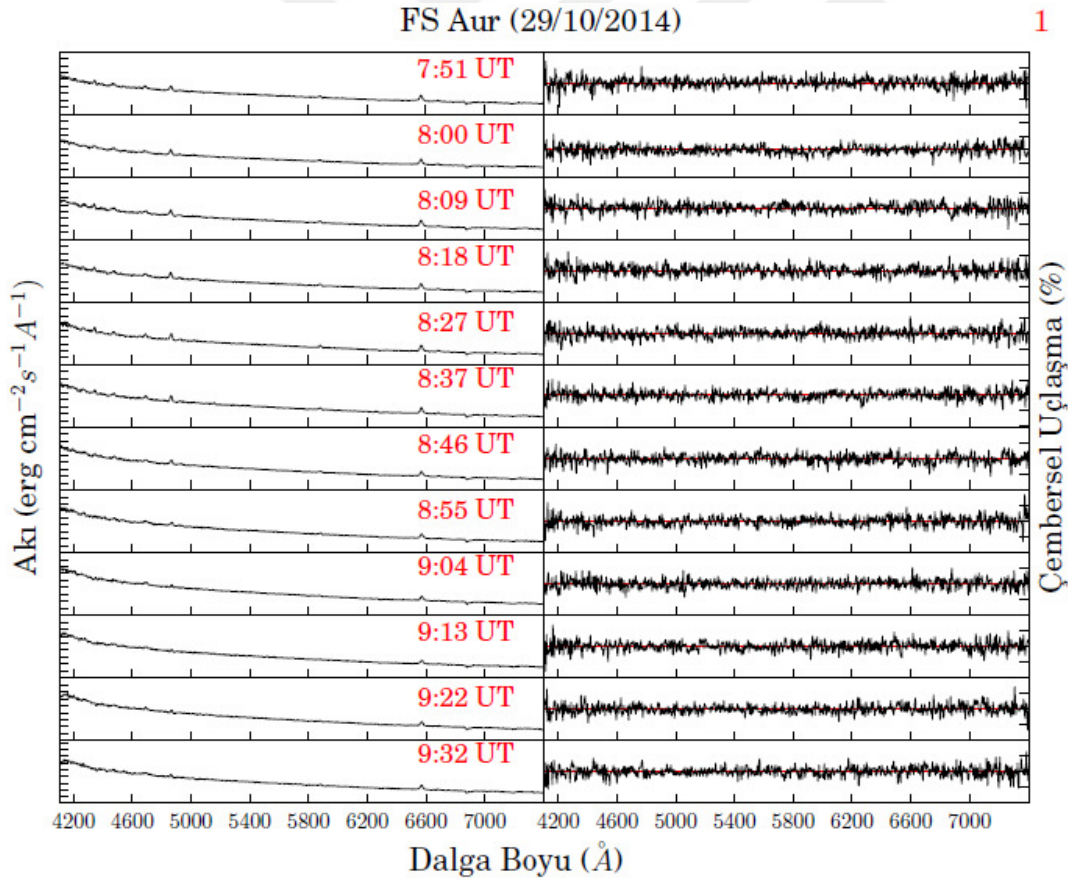
3.6 FS Aur

FS aur sisteminin görsel bölge tayf uçuşma ölçüm gözlemleri, 29 Ekim 2014 tarihinde Kuiper teleskobu ile elde edildi. Dalga plakası başına poz süresi 120 saniye olarak belirlendi ve tüm yörünge evresi boyunca 23 ardışık ölçüm gerçekleştirildi. Gözlemler sonucunda sistemin görsel bölge ve Stokes V parametreleri ile hesaplanan çembersel uçuşma tayfları elde edildi. Tayfların daha iyi incelenmesi amacıyla aynı geceye ait gözlemler iki ayrı parça halinde Şekil 3.32 ve Şekil 3.33 ile gösterilmektedir. Şekillerde sol kolon görsel bölge tayflarını sağ kolon ise çembersel uçuşma tayflarını göstermektedir. Şekil 3.32 ve Şekil 3.33 birbirinin devamıdır. Eksenleri belirten değerler de değiştirilmeden kullanılmıştır. Çembersel uçuşma panellerinde ise kırmızı yatay çizgi sıfır uçuşma düzeyini belirtmektedir. Tayflar kırmızı renk ile şekil üzerine eklenmiş UT sıralamasında gösterilmektedir.

Sistemin görsel bölge tayfı incelendiğinde herhangi bir soğurma çizgisi gözlenmediği farkedilir. Salma çizgileri de yeğün değildir. Belirgin olarak yalnızca H_{α} salma çizgisi dikkat çeker. Gözlenen aralık süresince yalnızca bir kaç tayfta H_{β} salma çizgisine rastlanılmıştır. Çembersel uçuşma tayfında ise herhangi belirgin bir cyclotron ışınımı yapısına rastlanmamaktadır. Tüm uçuşma miktarı + %5 ve - %5 bant aralığında, ortalaması ~%0 civarında olacak şekilde değişmektedir.

Süreklilik uçaşması gözlenmemiştir. FS Aur sistemine ait tüm çembersel uçaşma tayfının tüm dalga boylarındaki uçaşma miktarının medyan ortalaması $6,012 \times 10^{-3}$ olarak hesaplanmaktadır. Bu da sistemde herhangi bir süreklilik uçaşmasının var olmadığını göstermektedir.

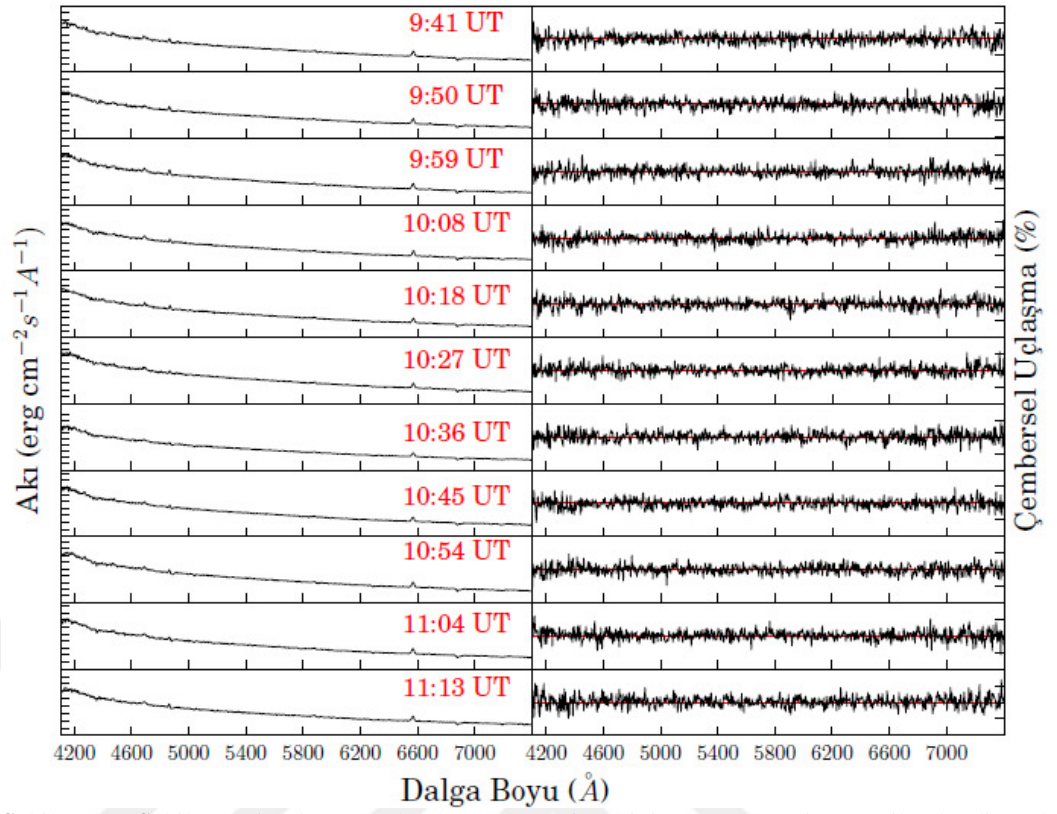
Sistemdeki baskın olan yapıları gösteren tayf Şekil 3.34'de verilmektedir. Şekil 3.34'de, 23 görsel bölge tayfının medyan ortalaması görülmektedir. Baskın olarak yalnızca H_α ve H_β salma çizgileri dikkati çekmektedir. Diğer hidrojen Balmer çizgileri süreklilik üzerinde genişlemiş yapılar şeklinde görülmelerine rağmen belirgin olarak ayırt edilememektedir. Sistemin 23 ayrı görüntüsünün ortalaması alınıp tek görüntü elde edildiği için, şekilde salma çizgileri oldukça genişlemiş olarak görülmektedir. En baskın iki salma çizgisinden başka salma çizgisi gözlenmemiş olsa da, diğer tüm çizgiler soğurmalarını salma ile doldurmuş ve süreklilikten ayırt edilemez hale gelmiştir.



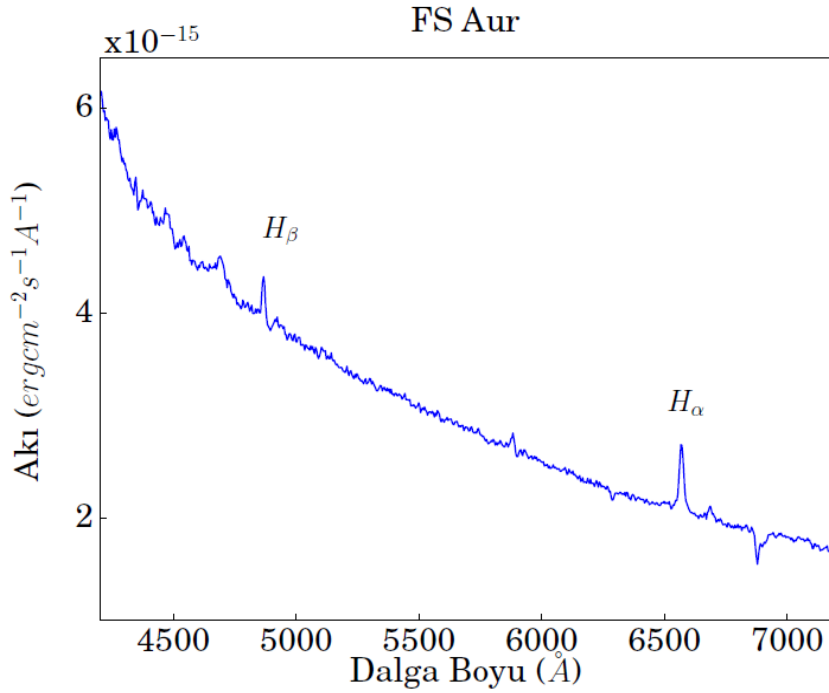
Şekil 3.32: Şekilde FS Aur sisteminin tek gecede yaklaşık 3 saat boyunca kesintisiz olarak alınmış görsel bölge tayfının (sol kolon) ve eş zamanlı çembersel uçaşma tayfının (sağ kolon) ilk 12 seti gösterilmektedir. Akı değerleri her bir panel için 0 ile 9×10^{-15} $\text{erg cm}^{-2} \text{s}^{-1} \text{Å}^{-1}$ arasında 1×10^{-15} $\text{erg cm}^{-2} \text{s}^{-1} \text{Å}^{-1}$ değerine eşit aralıklarla verilmektedir. Çembersel uçaşma değişimi -10% ve $+10\%$ değerleri arasında 5% aralıklar ile verilmiştir.

FS Aur (29/10/2014)

2

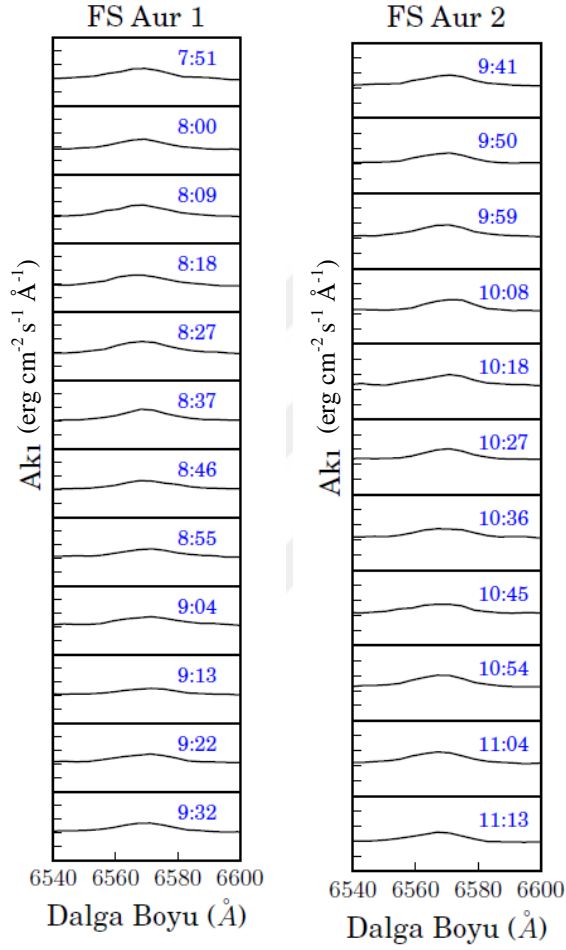


Şekil 3.33: Şekil 3.32'in devamı olarak FS Aur sisteminin son 11 seti gösterilmektedir. Akı değerleri her bir panel için 0 ile 9×10^{-15} $\text{erg cm}^{-2} \text{s}^{-1} \text{Å}^{-1}$ arasında 1×10^{-15} $\text{erg cm}^{-2} \text{s}^{-1} \text{Å}^{-1}$ değerine eşit aralıklarla verilmektedir. Çembersel uçlaşma değişimi - %10 ve + %10 değerleri arasında %5 aralıklar ile verilmiştir.



Şekil 3.34: Şekil FS Aur sisteminin bir yörünge dönemi gözlenen tüm tayflarının medyan ortalamasını vermektedir.

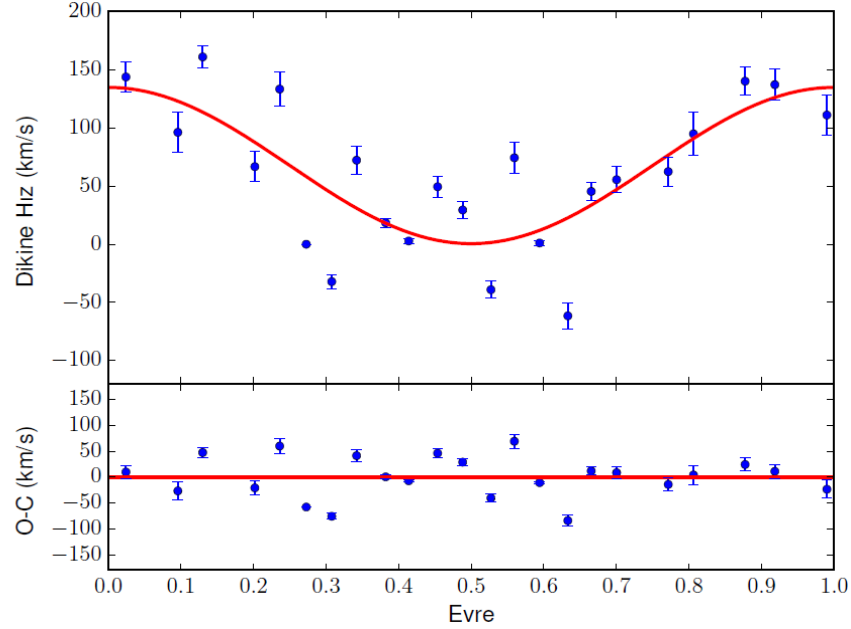
FS Aur görsel bölge tayflarında gözlenen en baskın salma çizgisi olan H_{α} çizgileri Şekil 3.35 ile ayrıca incelenebilir. Tüm gözlem verileri Şekil 3.32 ve Şekil 3.33'da olduğu gibi birbirinin devamı olarak iki panel ile gösterilmektedir. Tayfların gözlem zamanları üzerlerinde belirtilmektedir. Burada salma çizgileri az yeğin oldukları için süreklilikten ayırt etmek zordur. Salma çizgilerinin toplanma diski barındıran IP sistemlerinde çift tepeli olması beklenir, fakat, Şekil 3.34'de görüldüğü gibi çift tepeli yapı çözümlenememiştir.



Şekil 3.35: Şekiller H_{α} salma çizgisinin zamanla değişimini göstermektedir. 1 numaralı şeklin devamı 2 numaralı şekildir. Her bir çizginin ait olduğu zaman UT olarak şekil üstünde belirtilmiştir. Her bir panel 0 ile 9×10^{-15} $\text{erg cm}^{-2} \text{s}^{-1} \text{Å}^{-1}$ arasında 1×10^{-15} $\text{erg cm}^{-2} \text{s}^{-1} \text{Å}^{-1}$ değerine eşit aralıklara bölünmüş olarak verilmektedir.

Sistemin H_{α} salma çizgisinden *cross-correlation* tekniği kullanılarak görelî dikine hızlar ölçülerek elde edilen dikine hız dağılımı oldukça saçılmalıdır. Şekil 3.36 sistemin dikine hız dağılımını ve tayfsal teorik eğriyi göstermektedir. Teorik eğri Çizelge 2.2'de belirtilen ve Chavez et al. (2012) çalışmasıyla verilen 1,4283 saat olan yörünge dönemini temsil etmektedir. Stockman et al. (1992) çalışmasına göre, FS Aur sisteminde çembersel uçuşma belirlenememiştir. Bu tez kapsamında elde edilen gözlem analizlerine göre de, FS Aur sisteminde süreklilik üzerinde

kendini gösteren herhangi bir çembersel uçuşma miktarı elde edilemediği için cyclotron ışınım mekanizması varsayımı ile sistemin manyetik alan yeğinliği de hesaplanamamaktadır.



Şekil 3.36: Şekilde FS Aur sistemine ait dikine hızlar hatalarıyla birlikte üst panelde gösterilmektedir. Alt panel dikine hızların tayfsal yörünge ile hesaplanan teorik eğriden olan farklarını belirtmektedir.

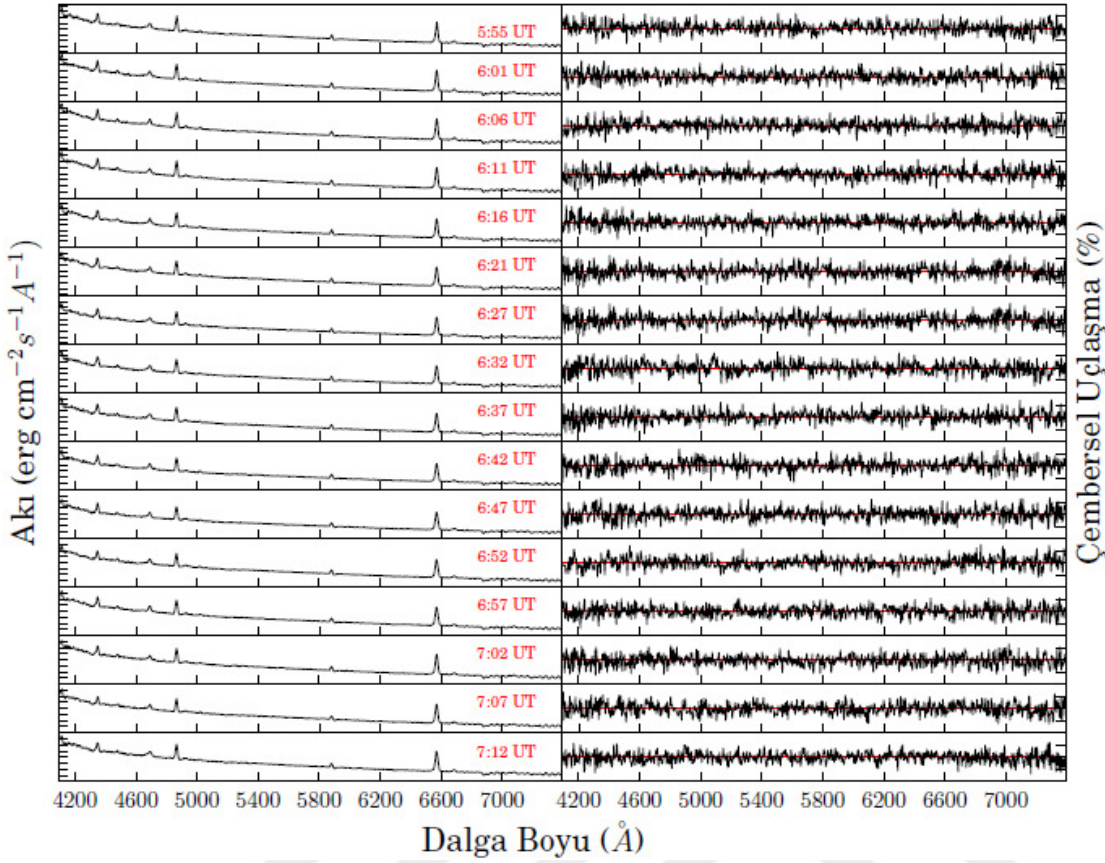
3.7 EI UMa

EI UMa sistemi 21 Ocak 2015 tarihinde 2,3 metre Bok Teleskobu ile 18 Şubat 2015 tarihinde ise 1,54 metre Kuiper Teleskobu ile gözlemlendi. Poz süreleri dalga plakası başına, Bok Teleskobu için 60 saniye, Kuiper teleskobun için ise 120 saniye olarak verildi.

Şekil 3.37 sistemin Ocak ayına ait gözlem verilerini göstermektedir. EI UMa sisteminin görsel bölge tayflarında herhangi bir soğurma çizgisi gözlenmemektedir. Yeğin hidrojen Balmer salma çizgileri dikkat çekmektedir. Tayfta baskın yapı, sistemin baş bileşeni ve yeğin salma çizgileridir. Çembersel uçuşma değerlerinde ise cyclotron ışınımına ait belirgin bir yapı gözlenmemektedir. Süreklilik için çembersel uçuşma değerinin ortalaması yüzde sıfır civarındadır.

Şekil 3.38 sistemin Şubat ayına ait gözlem verilerini göstermektedir. Eksen değerleri Şekil 3.37 ile aynıdır. Burada da görüldüğü üzere sistemin görsel bölge tayflarında yeğin hidrojen Balmer salma çizgileri dikkat çekmektedir. Herhangi bir soğurma çizgisine rastlanmamaktadır.

EI UMa (21/01/2015)

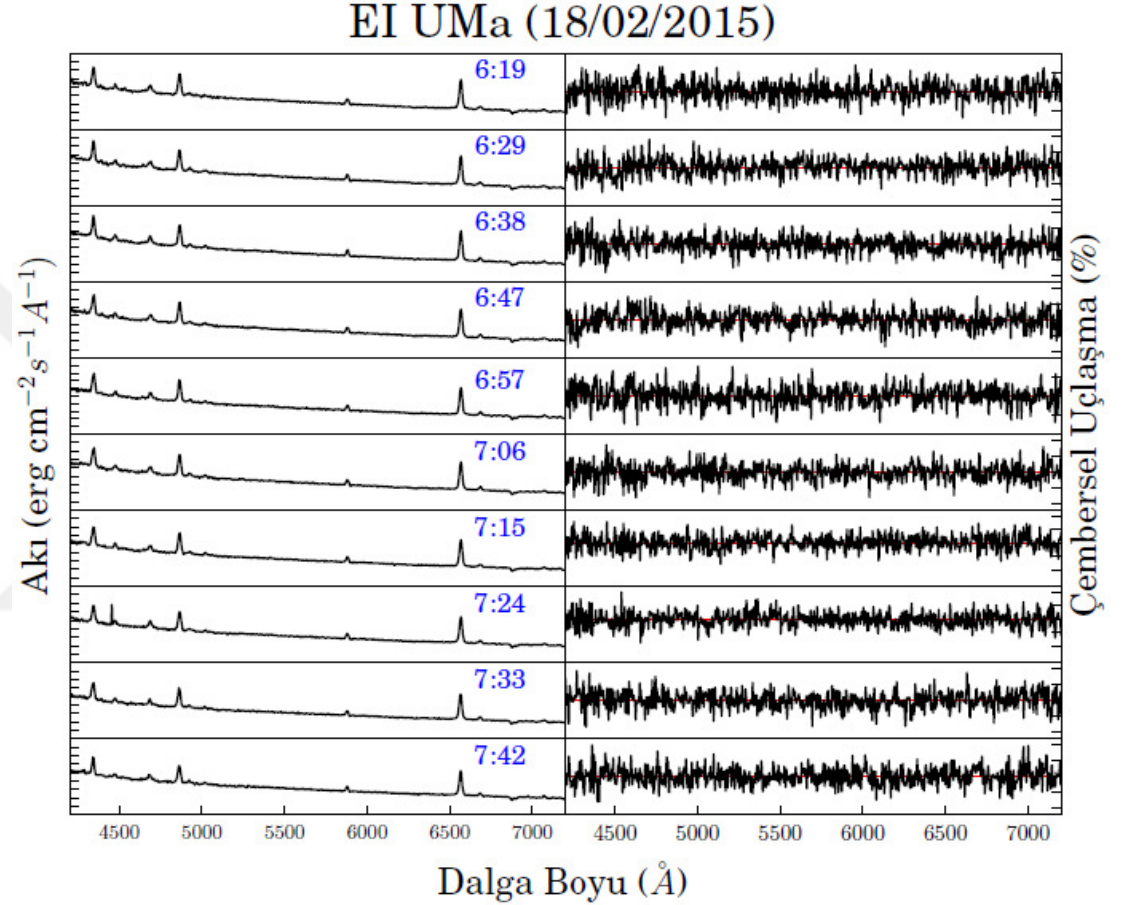


Şekil 3.37: Şekilde EI UMa sisteminin 21 Ocak 2015 tarihinde kesintisiz olarak alınmış görsel bölge tayfı (sol kolon) ve eş zamanlı çembersel uçlaşma tayfı (sağ kolon) gösterilmektedir. Tayfların gözlem zamanları UT olarak panellerin üzerine eklenmiştir. Akı değerleri her bir panel için 0 ile 9×10^{-15} $\text{erg cm}^{-2} \text{s}^{-1} \text{\AA}^{-1}$ arasında 1×10^{-15} $\text{erg cm}^{-2} \text{s}^{-1} \text{\AA}^{-1}$ değerine eşit aralıklarla verilmektedir. Çembersel uçlaşma değişimi - %5 ve + %5 değerleri arasında %2,5 aralıklar ile verilmiştir. Çembersel uçlaşma değeri için kırmızı yatay çizgi sıfır düzeyini belirtmektedir.

Şekil 3.37 ve Şekil 3.38'de verilen çembersel uçlaşmış tayflar incelendiğinde, çembersel uçlaşma sürekliliğini değiştiren cyclotron ışınımı kaynaklı bir yapının bulunmadığı gözlenmektedir. Çembersel uçlaşma tayfının gürültülü olma nedeni ise, uçlaşma sinyal/gürültü oranının düşük olmasıdır. EI UMa sistemine ait Ocak ayının tüm çembersel uçlaşma verilerinin medyan ortalaması üzerinden tüm dalgaboylarında gözlenen uçlaşma miktarının medyan ortalama değeri - $1,619 \times 10^{-3}$, Şubat ayına ait verilerin ortalaması - $1,144 \times 10^{-3}$ olarak hesaplanmıştır. Burada verilen uçlaşma tayfları üzerinden ortalamaya bakıldığında, belirgin bir süreklilik uçlaşmasından bahsedilemeyeceği gibi manyetik alan yeğnilliği de hesaplanamaz.

Şekil 3.39'da Ocak ayında gözlenen tüm tayfların, Şekil 3.40'da ise Şubat ayında gözlenen tüm tayfların medyan ortalaması verilmektedir. Tayflarda en dikkat çekici özellik yeğin hidrojen Balmer salma çizgilerinin bir ay süre içerisinde yeğnilik değişimine uğramalarıdır. Tayfların süreklilik düzeylerinde de

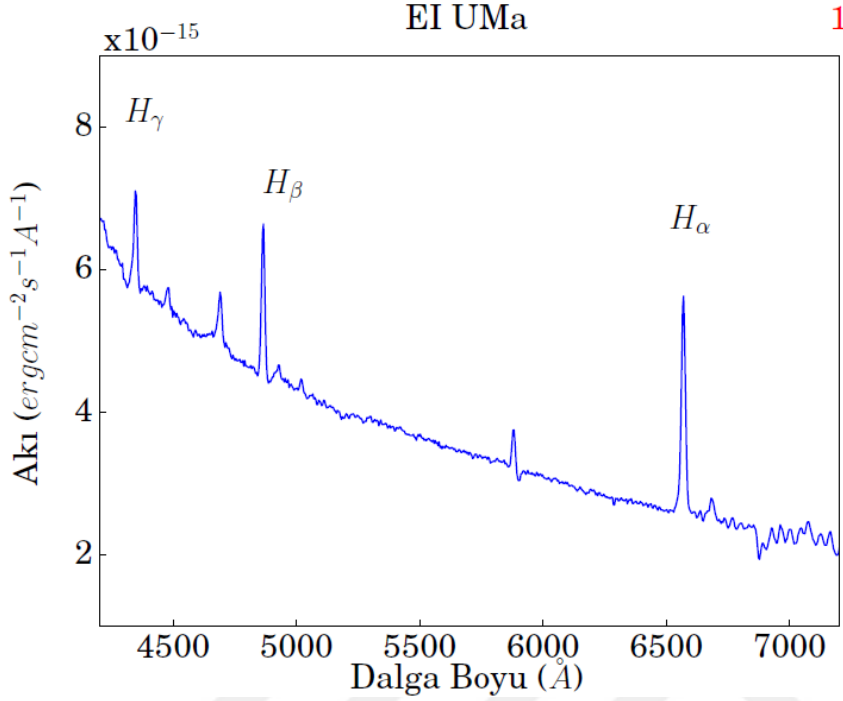
küçük bir miktar değişim söz konusudur. Bu değişim sistemin bünyesel özelliklerinden kaynaklanabileceği gibi, gözlem koşullarına veya farklı standart yıldız kullanılmasına da bağlı olabilir. Aslında uçlaşmalarda gözlenen bozulmalar ve tayfta gözlenen akı artışları, EI UMa sisteminde cyclotron kaynaklı bir ışınım olabileceğini ancak bu durumda ışınımın bize ulaşmasını engelleyen ve uçlaşmayı dağıtan maddenin (büyük olasılıkla toplanma diski) varlığını da işaret ediyor olabilir.



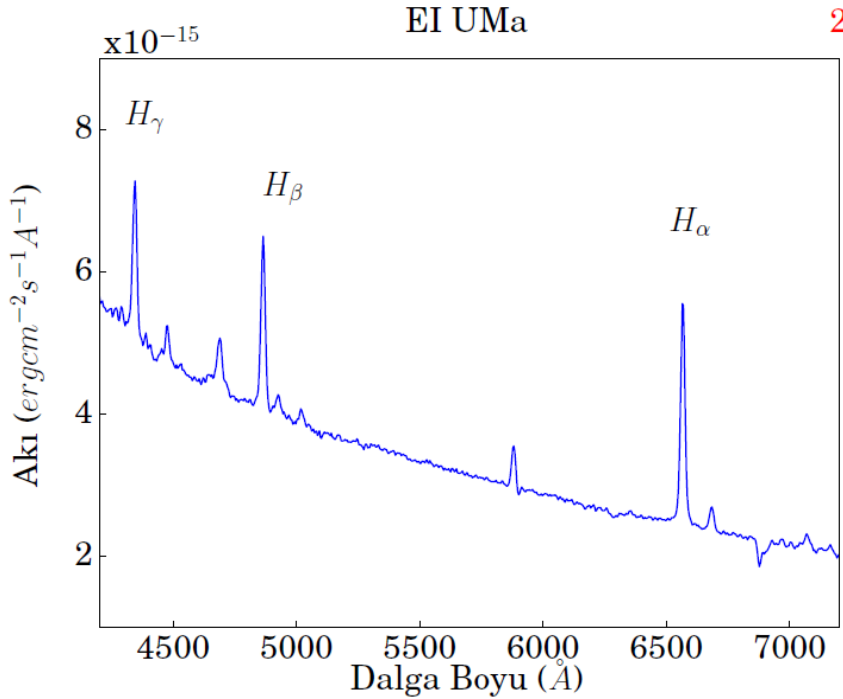
Şekil 3.38: EI UMa sisteminin 18 Şubat 2015 tarihinde kesintisiz olarak alınmış görsel bölge tayfı (sol kolon) ve eş zamanlı çembersel uçlaşma tayfı (sağ kolon) gösterilmektedir. Eksenler Şekil 3.37 ile aynı aralıktadır.

Şekil 3.41'de, her iki aya ait tayf verilerinin yalnızca H_{α} çizgisi gösterilmektedir. Tüm tayflarda salma çizgisinin çift tepeli yapısı ayırt edilememektedir. Salma çizgisini oluşturan bileşenlerin ayırt edilememesi nedeniyle sağlıklı dikine hız eğrileri elde etmek mümkün değildir. EI UMa sistemine H_{α} salma çizgilerinden elde edilen dikine hız eğrileri, teorik yörünge çözümleri ile birlikte Şekil 3.42 ve Şekil 3.43'de verilmektedir. Şekil 3.42'de Ocak ayına ait dikine hızları, Şekil 3.43'de ise Şubat ayına ait dikine hız eğrisi verilmektedir. Sistemin yörünge dönemi Thorstensen (1986) tarafından 6.4 saat olarak belirtilirken, Kozhevnikov (2010) tarafından yörüngeye ait olmayan ve

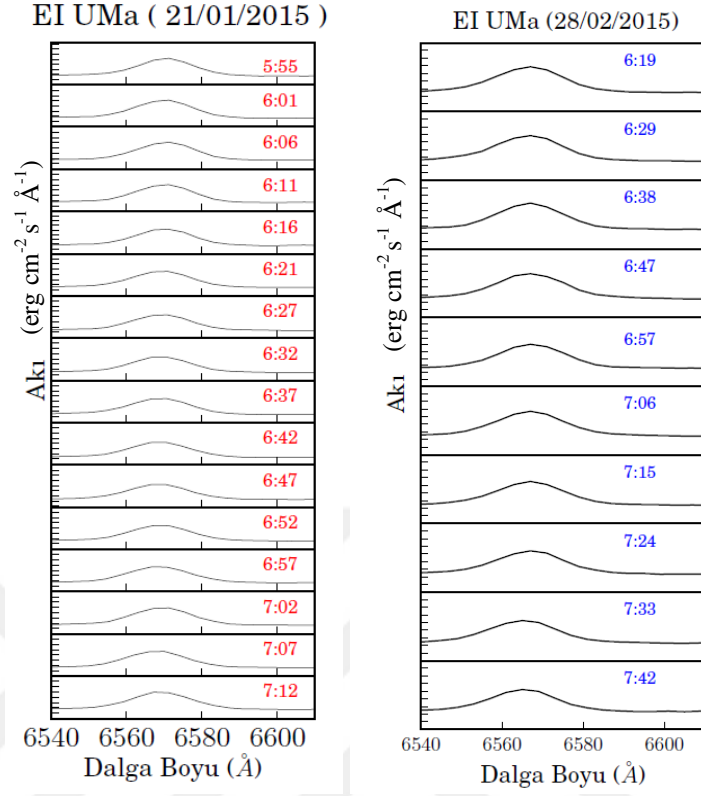
beyaz cüce dönme dönemi olduğu düşünülen 0,2138 saatlik bir dönem bulunmuştur. Her iki şekil için de çember yörünge varsayımı beyaz cüce dönme dönemi kullanılarak teorik yörünge belirlenmiştir.



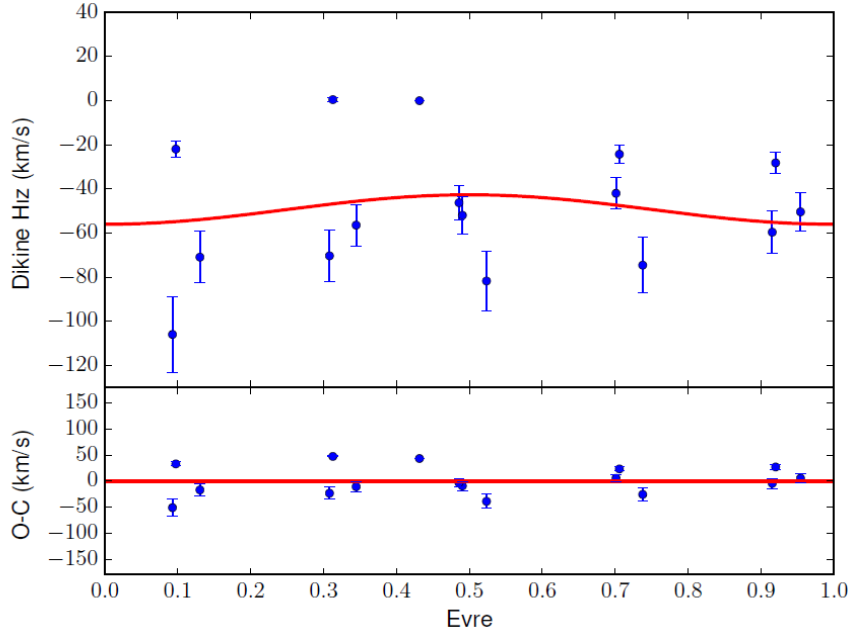
Şekil 3.39: Şekilde EI UMa sisteminin 2015 yılı Ocak ayında bir gece boyunca gözlenen tüm tayflarının medyan ortalaması gösterilmektedir. Gözlenen en belirgin salma çizgileri olan hidrojen Balmer çizgileri şekil üzerinde işaretlenmiştir.



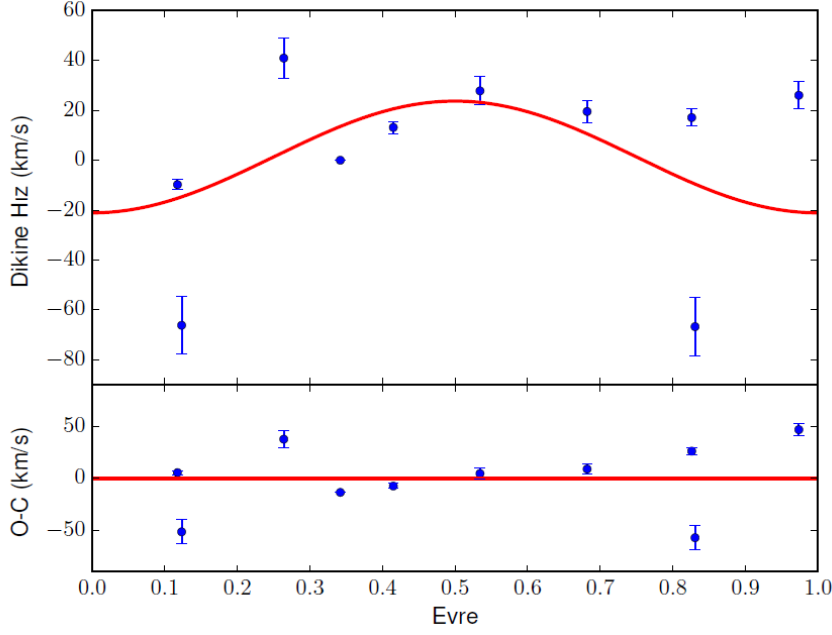
Şekil 3.40: Şekilde EI UMa sisteminin 2015 yılı Şubat ayına ait tayflarının medyan ortalaması gösterilmektedir.



Şekil 3.41: Şekildeki iki kolon H α salma çizgisinin zamanla değişimini göstermektedir. Tayfların ait oldukları tarihler herbir kolonun üstünde eklenmiştir.

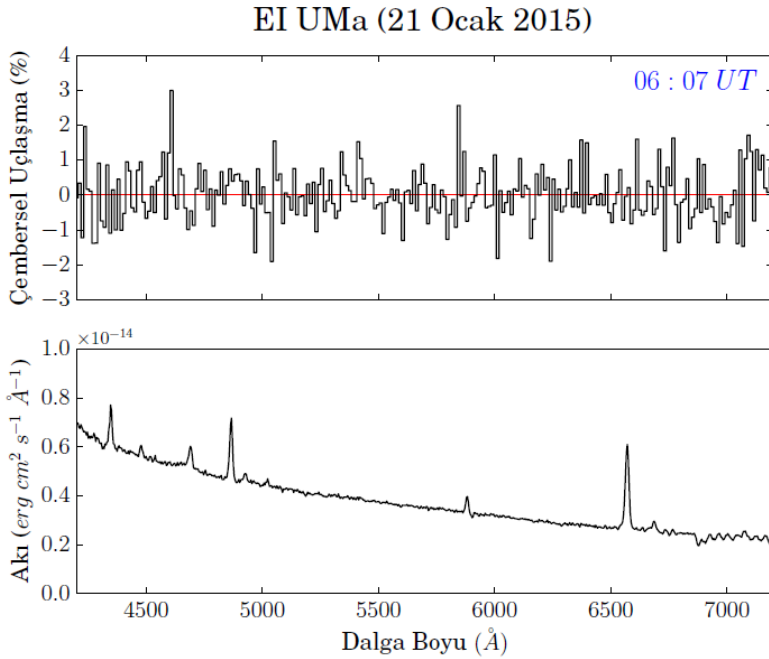


Şekil 3.42: Şekilde EI UMa sisteminin Ocak ayına ait dikine hızları hatalarıyla birlikte üst panelde gösterilmektedir. Alt panel ölçülen dikine hızların tayfsal yörünge ile hesaplanan teorik eğriden olan farklarını belirtmektedir.

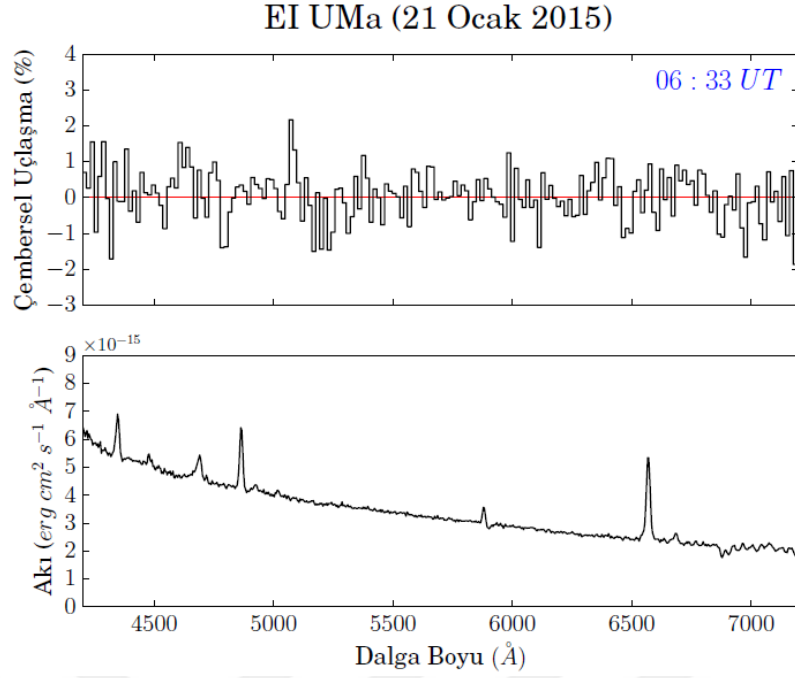


Şekil 3.43: EI UMa sisteminin Şubat ayına ait dikine hız eğrisi.

Bugüne kadar tayf uçlaşma ölçüm yöntemi ile gözlenmemiş EI UMa sisteminin uçlaşma tayflarında varolan herhangi bir değişimi yakalamak için tayfların 12 \AA dalga boyu aralığında medyan ortalaması alındı. Bu işlem iki farklı evrede elde edilmiş tayflara uygulandı. Şekil 3.44 ve Şekil 3.45'de elde edilen ortalamalar gösterilmektedir. Şekillerin üst panellerinde de görüldüğü gibi cyclotron ışınımına ait hiç bir harmonik yapısı belirlenememiştir. Bu nedenle sistemin manyetik alan yeğinliği hesaplanamamıştır.



Şekil 3.44: EI UMa sistemine ait UT 06:07 ortalama zamanında alınmış uçlaşma ve görsel bölge tayfi.



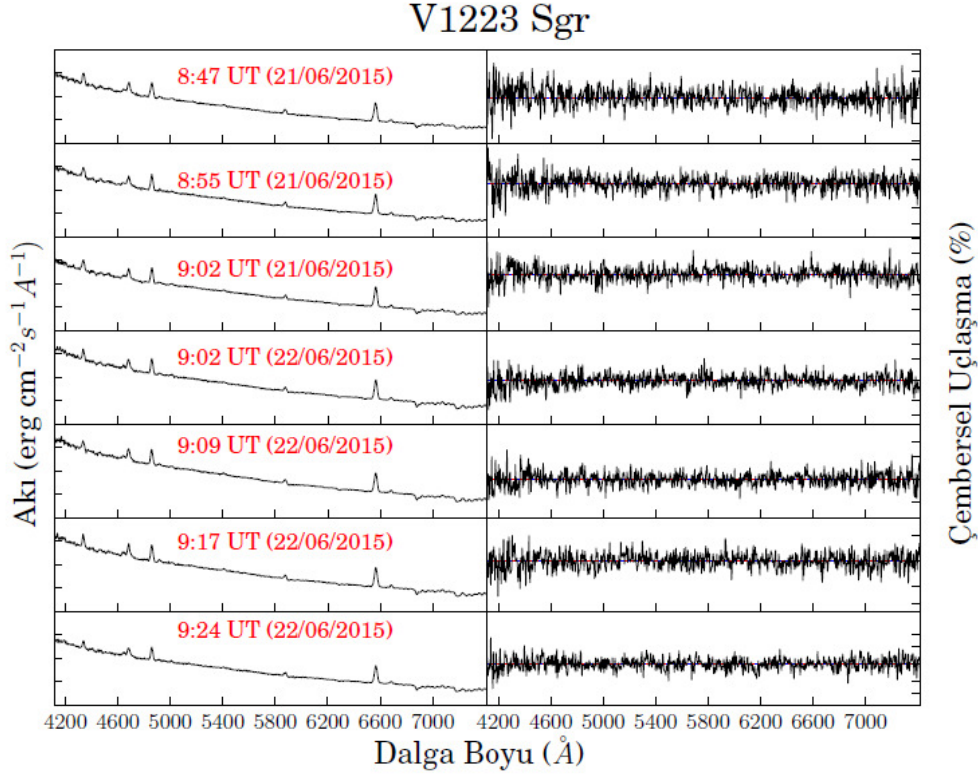
Şekil 3.45: EI UMa sistemine ait UT 06:33 ortalama zamanında alınmış uçlaşma ve görsel bölge tayfi.

3.8 V1223 Sgr

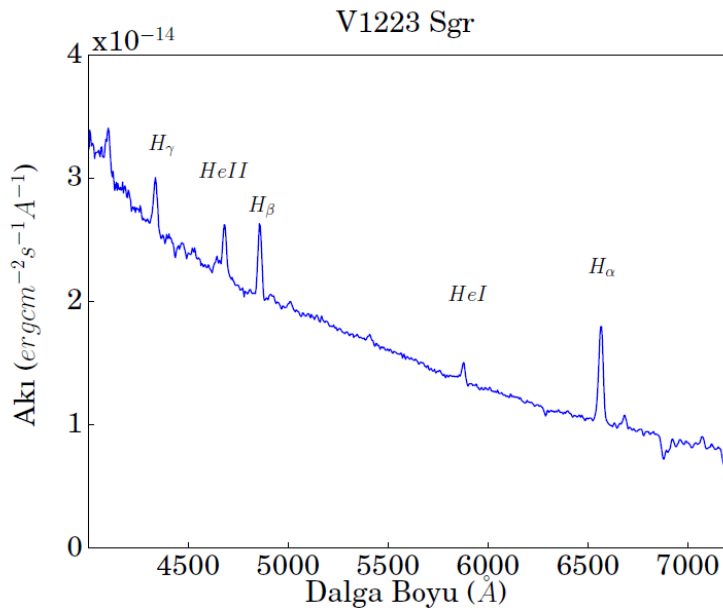
V1223 Sgr sistemin 0,22 saat yörünge dönemine sahip bir IP sistemidir (Steiner et al. 1981). Sistem üzerine yapılmış çalışmalar, sistemin dönem değişimi gösterdiğini vurgulamaktadır (King and Williams 1983, Van Amerongen et al. 1987). Gözlenen bu dönem değişimleri sistemde bulunan beyaz cücenin yavaşlamasına atfedilmiştir. Van Amerongen et al. (1987)'e göre sistemin dönem değişim miktarını ise dört yıllık ışık eğrilerinin analizi ile elde edilen O-C eğrilerinden $(1,1 \pm 0,1) \times 10^6$ yıldır. Ayrıca, sistem uçlaşma çalışmalarıyla da ele alınmış ender IP sistemlerindedir. Watts et al. (1985) görsel bölge ve IR bölgesinde geniş bant uçlaşma ölçüm ile uçlaşma miktarlarını V bandında en yüksek $\pm \%2$ iken ortalama - $\%0,48 \pm 0,62$ olarak belirlemiştir. Aynı çalışma en yüksek uçlaşma miktarını K bandında $\pm \%8$ olarak vermektedir. Uçlaşmalar üzerinden elde edilen dönem ise 0,20694 saat olarak beyaz cüce dönme dönemi olarak kabul edilmiştir. Butters et al. (2009) ise çembersel uçlaşma ölçüm çalışmalarında V1223 Sgr sistemini ele almış ve sistemin çembersel uçlaşma miktarının sıfır düzeyini belirten 3σ değerinin içinde kaldığını belirtmişlerdir. Aynı çalışma ile, sistemin yörünge döneminin 3,37 saat ve beyaz cüce dönme dönemi 0.20711 saat olduğu belirtilmiştir.

V1223 Sgr sisteminin tayf uçlaşma ölçüm yöntemiyle elde edilmiş verileri Şekil 3.46'da gösterilmektedir. Çembersel uçlaşma ortalaması en yüksek olan görüntüden elde edilen ortalama değer - $\%0,114$ olarak hesaplanmıştır. Buna göre

ortalama çembersel uçuşma miktarı sıfır düzeyindedir. Ayrıca, Şekil 3.47'de sistemin ortalama görsel bölge tayfı gösterilmektedir. Görsel bölge tayfında baskın yapılar hidrojen ve helyum elementlerine ait salma çizgileridir. Ortalama tayfin sürekliliğinde ise baskın olan yapının beyaz cüce tayfı olduğu dikkat çekmektedir.



Şekil 3.46: V1223 Sgr sisteminin görsel bölge ve çembersel uçuşma tayfları. Görsel bölge tayfları her bir panelde 0 ile 4×10^{-14} $\text{erg cm}^{-2} \text{s}^{-1} \text{Å}^{-1}$ aralığında, sağ kolonda ise çembersel uçuşma değerleri ise - %5 ve + %5 aralığında çizdirilmiştir.

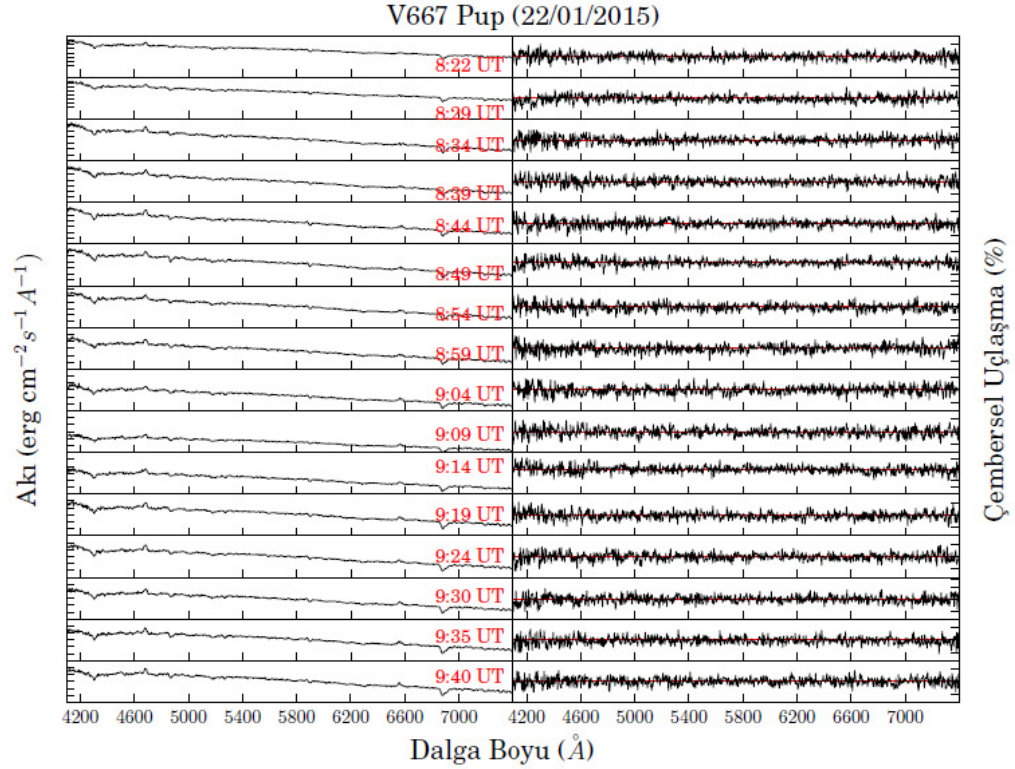


Şekil 3.47: V1223 Sgr sisteminin ortalama tayfı.

Bir IP olan V1223 Sgr sisteminin bu tez kapsamında elde edilen verilerinde de cyclotron ışınlım mekanizmasına ait süreklilik uçaşması gözlenmemektedir. Sistemin dikine hızları elde edildiğinde, grafikler oldukça saçılmalıdır. Bunun nedeni dikine hızların hesaplandığı salma çizgi bileşenlerinin ve Iplerdeki toplanma diski ve toplanma akıntısı etkilerinin çözümlenememesidir.

3.9 V667 Pup

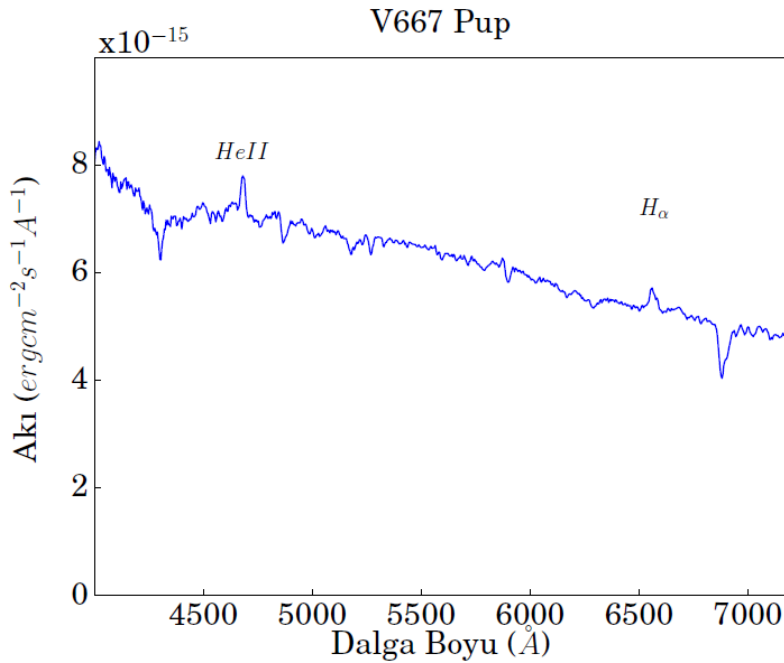
V667 Pup sisteminin yörünge dönemi Thorstensen et al. (2006) tarafından H_{α} salma çizgileri kullanılarak 5,604 saat olarak bulunmuştur. Butters et al. (2007) tarafından sistemin beyaz cüce dönme dönemi X-ışın ışık eğrisi değişiminden 0,14233 saat olarak hesaplanmıştır. Sistemin X-ışın eğrilerinde yörünge ile modüle olmuş bir değişikliğe rastlanmamış ve manyetik alan yeğnliğinin de zayıf olduğu aynı çalışmada vurgulanmıştır. Literatürde sistemin uçaşma ölçüm çalışmasının olmaması nedeniyle bu tez kapsamında ortalama 5 dakikalık poz süreleri ile bir saatten uzun süre boyunca ardışık olarak kesintisiz uçaşma tayfı elde edilerek sistem incelenmiştir. Poz süresinin beyaz cüce dönme döneminden kısa olması nedeniyle beyaz cücenin dönme hareketi nedeniyle ortaya çıkabilecek değişimlerin yakalanması hedeflenmiştir.



Şekil 3.48: V667 Pup sisteminin görsel bölge ve çembersel uçaşma tayfları. Şeklin sol kolunda görsel bölge tayfları her bir panelde 0 ile $10 \times 10^{-15} \text{erg cm}^{-2} \text{s}^{-1} \text{\AA}^{-1}$ aralığında ve sağ kolonda ise çembersel uçaşma değerleri ise - %10 ve + %10 aralığında çizdirilmiştir.

V667 Pup sistemine ait elde edilen tayf uçlaşma ölçüm verileri Şekil 3.48'de gösterilmektedir. Sisteme ait salma çizgileri çok yeğin olmamakla birlikte ardışık görsel bölge tayflarında gözlenen akı artışları dikkat çekicidir. Görsel bilge tayfları sürekliliğindeki akı değişimlerine rağmen çembersel uçlaşma tayflarında herhangi bir süreklilik uçlaşmasına rastlanmamaktadır. Çembersel uçlaşma düzeyinin ortalaması - %0,018 ile 3σ içerisinde kalmakta yani çembersel uçlaşma sürekliliği sıfır değerini almaktadır. Bu nedenle gözlenen akı artışlarından cyclotron ışınımı yerine sistemdeki yoldaş yıldız sorumlu olabilir.

Şekil 3.49'de ise sisteme ait tüm tayfların ortalaması verilmektedir. H_{α} salma çizgisi yeğin olmadığından süreklilikten ayrıt edilmesi zorlaşmakta ve bileşenleri çözümlenemediği için dikine hızlar hesaplanamamaktadır. Görsel bölge tayfının ortalamasında yalnızca hidrojen ve helyum elementine ait birer çizgi belirgin salma vermektedir. Tayf sürekliliğinde baskın olan bileşen beyaz cüce bileşen olmakla beraber tayfın kırmızı bölgesinde yoldaş yıldız akı artışlarına da neden olmaktadır.



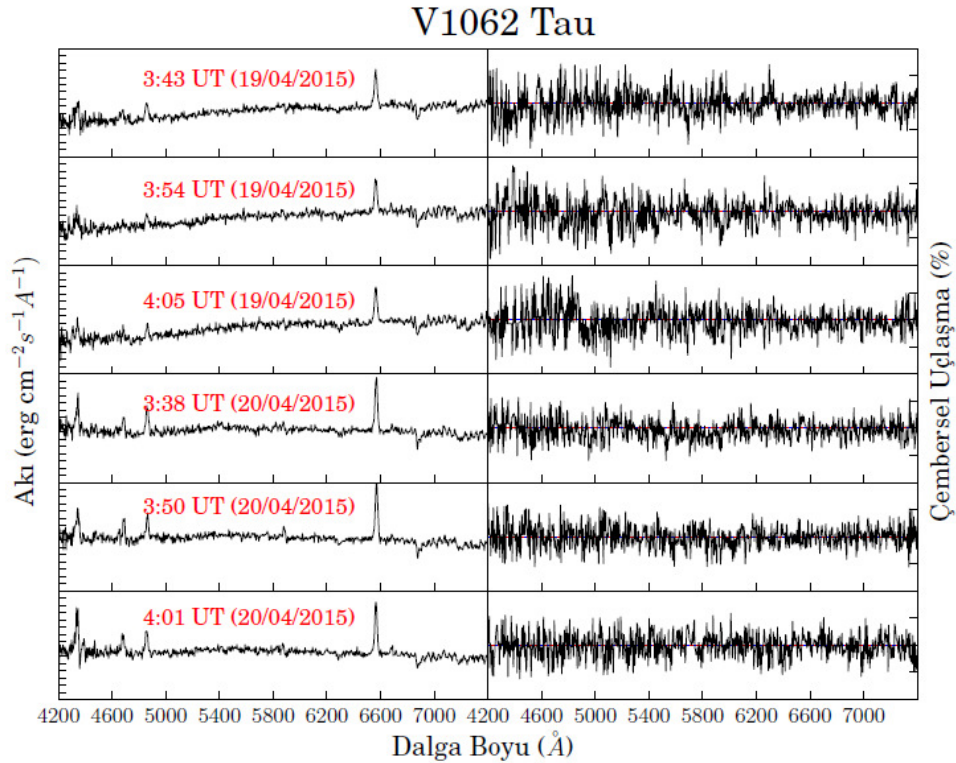
Şekil 3.49: V667 Pup sisteminin ortalama tayfı.

3.10 V1062 Tau

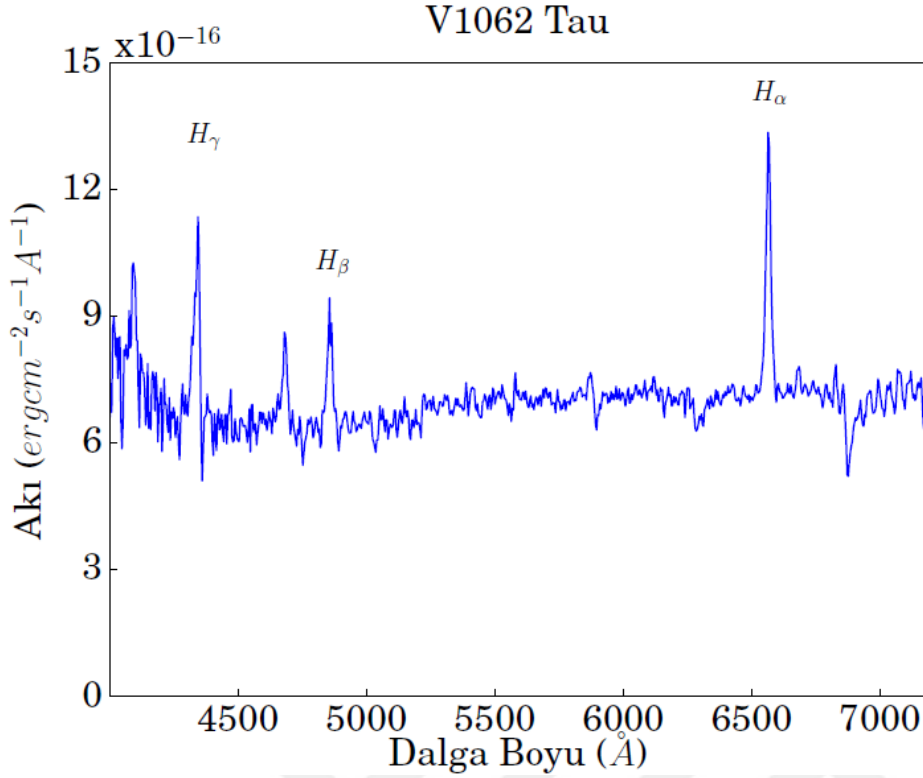
V1062 Tau sistemi Hellier et al. (2002) tarafından yörünge dönemi 10 saat ve beyaz cüce dönme dönemi 1,033 saat olan bir IP sistem olarak belirtilmiştir. Sistem bir X-ışın kaynağı (Remillard et al. 1994) olmasına rağmen, manyetik alan yeğinliği veya yapısı hakkında herhangi bir çalışma bulunmamaktadır. Sisteme ait bir uçlaşma verisinin de bulunmaması nedeniyle sistem bu tez kapsamında ardışık

iki gece gözlenmiştir. V1062 Tau sisteminin elde edilen tayf uçuşma ölçüm verileri Şekil 3.50'de verilmektedir. Şekil 3.51 de ilk üç tayf uçuşma ölçüm verisi 19 Nisan 2015 tarihinde elde edilmiş, son üç görüntü ise 20 Nisan 2014 tarihinde elde edilmiştir. Sistemin görsel bölge tayflarında ilk üç görüntü ile son üç görüntü arasında süreklilik düzeyindeki akı farkı ilk gece yoldaş yıldızın beyaz cüce bileşenden baskın olması kaynaklıdır. Uçuşma tayflarında ise belirgin bir yapı yoktur. En yüksek çembersel uçuşma düzeyinin ortalaması - %0,079 olarak bulunmaktadır. Bu değere göre, sistemde gözlenen süreklilik uçuşma değişimi sıfır seviyesindedir.

Şekil 3.51'de ise sistemin ortalama tayfını göstermektedir. Sistemde hidrojen Balmer çizgileri salma göstermektedir. Salma çizgisinin bileşenleri ayrılmamakla birlikte salma çizgilerindeki asimetri fark edilmektedir. H_{α} salma çizgisinden elde edilecek dikine hızlar, verilerin yeterli aralığı kapsamaması nedeniyle yörüngeyi temsil etmeyeceği için hesaplanmamıştır. Ortalama tayfın sürekliliğinde baskın olan bileşenler ise mavi bölgede beyaz cüce iken kırmızı bölgede yoldaş yıldızdır.



Şekil 3.50: V1062 sisteminin görsel bölge ve çembersel uçuşma tayfları. Şekilde verilen tayflar 0 ile $15 \times 10^{-16} \text{ erg cm}^{-2} \text{s}^{-1} \text{\AA}^{-1}$ aralığında çembersel uçuşmalar ise $\pm \%2$ aralığında çizdirilmiştir.



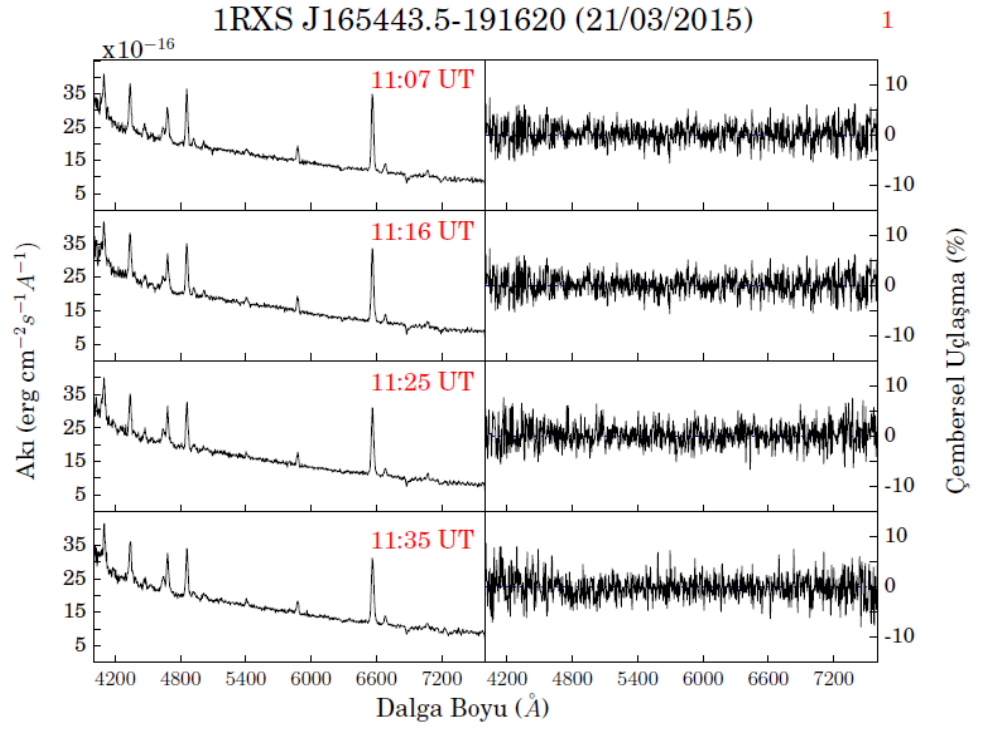
Şekil 3.51: V1062 sisteminin ortalama tayfı.

3.11 1RXS J165443.5-191620

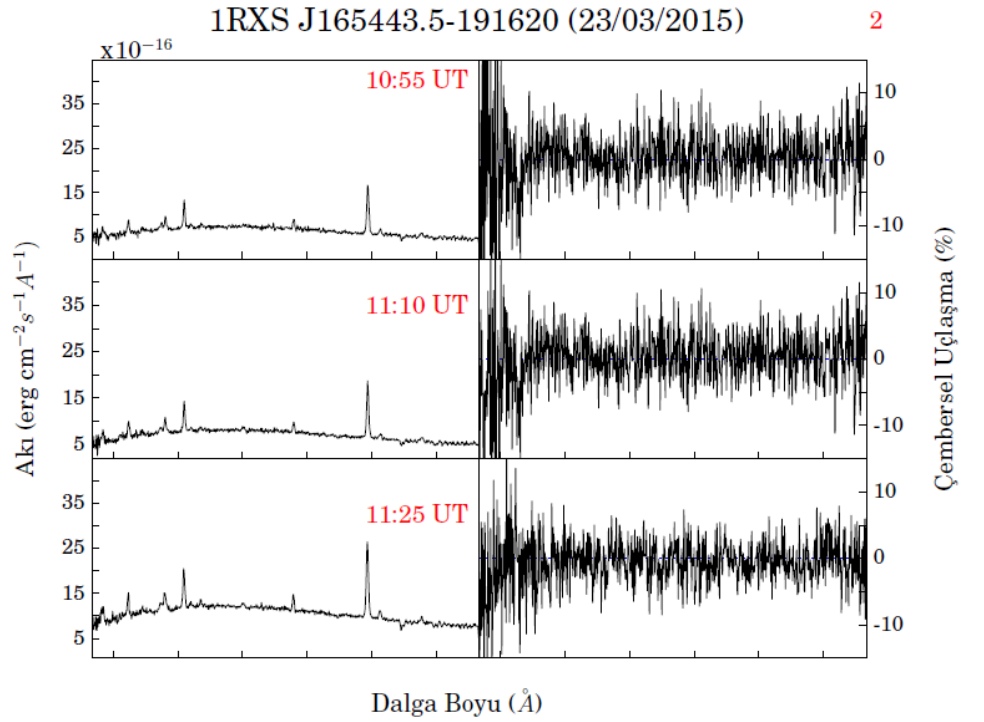
1RXS J165443.5-191620 sistemi INTEGRAL/IBIS taramasında Bird et al. (2010) tarafından kataloglandırılmış ve Scaringi et al. (2011) tarafından IP olarak sınıflandırılmıştır. Sistemin yörünge dönemi 3,7 saat ve beyaz cüce dönme dönemi ise 0,15166 saat olarak Scaringi et al. (2011) tarafından hesaplanmıştır. Sisteme ait tayf uçuşma verisi bulunmadığı için bu tez kapsamında gözlenmiş ve tayf uçuşma ölçüm verileri elde edilmiştir.

Şekil 3.52, 3.53, 3.54, 3.55, 3.56, 3.57, 3.58 ve 3.59'de 1RXS J165443.5-191620 sistemine ait farklı gecelerde alınan tayf uçuşma ölçüm verileri gösterilmektedir. Sistem henüz uçuşma ölçüm yöntemleri ile çalışılmadığı için, gözlemleri tekrarlanmış fakat hiç bir evresinde herhangi bir uçuşma değişimine rastlanmamıştır. Uçuşma değişimi ortalaması %0,032 olarak hesaplanmıştır. Bu değere göre sistem çembersel uçuşma göstermemektedir. Bazı gözlem gecelerinde hava şartlarının kötüleşmesi nedeniyle çembersel uçuşma tayflarının gürültü düzeyleri artmıştır. Ayrıca Şekil 3.53'de gözlenen mavi bölgedeki akı azalması ve kırmızı bölgedeki akı artışı sisteme ait fiziksel bir değişimi (tutulma gibi) sergilemektedir. Buna rağmen ilerleyen evrelerde aynı değişimin tekrar gözlenmemiş olması ya poz sürelerinin uzun (15 dakika) olması nedeniyle tekrar

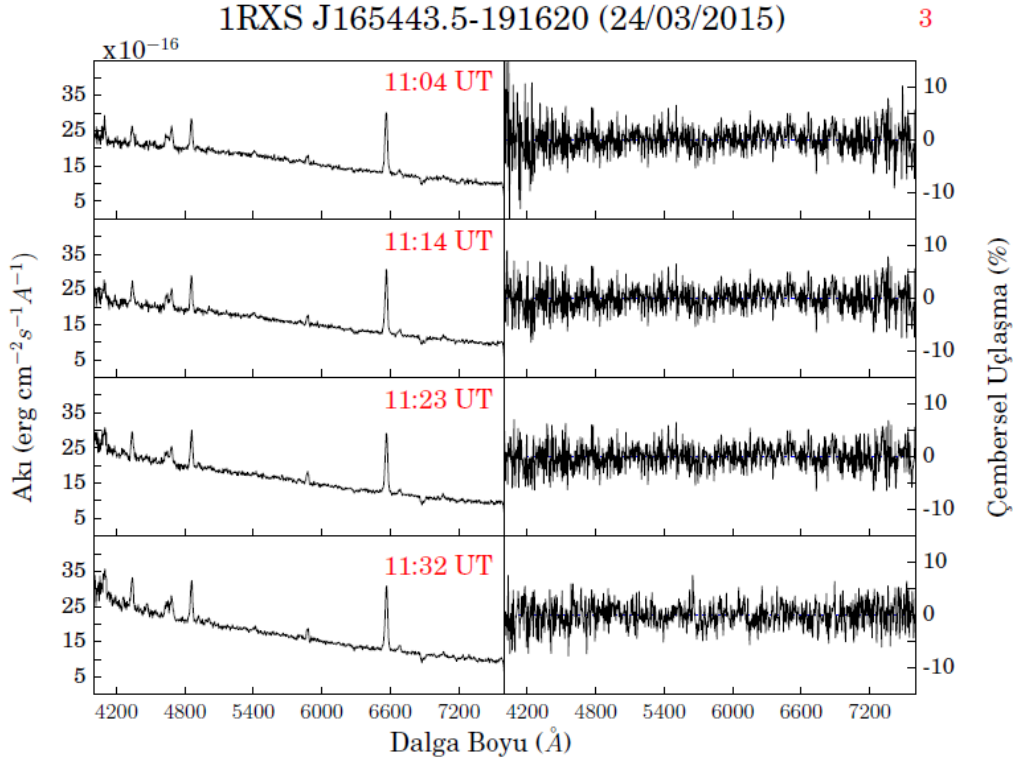
yakalanamamasına ya da çözümlenemeyen başka bir neden kaynaklı olmasına bağlıdır.



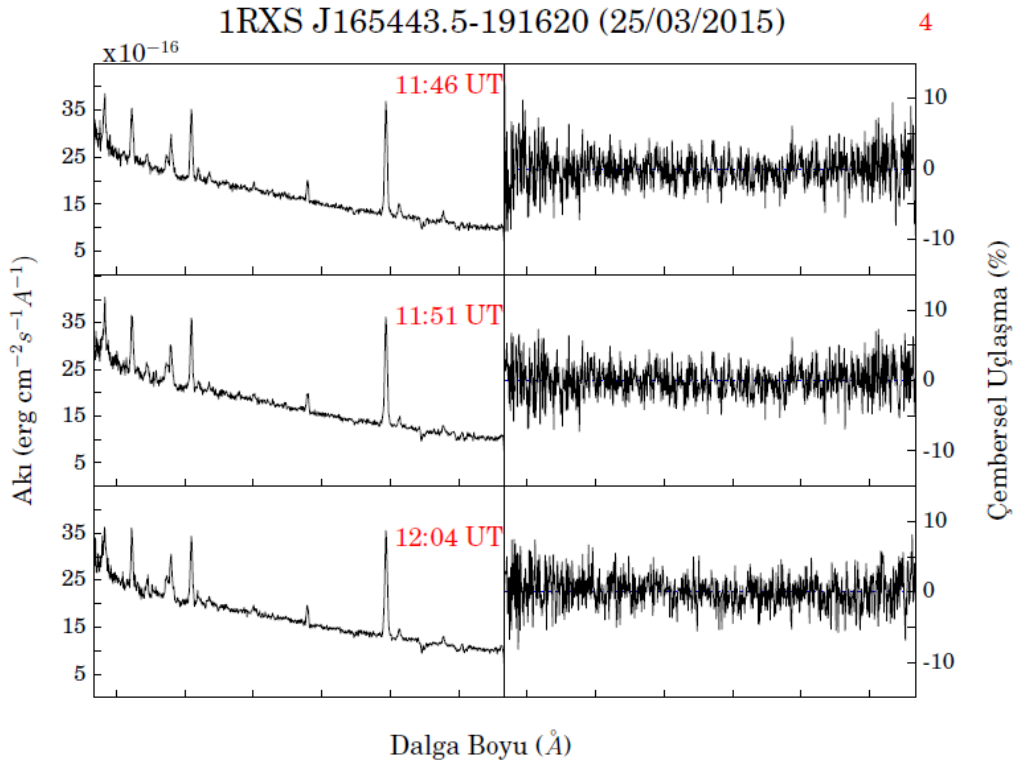
Şekil 3.52: 1RXS J165443.5-191620 sisteminin 21 Mart 2015 tarihinde alınmış görsel bölge ve çembersel uçlaşma tayfları.



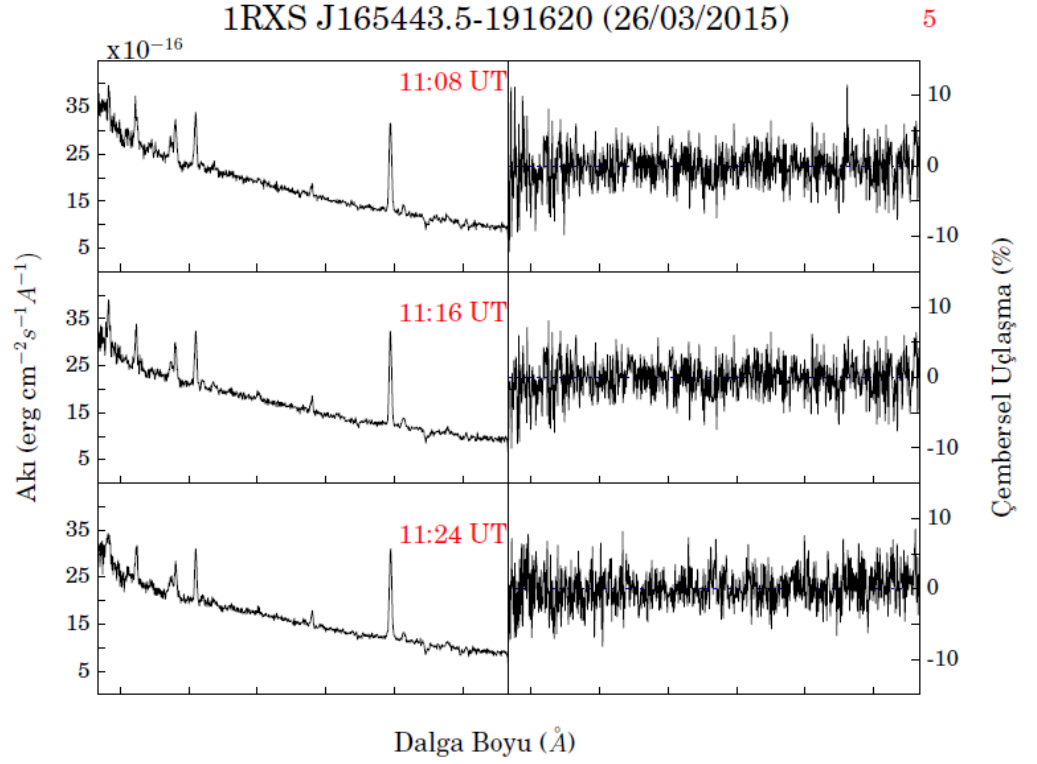
Şekil 3.53: 1RXS J165443.5-191620 sisteminin 23 Mart 2015 tarihinde alınmış görsel bölge ve çembersel uçlaşma tayfları.



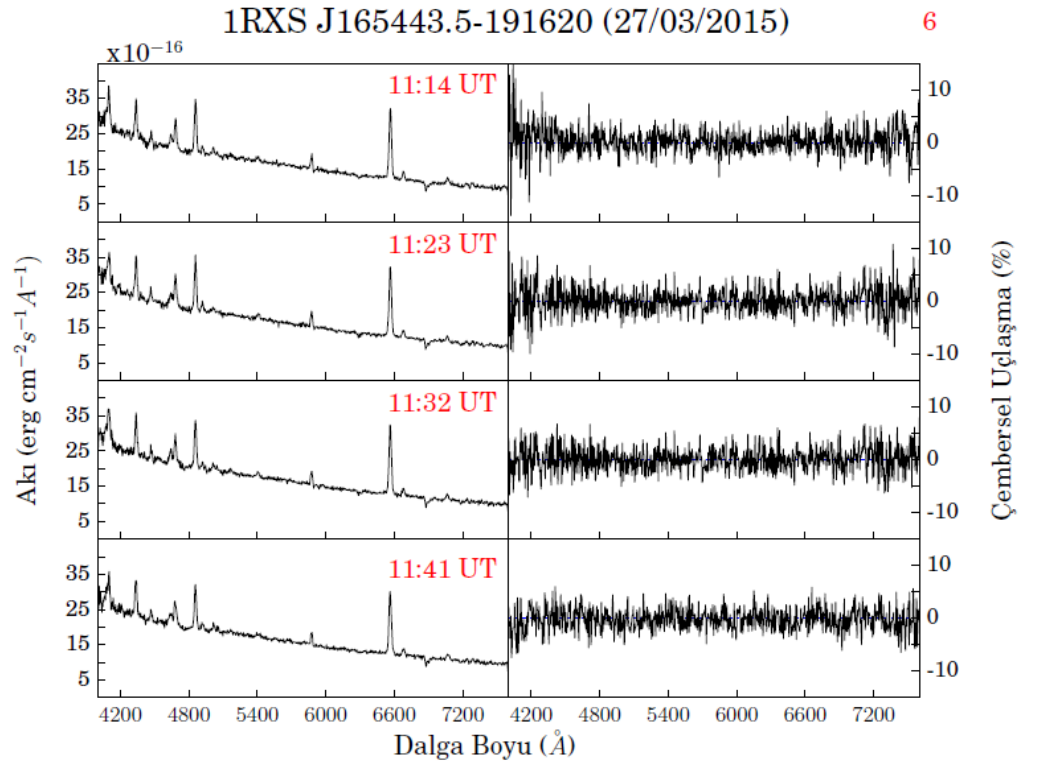
Şekil 3.54: 1RXS J165443.5-191620 sisteminin 24 Mart 2015 tarihinde alınmış görsel bölge ve çembersel uçlaşma tayfları.



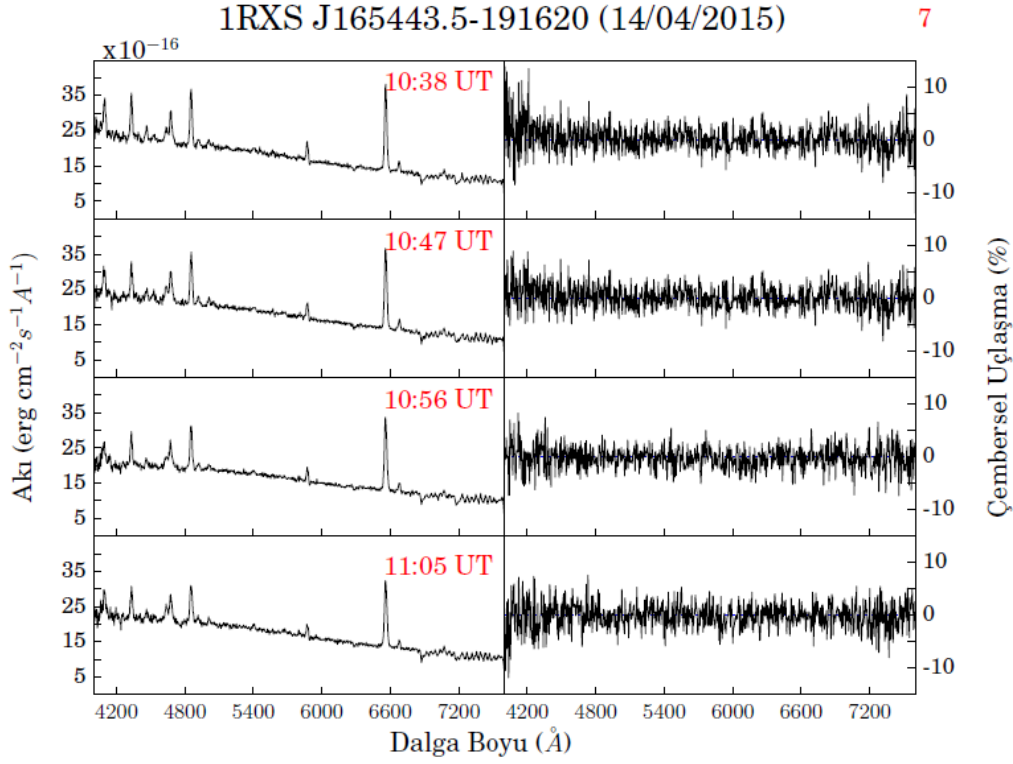
Şekil 3.55: 1RXS J165443.5-191620 sisteminin 25 Mart 2015 tarihinde alınmış görsel bölge ve çembersel uçlaşma tayfları.



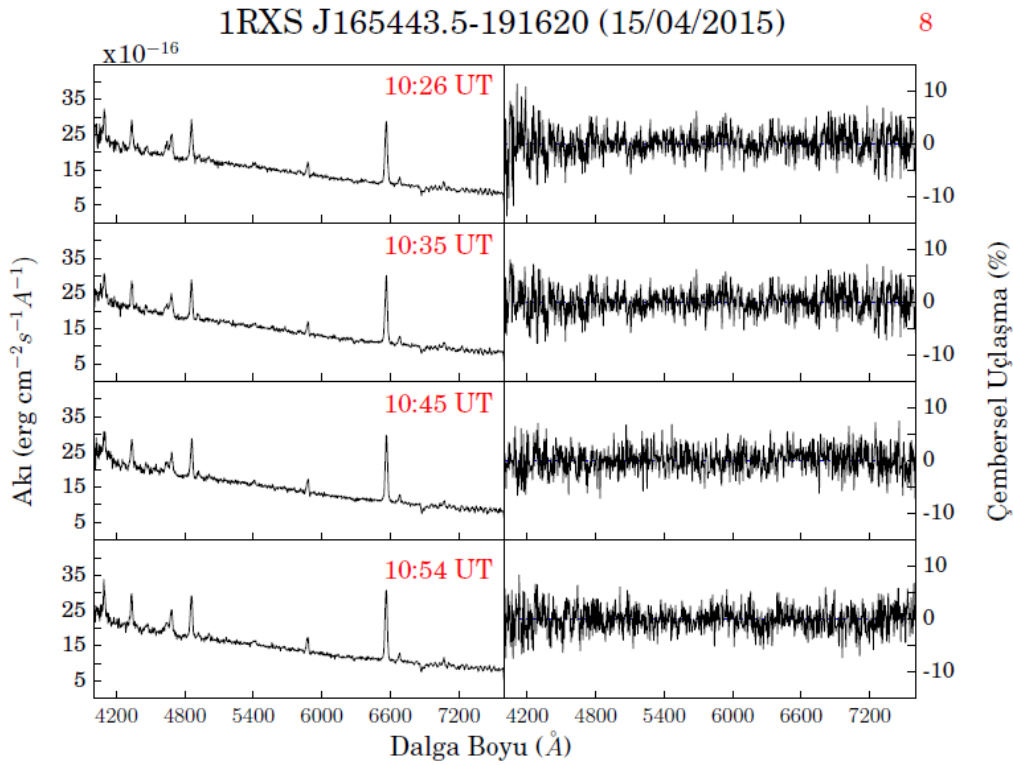
Şekil 3.56: 1RXS J165443.5-191620 sisteminin 26 Mart 2015 tarihinde alınmış görsel bölge ve çembersel uçlaşma tayfları.



Şekil 3.57: 1RXS J165443.5-191620 sisteminin 27 Mart 2015 tarihinde alınmış görsel bölge ve çembersel uçlaşma tayfları.

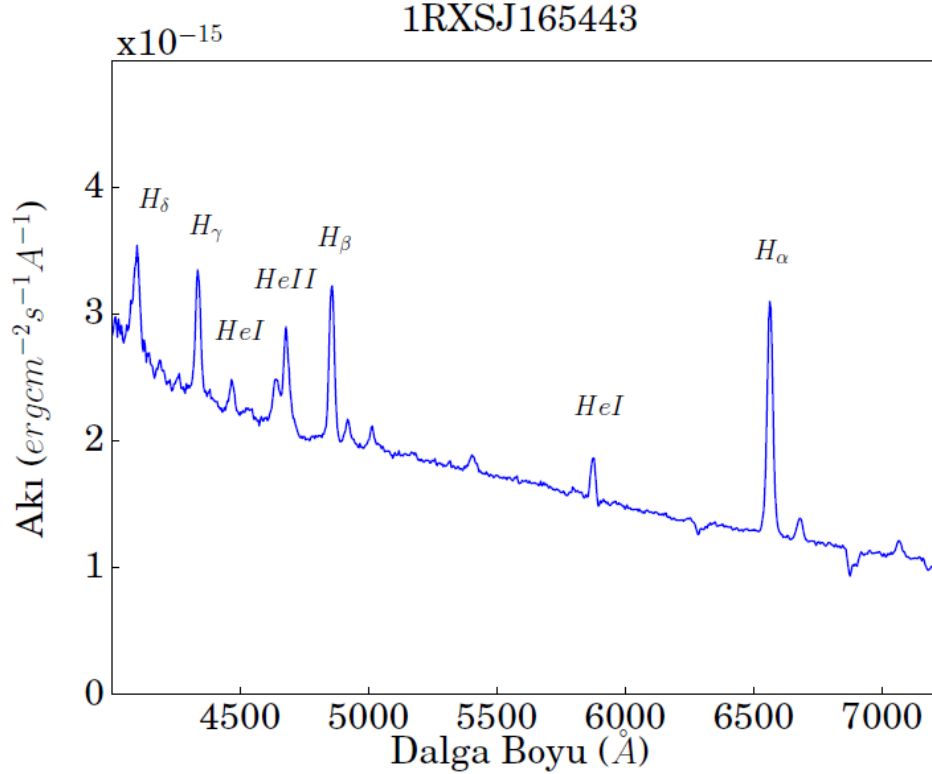


Şekil 3.58: 1RXS J165443.5-191620 sisteminin 14 Nisan 2015 tarihinde alınmış görsel bölge ve çembersel uçlaşma tayfları.



Şekil 3.59: 1RXS J165443.5-191620 sisteminin 15 Nisan 2015 tarihinde alınmış görsel bölge ve çembersel uçlaşma tayfları.

Şekil 3.60'de sistemin tüm görsel bölge tayflarının ortalaması verilmektedir. Sistemde hidrojen Balmer ve helyum iyonlaşma çizgileri yeğin salmalar olarak kendilerini göstermektedir. Salma çizgilerinin yeğin olmasına karşın bileşenlerinin çözümlenememesi ve sistemde bulunan diskin salma çizgilerinde oluşturduğu çift tepeli yapının ayırt edilememesi nedeniyle dikine hızlar hesaplanamamıştır. Sistemin görsel bölge tayfının sürekliliğinde baskın olan baş bileşen beyaz cücedir.



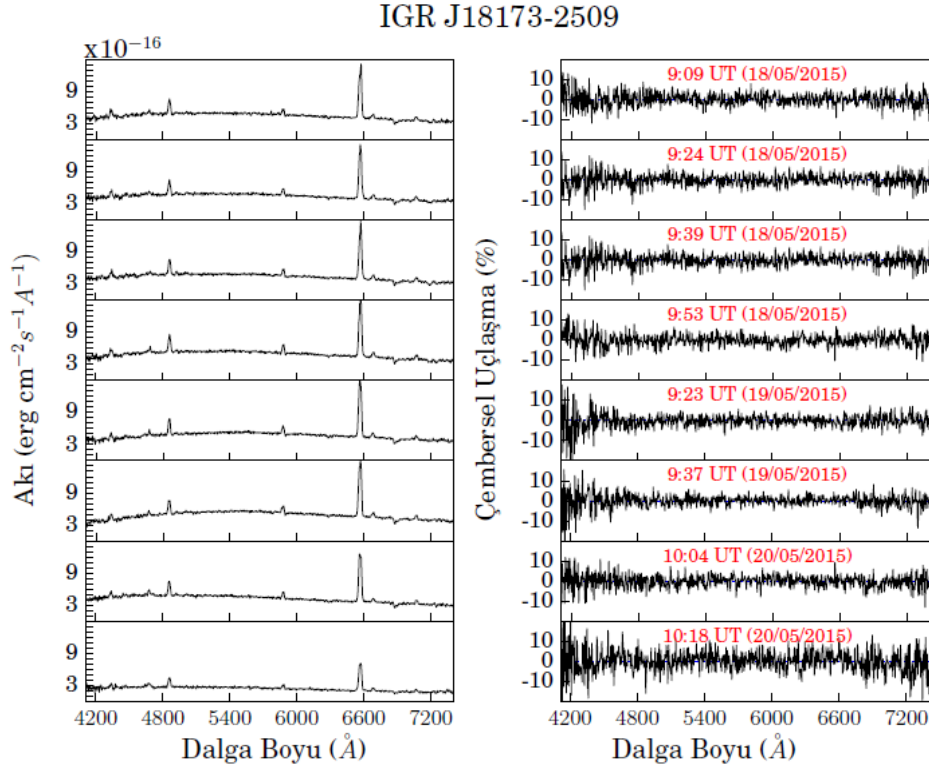
Şekil 3.60: 1RXS J165443.5-191620 sisteminin ortalama tayfi.

3.12 IGRJ18173-2509

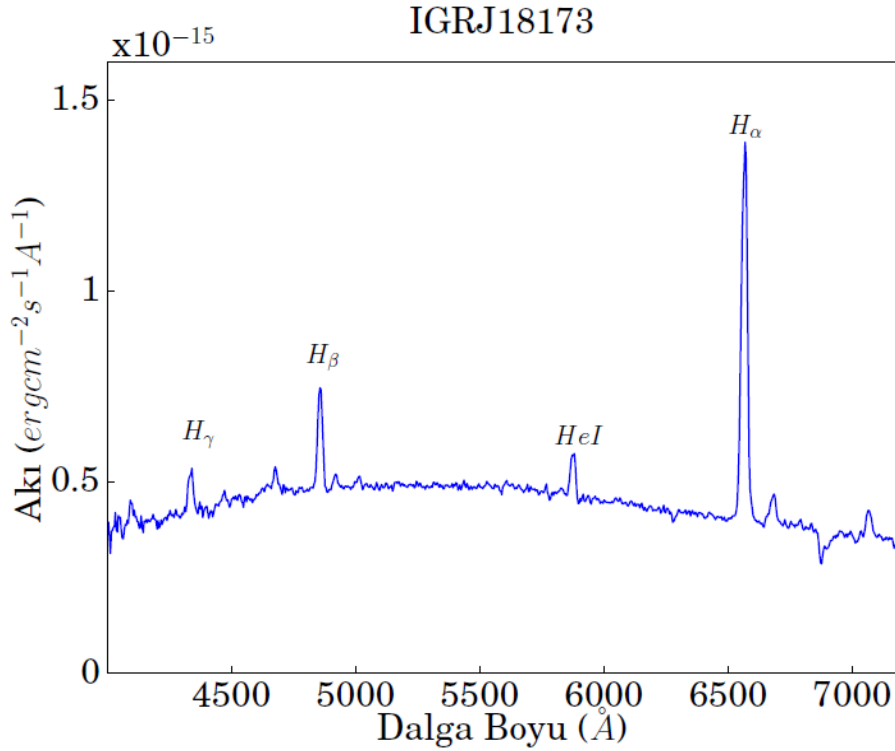
Önceleri bir cüce nova olarak sınıflandırılan (Masetti et al. 2009) IGRJ18173-2509 sistemi, Thorstensen and Halpern (2013) tarafından bir IP olarak sınıflandırılmıştır ve yörünge döneminin 8,5 saat, beyaz cüce dönme döneminin ise 0,46944 saat olduğu Bernardini et al. (2012) tarafından duyurulmuştur.

Şekil 3.61 ile IP IGRJ18173-2509 sisteminin görsel bölge ve uçlaşma tayfları gösterilmektedir. Sisteme ait veriler üç farklı gecede elde edilmiştir. Gözlemlerin ait olduğu gözlem tarihleri panellerin üstüne eklenmiştir. Sistemin görsel bölge tayflarında yeğin salma çizgileri gözlenmektedir. Görsel bölge tayflarında gözlenen akı değişimleri, eş zamanlı olarak uçlaşma tayflarında da bir

değişime yol açmadığı için cyclotron ışınımı kaynaklı değildir. Sisteme ait en yüksek uçuşma miktarının ortalaması - %0,020 olarak bulunmuştur.



Şekil 3.61: IGRJ18173-2509 sisteminin görsel bölge ve çembersel uçuşma tayfları.



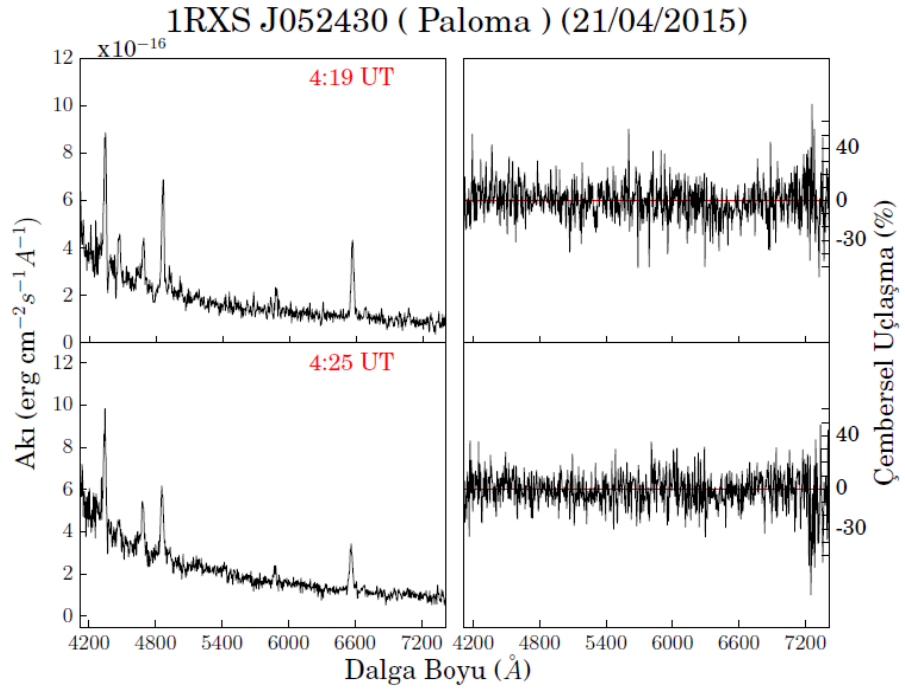
Şekil 3.62: IGRJ18173-2509 sisteminin ortalama tayfı.

Şekil 3.62 ise sistemin görsel bölge tayflarının ortalamasını göstermektedir. En baskın yapılar hidrojen Balmer ve He I salma çizgileridir. Tayfın sürekliliğinde kırmızı kanatta akı azalması gözlenmektedir. Bu sistemin görsel bölge tayfında baskın olan bileşen baş yıldız değildir. Sisteme ait veriler bir yörünge dönemini kapsamadığı için elde edilen dikine hızlar yörüngeyi temsil edemediğinden hesaplanmamıştır.

3.13 Paloma (1RXS J052430.2+424449)

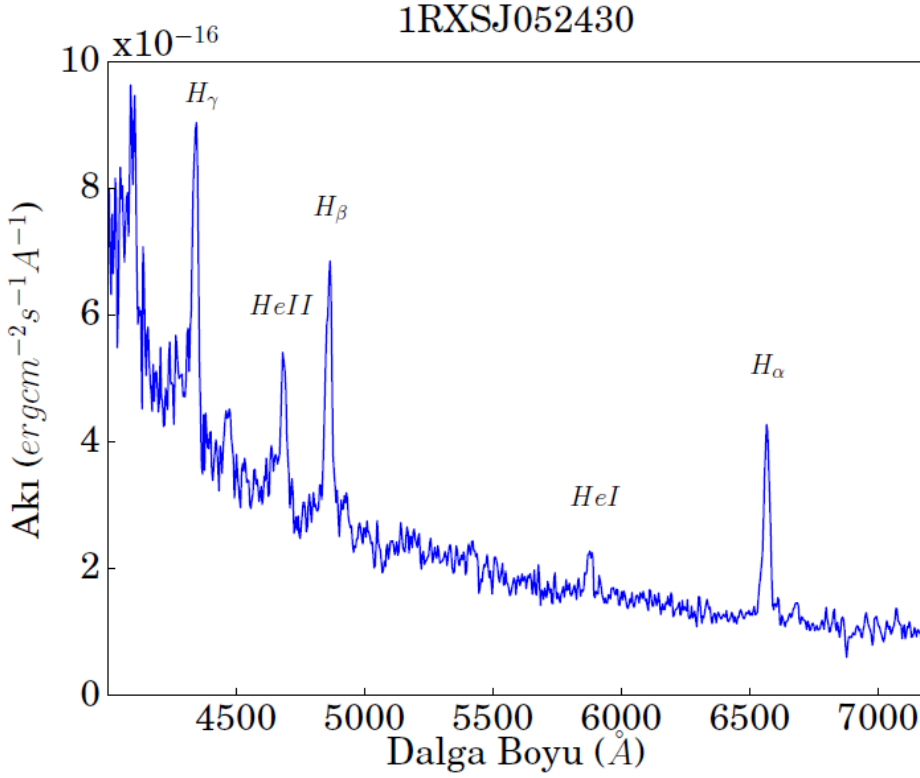
Sisteme ait dönemler Schwarz et al. (2007) tarafından hesaplanmıştır. Aynı çalışmada sistemin yörünge dönemi 2,617 saat ve beyaz cüce dönme dönemi 2,433 saat veya 2,266 saat olarak verilmiştir. Sistem X-ışın kaynağı olarak da Joshi et al. (2016) tarafından çalışılmıştır. Sisteme ait uçuşma verisi bulunmamaktadır.

Bu tez kapsamında sisteme ait tayf uçuşma ölçüm gözlemlerinden yalnızca iki görüntü elde edilmiştir. Şekil 3.63 ile elde edilen veriler gösterilmektedir. Sistemin uçuşma tayfları oldukça gürütülü olduğu için süreklilik uçuşması hesaplamaya uygun değildir. Gözlenen tayflardaki ortalama çembersel uçuşma değeri ise $-0,062\%$ olarak hesaplanmaktadır. Dikine hızlar ise yörünge evresini kapsamadığı için dönem hesaplamakta kullanılamaz.



Şekil 3.63: Paloma (1RXS J052430.2+424449) sisteminin görsel bölge ve çembersel uçuşma tayfları.

Şekil 3.64 ile sistemin ortalama tayfı da gösterilmektedir. Görsel bölge tayfında en baskın yapılar salma çizgileridir. Tayfın sürekliliğinde ise baş bileşen beyaz cüce baskındır. IP olduğu bilinen sistemin tayfında toplanma diski kaynaklı etkiler ayırt edilememektedir.

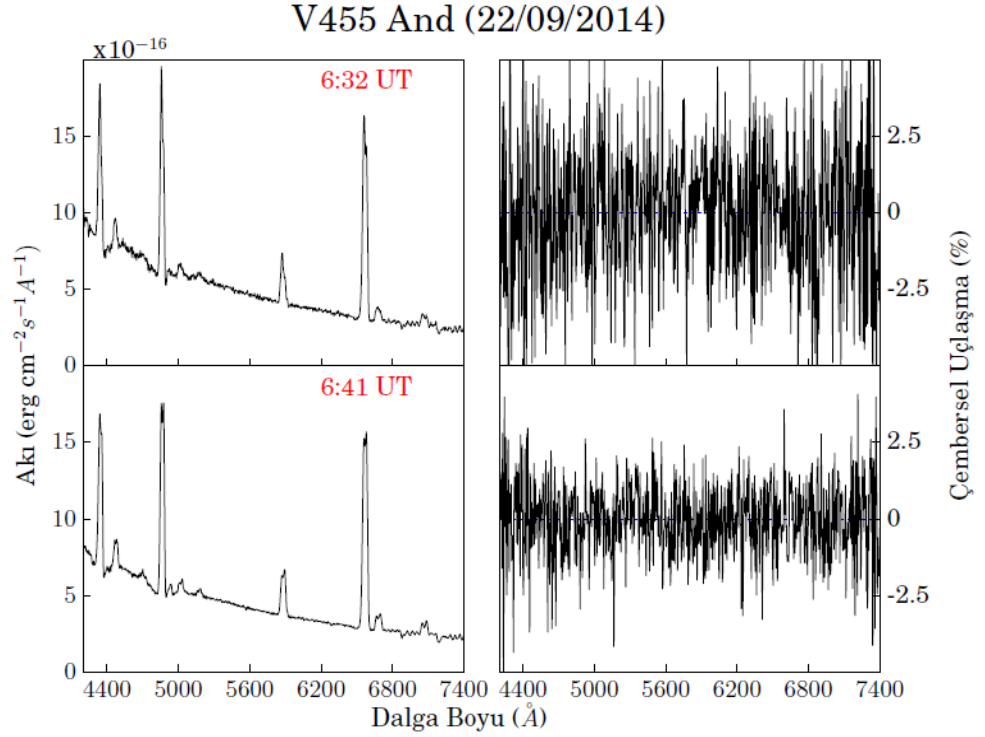


Şekil 3.64: Paloma (1RXS J052430.2+424449) sisteminin ortalama tayfı.

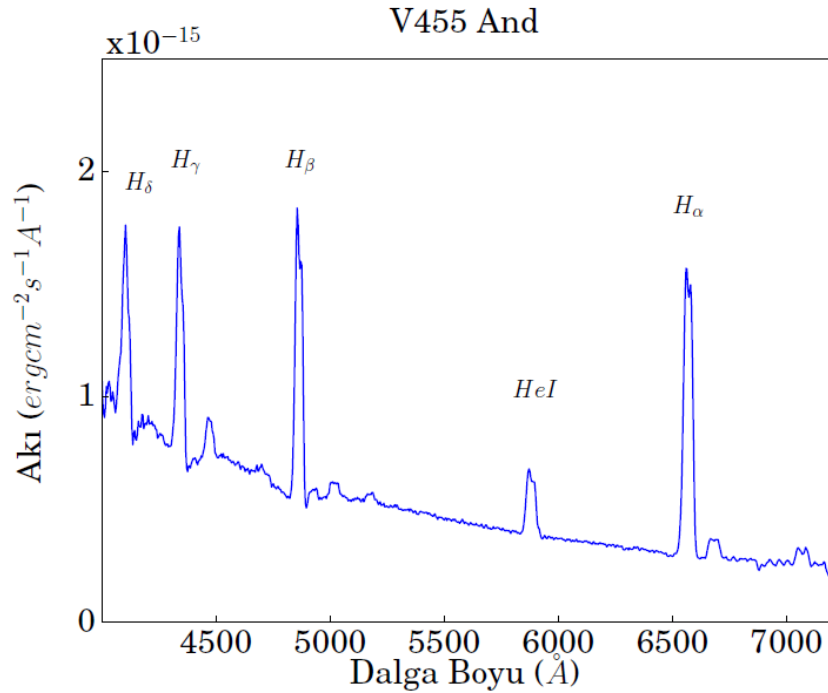
3.14 V455 And

V455 And sisteminin yörünge dönemi Araujo-Betancor et al. (2004) tarafından 1,3515 saat olarak verilmiştir. Beyaz cüce dönme dönemi ise Bloemen et al. (2013) tarafından 0,01878 saat olarak hesaplanmıştır. Sistemin bir IP olduğu Nihayet Szkody et al. (2013) tarafından duyurulmuştur. Bu sistemi diğer IP sistemlerden ayıran özellik, sistemin 2007 yılında kaydedilmiş bir patlama geçirmesidir (Matsui, et al. 2009).

V455 And sisteminin ardışık alınmış iki tayf uçuşma ölçüm görüntüsü Şekil 3.65'de gösterilmektedir. Sistemin görsel bölge tayfında baskın ve çift tepeli salma çizgileri ayırt edilmektedir. Çembersel uçuşma tayfları ise oldukça gürültülüdür. Ortalama çembersel uçuşma miktarı % 0,010 olarak hesaplanmıştır. Bu değer gözlem aletinin duyarlılık sınırındadır.



Şekil 3.65: V455 And sisteminin görsel bölge ve çembersel uçlaşma tayfları.



Şekil 3.66: V455 And sisteminin ortalama tayfı.

Sisteme ait yalnızca iki görüntü olduğu ve hesaplanan dikine hızlar bir yörünge dönemini kapsamadığı için sistemin parametreleri hesaplanamamaktadır. Buna rağmen diğer IP sistemlere göre daha parlak olan bu sistem salma çizgi bileşenlerinin çözülebilmesini sağlamaktadır. Ancak uçlaşma tayflarında görüldüğü gibi sistem çembersel uçlaşmış ışık kaynağı değildir. Şekil 3.66 ile

sistemin görsel bölge tayflarının ortalaması verilmektedir. Burada da yeğin salma çizgilerindeki çift tepeli yapı dikkat çekmektedir. Bu çift tepeli yapı sistemde var olan toplanma diskinin gözlemsel kanıtıdır.



4. TARTIŞMA VE SONUÇ

Bu tez kapsamında bazı manyetik kataklismik değişen yıldız sistemlerinin görsel bölge tayf uçlaşma ölçüm gözlemleri ve bu verilerin analizleri gerçekleştirilmiştir. Bu sistemler literatürde polar ve IP olarak sınıflandırılan sistemler arasından seçilmiştir. Gözlem verilerinin analizi ile dikine hız eğrisi, yörünge dönemleri, maksimum uçlaşma miktarları, maksimum uçlaşma değişimleri ile beyaz cüce dönme dönemleri ve uçlaşma tayfları üzerinden manyetik alanlarının araştırılması hedeflenmiştir. Polar sistemler için tüm analizler gerçekleştirilirken bazı IP sistemleri için dikine hızlar ve uçlaşmalar hesaplanamamıştır. Elde edilen analiz sonuçları, polar ve IP sistemler bağlamında tartışılacaktır.

Bu çalışma ile V2301 Oph hariç gözlenen tüm polar sistemlerin uçlaşma miktarları ve manyetik alan yeğinlikleri ve manyetik alan yapıları belirlenmiştir. Çembersel uçlaşmaları belirlenebilen sistemler için hesaplanan maksimum uçlaşmaların zamana göre dağılımından beyaz cüce bileşenin dönme dönemi hesaplanmıştır. Aynı zamanda GG Leo sistemi dışında gözlenen tüm polar sistemlerin H_{α} salma çizgilerinden hesaplanan dikine hız eğrileri yardımıyla yörünge dönemleri de elde edilmiştir. Tüm IP sistemler ve bir polar sistem olan V2301 Oph sisteminde elde edilen veri analizlerinden sıfır düzeyinde çembersel uçlaşma hesaplanmıştır ve bu sistemlerde maksimum uçlaşma takibi yapılamadığı için beyaz cüce dönme dönemleri ve hesaplanamamış ve dikine hızlardan yörünge dönemleri belirlenememiştir. Çizelge 4.1'de bu tez kapsamında elde edilen verilerden uygun analiz yöntemleri ile belirlenmiş yörünge dönemi, beyaz cüce dönme dönemi ve literatür dönemleri özetlenmektedir.

Çizelge 4.1: Bu tez kapsamında tayf uçlaşma ölçüm yöntemi ile gözlenen polar sistemlerden elde edilen dönem bilgileri ve literatür dönemleri

Polar sistemler	Dönemler (saat)			
	Yörünge dönemi		Beyaz cüce dönme dönemi	
	Bu çalışma	Literatür	Bu çalışma	Literatür
BY Cam	2,52±0,14	3,29088 ⁽¹⁾ 3,096 ⁽³⁾ 3,35407 ⁽⁴⁾ 3,29088 ⁽⁴⁾	3,216±0,072	3,3221716 ⁽²⁾ 3,3222576 ⁽⁵⁾
WX LMi	2,328±0,017	2,79312 ⁽⁶⁾ 2,7821674 ⁽⁷⁾	1,92±0,072	2,7821674 ⁽⁷⁾
GG Leo	-	1,331324 ⁽⁸⁾	0,685±0,007	1,331324 ⁽⁸⁾
MR Ser	1,889±0,072	1,89114696 ⁽⁹⁾ 1,89295 ⁽¹⁰⁾ 1,891152 ⁽¹¹⁾	2,016±0,079	1,89166 ⁽⁹⁾ 1,89295 ⁽¹⁰⁾ 1,891152 ⁽¹¹⁾

1. Honeycutt and Kafka (2005), 2. Mason et al. (1989), 3. Remillard et al. (1986), 4. Andronov et al. (2008), 5. Pavlenko et al. (2007), 6. Reimers et al. (1999), 7. Vogel et al. (2007), 8. Burwitz et al. (1998), 9. Schwoppe et al. (1991), 10. Liebert et al. (1982), 11. Diaz and Cieslinski (2009).

Çizelge 4.2'de ise bu tez kapsamında elde edilen verilerden uygun analiz yöntemleri ile belirlenmiş maksimum uçuşma miktarları, hesaplanan manyetik alan yeğlilikleri ve sistemlere ait literatür değerleri özetlenmektedir.

Çizelge 4.2:Bu tez kapsamında tayf uçuşma ölçüm yöntemi ile gözlenen polar sistemlerin çembersel uçuşma miktarları, manyetik alan yeğlilikleri ve literatür bilgileri

Polar sistemler	Maksimum çembersel uçuşma miktarları (%)		Manyetik alan yeğlilikleri (MG)	
	Bu çalışma	Literatür	Bu çalışma	Literatür
BY Cam	+4 -7	+12 ⁽¹⁾ <10 ⁽²⁾	168 70, 106, 212	40 ⁽¹⁾
WX LMi	+33 -50	-	49 69,104,207	60 ⁽³⁾ 68 ⁽³⁾
GG Leo	+19 +22	-5 ve +30 R* ⁽⁴⁾ -5 ve +22 I* ⁽⁴⁾	22 22	23 ⁽⁴⁾
MR Ser	-27 -19	-12 ⁽⁵⁾ +1 ile -12 ⁽⁶⁾	52 27	25 ⁽⁶⁾ 24,6 ⁽⁷⁾ 24 ⁽⁸⁾ 27,3 ⁽⁹⁾ 25 ⁽⁹⁾

* Geniş bant uçuşma ölçüm ile belirlenen uçuşmaların elde edildikleri bantlar.

1. Piirola et al. (1994), 2. Mason et al. (1987), 3. Reimers et al. (1999), 4. Burwitz et al. (1998), 5. Liebert et al. (1982), 6. Schmidt et al. (1986), 7. Cropper et al. (1989), 8. Wickramasinghe et al. (1991), 9. Schwope et al. (1993).

Çizelge 4.3'de bu tez kapsamında gözlenen fakat yörünge evresi ve beyaz cüce dönme dönemi hesaplanamayan ve uçuşma göstermeyen sistemlerin ortalama uçuşma miktarları özetlenmiştir. Bu sistemlerin maksimum uçuşma düzeyleri tüm dalga boyları üzerinden medyan ortalaması ile gözlem aletinin duyarlılık sınırına yakın veya altında olduğu için sıfır düzeyinde kabul edilmiştir.

Çizelge 4.3:Bu tez kapsamında tayf uçuşma ölçüm yöntemi gözlenen diğer sistemlerin ortalama çembersel uçuşma miktarları

Sistemler	Ortalama çembersel uçuşma (%)
V2301 Oph (polar)	0,048
FS Aur (IP)	6,012×10 ⁻³
EI UMa (IP)	-1,619×10 ⁻³
V1223 Sgr (IP)	-0,114
V667 Pup (IP)	-0,018
V1062 Tau (IP)	-0,079
1RXS J165443.5-191620 (IP)	0,032
IGR J18173-2509 (IP)	-0,020
Paloma (IP)	
(1RXS J052430.2+424449)	-0,062
V455 And (IP)	-0,010

Çizelge 4.1'e göre BY Cam sisteminin beyaz cüce dönme dönemi ile yörünge döneminin aynı olmadığı bu tez kapsamında elde edilen verilerle de doğrulanmıştır. Sistemin yörünge dönemi $2,52 \pm 0,14$ saat olarak bulunmuş ve bu dönem H_{α} salma çizgileri kullanılarak hesaplanan dikine hız eğrisinin tayfsal yörünge çözümünden belirlenmiştir. Literatürde BY Cam sistemin yörünge dönemi ilk olarak Remillard et al. (1986), tarafından 3,096 saat olarak belirlenirken, Honeycutt and Kafka (2005) tarafından uzun dönemli fotometrik gözlemler ile 3,29088 saat olarak hesaplamıştır. Andronov et al. (2008) ise sistemin fotometrik dönemini 3,29088 saat olarak bulmakla birlikte alt kavuşum zamanları ile yaptığı hesaplamaya göre dönemi 3,35407 saat olarak belirlemiştir. Mason et al. (1998) dönemler arasındaki bu farkı beyaz cüce dönme dönemi ve yörünge dönemi arasındaki ilişkiye bağlamaktadır. Bu tez kapsamında elde edilen yörünge dönemi literatürde verilen dönemlerden ortalama 1 saat daha kısadır. Dönemdeki bu farkın tamamen sistemin bünyesel etkilerinden oluştuğunu kanıtlayabilmek için dönemlerin aynı fiziksel süreçlere duyarlı yöntemler ile belirlenmiş olması gerekmektedir. Ancak Çizelge 4.1'de verilen literatür dönemlerinin tümü bu tez kapsamında kullanılan yöntemden farklı bir yöntem olan ışıkölçüm yöntemi ile elde edilmiştir. Işıkölçüm yönteminde dönem değişimini veren baskın süreç ile tayfölçümde dikine hızların hesaplandığı salma çizgilerini oluşturan süreçler aynı olmayabilir. Yöntem nedeniyle oluşan farklılıklar hesaplanan dönemlerde de farklılıkları ortaya çıkarır. Ayrıca, hangi yöntem kullanılmış olursa olsun, eğer dönem değişimi yaratan süreçlerin aynı olduğu belirlenirse dönem hesaplarında da fark oluşmamalıdır. Işıkölçüm yöntemi astronomi biliminde önemli bir yer tutsa da, gözlenen ışık değişimlerinin kaynağı hakkında ayrıntılı bilgi verme konusunda tayfölçüm kadar etkili olmadığı için bulunan dönemlerin kaynağı olan süreçler çözümlenememektedir. Bu nedenle dönem değişimleri hesaplanırken aynı yöntem ile elde edilmiş dönemler karşılaştırılmalıdır.

Tayf ile elde edilen dönemlerde en büyük sorun tayf çizgisini oluşturan bileşenlerin belirlenememesidir. Mason et al. (1989) BY Cam sisteminde gözlenen hidrojen ve helyum salma çizgilerinin kaynağını anlatırken, güçlü Balmer salma çizgilerinin dört bileşenden oluştuğunu göstermiştir. Bu nedenle salma çizgilerini etkileyen birden fazla fiziksel sürecin olması, salma çizgilerinden hesaplanan dönemlerin de tek bir yapıya ait olduğunu savunmamızı güçleştirmektedir. Salma çizgileri üzerinde madde aktarımının, aktarılan maddenin hız dağılımının ve ortalama hızdan daha hızlı hareket eden maddenin ve ikincil yıldızın ve eğer varsa madde toplanma diskinin etkileri eş zamanlı olarak gözlenecektir. Bu etkileri çözebilmek için salma çizgi bileşenlerini ayırt

edebilecek daha yüksek çözünürlüklü tayflar ile veri analizi yapmak gerekmektedir. Salma çizgilerinin farklı bileşenlerden oluşması nedeniyle gözlenen dikine hız eğrisinin beklenen sinüs dağılımından sapması bu bileşenlerin iyi çözümlenemediğini göstermektedir. Salma çizgilerinde gözlenen bu sorundan kaçınmayı sağlayacak bir diğer yöntem ise, yoldaş yıldızla ait her hangi bir soğurma çizgisini belirleyebilmektir. Böylece eş zamanlı gözlenen salma çizgileri ile, soğurma çizgilerinden elde edilecek dikine hız eğrileri karşılaştırılarak sistem hakkında daha ayrıntılı bilgiye varılabilir.

BY Cam sisteminin bu tez kapsamında hesaplanan yörünge dönemi, Remillard et al. (1986), Honeycutt and Kafka (2005) ve Andronov et al. (2008) çalışmaları tarafından belirlenen dönemlerden oldukça farklıdır. Literatürde verilmiş dönemler ve bu tez ile hesaplanan dönem arasındaki farkın tamamen sisteme ait bir dönem değişimi olduğunu savunabilmek için bu tezde kullanılan verilerin en az bir kaç yörünge dönemini kapsamaları gerekmektedir. Bu nedenle literatür dönemlerinden farklı bulunan yörünge döneminin tamamen sisteme ait fiziksel özelliklerin değişiminden kaynaklandığı söylenemez. Polar sistemlerde gerçek olduğu belirlenen yörünge dönemi değişimi, eşdönmeyen polarların eşdönmeye doğru evrimleşecekleri teorisini destekleyecektir.

BY Cam sisteminin beyaz cüce dönemi Mason et al. (1989) tarafından ışıkölçüm ve geniş bant uçuşma ölçüm analizleri ile 3,3221716 saat olarak belirlenmiştir. Yine ışıkölçüm yöntemi ile Pavlenko et al. (2007) sistemin beyaz cüce dönme dönemini 3.3222576 saat hesaplamıştır. Bu tez kapsamında görsel bölgede alınan ardışık çembersel uçuşma tayfları ile maksimum uçuşma takibi yapılarak hesaplanan beyaz cüce dönme dönemi $3,216 \pm 0,072$ saat olarak hesaplanmıştır. Önceki çalışmalar ve bu tez de kullanılan yöntemlerin farklı olması dönemler arasında gözlenen farkı açıklamakla birlikte, beyaz cüce dönme dönemi hesaplama yönteminde kullanılan uçuşmaların hatalarının da büyük olması kaynaklı olabilir. Bu sorunu aşabilmek ve sistemden kaynaklı fiziksel değişimleri belirleyebilmek için aynı yöntem ile hesaplanan dönemlerin değişimine bakılmalıdır.

Bugüne kadar herhangi bir nova patlaması gözlenmeyen BY Cam sisteminde manyetik alan yapılarının ve gözlenen yağınliklerinin değişimi, sistemdeki madde aktarım oranı veya manyetik kutupların yer değişimi (*pole switching*) teorilerini desteklemektedir. Bu nedenle sistem durağan bir sistem olmaktan çok devinen bir sistem olarak ele alınmalı ve uzun dönemli değişim karakteristiğinin belirlenebilmesi için tayf uçuşma ölçüm, yüksek çözünürlüklü

tayf ve farklı dalga boyu aralıklarını kapsayan diğer gözlem yöntemleri ile sistem takip edilmelidir. Eşdönmeyen manyetik kataklismik sistemleri açıklamak için üretilen ve V1500 Cyg örneği ile temsil edilen, sistemin eş zamanlı dönerken geçirdiği bir nova patlaması sonucu senkronizasyonunu kaybetmesi teorisi BY Cam için de geçerli olabilir. V1500 Cyg sisteminin Schmidt and Stockman (1991) çalışmasıyla hesaplanan zamandan çok daha önce yeniden eşdönmeye başladığının Harrison and Campbell (2016) çalışmasında sunulması, BY Cam için de aynı durumun meydana gelebileceği olasılığını düşündürmektedir.

Literatürde sadece *UBVRI* geniş bant uçuşma ölçüm verisi bulunan polar sistem BY Cam için Piirola et al. (1994) çalışması, sistemin bir yörünge dönemi boyunca yalnızca pozitif ya da negatif uçuşma gösterdiğini belirtmektedir. Piirola et al. (1994), BY Cam için çembersel uçuşma değerlerinin + %12,5 olduğunu söylemiştir. Ayrıca Mason et al. (1987), BY Cam sisteminin uçuşma değerinin 20 çevrim içinde pozitiften negatife döndüğüne de dikkat çekmektedir. Bu tez kapsamında elde edilen tayf uçuşma ölçüm verileri ile sistemin aynı yörünge döneminde hem pozitif hem de negatif uçuşma gösterdiği kanıtlanmıştır. Bu uçuşma kaynakları birbirinden enlemsel olarak 180° ayırık iki madde toplanma bölgesi, yani manyetik kutba işaret etmektedir. Maksimum çembersel uçuşma miktarları ise, her bir kutup için - %7 ve + %4 olarak belirlenmiştir. Piirola et al. (1994) tarafından sunulan değerler ile bu çalışma ile hesaplanan değerler arasındaki bir kaç on yıllık dönemde gözlenen bu farklılıklar, kullanılan uçuşma ölçüm yönteminin farkına bağlı olabileceği gibi, polar sistemler için uzun dönemli uçuşma değişiminin varlığına da işaret edebilir. Uçuşma değişimlerinin olası nedenleri ise, Wickramasinghe and Ferrario (2000) tarafından değişen madde aktarım oranlarına ve Mason et al. (1998) tarafından tartışılan kutup değişimi teorisine bağlanmaktadır.

Manyetik alan yeğirliği BY Cam sistemi için Piirola et al. (1994) tarafından geniş bant uçuşma ölçüm ile yalnız *I* bandında 40 MG olarak hesaplanmıştır. Bu çalışma kapsamında çembersel uçuşma ölçüm tayfında gözlenen cyclotron ışınımı kaynaklı süreklilik uçuşma artışı ile hesaplanan manyetik alan yeğirlikleri ise, cyclotron ışınımı yapan bir kutup için 168 MG olarak belirlenirken diğer kutup için ancak sınır değerlerler belirlenebilmiştir. Bu sınır değerler cyclotron harmoniğinin bulunduğu dalga boyuna göre en az 70 MG en çok da 212 MG olarak hesaplanmıştır. Sistemde gözlenen tek cylotron yapısının ait olduğu harmonik numarasına göre bu iki sınır değer arasında manyetik alan yeğirliği 106 MG da olabilir. Uçuşmalarda olduğu gibi manyetik alan yeğirlikleri de literatür değerlerinden farklıdır. Gözlenen bu farktan

kullanılan gözlem yöntemlerinin aynı olmamasının yanısıra sisteme ait fiziksel özelliklerin değişimi de sorumlu olabilir. Oldukça karmaşık yapıya sahip polar sistemler için uzun dönem aralığında fiziksel değişimlerin gözlenmesi şaşırtıcı olmayacaktır. Manyetik alanların ve uçlaşmaların uzun dönem aralığında gözlenen değişimi, uzun dönemli uçlaşma değişimlerinin varlığını desteklemektedir. Mason et al. (1998) tarafından da vurgulandığı gibi uzun dönemli uçlaşma değişimlerinin kaynağı, beyaz cüce manyetik kutuplarının yer değişim teorisi ile açıklanabilir.

BY Cam sisteminde bulunan beyaz cücenin farklı işaretle, birbirinden 180 derece ayrı ve farklı manyetik alan değerine sahip olan alan yapısı sergilemesi, merkezden kaymış çift kutuplu (*decentred dipole*) manyetik alan yapısı ile açıklanabilir. Manyetik kataklismik sistemler için merkezden kaymış çift kutuplu manyetik alan yapısının şaşırtıcı olmayacağı Gerth and Glagolevskij (2004) çalışmasında da belirtilmektedir.

WX LMi sisteminin literatürde verilen yörünge dönemi Reimers et al. (1999) tarafından 2,79312 saat ve Vogel et al. (2007) tarafından da 2,7821674 saat olarak verilmiştir. Reimers et al. (1999) sistemin yörünge dönemini ışıkölçüm ve tayfölçüm analizleri ile hesaplamıştır. Vogel et al. (2007) ise ışıkölçüm verileri ile sistemin yörünge dönemini belirlemiş ve tayfölçüm verileri ile sistemin gözlenen tayfındaki hem soğurma hem de salma çizgileri üzerinden yapılan hesaplamalarla WX LMi'nin eşdöndüğünü duyurmuştur. Bu tez kapsamında ise sistemin yörünge dönemi görsel bölge tayflarında gözlenen salma çizgilerinden belirlenen dikine hızlardan oluşturulmuş dikine hız eğrisi üzerinden tayfsal teorik yörünge temsili ile $2,328 \pm 0,017$ saat olarak hesaplanmıştır. Tıpkı BY Cam örneğinde olduğu gibi yörünge döneminde belirlenen bu farkı kesin olarak sistemin fiziksel süreçlerine bağlayabilmek için gözlem verilerinin aynı yöntemle elde edilmesi ve birkaç dönemi kapsaması gerekmektedir. Sisteme ait yörünge dönemleri tüm çalışmalarda tayfölçüm yöntemi ile gerçekleştirilmiş olsa da, kullanılan tayfların çözünürlük farkı ve gözlem verilerinin birden fazla yörünge dönemini kapsamaması nedeniyle dönem analizlerinde aynı dönemleri bulma olasılığını düşmektedir.

Vogel et al. (2007) tarafından WX LMi sisteminin beyaz cüce dönme döneminin yörünge dönemi ile aynı olduğu dolayısıyla sistemin eşdöndüğü söylediğinden, beyaz cüce dönme dönemi de yörünge dönemiyle (2,7821674 saat) aynı olacaktır. Vogel et al. (2007) sistemin eşdöndüğünü görsel bölge tayflarında gözlenen cyclotron yapılarının analizi ile hesaplamıştır.

Bu tez kapsamında ardışık olarak elde edilen çembersel uçuşma tayflarından cyclotron kaynaklı uçuşmalar kullanılarak sistemin beyaz cüce dönme dönemi $1,92 \pm 0,072$ saat olarak hesaplanmıştır. Görsel bölge tayflarında sürekliliğe cyclotron ışımının yanısıra bileşenlerin kendi tayfları da katkıda bulunurken, çembersel uçuşma tayflarında ise sürekliliğe yalnızca beyaz cüce üzerinde bulunan cyclotron ışım bölgesi veya bölgeleri katkı sağlamaktadır. Bu nedenle çembesel uçuşma tayflarından hesaplanan beyaz cüce dönme dönemi daha güvenilirdir. Ayrıca maksimum çembesel uçuşma değişimi ile elde edilen beyaz cüce dönme dönemi kullanılan yöntemin manyetik alanlara en duyarlı yöntem olmasından, manyetik beyaz cüce dönme dönemi olarak ele alınmalıdır. Bu tez, WX LMi sisteminin beyaz cüce dönme döneminin manyetik alanlara duyarlı bir yöntem ile hesaplandığı ilk çalışma olduğu için de önem taşımaktadır. Ancak, beyaz cüce dönme dönemi hesabında kullanılan veri aralığının birden fazla yörünge dönemini kapsamaması nedeniyle sonuçlar istatistik hata barındırmaktadır. Bu sorunu ortadan kaldırmak ve kesin yörünge dönemi ve beyaz cüce dönemini belirlemek için üst üste birden fazla yörünge dönemi boyunca tayf uçuşma ölçüm yöntemi ile gözlemler tekrarlanmalı ve dönem analizleri yapılmalıdır.

WX LMi önceden hiç bir uçuşma ölçüm yöntemi ile çalışılmamış bir sistem olduğundan manyetik alanların doğrudan belirlenmesi için bu tez kapsamında tayf uçuşma ölçüm yöntemi ile elde edilmiş verilerinin analizleri önem taşımaktadır. Sistemin diğer tüm manyetik kataklismik sistemlerden çok daha güçlü çembesel uçuşma sergilediği belirlenmiştir. Maksimum negatif işaretli çembesel uçuşma değeri %50 ve maksimum pozitif çembesel uçuşma değeri ~%33 olarak bulunmuştur.

WX LMi sisteminin manyetik alan yeğnliği Reimers et al. (1999) tarafından sistemin görsel bölge tayflarında belirlenen cyclotron yapıları ile cyclotron ışınımı kaynağı olan kutuplardan biri için 60 MG, bir diğeri için ise 68 MG olarak hesaplamıştır. Bu tezde çembesel uçuşma tayflarında gözlenen cyclotron harmoniklerinin merkezi dalga boylarının belirlenmesi ile WX LMi sisteminin manyetik alan yeğnlikleri, pozitif işaretli manyetik kutup için 49 MG, negatif işaretli kutup için ise en az 69 MG ve en çok 207 MG olacak şekilde hesaplanmıştır. Tek cyclotron yapısı gösteren negatif işaretli kutup için verilen bu sınır değerlerin yanısıra gözlenen harmoniğin 2. harmonik olma durumunda manyetik alan değerinin 104 MG olacağı da hesaplanmıştır. Sistemin manyetik alan yeğnliği manyetik beyaz cücenin bir kutbu için hesaplanan sınır değer 69 MG ile Reimers et al. (1999) tarafından verilen değer (68 MG) hemen hemen aynı

olmasına karşın diğer kutup için farklıdır. Bu durumun temel nedeni yalnızca görsel bölge tayfı üzerinde belirlenen cyclotron harmoniklerinin ait oldukları kutupların çözümlenememesi nedeniyle birlikte değerlendirilmesi olabilir. Oysa ardışık alınan çembersel uçuşma tayfları ile cyclotron yapılarının işaretleri belirlenerek zamana göre takibi yapılabilir ve böylece cyclotron yapılarının ait oldukları manyetik kutuplar belirlenerek manyetik alan yeğlilikleri hesaplanır.

WX LMi için de gözlenen uçuşma miktarlarını, hesaplanan manyetik alan yeğliliklerini ve uçuşmalar ile hesaplanan dönemleri açıklayabilecek en iyi teori merkezden kaymış çift kutuplu manyetik alan yapısıdır. Sistem önceden uçuşma ile çalışılmadığı için her hangi bir değişimin varlığından söz edilememektedir. Sistemin tayf uçuşma ölçüm ile birlikte diğer astronomi gözlem yöntemleri ile de takip edilmesi sistemin yapısının çözümlenmesini sağlayacaktır.

Burwitz et al. (1998) tarafından polar olarak sınıflandırılan GG Leo sistemi aynı zamanda bir X-ışın kaynağıdır. Bu tez kapsamında tayf uçuşma ölçüm gözlemleri gerçekleştirilen sistemin zaman sıralamasında görsel bölge tayfları ve çembersel uçuşma tayfları elde edilmiştir. Görsel bölge tayflarında yer alan H_{α} salma çizgilerinden sistemin dikine hızları hesaplanmıştır. GG Leo sisteminin elde edilen dikine hız eğrisinden yörünge dönemi hesaplanmamış ve Çizelge 4.1'de belirtilen ve Burwitz et al. (1998) tarafından verilen ~1,33 saatlik yörünge dönemi ile teorik temsil yapılmıştır. Şekil 3.16'da görüldüğü üzere bu temsil dikine hız eğrisi ile uyum sağlamaktadır.

Burwitz et al. (1998) tarafından eşdöndüğü belirtilen GG Leo sisteminin beyaz cüce dönme dönemi de yörünge dönemi olan 1,331324 saat ile aynıdır. Burwitz et al. (1998) bu dönemi sistemin X-ışın verilerini kullanılarak hesaplanmıştır. Bu tez ile GG Leo sisteminin görsel bölge çembersel uçuşma tayflarında gözlenen maksimum uçuşma miktarları zaman sıralamasında incelendiğinde sisteme ait maksimum uçuşma değişimi elde edilmiştir. Sistemin maksimum çembersel uçuşma değişiminden elde edilen en baskın dönem $0,685 \pm 0,007$ saat ve ikinci baskın dönem $0,450 \pm 0,009$ saat olarak Fourier analizi ile bulunmuştur. Bulunan en baskın dönem beyaz cüce dönemi olarak belirlenmiştir. Eş zamanlı döndüğü bilinen polar sistemlerden olan GG Leo için uçuşmalar üzerinden elde edilen beyaz cüce dönme dönemi ile Burwitz et al. (1998) tarafından verilen dönem aynı değildir. Bu durum kullanılan yöntemlerin farklı olmasına bağlı olabilir. Dönemler arasında gözlenen bu farkın bir diğer nedeni ise tez kapsamında belirlenen maksimum çembersel uçuşma miktarlarındaki yüksek hatalar olabilir. Hataları küçültebilmek ve beyaz cüce dönemini daha az hata ile

hesaplayabilmek için sistem daha kısa poz sürelerinin verildiği gözlem aletleri ile yeniden gözlenmelidir. Gözlem süresinin de bir kaç yörünge dönemini kapsaması ile sistemin beyaz cüce dönme dönemi daha duyarlı olarak belirlenebilir.

Bu tez kapsamında gözlenen sisteme ait çembersel uçuşma tayflarında maksimum uçuşma miktarları iki farklı evrede + %19 ve + %21 olarak belirlenmiştir. Sistemin uçuşma tayflarında gözlenen uçuşmalar daima pozitif işaretlidir. Burwitz et al. (1998) tarafından verilen geniş bant uçuşma ölçüm gözlem sonuçlarına göre sistem *R* bandında - %5 ve + %30, *I* bandında ise - %5 ve + %22 değerleri arasında çembersel uçuşma göstermektedir. Bu tez kapsamında hesaplanan çembersel uçuşma miktarları ile önceki çalışmalarda belirtilen uçuşma miktarlarındaki farklılıklar kullanılan uçuşma ölçüm yönteminin aynı olmaması kaynaklı olabileceği gibi sistemin fiziksel değişimi kaynaklı da olabilir. Sistemde olabilecek bazı fiziksel değişimlerin (manyetik alan yapısı, madde aktarım oranı, gibi) uzun dönem aralığında uçuşmaları da değiştireceği açıktır. Uzun dönem aralığında uçuşmalarda gözlenen değişimin gerçek olup olmadığını denetlemek için sistemin gözlemlerine tayf uçuşma ölçüm yöntemi ile devam edilmelidir.

GG Leo sisteminin manyetik alan yeğinliğini hesaplamak için en yüksek uçuşma gösteren iki görüntü kullanılmıştır. Uçuşmalar üzerinden belirlenen cyclotron harmonikleri yardımıyla sistemin manyetik alan değeri her iki uçuşma yapısı için de ~22 MG olarak hesaplanmıştır. Bu değer Burwitz et al. (1998) tarafından cyclotron tayfları kullanılarak hesaplanan 23 MG değerine de oldukça yakındır.

Maksimum uçuşma gösteren her iki yapı için de hesaplanan manyetik alan yeğinliklerindeki benzerlik ve harmoniklerin merkezi dalga boylarının hemen hemen aynı olması her iki uçuşma kaynağı kutbun da benzer özelliklere sahip olduğunu göstermektedir. Her iki kutbun da aynı işaretli uçuşma sergilemesi aynı yarı küreye ait olduklarını söylemektedir. Maksimum uçuşma takibi ile belirlenen dönemler de dikkate alındığında, bu iki yapının aynı kaynağa ait olmadığı açıktır. Sistemde aynı yarıkürede birbiriyle hemen hemen eş madde toplayan iki manyetik kutup varlığından söz edilebilir. Buna göre, GG Leo sisteminin çok kutuplu alan yapısına sahip olduğu ve yalnızca aynı işaretli iki kutbun bakış doğrultumuzdan geçtiği ortaya çıkmaktadır.

Stockman et al. (1981) tarafından polar olduğu keşfedilen MR Ser sisteminin yörünge döneminin 1,89114696 saat olduğu (Schwope et al. 1991), doğrusal uçuşma döneminin ise 1,89295 saat olduğu (Liebert et al. 1982)

bilinmektedir. Liebert et al. (1982) tarafından verilen dönem, sisteme ait doğrusal uçuşma dönemidir. Schwope et al. (1991) ise sistemin yörünge dönemini salma çizgilerinden belirlenen dikine hız eğrisinin çember yörünge temsilinden hesaplamıştır. Bundan başka, Diaz and Cieslinski (2009) tarafından *I* bant ışıkölçüm verileri ile sistemin yörünge dönemi 1,891152 saat olarak hesaplanmıştır. Bu tez kapsamında MR Ser sisteminin görsel bölge tayflarında yer alan H_{α} salma çizgisinden hesaplanan dikine hızlar ile dikine hız eğrisi oluşturulmuş ve bu eğri üzerinden teorik çember yörünge hesaplanarak dönem bulunmuştur. Bu çalışma ile sistemin yörünge dönemi $1,889 \pm 0,072$ saat olarak hesaplanmıştır. Hesaplanan bu dönemin, Schwope et al. (1991), Liebert et al. (1982) ve Diaz and Cieslinski (2009) tarafından hesaplanmış yörünge dönemlerinden farklı olması, bu tezde kullanılan veri aralığının birden fazla yörünge dönemini kapsamaması ve salma çizgi bileşenlerinin çözümlenemediği düşük çözünürlüklü tayflar kaynaklıdır.

MR Ser sisteminin eşdöndüğünün bildirildiği Schwope et al. (1991), Liebert et al. (1982) ve Diaz and Cieslinski (2009) çalışmalarından farklı olarak bu tez kapsamında sistemin beyaz cüce dönme dönemi yörünge döneminden uzun olarak hesaplanmıştır. Maksimum uçuşma takibi ile elde edilen dönemlerden beyaz cüce dönme dönemi $2,016 \pm 0,079$ saat ve ikinci baskın dönem $0,958 \pm 0,024$ saat olarak hesaplanmıştır. Beyaz cüce dönme döneminin yörünge döneminden ve dolayısıyla literatür dönemlerinden farklı bulunması belirlenen uçuşmaların hatalarının büyük olması sonucu olabilir.

MR Ser sisteminin ilk ışıkölçüm, uçuşma ölçüm ve tayf ölçüm verileri Liebert et al. (1982) tarafından elde edilmiş ve sistemin - %12 değerine varan çembersel uçuşma gösterdiği bildirilmiştir. Schmidt et al. (1986) tarafından gerçekleştirilen tayf uçuşma ölçüm çalışmasıyla da sisteme ait çembersel uçuşma miktarının + %1 ile - %12 arasında değiştiği hesaplanmıştır. Bu tez kapsamında gerçekleştirilen görsel bölge çembersel uçuşma verilerine göre sistemin maksimum uçuşma miktarları iki farklı evrede - %27 ve - %19 olarak hesaplanmıştır. Sistemin bir yörünge dönemi boyunca gözlenen tüm uçuşmaları aynı işaretlidir. Liebert et al. (1982) çalışmasına göre uçuşma ölçüm kırmızı ve mavi bant olmak üzere iki bantta gerçekleştirilmiş ve her iki bant için de çembersel uçuşmaların %0 ile - %12 aralığında değiştiği gösterilmiştir. Bu tezde elde edilen verilere göre de MR Ser sisteminin yalnızca negatif uçuşma sergilemesi Liebert et al. (1982) ve Schmidt et al. (1986) çalışmaları ile benzerlik göstermektedir. Ancak uçuşma miktarlarında fark gözlenmektedir. Bu farklar

kullanılan gözlem yönteminden kaynaklanabileceği gibi sisteme ait fiziksel bir değişime de işaret edebilir.

MR Ser sisteminin manyetik alan yeğnliği hakkındaki en önemli çalışmalara göre sistemin manyetik alan yeğnliği 25 ile 30 MG arasında kabaca ~25 MG (Schmidt et al. 1986), 24,6 MG (Cropper et al. 1989), 24 MG (Wickramasinghe et al. 1991) ve 27,3 ve 25 MG (Schwope et al. 1993) olarak verilmiştir. Schmidt et al. (1986) sistemin manyetik alan yeğnliğini fotosfere ait Zeeman tayf ölçümü ile hesaplamıştır. Cropper et al. (1989) ve Wickramasinghe et al. (1991) çalışmaları manyetik alan yeğnliğini görsel bölge tayfında gözlenen cyclotron harmonikleri yardımı ile hesaplamıştır. Schwope et al. (1993) ise sistemin manyetik alan yeğnliğini Balmer çizgilerinin Zeeman soğurmaları ile 27,3 MG, tayfta gözlenen cyclotron salmaları ile 25 MG olarak hesaplamıştır. Bu tez kapsamında gözlenen sistemin uçlaşma tayflarından belirlenen cyclotron harmoniklerine göre manyetik alan yeğnlikleri ~52 MG ve ~27 MG olarak hesaplanmıştır. Schmidt et al. (1986) ve Schwope et al. (1993) tarafından sistemin tayfında gözlenen Balmer çizgilerinin Zeeman soğurmaları ile belirlenen manyetik alan yeğnlikleri (25 ile 30 MG arasında kabaca 25 MG ve 27,3 MG), bu tez kapsamında yalnızca bir cyclotron ışınım bölgesine ait olarak hesaplanan manyetik alan yeğnliği (27 MG) ile uyumludur. Bu uyum her iki çalışmanın da manyetik alan yeğnliği hesaplarken kullandığı yöntemin (Zeeman çizgileri ve çembersel uçlaşma tayfından belirlenen cyclotron harmoniklerinin merkezi dalga boyunun yeri) yalnızca manyetik alan yeğnliğine bağlı olmasından kaynaklanmaktadır.

MR Ser sistemin verilerinden analiz edilen bilgiler sistemde yer alan beyaz cücenin farklı manyetik alan yeğnliği ve uçlaşma miktarına sahip bir birinden ~0,5 evre ayırık olan iki manyetik kutuptan madde topladığını göstermektedir. Gözlenen her iki kutbun da aynı işaretli olması beyaz cücenin aynı yarıküresine ait olmalarından kaynaklıdır. Buna göre, MR Ser sisteminin Schwope et al. (1993) tarafından da vurgulanan çok kutuplu alan yapısına sahip olduğu bu tez ile tekrar gösterilmiştir.

Çizelge 4.3'de verilen ve bu tez kapsamında yalnızca ortalama uçlaşma miktarları hesaplanabilen sistemlerden ilki olan V2301 Oph sistemi literatürde en düşük manyetik alan yeğnliğine (7 MG) sahip bir polar olarak sınıflandırılmıştır (Ferrario et. al. 1995). Sistemin manyetik alan yeğnliği fotosfere ait Zeeman çizgilerinden hesaplanmıştır (Ferrario et. al. 1995). Schmidt and Stockman (2001) ise böylesi düşük manyetik alan yeğnliklerinde cyclotron ışınımı kaynaklı

harmonik yapılarının görsel bölge uçuşma tayflarında görülemeyeceği vurgulanmıştır. Bu tez kapsamında da elde edilen tayf uçuşma ölçüm verilerinde sistemde herhangi bir cyclotron ışınımı kaynaklı çembersel uçuşma gözlenmemiştir. Süreklilik üzerinden çembersel uçuşmaların ortalaması %0,048 olarak hesaplanmıştır. Sistem polar olmasına rağmen düşük manyetik alan şiddeti sebebiyle polar özelliklerinden olan yüksek çembersel uçuşma sergilememektedir. Gözlenen hiç bir evrede süreklilik uçuşması belirlenemediği için sistemin beyaz cüce dönme dönemi ve manyetik alanı hesaplanamamıştır.

V2301 Oph sisteminin yörünge ve beyaz cüce dönme dönemi 1,88 saattir (Silber et al. 1994). Bu tez kapsamında elde edilen görsel bölge tayflarında gözlenen H_{α} salma çizgilerinden hesaplanan dikine hızlar ile oluşturulan dikine hız eğrisi, dönemi 1.88 saat olan tayfsal çember yörünge ile temsil edilmektedir. Gözlem verileri tüm yörünge evresini kapsamadığı için veriler üzerinden daha kesin bir dönem hesaplanamamıştır.

FS Aur, IP olarak sınıflanmış bir sistemdir ve BY Cam ve WX LMi sisteminin aksine çembersel uçuşma göstermez. Herhangi bir sistemin IP olarak sınıflandırılma kriterlerinden biri olan çembersel uçuşma gösterme özelliğini, elde edilen tayf uçuşma verileri sağlamamaktadır. Manyetik kataklismik sistemlerde gözlenen çembersel uçuşmanın cyclotron ışınımı kaynaklı olduğunu bildiğimizden, uçuşmanın süreklilik üzerinden etkili olması beklenir. Fakat, FS Aur gözlem verilerinden çembersel uçuşma sürekliliği üzerinde cyclotron tepelerini ayırt etmek imkansızdır. Süreklilikteki ortalama çembersel uçuşma miktarı $\%6,012 \times 10^{-3}$ olarak hesaplanmıştır. Bu değer de sistemin çembersel uçuşma tayflarında herhangi bir süreklilik değişimi olmadığını göstermiştir. Bu durumun bir nedeni Warner (1995) tarafından öne sürülen IP'lerde bulunan toplanma diskinin ve madde aktarımının cyclotron ışınımı sonucu oluşan uçuşmayı dağıtması olabileceği gibi bir diğer nedeni ise cyclotron ışınımının geometrik bağlılığı olabilir.

FS Aur sistemi için yörünge dönem analizi, elde edilmiş verilerin hidrojen salma çizgilerini oluşturan etkilere göre bileşenlerine ayrılacak kadar yüksek çözünürlüğe sahip olmaması nedeniyle gerçekçi sonuçlar vermemektedir. Ayrıca gözlem verilerinin bir kaç yörünge dönemi boyunca devam ettirilememiş olması da dönem analizini zorlaştırmaktadır. Sistem verilerinde cyclotron ışınımı kaynaklı uçuşma deseni gözlenmediği için, manyetik alan yeğinlikleri ve sistemin manyetik alan yapısı hakkında bu tez kapsamında bilgi elde edilememiştir.

Sistemin ortalama çembersel uçlaşma miktarı $6,012 \times 10^{-3}$ olarak hesaplanmıştır. Buna göre, FS Aur sistemi çembersel uçlaşma göstermemektedir.

EI UMa sistemi, yörünge dönemi 6,4 saat (Thorstensen 1986) olan ve Green et al. (1982) tarafından kataklismik değişen olarak sınıflandırılmış bir sistemdir. Daha sonra Cook (1985) tarafından sistem sert X-ışın kaynağı bir cüce nova olarak sınıflanmıştır. Kozhevnikov (2010) ise sistemin bir IP olarak sınıflanması gerektiğini vurgulamıştır. Kozhevnikov (2010) ayrıca yörüngeye ait olmayan ve beyaz cüce dönem dönemi olarak ele alınabilecek 0,2138 saatlik bir dönem de belirlemiştir. Sistemin bu tez kapsamında elde edilen tayf uçlaşma ölçüm verilerinde H_{α} salma çizgileri belirlenmiş fakat salma çizgi bileşenleri çözümlenemediği için dikine hız eğrisi elde edilmiş ancak yeni bir yörünge dönemi belirlenememiştir. Dikine hız eğrisini temsil eden teorik eğriyi elde etmek için Kozhevnikov (2010) tarafından verilen beyaz cüce dönemi kullanılmıştır.

EI UMa sisteminin literatürde uçlaşma ölçüm verisi bulunmamaktadır. Bu tez kapsamında elde edilen görsel bölge çembersel uçlaşma tayflarında ise süreklilik uçlaşması yoktur. Sistemde hesaplanan en yüksek çembersel uçlaşma Ocak ayına ait verilerden ortalama $1,619 \times 10^{-3}$ olarak belirlenmiştir. Bu değere göre sistem bir çembersel uçlaşma kaynağı değildir. Süreklilik uçlaşmasının olmaması nedeniyle sistemin manyetik alan yeğinliği ve beyaz cüce dönme dönemi hesaplanamamıştır. Sistemin manyetik alan yeğinliği ve manyetik alan yapısının belirlenmesi için tayf uçlaşma ölçüm yönteminden farklı bir yöntem ile yeniden ele alınması gerekmektedir.

Bir IP olan V1223 Sgr sisteminin yörünge dönemi Butters et al. (2009) tarafından 3,37 saat ve beyaz cüce dönme dönemi ise 0,20711 saat olarak belirlenmiştir. Van Amerongen et al. (1987) tarafından sistemde $(1,1 \pm 0,1) \times 10^6$ yıl olan dönem değişimi de belirlenmiştir. Bu tez kapsamında elde edilen verilerde sisteme ait yeterli gözlem noktasının olmaması nedeniyle sistemin dikine hızları elde edilememiş ve yörünge dönemi incelenememiştir. Sistemin görsel bölge tayflarında hidrojen Balmer salma çizgileri ve iyonlaşmış helyum salma çizgileri gözlenmiştir.

Watts et al. (1985) tarafından sisteme ait uçlaşmalar V bandında en yüksek $\pm \%2$ ve K bandında $\pm \%8$ olarak hesaplanmıştır. Butters et al. (2009) ise sistemin çembersel uçlaşma ölçüm verileri üzerinden çembersel uçlaşma miktarının sıfır düzeyinde olduğunu belirtmiştir. Bu tez kapsamında elde edilen görsel bölge çembersel uçlaşma ölçüm tayflarında da süreklilik uçlaşmasına rastlanmamıştır. Süreklilikte çembersel uçlaşmanın ortalaması $0,114$ olarak belirlenmiştir. Bu

değer gözlem aletinin duyarlılık sınırında olduğu için hata sınırları içerisinde kabul edilmiştir. Çembersel uçuşma göstermeyen V1223 Sgr sistemi için manyetik alan yeğlinliği ve beyaz cüce dönme dönemi de hesaplanmamıştır.

V1223 Sgr sistemi ardışık gözlemler ile birden fazla yörünge dönemi boyunca daha kısa poz süreleriyle tayf uçuşma ölçüm yöntemi kullanılarak gözlenmelidir. Elde edilen veriler sonucunda eğer varsa her hangi bir evrede çembersel uçuşma yakalanmış olacaktır. Tüm bu çabalara rağmen sistemde hiç bir çembersel uçuşma değişimi gözlenemezse, sistemin manyetik alan yeğlinliğini ve yapısını belirlemek için yüksek çözünürlüklü tayf gözlemleri ile çizgi uçuşmalarına bakılmalıdır.

V667 Pup yörünge dönemi 5,604 saat olan bir IP sistemdir (Thorstensen et al. 2006). Sistemin beyaz cüce dönme dönemi 0,14233 saattir (Butters et al. 2007). Bu tez kapsamında sistemin ~1,3 saat boyunca kesintisiz olarak alınan ardışık görsel bölge ve eş zamanlı çembersel uçuşma tayfları elde edilmiştir. Görsel bölge tayflarında salma çizgileri yeğlin değildir. Ayrıca sistemde var olan toplanma diski, madde aktarımı ve yoldaş yıldız aynı anda salma çizgilerini etkilemektedir. Bu bileşenlerin salma çizgilerinden çözümlenemediği düşük çözünürlüklü tayflarda salma çizgilerinden hesaplanan dikine hızlar anlamlı değişimler vermeyecektir. Bu nedenle sistemin dikine hız eğrisi de elde edilememiştir.

V667 Pup sisteminin çembersel uçuşma tayflarında da uçuşma değişimi belirlenememiştir. Çembersel uçuşma ortalaması - %0,018 olarak hesaplanmıştır. Çembersel uçuşma miktarının sıfır düzeyinde olması nedeniyle manyetik alan yeğlinliği ve beyaz cüce dönme dönemi hesaplanamamıştır. V667 Pup sistemi de, V1223 Sgr sistemi gibi, birden fazla yörünge dönemi boyunca tayf uçuşma ölçüm yöntemi ile tekrar gözlenmeli ve her hangi bir evrede var olup gözden kaçırılan çembersel uçuşmalar yakalanmaya çalışılmalıdır.

V1062 Tau yörünge dönemi ~10 saat ve beyaz cüce dönme dönemi ise 1,033 saat olan bir IPdir (Hellier et al. 2002). Sistemin yörünge döneminin oldukça uzun olması nedeniyle tam bir yörüngeyi kapsayan evrelerde veri elde edilememiştir. Elde edilen veriler ışığında sistemin görsel bölge tayflarında salma çizgilerin baskın olduğu belirlenmiştir. Salma çizgilerinden elde edilen dikine hızlar tüm yörüngeyi kapsayamadığı için anlamlı bir dikine hız eğrisi oluşturamamaktadır. Bu nedenle sistemin yörünge dönemi bu tez kapsamında belirlenememiştir.

Tez kapsamında elde edilen uçlaşma ölçüm verilerine göre sistemin çembersel uçlaşma ortalaması - %0,079 olarak hesaplanmıştır. Bu değer çembersel uçlaşmanın sıfır düzeyinde olduğunu göstermektedir. Bu nedenle sistemin manyetik alan yeğinliği ve beyaz cüce dönme dönemi hesaplanamamıştır. Sistemin verilerinin tüm yörüngeyi kapsamadığı için sistem daha kısa poz sürelerinde ve birden fazla yörünge dönemini kapsayacak şekilde yeniden tayf uçlaşma ölçüm yöntemi ile gözlenmelidir.

1RXS J165443.5-191620 sistemi yörünge dönemi 3,7 saat ve beyaz cüce dönem dönemi 0,15166 saat olan bir IPdir (Scaringi et al. 2011). Sistemin bir yörünge dönemini kapsayacak şekilde tayf uçlaşma ölçüm gözlemleri gerçekleştirilmiştir. Bu veriler kesintisiz tek gece yerine ardışık gecelerde elde edilmiştir. Sistemin elde edilen görsel bölge tayflarında salma çizgileri belirlenmiş ancak çizgileri oluşturan bileşenler çözümlenemediğı için dikine hız eğrisi elde edilememiştir. Daha önce uçlaşma ölçüm verisi bulunmayan sistemin çembersel uçlaşma tayflarından ortalama uçlaşma miktarı %0,032 olarak hesaplanmıştır. Buna göre sistem çembersel uçlaşma kaynağı değildir. Sistemin çembersel uçlaşma tayflarında cyclotron ışınımına ait yapılar gözlenmediğı için sistemin manyetik alan yeğinliği de belirlenememiştir. Sisteme ait verilerin bir yörünge dönemini kapsamamasına rağmen dikine hızların çözümlenememesi ve herhangi bir çembersel uçlaşmaya rastlanmaması nedeniyle sistem hakkında bilgi elde edilememiştir. Sistem özelliklerinin belirlenebilmesi için sonraki çalışmalarda yüksek çözünürlüklü tayf uçlaşma ölçüm yöntemi tercih edilmelidir.

Bir IP olduğu Thorstensen and Halpern (2013) tarafından duyurulan IGR J18173-2509 sisteminin yörünge dönemi 8,5 saat, beyaz cüce dönme dönemi ise 0,46944 saattir (Bernardini et al. 2012). Tayf uçlaşma ölçüm yöntemi ile sistemin görsel bölge tayfları ve çembersel uçlaşma tayfları elde edilmiştir. Ancak veriler bir yörünge dönemini kapsamamaktadır. Sistemin görsel bölge tayflarında gözlenen salma çizgileri kullanılarak hesaplanan dikine hızlar, gözlem verilerinin bir yörünge dönemini kapsamaması nedeniyle yörüngeyi temsil etmemektedir. Çembersel uçlaşma tayfları incelendiğinde sistemin uçlaşma tayf sürekliliğini etkileyen bir çembersel uçlaşma değişimine rastlanmamıştır. Elde edilen tayflar göz önüne alındığında, IGR J18173-2509 sisteminin çembersel uçlaşma ortalaması - %0,020 olarak hesaplanmıştır. Bu sistem de öncelikle birden fazla yörünge dönemini kapsayacak veri aralığında tayf uçlaşma ölçüm yöntemi ile tekrar gözlenmelidir. Böylece çembersel uçlaşma tüm yörünge boyunca denetlenmiş olacaktır.

Literatürde uçuşma verisi bulunmayan bir IP olan Paloma (1RXS J052430.2+424449) sistemi de bu tez kapsamında gözlenmiştir. Ancak elde edilen veri sayısının azlığı sistemin dikine hızlarının hesaplanmasını ve sisteme ait dikine hız eğrisinin elde edilmesini engellemiştir. Sistemin yörünge dönemi 2,617 saat ve beyaz cüce dönme dönemi ise 2,433 saat veya 2,266 saat olarak verilmektedir (Schwarz et al. 2007). Literatürde verilen bu dönemlerin bu tez kapsamında denetlenmesi mümkün olmadığı için, sistemin birden fazla yörünge dönemini kapsayacak şekilde yeniden gözlenmesi gerekmektedir.

Paloma sisteminin tayf uçuşma ölçüm verilerinin oldukça gürültülü olması nedeniyle gözlenen evrelerde var olan uçuşma sinyalinin de yakalanması zorlaşmaktadır. Eldeki veriler ışığında sistemin çembersel uçuşma tayflarından hesaplanan çembersel uçuşma ortalaması - %0,062'dir. Sistemin tüm yörünge boyunca çembersel uçuşma tayflarının elde edilmesi ile sistemin çembersel uçuşma kaynağı olup olmadığı sonraki çalışmalar ile belirlenmelidir. Bu nedenle sonraki çalışmalarda dikkat edilmesi gereken bir diğer nokta, yüksek sinyal/gürültü oranına sahip uçuşma tayflarının elde edilebileceği gözlem düzenekleri ile çalışılmasıdır.

Bu tez kapsamında yalnızca iki görüntü ile incelenen V455 And sisteminin yörünge dönemini 1,3515 saat (Araujo-Betancor et al. 2004), beyaz cüce dönme dönemi ise 0,01878 saattir (Bloemen et al. 2013). Sistemin bir IP olduğu duyurulmuş olsa da (Szkody et al. 2013), sistem IP sınıfından farklı olarak 2007 yılında bir patlama geçirmiştir (Matsui, et al. 2009). Bu tezde iki farklı evrede sistemin eş zamanlı görsel bölge tayfı ve çembersel uçuşma tayfı elde edilmiştir. Elde edilen görsel bölge tayflarında salma çizgileri çift tepeli yapı göstermektedir. İki görüntü üzerinden hesaplanacak görelî dikine hızlardan yörüngeyi temsil eden dikine hız eğrisi elde edilemeyeceği için sistemin yörünge dönemi bu çalışma ile belirlenememiştir.

V455 And sisteminin çembersel uçuşma tayflarında sürekliliğe ait bir uçuşma yapısı gözlenmemektedir. Çembersel uçuşma ortalaması ise - %0,010 olarak hesaplanmıştır. Sistemi gözlemek için gereken poz süresinin uzunluğu nedeniyle tüm yörünge boyunca aynı gözlem düzeneği kullanılarak gözlenmesi de elde edilecek sonuçlarda hatalara yol açacaktır. Bu nedenle sistem daha az poz süresi verilmesine olanak tanıyan bir gözlem aleti ile en az bir yörünge dönemi boyunca yeniden gözlenmelidir.

Sonuç olarak, bu tez kapsamında bazı manyetik kataklismik değişen yıldız sistemlerinin görsel bölge tayf uçuşma ölçüm gözlemleri 1,54 metre, 2.3 metre ve

6,5 metre çaplı teleskoplar ile gerçekleştirilmiştir. Gözlem aleti olarak bir CCD tayf uçuşma ölçer olan SPOL kullanılmıştır. Elde edilen verilerin indirgeme ve analizleri yapılmıştır.

Gözlenen sistemler sergiledikleri özelliklere göre polar ve IP olarak iki sınıfta incelenmiştir. Her iki sınıf için de gözlenen hidrojen salma çizgileri yardımıyla dikine hızlar hesaplanarak polar sistemler için yörünge dönemleri elde edilmiştir. Polar sistemler için dikine hız eğrisinde baskın dönem yörünge dönemidir. IP sistemlerde yeğın salma çizgi bileşenlerinin (toplanma diski, toplanma akıntısı ve yoldaş yıldız gibi) tayf çözünürlüğünün düşük olması nedeniyle ayırt edilemediği için dikine hız eğrileri oldukça saçılmalı olarak bulunmuş ve anlamlı sonuçlar elde edilememiştir. tayf çizgi bileşenlerinin çözümlenememesi toplanma diski bulundurmayan polar sistemlerin dikine hız eğrilerini de etkilemiş ancak IPlerinki kadar bozmamıştır.

Gözlem sonuçlarına göre V2301 Oph sistemi hariç tüm polar sistemler yüksek dereceden çembersel uçuşmuş ışık sergilerlerken, V2301 Oph ve tüm IP sistemleri sergilememektedir. Çembersel uçuşma tayfları üzerinden polar sistemlerin uçuşma miktarları ve manyetik alanları belirlenirken, maksimum uçuşma miktarlarının değişimi ile beyaz cüce dönme dönemleri hesaplanmıştır. Ayrıca çembersel uçuşma gösteren sistemlerin manyetik alan değerleri, çembersel uçuşmuş ışığın kaynağının cyclotron ışınımı olduğu varsayımı altında hesaplanmıştır. Manyetik alan yeğınlikleri ve uçuşmaları belirlenen polar sistemlerin manyetik alan yapılarının merkezden kaymış çift kutuplu veya çok kutuplu yapıda olduğu ve madde aktarımının ve manyetik alan yapılarının uzun dönem aralığında değişimlere maruz kalabileceği sonucuna varılmıştır. IP sistemlerde çembersel uçuşma gözlenemediği için maksimum uçuşma miktarı, beyaz cüce dönem dönemi ve manyetik alan yeğınlığı hesaplanamamıştır.

IP sistemlerde çembersel uçuşma gözlenmemesinin nedeni cyclotron ışınımının geometrik bağımlılığı kaynaklı da olabileceği için bu tez kapsamında elde edilen sonuçlardan seçim etkisini çıkarabilmek adına IP örnek kümesi genişletilerek bu durumun açığa çıkartılması gerekmektedir. IPlerin çembersel uçuşma sergilememesinin yalnızca bu tez kapsamında tüm yörünge evresini kapsayacak veri bulunan sistemlere özel bir seçim etkisi, ya da tüm IP sistemlerine ait bir özellik olup olmadığı araştırılmalıdır. Bu tez kapsamında toplanan verilere göre, IP sistemleri için cyclotron ışınımı ile uçuşmanın açıklanması ve manyetik alan hesaplanması uygun bir analiz yöntemi değildir. Bu sistemlerin manyetik alan yeğınliklerinin hesaplanabilmesi için manyetik alan

etkisi altında tayf çizgilerinin Zeeman yarılmalarının incelenebileceği yüksek çözünürlük ile elde edilmiş uçlaşma verilerine ihtiyaç vardır. Tayfların düşük çözünürlüklü olması, IP sistemleri için en büyük problem olarak ortaya çıkmıştır.

Pek çoğu sönük olan IP sistemlerinin tayf uçlaşma ölçer SPOL ile gerçekleştirilen gözlemlerinde verilen poz süresinin uzunluğu, bazı sistemlerin beyaz cüce dönme dönemlerinin de kısa olması nedeniyle evre bulaşmasına yol açmış ve dönemli değişen uçlaşma miktarlarının hesaplanmasını zorlaştırmıştır. Verilen poz sürelerini arttırmak, uçlaşma tayflarında gürültüyü uçlaşma sinyalinden daha çok arttırarak sinyal/gürültü oranını düşürmüş ve elde edilebilecek uçlaşma veri kalitesini de bozmuştur. Bu nedenle bazı sistemlerin düşük çözünürlüklü tayflar ile çalışılması uygun görülmemiş ve gözlemlerine devam edilmemiştir. Sonuç olarak düşük çözünürlüklü tayf uçlaşma ölçüm yöntemi manyetik kataklismik değişen sistemlerden IP sistemleri için uygun bir yöntem değildir. Ancak düşük çözünürlüklü tayf uçlaşma ölçüm, uçlaşma sinyalinin yüksek olduğu polar sistemlerin çalışılması için uygun bir yöntemdir.

5. ÖNERİLER

Bu tez kapsamında gerçekleştirilen tayf uçlaşma ölçüm yöntemi, astronomi de pek çok uygulama alanı bulan ve gözlenen sistemler hakkında doğrudan bilgi elde edilmesini sağlayan önemli bir gözlem yöntemidir. Özellikle sistemlerin manyetik alanları hakkında sağladığı doğrudan bilgi henüz başka bir gözlem yöntemi ile sağlanamadığı için manyetik alanlar ve onun madde üzerindeki etkisinin çalışılması istendiğinde başvurulması gereken en etkili yöntem olmaktadır.

Madde ile manyetik alanların ilişkisini çözebilmek adına, manyetik kataklismik değişen sistemlerin manyetik alanlara duyarlı bu yöntem ile gözlenmesi önem taşımaktadır. Bugüne kadar literatürde pek çok polar ve IP sisteminin tayf uçlaşma ölçüm yöntemi ile elde edilmiş verileri bulunmaktadır. Bunlar teknik yetersizlik dolayısıyla gözlenebilen nispeten daha parlak olan sistemlerdir. Daha sönük sistemlerin de aynı yöntem ile çalışılabilmesi için, daha büyük çaplı teleskoplara ve onlarla uyumlu üretilmiş tayf uçlaşma ölçerlere ihtiyaç duyulmaktadır. Yeni gözlenecek sistemler haricinde, bu tez çalışması ile elde edilen veriler önceden gözlenmiş sistemlerin de uzun dönem aralığında değişime uğrayabileceğini göstermesi nedeniyle tüm sistemlerin uzun dönemli izlenmesi gerekmektedir. Tüm manyetik kataklismik sistemler incelenirken sistemlere ait tüm özelliklerin ortaya çıkarılabilmesi için yüksek çözünürlüklü ve oldukça geniş bir dalga boyu aralığını kapsayan (yoldaş yıldıza ait tayf çizgilerinin de gözlenen dalga boyu aralığına alındığı) tayf uçlaşma ölçüm gözlem verilerine ihtiyaç vardır.

Ülkemizde henüz kullanılmayan tayf uçlaşma ölçüm yöntemi nedeniyle, tüm bu gözlem çalışmaları yurtdışındaki gözlemevleri ile yapılan işbirlikleri sonucunda gerçekleştirilmiştir. Bu tür gözlemler için gerekli olan kaliteli verilerin elde edilebileceği büyük çaplı teleskoplardan gözlem zamanı elde etmek, gözlem taleplerinin yoğunluğu nedeniyle oldukça zordur. Uzun dönemli takip gerektiren sistemler için ise bu çalışmaları düzenli yürütmek mümkün olmayabilir. Bu nedenle astronomi bilimi içinde kendine önemli bir yer edinmiş tayf uçlaşma ölçüm yönteminin, yerli, büyük çaplı bir teleskop ve ona uygun olarak dizayn edilmiş tayf uçlaşma ölçer ile kullanılması, ülkemizdeki astronomi çalışmalarının dünya standartlarını yakalamasını sağlayacaktır.

KAYNAKLAR DİZİNİ

- Ajello, M., Greiner, J., Rau, A., Barthelmy, S., Kennea, J. A., Falcone, A., Go
det, O., Grupe, D., Tueller, J., Markwardt, C., Mushotsky, R., Belloni, T
., Mukai, K., Holland, S. T. and Gehrels, N., 2006, The Astronomer's
Telegram, No.697.**
- Andronov, I. Antoniuk, K., Breus, V., Chinarova, L., Han, W., Jeon, Y., Kim,
Y., Kolesnikov, S., Oh, J., Pavlenko, E. and Shakhovskoy, N., 2008,
Open Physics, Volume 6, Issue 3, pp.385-401**
- Araujo-Betancor, S., Gänsicke, B.T., Hagen, H.-J., Marsh, T.R., Thorstensen,
J., Harlaftis, E.T., Fried, R.E. and Engels, D., 2004, Compact Binaries in
the Galaxy and Beyond, Proceedings of the conference held 17-22
November, 2003 in La Paz, Baja California Sur. Edited by G. Tovmassian
and E. Sion. Revista Mexicana de Astronomía y Astrofísica (Serie de
Conferencias) Vol. 20. IAU Colloquium 194, pp. 190-191**
- Babcock , H.W., 1958, A catalog of magnetic stars, Astrophysical Journal
Supplement, vol. 3, p.141**
- Barrett P.E., Dieck, C., Beasley, A.J., Singh, K.P. and Mason, P.A., 2017, A
Jansky VLA Survey of Magnetic Cataclysmic Variable Stars: I. The Data,
eprint arXiv:1702.07631**
- Baskill, D.S., Wheatley, P.J. and Osborne, J.P., 2005, Monthly Notices of the
Royal Astronomical Society, Volume 357, Issue 2, pp. 626-644.**
- Bernardini, F., de Martino, D., Falanga, M., Mukai, K., Matt, G., Bonnet-
Bidaud, J.-M., Masetti, N. and Mouchet, M., 2012, Astronomy &
Astrophysics, Volume 542, id.A22, 18 pp**
- Bird, A.J., Malizia, A., Bazzano, A., Barlow, E.J., Bassani, L., Hill, A.B., Béla
nger, G., Capitanio, F., Clark, D.J., Dean, A.J., Flocchi, M., Götz, D., Le
brun, F., Molina, M., Produit, N., Renaud, M., Sguera, V., Stephen, J. B
., Terrier, R., Ubertini, P., Walter, R., Winkler, C. and Zurita, J., 2007,
The Astrophysical Journal Supplement Series, Volume 170, Issue 1, pp.
175-186.**

KAYNAKLAR DİZİNİ (devam)

- Bird, A. J., Bazzano, A., Bassani, L., Capitanio, F., Fiacchi, M., Hill, A. B., Malizia, A., McBride, V. A., Scaringi, S., Sguera, V., Stephen, J. B., Ubertini, P., Dean, A. J., Lebrun, F., Terrier, R., Renaud, M., Mattana, F., Götz, D., Rodriguez, J., Belanger, G., Walter, R. and Winkler, C.,** 2010, The Astrophysical Journal Supplement, Volume 186, Issue 1, pp. 1-9
- Bloemen, S., Steeghs, D., De Smedt, K., Vos, J., Gänsicke, B. T., Marsh, T. R. and Rodriguez-Gil, P.,** 2013, Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, Volume 429, Issue 4, p.3433-3438
- Boyd, D.,** 2005, Journal of the British Astronomical Association, Vol. 115, No. 1, p.25
- Burwitz, V., Reinsch, K., Schwobe, A. D., Hakala, P. J., Beuermann, K., Rousseau, Th., Thomas, H.-C., Gänsicke, B. T., Pirola, V. and Vilhu, O.,** 1998, Astronomy and Astrophysics, v.331, p.262-270
- Butters, O. W., Barlow, E. J., Norton, A. J. and Mukai, K.,** 2007, Astronomy and Astrophysics, Volume 475, Issue 2, November IV 2007, pp.L29-L32
- Butters, O. W., Katajainen, S., Norton, A. J., Lehto, H. J. and Pirola, V.,** 2009, Astronomy and Astrophysics, Volume 496, Issue 3, 2009, pp.891-902
- Chandrasekhar, S.,** 1946, Astrophysical Journal, vol. 103, p.351
- Chanmugam, G. and Dulk, G. A.,** 1982, Astrophysical Journal, Part 2 - Letters to the Editor, vol. 255, Apr. 15, 1982, p. L107-L110.
- Chanmugam, G. and Ray, A.,** 1984, Astrophysical Journal, Part 1 (ISSN 0004-637X), vol. 285, Oct. 1, 1984, p. 252-257.
- Chavez, C. E., Tovmassian, G., Aguilar, L. A., Zharikov, S. and Henden, A. A.,** 2012, Astronomy & Astrophysics, Volume 538, id.A122, 12 pp.
- Clarke, D.,** 2010, Stellar Polarimetry by David Clarke. Wiley, 2010. ISBN: 978-3-527-40895-5

KAYNAKLAR DİZİNİ (devam)

- Cook, M. C.**, 1985, Monthly Notices of the Royal Astronomical Society (ISSN 0035-8711), vol. 215, Aug. 1, 1985, p. 81P-84P.
- Cropper, M., Mason, K. O., Allington-Smith, J. R., Branduardi-Raymont, G., Charles, P. A., Mittaz, J. P. D., Mukai, K., Murdin, P. G. and Smale, A. P.**, 1989, Monthly Notices of the Royal Astronomical Society (ISSN 0035-8711), vol. 236, Jan. 15, 1989, p. 29P-38P.
- Cropper, M.**, 1990, Space Science Reviews (ISSN 0038-6308), vol. 54, Dec. 1990, p. 195-295.
- del Toro Iniesta, J. C.**, 2003, Introduction to Spectropolarimetry, by Jose Carlos del Toro Iniesta, pp. 244. ISBN 0521818273. Cambridge, UK: Cambridge University Press, first published in April 2003.
- Diaz, M. P. and Cieslinski, D.**, 2009, The Astronomical Journal, Volume 137, Issue 1, pp. 296-303 (2009)
- Done, C. and Magdziarz, P.**, 1998, Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, Volume 298, Issue 3, pp. 737-746.
- Dougherty, L. M. and Dollfus, A.**, 1989, Journal of the British Astronomical Association, vol.99, no.4, p.183-186
- Ferrario, L., Wickramasinghe, D. T., Bailey, J. and Buckley, D.**, 1995, Proceedings of the Astronomical Society of Australia, Vol. 12, Issue 1, p. 66, 1995
- Ferrario, L., Wickramasinghe, D. T. and Schmidt, G.**, 2003, Monthly Notice of the Royal Astronomical Society, Volume 338, Issue 2, pp. 340-346.
- Green, R. F., Ferguson, D. H., Liebert, J. and Schmidt, M.**, 1982, Astronomical Society of the Pacific, Publications, vol. 94, June-July 1982, p. 560-564.
- Gerth, E. and Glagolevskij, Y.V.**, 2004, The A-Star Puzzle, held in Poprad, Slovakia, July 8-13, 2004. Edited by J. Zverko, J. Ziznovsky, S.J. Adelman, and W.W. Weiss, IAU Symposium, No. 224. Cambridge, UK: Cambridge University Press, 2004., p.629-632

KAYNAKLAR DİZİNİ (devam)

- Hagen, H.-J., Groote, D., Engels, D. and Reimers, D.,** 1995, *Astronomy and Astrophysics Supplement*, v.111, p.195
- Harrison, T.E. and Campbell, R.K.,** 2016, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, Volume 459, Issue 4, p.4161-4173
- Hellier, C. 2001,** *Cataclysmic Variable Stars*, Springer,2001
- Hellier, C., Beardmore, A. P. and Mukai, K.,** 2002, *Astronomy and Astrophysics*, v.389, p.904-907
- Hellier, C. 2004,** *Compact Binaries in the Galaxy and Beyond*, Proceedings of the conference, Baja California Sur. Edited by G. Tovmassian and E. Sion. Vol. 20. IAU Colloquium 194, pp. 148-151
- Hoard, D. W., Linnell, A. P., Szkody, P and Sion, E.M.,** 2005, *The Astronomical Journal*, Volume 130, Issue 1, pp. 214-223.
- Hoffmeister C.,** 1949, *Veroff. Sternw. Sonneberg*, 1, 3
- Honeycutt, R. K. and Kafka, S.,** 2005, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, Volume 364, Issue 3, pp. 917-921.
- Howell, S. and Szkody, P.,** 1988, *Astronomical Society of the Pacific, Publications (ISSN 0004-6280)*, vol. 100, Feb. 1988, p. 224-232.
- Huba, J. D.,** 2013, "NRL PLASMA FORMULARY Supported by The Office of Naval Research", Naval Research Laboratory, Washington, DC, pp. 1-71
- Ingham, W.H., Brecher, K. and Wasserman, I.,** 1976, *Astrophysical Journal*, Vol. 207, p. 518 - 531
- Jablonski, F. and Steiner, J. E.,** *Astrophysical Journal*, Part 1 (ISSN 0004-637X), vol. 323, Dec. 15, 1987, p. 672-677.
- Jackson, J.D.,** 1975, *Classical Electrodynamics*, 92/12/31, New York: Wiley, 1975, 2nd ed.
- Joshi, A., Pandey, J.C., Singh, K.P. and Agrawal, P.C.,** 2016, *The Astrophysical Journal*, Volume 830, Issue 2, article id. 56, 11 pp.

KAYNAKLAR DİZİNİ (devam)

- Joss, P. C., Rappaport, S. A. and Katz, J. I.**, 1979, *Astrophysical Journal*, Part 1, vol. 230, May 15, 1979, p. 176-183.
- Joye, W.**, 2011, *Astronomical Data Analysis Software and Systems XX. ASP Conference Proceedings*, Vol. 442, proceedings of a Conference held at Seaport World Trade Center, Boston, Massachusetts, USA on 7-11 November 2010. Edited by Ian N. Evans, Alberto Accomazzi, Douglas J. Mink, and Arnold H. Rots. San Francisco: Astronomical Society of the Pacific, 2011., p.633
- Kemp, J.C.** ,1970, *Astrophysical Journal*, vol. 162, p.L69-L72,1970a
- Kemp, J.C.** ,1970, *Astrophysical Journal*, vol. 162, p.169-179, 1970b
- Kozhevnikov, V.P.**, 2010, *Astronomy Letters*, Volume 36, Issue 8, pp.554-568
- Kozhevnikov, V.P.**, 2015, *New Astronomy*, Volume 41, p. 59-66
- King, A. R. and Williams, G. A.**, 1983, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society* (ISSN 0035-8711), vol. 205, Nov. 1983, p. 57P-60P.
- King, A. R., Frank, J. and Ritter, H.**, 1985, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society* (ISSN 0035-8711), vol. 213, March 1, 1985, p. 181-189.
- Landstreet J.D.**, 1980, *Astronomical Journal*, vol. 85, May 1980, p. 611-620.
- Lenz P. and Breger M.**, 2005, *Communications in Asteroseismology*, vol. 146, p.53-136
- Liebert, J., Stockman, H. S., Williams, R. E., Tapia, S., Green, R. F., Rautenkranz, D., Ferguson, D. H. and Szkody, P.**, 1982, *Astrophysical Journal*, Part 1, vol. 256, May 15, 1982, p. 594-604.
- Liebert, J. and Stockman, H.S.**, 1985, IN: *Cataclysmic variables and low-mass X-ray binaries*, Proceedings of the Seventh North American Workshop, Cambridge, MA, January 12-15, 1983 (A85-48276 23-90). Dordrecht, D. Reidel Publishing Co., 1985, p. 151-177.

KAYNAKLAR DİZİNİ (devam)

- Linnell, A.P., Szkody, P., Plotkin, R.M., Holtzman, J., Seibert, M., Harrison, T.E. and Howell, S.B.**, 2010, *The Astrophysical Journal*, Volume 713, Issue 2, pp. 1183-1191.
- Lipkin, Y. M., Leibowitz, E. M. and Orio, M.**, 2004, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, Volume 349, Issue 4, pp. 1323-1330.
- Masetti, N., Parisi, P., Palazzi, E., Jiménez-Bailón, E., Morelli, L., Chavushyan, V., Mason, E., McBride, V.A., Bassani, L., Bazzano, A., Bird, A.J., Dean, A.J., Galaz, G., Gehrels, N., Landi, R., Malizia, A., Minniti, D., Schiavone, F., Stephen, J.B. and Ubertini, P.**, 2009, *Astronomy and Astrophysics*, Volume 495, Issue 1, 2009, pp.121-135
- Mason, P.A., Liebert, J.W. and Schmidt, G.D.**, 1987, *Information Bulletin on Variable Stars*, No. 3104, #1
- Mason, P.A., Ramsay, G., Andronov, I., Kolesnikov, S., Shakhovskoy N. and Pavlenko, E.**, 1998, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, vol. 295, p. 511
- Mason, P.A., Liebert, J. and Schmidt, G.D.**, 1989, *Astrophysical Journal*, Part 1 (ISSN 0004-637X), vol. 346, Nov. 15, 1989, p. 941-949.
- Matsui, R., Uemura, M., Arai, A., Sasada, A., Ohsugi, T., Yamashita, T., Kawabata, K., Fukazawa, Y., Mizuno, T., Katagiri, H., Takahashi, H., Sato, S., Kino, M., Yoshida, M., Shimizu, Y., Nagayama, S., Yanagisawa, K., Toda, H., Okita, K. and Kawai, N.**, 2009, *Publications of the Astronomical Society of Japan*, Vol.61, No.5, pp.1081--1092
- Neustroev, V., Tovmassian, G., Zharikov, S., Sjoberg, G., Arranz Heras, T., Lake, P. B., Lane, D., Lubcke, G. and Henden, A. A.**, 2012, *Memorie della Societa Astronomica Italiana*, v.83, p.724 (2012)
- Neustroev, V. V., Tovmassian, G. H., Zharikov, S. V. and Sjoberg, G.**, 2013, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, Volume 432, Issue 3, p.2596-2614

KAYNAKLAR DİZİNİ (devam)

- Osborne, J. P., Rosen, R., Mason, K. O. and Beuermann, K.,** 1985, ESA, ESLAB Symposium on X-Ray Astronomy in the EXOSAT Era, 18th, The Hague, Netherlands, Nov. 5-9, 1984 Space Science Reviews (ISSN 0038-6308), vol. 40, Feb. 1985, p. 143-149.
- Öhman, Y.,** 1934, Nature, Volume 134, Issue 3388, pp. 534.
- Papadaki, C., Boffin, H. M. J., Stanishev, V., Boumis, P., Akras, S. and Sterken, C.,** 2009, The Journal of Astronomical Data, vol. 15, 1
- Patterson, J.,** 1994, Publications of the Astronomical Society of the Pacific, vol. 106, no. 697, p. 209-238
- Patterson, J., Skillman, D.R., Thorstensen, J. and Hellier, C.,** 1995, Publications of the Astronomical Society of the Pacific, vol. 107, p. 307
- Pavlenko, E.P.,** 2006, Astrophysics, Volume 49, Issue 1, pp.105-119
- Pavlenko, E., Babina, Ju. and Andreev, M.,** 2007, 15th European Workshop on White Dwarfs ASP Conference Series, Vol. 372, proceedings of the conference held 7-11 August, 2006 in Leicester, United Kingdom. Edited by Ralf Napiwotzki and Matthew R. Burleigh. San Francisco: Astronomical Society of the Pacific, 2007., p.537
- Pirola, V., Coyne, G.V., Takalo, S.J., Takalo, L., Larsson, S. and Vilhu, O.,** 1994, Astronomy and Astrophysics (ISSN 0004-6361), vol. 283, no. 1, p. 163-174
- Ramsay, G. and Cropper, M.,** 2007, Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, Volume 379, Issue 3, pp. 1209-1216.
- Ramsay, G., Cropper, M., Mason, K. O., Córdova, F. A. and Priedhorsky, W.,** 2004, Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, Volume 347, Issue 1, pp. 95-100.
- Reid, M. J. and Wegner, G.,** 1988, Astrophysical Journal, Part 1 (ISSN 0004-637X), vol. 335, p. 953-961.
- Reimers, D., Hagen, H.-J. and Hopp, U.,** 1999, Astronomy and Astrophysics, v.343, p.157-162

KAYNAKLAR DİZİNİ (devam)

- Reimer, Tamara W., Welsh, William F., Mukai, Koji and Ringwald, F. A.,** 2008, The Astrophysical Journal, Volume 678, Issue 1, article id. 376-384, pp.
- Remillard, R. A., Bradt, H. V., McClintock, J. E., Patterson, J., Roberts, W., Schwartz, D. A. and Tapia, S.,** 1986, Astrophysical Journal, Part 2 - Letters to the Editor (ISSN 0004-637X), vol. 302, March 1, 1986, p. L11-L15.
- Remillard, R. A., Bradt, H. V., Brissenden, R. J. V., Buckley, D. A. H., Schwartz, D. A., Silber, A., Stroozas, B. A. and Tuohy, I. R.,** 1994, The Astrophysical Journal, vol. 428, no. 2, pt. 1, p. 785-796
- Scaringi, S., Connolly, S., Patterson, J., Thorstensen, J. R., Uthas, H., Knigge, C., Vican, L., Monard, B., Rea, R., Krajci, T., Lowther, S., Myers, G., Bolt, G., Dieball, A. and Groot, P. J.,** 2011, Astronomy & Astrophysics, Volume 530, id.A6, 6 pp.
- Schmidt, G. D., Stockman, H. S. and Grandi, S. A.,** 1986, Astrophysical Journal, Part 1 (ISSN 0004-637X), vol. 300, Jan. 15, 1986, p. 804-818.
- Schmidt, G.D. and Stockman, H.S.,** 1991, Astrophysical Journal, vol. 371, p. 749
- Schmidt, G.D., Stockman, H.S. and Smith, P.S.,** 1992a, Astrophysical Journal, Part 2 - Letters (ISSN 0004-637X), vol. 398, no. 1, p. L57-L60.
- Schmidt, G.D. and Stockman, H. S.,** 2001, The Astrophysical Journal, Volume 548, Issue 1, pp. 410-424.
- Schmidt, G.D., Szkody, P, Vanlandingham, K.M., Anderson, S.F., Barentine, J.C., Brewington, H.J. Hall, P.B., Harvanek, M., Kleinman, S. J., Krzesinski, J., Long, D., Margon, B., Neilsen, E.H., Jr., Newman, P.R., Nitta, A., Schneider, D.P. and Snedden, S.A.,** 2005, The Astrophysical Journal, Volume 630, Issue 2, pp. 1037-1053.
- Schwarz, R., Schwobe, A.D. and Staude, A.,** 2001, Astronomy and Astrophysics, v. 374, p.189

KAYNAKLAR DİZİNİ (devam)

- Schwarz, R., Schwobe, A.D., Staude, A., Rau, A., Hasinger, G., Urrutia, T. and Motch, C.**, 2007, *Astronomy and Astrophysics*, Volume 473, Issue 2, October II 2007, pp.511-521
- Schwobe, A. D., Naundorf, C. E., Thomas, H.-C. and Beuermann, K.**, 1991, *Astronomy and Astrophysics* (ISSN 0004-6361), vol. 244, no. 2, April 1991, p. 373-377.
- Schwobe, A. D., Beuermann, K., Jordan, S. and Thomas, H.-C.**, 1993, *Astronomy and Astrophysics* (ISSN 0004-6361), vol. 278, no. 2, p. 487-498
- Schwobe, A.D., Brunner, H., Hambaryan, V. and Schwarz, R.**, 2002, *The Physics of Cataclysmic Variables and Related Objects*, ASP Conference Proceedings, Vol. 261. Edited by B. T. Gänsicke, K. Beuermann, and K. Reinsch. ISBN: 1-58381-101-X. San Francisco: Astronomical Society of the Pacific, 2002, p. 102.
- Schwobe, A.D., Nebot Gomez-Moran, A., Schreiber, M.R. and Gänsicke, B.T.**, 2009, *Astronomy and Astrophysics*, Volume 500, Issue 2, 2009, pp.867-872
- Serkowski K.**, 1973, *Interstellar Dust and Related Topics*. IAU Symposium no. 52, Albany, N.Y., U.S.A. Edited by Jerome Mayo Greenberg and Henrik Christoffel van de Hulst. International Astronomical Union. Symposium no. 52, Dordrecht, Boston, Reidel, p.145
- Serkowski, K.**, 1974, 8. *Polarization Techniques, Astrophysics - Optical and Infrared*. Series: *Methods in Experimental Physics*, ISBN: 9780124759121. Elsevier, vol. 12, pp. 361-414
- Silber, A., Bradt, H., Remillard, R., Ishida, M. and Ohashi, T.**, 1991, *Bulletin of the American Astronomical Society*, Vol. 23, p.880
- Silber, A.D., Remillard, R.A., Horne, K. and Bradt, H.V.**, 1994, *Astrophysical Journal*, Part 1 (ISSN 0004-637X), vol. 424, no. 2, p. 955-966
- Silva, K.M.G., Rodrigues, C.V. and Costa, J.E.R.**, 2011, eprint arXiv:1101.5568 (preprint)

KAYNAKLAR DİZİNİ (devam)

Simic, D., Barwig, H., Bobinger, A., Mantel, K.-H. and Wolf, S., 1998, Astronomy and Astrophysics, v.329, p.115-130.

SPOL, "SPOL CCD Imaging/Spectropolarimeter"

<http://james.as.arizona.edu/~psmith/SPOL/schem.gif> , (Erişim tarihi: 19 Nisan 2017a)

SPOL, "Spectropolarimetry Reductions Primer"

<http://james.as.arizona.edu/~psmith/SPOL/spolred.html>, (Erişim tarihi: 19 Nisan 2017b)

Steiman-Cameron T.Y and Imamura, J.N, 1999, The Astrophysical Journal, Volume 515, Issue 1, pp. 404-413.

Steiner, J. E., Schwartz, D. A., Jablonski, F. J., Busko, I. C., Watson, M. G., P ye, J. P. and McHardy, I. M., 1981, Astrophysical Journal, Part 2 - Letters to the Editor, vol. 249, Oct. 1, 1981, p. L21-L24.

Stift, M.J., 1974, Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, vol. 169, Dec. 1974, p. 471-476.

Stockman, H., Liebert, J., Tapia, S., Green, R., Williams, R., Ferguson, D. and Szkody, P., 1981, IAU Circ., No. 3616, #1 (1981). Edited by Green, D. W. E.

Stockman, H.S., Schmidt, G.D., and Lamb, D.Q., 1988, Astrophysical Journal, Part 1 (ISSN 0004-637X), vol. 332, Sept. 1, 1988, p. 282-286.

Stockman, H. S., Schmidt, G.D., Berriman, G., Liebert, J., Moore, R. L. and Wickramasinghe, D. T. ,1992, Astrophysical Journal, Part 1 (ISSN 0004-637X), vol. 401, no. 2, p. 628-641.

Stokes, G.G., 1852, On the Composition and Resolution of Streams of Polarized Light from Different Sources, Transactions of the Cambridge Philosophical Society, Vol. 9, p.399

Struve O. and Zebergs V., 1962, Astronomy of the 20th century, New York: Macmillan, 1962, 544 p

KAYNAKLAR DİZİNİ (devam)

- Szkody, P., Mukadam, A.S., Gänsicke, B.T., Henden, A., Sion, E.M., Townsley, D.M., Christian, D., Falcon, R.E., Pyrzas, S., Brown, J. and Funkhouser, K.**, 2013, *The Astrophysical Journal*, Volume 775, Issue 1, article id. 66, 10 pp.
- Tapia, S.**, 1977, *Astrophysical Journal*, Part 2 - Letters to the Editor, vol. 212, Mar. 15, 1977, p. L125-L129.
- Thorstensen, J.R.**, 1986, *Astronomical Journal* (ISSN 0004-6256), vol. 91, April 1986, p. 940-950.
- Thorstensen, J. R., Peters, C. S. and Skinner, J. N.**, 2010, *Publications of the Astronomical Society of Pacific*, Volume 122, Issue 897, pp. 1285
- Thorstensen, J.R., Patterson, J.O., Shambrook, A. and Thomas, G.**, 1996, *Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, v.108, p.73
- Thorstensen, J. R., Patterson, J., Halpern, J. and Mirabal, N.**, 2006, *The Astronomer's Telegram*, No.767
- Thorstensen, J.R. and Halpern, J.**, 2013, *The Astronomical Journal*, Volume 146, Issue 5, article id. 107, 19 pp.
- Thiessen G.**, 1961, Ueber die Polarisation des Sternlichtes, die Strahlung der Sterne, sowie Bemerkungen zur galaktischen Struktur, *Astronomische Abhandlungen der Hamburger Sternwarte in Bergedorf*, Bd. 5, Nr. 9., p. 273-315.
- Tinbergen, J.**, 1996, *Astronomical Polarimetry*, by Jaap Tinbergen, pp. 174. ISBN 0521475317. Cambridge, UK: Cambridge University Press, September 1996.
- Tody, D.**, 1986, "The IRAF Data Reduction and Analysis System" in *Proc. SPIE Instrumentation in Astronomy VI*, ed. D.L. Crawford, 627, 733D
- Tody, D.**, 1993, "IRAF in the Nineties" in *Astronomical Data Analysis Software and Systems II*, A.S.P. Conference Ser., Vol 52, eds. R.J. Hanisch, R.J.V. Brissenden, & J. Barnes, 173.

KAYNAKLAR DİZİNİ (devam)

- Tovmassian, G., Zharikov, S., Michel, R., Neustroev, V., Greiner, J., Skillman, D.R., Harvey, D.A., Fried, R.E. and Patterson, J.,** 2003, The Publications of the Astronomical Society of the Pacific, Volume 115, Issue 808, pp. 725-738.
- van Amerongen, S., Augusteijn, T. and van Paradijs, J.,** 1987, Monthly Notices of the Royal Astronomical Society (ISSN 0035-8711), vol. 228, Sept. 15, 1987, p. 377-388.
- Vogel, J., Schwope, A.D. and Gänsicke, B.T.,** 2007, Astronomy and Astrophysics, Volume 464, Issue 2, March III 2007, pp.647-658
- Warner, B.,** 1995, Cambridge Astrophysics Series, Vol. 28
- Watts, D. J., Giles, A. B., Greenhill, J. G., Hill, K. and Bailey, J.,** 1985, Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, Vol. 215, NO.1/JUL01, P. 83, 1985
- Webbink, R.F. and Wickramasinghe, D.T.,** 2005, The Astrophysics of Cataclysmic Variables and Related Objects, Proceedings of ASP Conference Vol. 330. Edited by J.-M. Hameury and J.-P. Lasota. San Francisco: Astronomical Society of the Pacific, 2005., p.137
- Wenger, M., Ochsenbein, F., Egret, D., Dubois, P., Bonnarel, F., Borde, S., Genova, F., Jasniewicz, G., Laloë, S., Lesteven, S. and Monier, R.,** 2000, Astronomy and Astrophysics Supplement, v.143, p.9-22
- Wheatley, P. J., Marsh, T. R. and Clarkson, W.,** 2006, The Astronomer's Telegram, No.765
- Wickramasinghe, D. T., Cropper, M., Mason, K. O. and Garlick, M.,** 1991, Monthly Notices of the Royal Astronomical Society (ISSN 0035-8711), vol. 250, June 15, 1991, p. 692-700.
- Wickramasinghe, D.T. and Ferrario, L.,** 2000, The Publications of the Astronomical Society of the Pacific, Volume 112, Issue 773, pp. 873-924.
- Williams, T, McGraw, J.T. and Grashuis, R.,** 2001, The Publications of the Astronomical Society of the Pacific, Volume 113, Issue 782, pp. 490-500.

KAYNAKLAR DİZİNİ (devam)

Yun, A., Kim, Y. and Choi, C-S., 2011, Journal of Astronomy and Space Sciences. Vol. 28, no. 1, p. 9-12



ÖZGEÇMİŞ**Adı Soyadı:** Demet TUTAR ÖZDARCAN**Doğum Yeri - Tarihi:** İZMİR- 06/03/1980**Uyruğu:** TC**Adres :** Ege Üniversitesi Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 35100 Bornova-İzmir**e-posta:** demettutar@gmail.com**Yabancı dil:** İngilizce**EĞİTİM-ÖĞRENİM DURUMU**

1986-1991 Barbaros Köyü İlkokulu, İZMİR

1991-1994 Urla Lisesi Orta kısmı, İZMİR

1994-1998 Buca Lisesi (Yabancı dil ağırlıklı program), Buca -İZMİR

1998-2005 Ege Üniversitesi Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü (Lisans), İZMİR

2010-2012 Ege Üniversitesi Fen Bilimleri Enstitüsü (Yüksek Lisans), İZMİR

2012-2017 Ege Üniversitesi Fen Bilimleri Enstitüsü (Doktora), İZMİR

YAYINLAR:

- **Tutar, Demet, E. Rennan Pekünlü, E.,** 2013, *New Astronomy*, Volume 19, p. 42-47.
- **Smith, Paul S., Ozdarcan, Demet Tutar,** 2015, *The Astronomer's Telegram*, No.7417
- **Tutar Özdarcan, D., Smith, P.S., Keskin, V.,** 2017, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, vol. 468, issue 3, pp. 2923-2931

BİLİMSEL ETKİNLİKLER:

- 7th Potsdam Thinkshop, Magnetic fields in stars and exoplanets, "*Pure Cyclotron Spectra of V405 Aur*" Potsdam Leibniz Astrofizik Enstitüsü, Potsdam, Berlin, ALMANYA, 22-25 Ağustos 2011 (poster sunumu ve katılımcı)
- *Intermediate Polars*, 15 Nisan 2011, Ege Üniversitesi Fen Fakültesi Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, (sunum)
- *Observing Request*, Tutar Özdarcan, D., Smith, P.S., Keskin, V., University of Arizona Observatories, 2015, Arizona University Astronomy Department and Steward Observatory, Tucson Arizona, USA, short term, term: Jan-Jul.

- XX Ulusal Astronomi Kongresi, Atatürk Üniversitesi, Erzurum 2016, "*MANYETİK KATAKLİSMİK DEĞİŞEN WX LMi: OPTİK BÖLGEDE TAYFUÇLAŞMAÖLÇÜM*", 8 Eylül 2016, (sözlü sunum)
- SPOL ile Tayfuçlaşmaölçüm, 6 Kasım 2015, Ege Üniversitesi Fen Fakültesi Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, (sunum)

PROJE VE BURSLAR:

- Araştırma Projesi: Gökadamızda Bulunan Cepheid Bilesenli İkinci Örten Çift NSV 10993 Sisteminin Zonklama Dogasi Ve Evrimsel Analizi, Proje No:112T016, 2012-2013, (proje bursiyeri)
- TÜBİTAK 2214/A Doktora Sırası Yurtdışı Araştırma Bursu, 2014-2015, ABD, bir yıl, (bursiyer)

