EGE ÜNİVERSİTESİ FEN BİLİMLERİ ENSTİTÜSÜ

(DOKTORA TEZİ)

KATAKLİSMİK DEĞİŞEN YILDIZLARIN YAPISI VE EVRİMİ

Dicle ZENGİN ÇAMURDAN

Tez Danışmanı : Prof.Dr. M.Can AKAN

İkinci Tez Danışmanı : Prof.Dr. Cafer İBANOĞLU

Astronomi ve Uzay Bilimleri Anabilim Dalı

Bilim Dalı Kodu : 402.02.01
Sunuş Tarihi : 24.06.2010

Bornova-İZMİR

2010

Dicle ZENGİN ÇAMURDAN tarafından **DOKTORA TEZİ** olarak sunulan "**Kataklismik Değişen Yıldızların Yapısı ve Evrimi**" başlıklı bu çalışma E.Ü. Lisansüstü Eğitim ve Öğretim Yönetmeliği ile E.Ü. Fen Bilimleri Enstitüsü Eğitim ve Öğretim Yönergesi'nin ilgili hükümleri uyarınca tarafımızdan değerlendirilerek savunmaya değer bulunmuş ve 24.06.2010 tarihinde yapılan tez savunma sınavında aday oybirliği/oyçokluğu ile başarılı bulunmuştur.

Jüri Üyeleri:		**İmza**
Jüri Başkanı	**: .....**	**.....**
Raportör Üye	**: .....**	**.....**
Üye	**: .....**	**.....**
Üye	**: .....**	**.....**
Üye	**: .....**	**.....**

ÖZET

KATAKLİSMİK DEĞİŞEN YILDIZLARIN YAPISI VE EVRİMİ

ZENGİN ÇAMURDAN, Dicle

Doktora Tezi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü
Tez Yöneticisi: Prof.Dr.M.C. AKAN
Prof.Dr. C. İBANOĞLU

Haziran 2010, 97 sayfa

Bu tez çalışmasının ilk bölümünde SDSS ile kataklismik değişen yıldız olduğu belirlenen sönük ($V > 17^m$) beş sistem ve bir klasik novanın ışıkölçüm gözlemleri 2006 - 2009 yılları arasında TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi'nde RTT150 teleskobu ile yapılan CCD gözlemlerinin sonuçları yer almaktadır. SDSS J092009.54+004244.9, J132723.39+652854.3, J122740.83+513925.0, J160745.02+362320.7, J145758.21+514807.9, V849 Oph kısa dönemli ($P < 4\,sa$) kataklismik değişenlerinin, sakin evrede sıcak lekeden kaynaklanan değişimler, "*flikering*" olarak adlandırılan beyaz cüceden kırmızı cüceye aktarılan maddedeki hızlı değişimlerin neden olduğu kısa zaman ölçekli değişimler, sistemlerin parlaklık ve yörünge dönemlerinin değişimleri incelenmiştir. Sistemlerin bileşenleri, toplanma diski ve parlak lekeye ilişkin, ışık eğrisinin biçiminden ve yörünge döneminden elde edilen sonuçları tartışılmıştır. SDSS J1227 yıldızının *O-C(I)* sapmalarında sinüs benzeri bir değişim elde edilmiştir. ~2.4 yıllık zaman ölçeğindeki bu değişimin ikinci bileşenlerinde güneş benzeri manyetik aktiviteden kaynaklandığı sonucuna ulaşılmıştır. SDSS J1607'nin yörünge dönemi ilk defa bu çalışmada 3.49 saat olduğu belirlenmiştir. SDSS J1457 için *V* süzgecinde yapılan gözleminde ışık eğrisindeki 0.4 kadirlik ~ 40 dakikalık yarı-dönemli değişimin dışında yörünge dönemi olarak adlandırılacak herhangi bir dönemlilik belirlenememiştir.

Ritter & Kolb'un (2009) kataklismik değişen yıldızlar ve ilişkili cisimlerle ilgili güncelenen en son katalogundaki veriler kullanılarak yörünge dönemi, ikinci bileşenin kütle, yarıçap gibi temel parametreleri arasındaki ilişkiler incelenmiştir. Kataklismik değişenlerdeki $P_{yör} < 1\,gün$ olan ~750 CV'nin dönem dağılımları incelenerek alttürlerin evrimsel olarak farklılıklarının döneme etkisi tartışılmıştır.

Yörünge döneminin tayf türüne göre değişiminde $1.5\ sa < P < 4.5\ sa$ aralığındaki CV'lerin gözlemsel hata değerleri içerisinde aynı dönemli anakol yıldızları ile benzer bir dağılım gösterdiği belirlenmiştir. $P > 6-7\ sa$ dönemli sistemlerin bir kısmının benzer dağılım gösterdiği ancak önemli bir kısmının da anakol yıldızlarına göre daha soğuk yani daha geri tayf türlerinde yer aldığı görülmüştür. Kütle-yarıçap diyagramında dönem boşluğunun üzerinde yer alan bazı CV'lerin ikinci bileşenlerin benzer kütleli anakol yıldızlarına ve CV'lere göre büyük yarıçaplar gösterdikleri belirlenmiştir ve buna neden olabilecek durumlar tartışılmıştır. Sonuçta hem ikinci bileşendeki manyetik aktivite hem de kütle aktarımından önce ikinci bileşen yıldızın evrimleşdiği durumlar için yapılan evrim modelleri, gözlenen büyük yarıçapları açıklayabilmektedir.

Yörünge açısal momentumunun sistemin toplam kütlesine göre değişiminde dönem boşluğunun altında ve üstünde yörünge dönemlerine sahip yıldızların belirgin biçimde birbirinden ayrıldığı belirlenmiştir. Yörünge ve birim kütle başına düşen açısal momentumun karşılık gelen özgün açısal momentum miktarları, bileşenlerin ayrı ayrı kütlesine ve sistemin toplam kütlesi göre değişimi incelenerek tartışılmıştır.

Anahtar sözcükler: kataklismik, yakın çift yıldızlar, yıldızlar: SDSS J092009.54+004244.9, J132723.39+652854.3, J122740.83+513925.0, J160745.02+362320.7, J145758.21+514807.9, V849 Oph

ABSTRACT

EVOLUTION AND STRUCTURE

OF THE CATACLYSMIC VARIABLE STARS

ZENGİN ÇAMURDAN, Dicle

PhD in E. Ü. Astronomy and Space Science
Supervisors: Prof. Dr. M. C. AKAN
Prof.Dr. C. İBANOĞLU

June 2010, 97 pages

In this study we present photometric observations of ($V > 17$ mag) five faint cataclysmic variable stars (CVs) discovered by Sloan Digital Sky Survey (SDSS) and a classical nova. The observation of these objects were performed by the Russian-Turkish 1.5-m telescope RTT150 at the TUBITAK National Observatory, between 2006 and 2009. We are purposed time-resolved CCD photometry of the short-period CVs ($P < 4$ h); J092009.54+004244.9, J132723.39+652854.3, J122740.83+513925.0, J160745.02+362320.7, J145758.21+514807.9, V849 Oph to search orbital variability due to hot-spot modulation, "flickering" structure that occurs on short time scale and from rapid fluctuations of material transferring from red star to white dwarf , light and orbital periods variations. Preliminary results on components of systems, accretion disc and hot spot that derived from the morphology of the light curves and orbital periods are discussed. We obtained a sinusoidal variation of about 2.4 yr from *O-C*(*I*) residuals of J1227+5139 that arisen from the existence of a solar-type magnetic activity cycle in the secondary star. Photometric period of J1607+3623 is derived 3.4 h firstly in this study. Although the observation of J1457+5148 shows a cyclical change of an amplitude ~ 0.4 mag which seems to repeat on ~ 40 min in V band but any periodicity that could be related to the orbital period is determined.

We have presented mass-spectral type, mass-period, mass-radius relations of secondary stars in CVs using updated version of the catalogue of Ritter & Kolb (2009) on cataclysmic binaries and related objects. Period distribution of ~750 CVs ($P_{orb} < 1\ day$) are derived to search evolutionary differences of subtypes on orbital period. Period–spectral type relation of CV secondaries in period range

$1.5\ h < P < 4.5\ h$ shows that secondary stars have same distribution as main-sequence stars at same mass within the error limits. Although as a group of CVs with orbital periods $P > 6 - 7\ h$ appear cooler than main-sequence stars that have later spectral types. The mass-radius diagram shows that most of CV secondaries above period gap have larger radius than main-sequence stars at same mass. We discuss the possible reasons on the oversized nature of the late-type secondary components. Magnetic activity on secondary star and evolved secondaries before mass transfer has been suggested as the more plausible reason for their expanded radii.

Orbital angular momentum for CVs as a function of systemic mass revealed a significant separation according to orbital period. We have presented the relations among angular momentum per unit stellar mass as called specific angular momentum, component masses and systemic mass and the results are discussed.

Keywords: cataclysmic, near contact binary stars, stars: SDSS J092009.54+004244.9, J132723.39+652854.3, J122740.83+513925.0, J160745.02+362320.7, J145758.21+514807.9, V849 Oph

TEŞEKKÜR

Tez süresince ve tüm lisansüstü eğitimim boyunca danışmanım olarak beni her konuda destekleyen, önerileriyle bu uzun süreci daha iyi geçirmemi sağlayan Sayın Danışmanım Prof. Dr. Cafer İbanoğlu'na içten teşekkürlerimi sunarım. Yaklaşık 10 yıldır öğrenim gördüğüm Ege Üniversitesi Fen Fakültesi Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü'ne ve bana emeği geçen tüm hocalarıma teşekkürü bir borç bilirim.

Doktora Burs programı ile çalışmalarıma maddi destek veren TÜBİTAK-BAYG'a ve bursu almamı sağlayan başta Sayın Danışmanım Prof. Dr. Cafer İbanoğlu olmak üzere araştırma grubundaki tüm hocalarıma teşekkürü ederim.

Tezde yer alan yıldızların ışıkölçüm gözlemlerinin yapılmasında başta projenin kabulu aşaması olmak üzere TUG-TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi'ne ve gözlemlerin yapımı aşamasında yardımlarını aldığım tüm TUG çalışanlarına teşekkür ederim.

Bu çalışma için, 2006 / FEN / 003 numaralı proje olarak kaynak ayıran E.Ü. Araştırma Fon Saymanlığı'na da teşekkür ederim.

Son olarak, ama en fazla, her zaman yanımda olup beni destekleyen sevgili eşim Muzaffer'e ve aileme içten teşekkürlerimi sunarım.

İÇİNDEKİLER

Sayfa

ÖZET v

ABSTRACT vii

TEŞEKKÜR ix

ŞEKİLLER DİZİNİ xv

ÇİZELGELER DİZİNİ xvii

SİMGELER VE KISALTMALAR DİZİNİ xix

1. GİRİŞ 1

1.1 Motivasyon 2

1.2 Tez Çalışmasının Amacı 3

2. KATAKLİSMİK DEĞİŞEN YILDIZLARIN YAPISI 5

2.1 Kataklismik Değişen Yıldızların Sınıflandırılması 5

2.1.1 Manyetik Olmayan Kataklismik Değişenler 5

2.1.2 Manyetik Kataklismik Değişenler 7

2.2 Manyetik Olmayan Kataklismik Değişen Yıldızların Yapısı 7

2.2.1 Toplanma Diski 7

2.2.2 Beyaz Cüce 7

2.2.3 Kırmızı Cüce 8

İÇİNDEKİLER (Devam)

Sayfa

2.2.4 Parlak Leke 8

2.3 Tutulma Gösteren Kataklismik Değişen Yıldızlar 9

2.3.1 Tutulma Zamanlarının Belirlenmesi 9

2.4 Kataklismik Değişen Yıldızların Evrimi 10

2.4.1 Açısal Momentum Kaybı 10

2.4.2 Ortak Zarf Öncesi Evrim 12

2.4.3 Ortak Zarf Evrimi 13

2.4.4 Kütle Aktarımı 13

2.4.5 Açısal Momentum Kayıp Mekanizmaları 14

2.4.5.1 Çekimsel Işıma 14

2.4.5.2 Manyetik Frenleme 15

2.4.6 Kataklismik Değişen Yıldızların Uzun Dönemli Evrimi 16

2.4.6.1 Yörünge Dönemlerinin Dağılımı 16

2.4.6.2 Kataklismik Değişen Yıldızlarda En Kısa Dönem 16

2.4.6.3 Kataklismik Değişen Yıldızlarda Uzun Dönem 17

2.4.6.4 Dönem Boşluğu 18

İÇİNDEKİLER (Devam)

Sayfa

3 SEÇİLMİŞ SÖNÜK KATAKLİSMİK DEĞİŞEN YILDIZLARIN FOTOMETRİK GÖZLEMLERİ 19

3.1 SDSS J0920 20

3.2 SDSS J1327 22

3.3 SDSS J1227 24

3.4 SDSS J1607 32

3.5 SDSS J1457 33

3.6 V849 Oph 34

4 KATAKLİSMİK DEĞİŞENLERİN YÖRÜNGE DÖNEMLERİNİN DAĞILIMI 35

4.1 Kataklismik Değişen Yıldızların Genel Yörünge Dağılımı 36

4.2 Manyetik Kataklismik Değişen Yıldızların Dönem Dağılımı 40

4.3 Manyetik ve Manyetik Olmayan Sistemlerin Karşılaştırılması 42

4.4 Cüce Novaların Yörünge Dönemlerinin Dağılımı 43

4.5 PCEB'lerin Yörünge Dönemlerinin Dağılımı 45

5 KATAKLİSMİK YILDIZLARDA KIRMIZI CÜCE BİLEŞEN: Anakol Yıldızı mı? 46

5.1 Kırmızı Cüce Bileşenin Tayfsal Özellikleri 46

İÇİNDEKİLER (Devam)

Sayfa

5.2 Yörünge Dönemi – Tayf Türü İlişkisi 47

5.3 Kütle – Tayf Türü İlişkisi 53

5.4 Yörünge Dönemi– Kütle İlişkisi.....54

5.5 Kütle – Yarıçap İlişkisi.....57

6 KATAKLİSMİK YILDIZLARDA AÇISAL MOMENTUM EVRİMİ 67

6.1 Dönme Açısal Momentumu.....67

6.2 Yörünge Açısal Momentumu 69

6.3 Toplam Açısal Momentumun İncelenmesi.....70

7 SONUÇLAR.....76

KAYNAKLAR DİZİNİ.....81

EKLER 85

ÖZGEÇMİŞ.....92

ŞEKİLLER DİZİNİ

Şekil Sayfa

1.1 Manyetik olmayan bir kataklismik değişen yıldızın standart modeline ilişkin bir gösterim 1

2.1 Bir CV'nin sıcak bir beyaz cüce, soğuk bir kırmızı cüce ve sıcak bir diskten oluşan bileşenlerine ilişkin tayfların şematik gösterimi. 8

2.2 Z Cha kataklismik değişen yıldızının değme noktaları belirtilmiş ışık eğrisi. 10

3.1 SDSS J0920 yıldızının 4000-8000 Å dalgaboyu aralığında alınan SDSS tayfı... 20

3.2 SDSS J0920 yıldızının R süzgeci ve V süzgecinde 27 Şubat 2006 tarihinde elde edilen ışık eğrileri. 21

3.3 SDSS J1327 yıldızının 4000-8000 Å dalgaboyu aralığındaki alınan SDSS tayfı. 22

3.4 SDSS J1327'nin sakin evrede 16 Mayıs 2007 tarihinde süzgeçsiz ve 3 Mart 2008 tarihinde V süzgecinde elde edilen ışık eğrileri. 23

3.5 SDSS J1327 yıldızının *O-C* değişimi. 23

3.6 SDSS J1227'nin 4000-8000 Å dalgaboyu aralığındaki SDSS tayfı.....24

3.7 SDSS J1227 yıldızının 4 Mart 2008 tarihinde V süzgecinde elde edilen ardışık üç dönemlik parlaklık değişimi. 25

3.8 SDSS J1227 yıldızının 26 Şubat 2009 tarihinde V süzgecinde elde edilen ardışık beş dönemlik parlaklık değişimi.....26

3.9 SDSS J1227 yıldızının 26 Şubat 2009 gözlemiyle elde edilen tutulma evresi. 27

ŞEKİLLER DİZİNİ (Devam)

Şekil Sayfa

3.10 SDSS J1227 yıldızının *O-C* analizi sonucunda elde edilen kuramsal eğri ile gözlemsel *O-C* farkları. 29

3.11 SDSS J1607 yıldızının 4000-8000 Å dalgaboyu aralığındaki alınan SDSS tayfı. 32

3.12 SDSS J1607 yıldızının 4 Mart 2008 gecesi V süzgecinde elde edilen parlaklık değişimi. 33

3.13 SDSS J1457 yıldızının 4000-8000 Å dalgaboyu aralığındaki alınan SDSS tayfı. 33

3.14 SDSS J1457 yıldızının 3 Mart 2008 tarihinde V renginde elde edilen parlaklık değişimi. 33

3.15 V849 yıldızının 14,16 Ağustos 2006 geceleri B renginde , 14,15,16 Ağustos 2006 gecelerinde V renginde elde edilen ışık eğrileri 34

4.1a Ritter & Kolb Kataklismik Yıldızlar Kataloğu'ndan alınan 753 CV'nin dönem dağılımı. 40

4.1b Ritter & Kolb'un Kataklismik Yıldızlar Kataloğu'ndan alınan tüm CV'lerin dönem dağılımı ve ani dönem değişiminin olduğu yerler ...39

4.2 MCV'lerin dönem dağılımı. 41

4.3 Manyetik ve manyetik olmayan CV'lerin dönem dağılımları gösterilmektedir. 43

4.4 Cüce novaların alt türlerinin dönem dağılımı. 44

4.5 Ritter & Kolb (2009) kataloğunda yer alan 167 PCEB sisteminin yörünge dönemi dağılımı. 45

ŞEKİLLER DİZİNİ (Devam)

Şekil Sayfa

5.1 Kataklismik değişenlerin ikinci bileşenlerinin tayf türü ile yörünge dönemleri arasındaki ilişki. 49

5.2 Kataklismik değişen yıldızların ikinci bileşenlerinin tayf türü – kütle değişimine ilişkin değişim. 53

5.3a Kataklismik yıldızların ikinci bileşenlerinin ve PCEB yıldızlarının kütlesinin yörünge dönemine göre değişimi. 55

5.3b Kataklismik yıldızların ikinci bileşenlerinin 1sa<P<2sa aralığında logaritmik olarak kütlesinin yörünge dönemine göre değişimi. 56

5.4 Kataklismik değişenlerin logaritmik olarak gözlemsel kütle-yarıçap ilişkisi 63

5.5 ZAMS yıldızları ve CV ikinci bileşenlerinin farklı sabit kütle aktarım miktarlarında kütle yarıçap değişimi.....62

6.1 Kataklismik değişen yıldızlarda yörünge açısal momentumunun sistemin toplam kütlesine göre değişimi. 71

6.2 Kataklismik değişen yıldızlarda yörünge açısal momentumunun baş ve yoldaş bileşenin kütlesine göre değişimi. 73

6.3 Kataklismik değişen yıldızlarda özgün açısal momentumunun baş ve yoldaş bileşenin kütlesine göre değişimi. 74

6.4 Kataklismik değişen yıldızların $\log\left[q(1+q)^{-2}P^{1/3}\right]$-$q$ değişimi. 75

TABLOLAR DİZİNİ

Tablo Sayfa

3.1 Sönük kataklismik değişen yıldızların gözlemlerine ilişkin temel bilgiler. .21

3.2 V849 Oph, SDSS J1327, SDSS J1607 yıldızlarının tutulma zamanları ve *O-C* farkları. 24

3.3 SDSS J1227 yıldızının minimum zamanları ve *O-C* sapmaları 27

3.4 SDSS J1227 yıldızının *O-C* analizi ile bulunan parametreler 30

3.5 Tutulma gösteren cüce novaların Borges (2008) tarafından verilen çevrim dönemleri ile Ak et al. (2001) tarafından verilen manyetik aktivite çevrimlerinin karşılaştırılması. 31

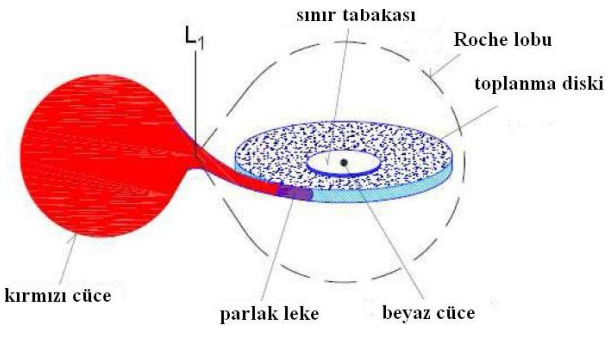
KISALTMALAR DİZİNİ

Kısaltmalar	Açıklamalar
CV	Kataklismik değişen
MCV	Manyetik kataklismik değişen
PCEB	Ortak zarf sonrası yıldız
CE	Ortak zarf
SDSS	Sloan gökyüzü taraması
ZAMS	Sıfır yaş anakolu

1. GİRİŞ

Antik çağlardaki filozoflar uzaktaki yıldızların yapılarının değişmez ve sonsuza kadar var olacağı düşüncelerini zaman içinde değiştirmeselerdi, bugün gökbilim kendini bu kadar geliştiren bir bilim dalı olmazdı. John Russel Hind (1848) tarafından Nova Oph 1848'in keşfi, 1670 yılından beri bu alanda gözlenebilen ilk yıldız olması açısından önemlidir. 19. yy'ın ortalarında, 1846 yılında, Neptün gezegeninin keşfinden sonra gezegen arama çalışmalarında çok büyük bir artış olmuştur. Gökyüzünün geniş alan fotoğrafları ile taranmaya başladığı bu zamanlarda amatör gökbilimcilerin çalışmaları ile nova keşifleri daha da artmıştır. 1855 yılında Hind mavi '**gezegene benzer parlaklıkta ışıldayan**' daha önce kayıtlarda yer almamış yeni tür bir yıldız keşfeder. Bu yıldız kataklismik değişenlerin bir alt türü olan ***U Geminorium***'dur. Bugün farklı alt türlerden 700'ün üzerinde kataklismik değişen yıldız belirlenmiştir (Ritter and Kolb, 2009).

Patlamalardan kaynaklanan, öngörülemeyen parlaklık artışlarından dolayı kataklismik değişenler (CV) olarak adlandırılan bu yıldız türü, geri tayf türünden Roche lobunu doldurmuş ve iç Lagrange noktasından madde kaybeden bir ***kırmızı cüce*** (bileşen yıldız; 0.1-1 $M_{\odot}$ kütle aralığında) yıldız ile kaybedilen bu maddeyi toplayan bir ***beyaz cüce*** (baş yıldız; tipik olarak 0.6 $M_{\odot}$) yıldızdan oluşan, yörünge dönemleri bir günden kısa, etkileşen çift yıldız dizgeleridir. Aktarılan madde önemli miktarda açısal momentum taşıdığı için, açısal momentumun korunumu gereği, doğrudan beyaz cücenin üzerine düşmez ve sürekli olarak gelen yeni madde ile buluşur. Böylece manyetik olmayan sistemlerde beyaz cücenin etrafında bir ***toplanma diski*** oluşur. Diskin iç kenarı beyaz cüceye kadar uzanır. Maddenin diskteki hareketi sonucunda çekimsel enerji salınır, virial teoremine göre bu enerjinin yarısı disk materyalinin kinetik enerjisine dönüşürken, diski $\sim 3\,000 - 10\,000\ K$ sıcaklıklara kadar ısıtır; diğer yarısı ise ışınım erkesine dönüşerek diskin parlak bir cisim gibi ışımasına neden olur. Diskteki bu erke



Şekil 1.1: Manyetik olmayan bir kataklismik değişen yıldızın standart modeline ilişkin bir gösterim (Giovannelli, 2008). Bu tür sistemlerde beyaz cücenin etrafında bir toplanma diski oluşur. Aktarılan maddenin diske çarptığı yer, görsel bölgede büyük bir ışıtmaya sahip olmasından dolayı "parlak leke"

$0.001-10\,L_{\odot}$ kadarlık bir ışıtmaya karşılık gelir. Bir çok durumda disk, özellikle de aktarılan maddenin diske çaptığı yer olan ***parlak leke*** sistemde baskın olduğu durumda iki bileşenin görünür ışıtmasından daha fazla olabilmektedir (bkz. Şekil 1.1). Diskin en iç kısmına ulaşan madde beyaz cücenin dönme hızına frenlenir, ek olarak ışınım erkesi salınır ve maddenin basıncının beyaz cücenin manyetik basıncı ile dengelendiği yer ile beyaz cüce yüzeyi arasında sınır tabakası olarak adlandırılan yeni bir bölge oluşur (Ak, 1999).

Kataklismik değişen yıldızların çoğu tayfın görünür bölgesinde bünyesel olarak çok sönük olup $(10^m - 20^m)$, bilinen CV'ler $50 < d < 300\ pc$ uzaklıktadır. Bu yıldızların uzay yoğunluğu çok iyi bilinmemekle birlikte Politano (1996) $\sim 2\times10^{-5}\,pc^{-3}$ olarak önermektedir ki bu da gökadamızda $\sim 10^5$ CV olduğu anlamına gelir.

1.1. Motivasyon

Kataklismik değişenler yörünge dönemlerinin 1-10 saat gibi gözlemsel olarak uygun bir aralıkta olması nedeniyle hem profesyonel hem de amatör gözlemcilerin kolayca gözleyebileceği kaynaklardır. Bunun yanında evrimsel bakımdan çok farklı olan iki yıldızı bulundurması, toplanma diski ve çarpma bölgesi ile birlikte dört ışıma türünü birlikte barındırması nedeniyle ilgi alanı olmuş, özellikle toplanma gösteren cisimlerin çalışılması için en ideal laboratuvarlar haline gelmişlerdir. Ancak sistemlerin göreli olarak sönük olması ve karmaşık doğaları nedeniyle hala çok önemli astrofiziksel problemleri içermektedirler. Kataklismiklerde önemli miktarlardaki açısal momentum kaybı ile sürdürülen evrim sürecince uzun dönemli sistemlerde ($P_{yör} \geq 3\ sa$) kırmızı cücenin yıldız rüzgarları ile ilişkili manyetik frenleme mekanizması baskındır. CV'ler için standart engellenmiş (disrupted) manyetik frenleme evrim senaryosunda $P_{yör} \cong 3\ sa$ dönemde ikinci yıldız tamamiyle konvektif bir yıldız olduğunda manyetik frenleme durur, ikinci bileşen Roche lobundan ayrılır ve çekimsel ışıma ile sürdürülen açısal momentu kaybı ile $P_{yör} \cong 2\ sa$ dönemde Roche lobu ile değme tekrar sağlanarak kütle aktarımı devam eder. Bu senaryonun açıklayabildiği bir diğer durum '**dönem boşluğu**' olarak adlandırılan 2-3 sa aralığında belirlenen sistemlerin sayısının çok az olmasıdır.

Bir CV'nin evrimi süresince, bileşen yıldız kütle kaybeder. Kütle kaybının zaman ölçeği ($\tau_{\dot{M}} \sim M_2 / \dot{M}_2$), ikinci bileşenin ısısal zaman ölçeğinden uzun olduğu sürece, ikinci bileşen ısısal dengesini sürdürür ve tek anakol yıldızlarına benzer. Eğer $\tau_{\dot{M}_2} >> \tau_{th}$ koşulu sağlanmıyorsa, ikinci bileşen aynı kütleli tek anakol yıldızları ile karşılaştırıldığında ısısal dengesini sürdüremez ve daha büyük yarıçaplı hale gelir. CV'lerin bazı ikinci bileşenlerinde gözlenen daha geri tayf türleri ve büyük yarıçaplar yıldızın ısısal dengede olmaması ile ilişkili midir? CV'lerdeki kırmızı cüceler anakol yıldızları mıdır?

CV'lerin bir önceki evrim basamağını oluşturan, büyük kütleli yıldızın kırmızı dev bölgesine evrimleşerek öteki yıldızı zarfının içine aldığı ortak zarf evresi (Nelemans and Tout, 2005) ve daha ileri evrim aşamasında manyetik frenleme ve çekimsel ışıma yoluyla yörünge açısal momentumunun kaybı (Verbunt and Zwann, 1981; Kalogera, Kolb and King, 1998; Rappaport et al., 2006), dönem dağılımlarında 2-3 sa aralığındaki CV sayısının az olması ve bunun CV evrimindeki yeri gibi konular, üzerinde yoğunlaşan temel sorunlar arasında yer almaktadır. Günümüzde teknolojik gelişmeye bağlı olarak daha sönük sistemlerin bulunması, 700'ün üzerinde CV'nin gözlemleri ve ayrıntılı CV populasyon modelleri (Kolb, 1993; Politano, 1996; Howell, Nelson and Rappaport, 2001) yapılmış olmasına karşın bazı gözlemsel bulguların açıklanamadığı bilinmektedir.

1.2. Tez Çalışmasının Amacı

"Kataklismik Değişen Yıldızların Yapısı ve Evrimi" adlı doktora tezinde ilk olarak Sloan Digital Sky Survey (SDSS) ile keşfedilen sönük (m<17^m) kataklismik değişen yıldızların fotometrik gözlemleri yapılarak ışık eğrilerinin elde edilmesi amaçlanmıştır. Gözlem için yörünge dönemleri dönem boşluğunda, dönem boşluğunun altında ve üstünde olan kataklismik değişen yıldızlar seçilmiştir. Bu gözlem verilerinin literatürdeki çalışmalardan elde edilmiş verilerle birleştirilerek bileşenlerin fiziksel öğelerinin bulunması ve varsa diskin yapısının ortaya çıkarılması hedeflenmiştir. Bulunan sonuçlar kuramsal modellerle karşılaştırılarak kataklismik değişen yıldızların evrimlerine ilişkin bilgi edinmeye çalışılması amaçlanmıştır. TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi'nde (TUG) 2006-2009 yılları arasında yapılan gözlemlerde RTT150 teleskobunda CCD kullanılarak gözlenen yıldızların sönük olması, verilen poz süresinin uzun olması ($150 - 200\ s$) ve dönemlerinin kısa ($P_{yör} \leq 4\ sa$) olması nedeniyle ışık eğrileri elde edilebilmiş ancak bu gözlem verileri, bileşenlerin fiziksel öğelerinin

belirleme hedefinin gerçekleştirilemeyeceği anlaşılmıştır. Bu nedenle gözlem verilerini kullanarak incelediğimiz dizgelerin parlaklık değişimlerini kabaca ortaya çıkarmayı uygun bulduk. Bu çalışmaya ek olarak CVlerin yapısını ve evrimini ortaya koymak amacıyla literatürde şimdiye kadar parametreleri belirlenmiş CVlerin gözlemsel verilerini kullanmayı ve önceki bölümde kısaca anlatılan temel problemler çerçevesinde yörünge dönemi, kütle, yarıçap gibi temel parametreler arasındaki ilişkilerin incelenmesini hedefledik. Böylece gözlemsel bulguları literatürdeki kuramsal öngörülerle karşılaştırmayı planladık.

Tezin ikinci bölümünde kataklismik değişen yıldızlara giriş niteliğinde temel bilgiler verilmiştir. Üçüncü bölümde tez çalışması kapsamında gözlemi yapılan kataklismik değişen yıldızların ışıkölçüm gözlemleri ve elde edilen sonuçlar yer almaktadır. Dördüncü bölümde yörünge dönemleri ile alttürler arasında ilişkiler, beşinci bölümde ise kataklismik değişenlerin ikinci bileşenleri olan kırmız cücelerin anakol yıldızı olup olmadığı tartışılmıştır. Altıncı ve son bölümde açısal momentum kaybının dönem boşluğunun altında ve üstünde dönemlere sahip yıldızlardaki etkisi incelenmiştir.

2. KATAKLİSMİK DEĞİŞEN YILDIZLARIN YAPISI VE EVRİMİ

2.1. Kataklismik Değişenlerin Yıldızların Sınıflandırılması

Tarihsel süreçte CV'lerin sınıflandırılmasının temeli cisimlerin patlama şiddetleri, süreleri ve meydana gelme sıklıkları gibi gözlenen değişimleri kapsayan uzun dönemli ışık eğrilerinin biçimine dayanmaktadır. Modern bir bakış açısıyla bakıldığında bu sınıflama yeterli olmamakta, CV'leri fiziksel özelliklerine göre alt gruplara ayırmak gerekmektedir. Bir CV'nin fiziksel olarak yapısını belirleyen üç temel parametreden sözedilebilir; yörünge dönemi (sistemin geometrik olarak büyüklüğünün bir göstergesi), toplanma miktarı ve beyaz cücenin manyetik alanı. Manyetik alanlar, manyetik olmayan kataklismik yıldızlarda yörünge evriminin manyetik frenleme ile sürdürülmesi gibi dolaylı bir yoldan da olsa aslında tüm kataklismik değişenlerde önemli bir rol oynamaktadır. Ancak genel olarak bakıldığında beyaz cücenin manyetik alanının zayıf ya da kuvvetli olması maddenin akış geometrisini tamamıyla değiştirmesinden dolayı kataklismik değişenler ***manyetik*** ve ***manyetik olmayan sistemler*** olmak üzere iki sınıfa ayrılmaktadır.

2.1.1. Manyetik Olmayan Kataklismik Değişenler

Manyetik olmayan kataklismik yıldızlar sınıfının patlama özelliklerine göre ayrılan alt gurubunda, ***klasik novalar*** (CN, Classical Novae), ***cüce novalar*** (DN, Dwarf Novae), ***tekrarlayan novalar*** (RN, Recurrent Novae), ***nova-benzeri değişenler*** (NL, Nova-like variables) bulunur.

***Klasik nova*lar** sadece bir patlama gözlenen kataklismik değişenler olarak tanımlanırlar. Nova öncesi ile maksimum parlaklık aralığı 6-19 kadir arasında değişir. Bu çok güçlü patlamalar beyaz cücenin yüzeyinde toplanan hidrojence zengin 10^{-4} -10^{-5} $M_{\odot}$'lik maddedeki termonükleer süreçlerden kaynaklanmaktadır (Cassisi ve ark. 1998).

Cüce Nova yıldızlar 2-5 kadirlik parlaklık değişimi, tekrarlama süresi ~ 10 günden bir kaç on yıla kadar olan, düzenli patlamalar gösteren kataklismik değişenlerdir. Patlamaların kaynağı, toplanma diskinin kararlı kalacağı miktarın üzerinde bir madde aktarımının varlığını gösteren, hidrojenin iyonlaşma sıcaklığına yakın sıcaklıklarda oluşan, toplanma diskindeki ısısal bir kararsızlıktır. Patlama anındaki ışık eğrisinin biçimine bağlı olarak *DN*'ler üç alt türe ayrılır.

Z Cam yıldızları hızlı patlamalar arasında, maksimum parlaklığın ~0.7 kadirin altında, parlama düzeyinin maksimum ve minimumu arasında ortalama düzeylerde, durgun durum (*stand still*) olarak adlandırılan davranışlar gösterirler.

SU UMa yıldızları normal patlamalara ek olarak pek sık olmayan süper patlamalar gösterirler. Bir süper patlama boyunca süper patlamaların maksimumuna yakın zamanlarda, ***süperhump***lar (*hump*, ışık eğrisinde kambur, çıkıntı biçimindeki yapılardır) olarak adlandırılan ve yoldaş yıldızın gel-git etkisi ile diskte meydana gelen bozulmalardan kaynaklanan değişimler gözlenir (Whitehurst 1988; Hirose ve Osaki 1990; Lubow 1991). İki süper patlama arasındaki zaman "süper çevrim" olarak adlandırılır ve yörünge döneminden 200-1000 gün aralığında gözlenir.

U Gem yıldızları, Z Cam ve SU UMa yıldızları dışındaki düzenli patlama gösteren tüm cüce novaları içerir.

Tekrarlayan novalar, yinelenen patlamalar gösteren *CN* olarak tanımlanırlar. *RN* ve *DN* arasındaki ayrım, tayfsal olarak yapılmış, *RN*'lerde (*CN*'lerde olduğu gibi) mevcut olan kabuk büyük hızlarla fırlatılır; *DN*'lerde ise kabuk kaybı yoktur ancak patlamalar arasında yıldız rüzgarları şeklinde kütle kaybı olabilir.

Nova-benzeri değişenler patlama göstermeyen tüm CV'leri içerirler. Bu yıldızlarda gözlenen değişimlerin disk kararsızlığı için kritik değeri geçen yüksek kütle aktarım miktarlarından kaynaklandığı düşünülmektedir. Yüksek düzey (high state) olarak adlandırılan "sürekli bir patlama" durumunda olduğu görünümünü veren, hemen hemen düzenli parlaklık değişimleri gösterirler. Nova-benzeri değişenler UX UMa, RW Tri, VY Scl (Ters-Cüce Nova, Anti-Dwarf Nova) ve SW Sex türü yıldızlar gibi fotometrik ve tayfsal özelliklerine göre farklı alt türlere ayrılırlar. Aslında manyetik kataklismik değişenler de nova-benzeri değişenlerin bir alt türüdür.

AM CVn (*AC*) türü yakın çift sistemler en kısa yörünge dönemine sahip (5-65 dk), iki helyum beyaz cücesi içeren CV'lerdir.

2.1.2. Manyetik Kataklismik Değişenler

Manyetik CV'ler (*MCV*), genellikle Nova-benzeri (*NL*) değişenleri olarak sınıflandırılır. MCV'lerde, baş yıldızın manyetik alanı, toplanma diskini kısmen veya tamamen bozabilir. Bu sınıfın iki alt türü olarak, kuvvetli manyetik alana ($B \sim 10-100\,MG$) sahip ***polarlar*** (*AM Her* türü sistemler) ve daha zayıf manyetik alana ($B \sim 10^5 - 10^6\ G$) sahip olan ***yarı polarlar*** (*Intermediate polar, IP*) sayılabilir (Warner, 1995).

2.2. Manyetik Olmayan Kataklismik Değişen Yıldızların Yapısı

2.2.1. Toplanma Diski

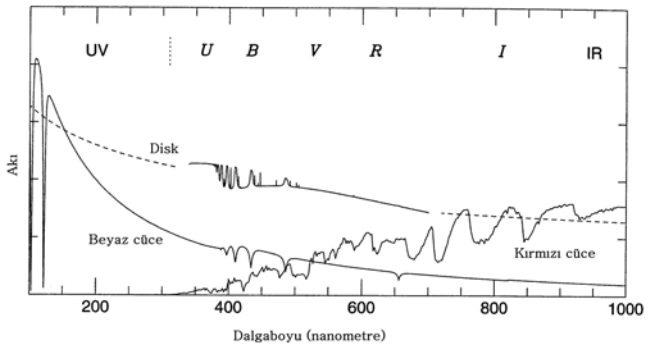
Kataklismik değişen yıldızlar astrofiziksel disklerin gözlemlerinde ve bunların anlaşılmasında en elverişli kaynaklardır. Bu yıldızların çoğunda ışıtmaya en fazla katkı toplanma diskinden gelmektedir. Diskler dış kısımlarda göreli olarak soğuk ($\sim 5000\,K$), iç kısımlarda çekimsel enerjinin salınması ile ısıtılmasından dolayı oldukça sıcak ($\sim 30\,000\ K$) olmalarından dolayı tek bir yapı gibi davranmazlar. Disk tayflarındaki en basit yaklaşım olarak diskteki her halka o sıcaklıktaki bir yıldız ile aynı tayfı verdiği varsayılarak ilgili sıcaklık aralığında bir seri yıldız tayfının eklenmesiyle disk tayfı üretilir. Böylesi bir sıcaklık aralığı optik bölgede kırmızı ve beyaz cüceden daha düz bir tayf üretir (Hellier 2001). Durgun durumdaki bir çok CV'nin ışığında ve patlama anındaki cüce novalarda diskten kaynaklanan salma çizgileri baskın olabilmektedir.

Sonuç olarak, bir çok CV tayfında sürekliliğin moröte bölgede arttığı ve daha uzun dalgaboylarına doğru düzgün olarak azaldığı, diskteki salma çizgilerinin üzerine binmiş hidrojen (Paschen, Balmer ve Lyman serisi), helyum (HeI), kalsiyum (CaII), demir (FeII) ve oksijen (OI) gibi düşük iyonlaşma düzeyindeki baskın salma/soğurma çizgileri gösterirler (bkz. Şekil 2.1).

2.2.2. Beyaz cüce

Kataklismik değişenlerdeki beyaz cüce gözlemleri $0.5M_{\odot} < M_{wd} < 1M_{\odot}$ kütle aralığında değerler gösterirken ortalama bir beyaz cücenin kütlesi $\approx 0.6\ M_{\odot}$ kadardır (Ritter, 2008). Beyaz cücelerin çoğu $\sim 12\,000K$'den daha yüksek sıcaklıklara sahiptir (Sion 1999; Gansicke 2000). Bu nedenle enerjilerinin çoğunu özellikle moröte bölgede olmak üzere kısa dalgaboylarında salarlar. Beyaz

cüceler, mavi bölgeye doğru akının dik bir biçimde arttığı süreklilik içerisinde geniş hidrojen soğurma çizgileri içeren bir tayf gösterir (bkz. Şekil 2.1). Çizgilerin genişliği beyaz cücenin atmosferindeki çekim ile ilişkili basınç genişlemesinde kaynaklanır.



Şekil 2.1: Bir CV'nin sıcak bir beyaz cüce, soğuk bir kırmızı cüce ve sıcak bir diskten oluşan bileşenlerine ilişkin tayfların şematik gösterimi. Johnson *UBVRI* süzgeçlerinin konumu ile tayfların karşılaştırılması da gösterilmiştir. Kesikli çizgi diskin iç ve dış bölgeleri arasında farklı sıcaklıklardaki karacisim ışınımlarının toplamı ile oluşturulmuş disk tayfı için kuramsal bir yaklaşımı göstermektedir (Hellier, 2001).

2.2.3. Kırmızı cüce

Kataklismik değişen yıldızların ikinci bileşenleri $\sim 3000\,K$ sıcaklığında, geri tayf türünden (K ya da M), düşük kütleli yıldızlarıdır. Erkelerinin büyük bir kısmını kırmızı ve kızılöte dalgaboylarında salarlar. Böylesi düşük sıcaklıklarda moleküller oluşabilir ve bu nedenle kırmızı cücenin tayflarında en belirgini TiO olmak üzere CO, VO, MgH, H_2 gibi geniş soğurma bandları görülür. Bu yıldızların yakın bir çift sistemin üyesi olması, çekim etkisinden kaynaklanan beyaz cüceye bakan yüzündeki bozulmalar, hızlı dönme ve yörünge dönemi ile eşleşme gibi onları alan yıldızlarından ayıran önemli özelliklere sahiptir. Kataklismik değişen yıldızlardaki kırmızı cüceler dönemlerine bağlı olarak farklı açısal momentum kayıp mekanizmaları ile $\dot{M} \sim 10^{-11} - 10^{-8} M_{\odot} y^{-1}$ kütle kaybederler. Genel olarak dönemi $P < 7\,sa$ olan sistemlerdeki ikinci bileşenlerin kütle, yarıçap ve tayf türleri tek anakol yıldızlarına benzer olduğunu gösteren çalışmalar vardır (Ritter 1983; Patterson 1984; Warner 1995; Smith & Dhillon 1998).

2.2.4. Parlak Leke

Kataklismik değişen yıldızlarda ikinci bileşenden aktarılan maddenin, toplanma diskinin kenarına çarptığı nokta parlak leke ya da sıcak leke olarak adlandırılır (bkz. Şekil 1.1). Parlak lekenin konumu, toplanma diskinin boyutu,

toplanma akıntısının izlediği yol gibi sistemin geometrisi ile ilişkilidir. Parlak lekenin boyutu ve konumu, çarpma bölgesinde üretilen çalkantı sonucunda zamanla değişim gösterebilir. Akan maddenin kinetik erkesi ısıya çevrilir ve diskle karşılaşma süresi boyunca ışınımla salınır. Dolayısıyla çarpışma bölgesinin göreli parlaklığı, bazı durumlarda sistemin toplam ışınımına %30 katkı sağlamaktadır (Warner and Nather, 1971).

2.3 Tutulma Gösteren Kataklismik Değişen Yıldızlar

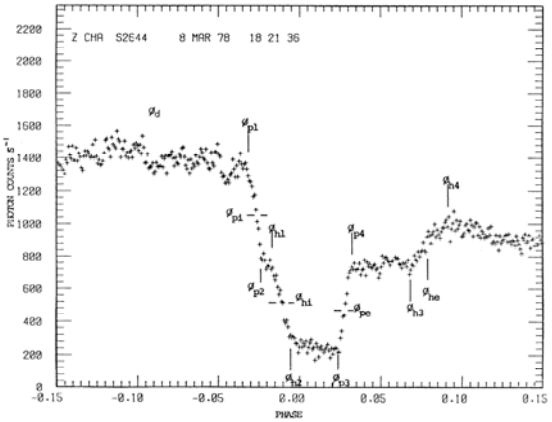
Kataklismik değişen yıldızlar yörünge düzlemi ile bakış doğrultusundaki açıya bağlı olarak farklı bileşenlerin göreli parlaklık değişimleri kullanılarak sistemin temel parametrelerinin elde edilmesi için ideal kaynaklardır. Ayrıca optik bölgede alınan tayflarında Balmer ve He salma çizgilerinde belirgin olarak görülen derin merkezi soğurma (çift pikli yapı), yüksek i açılarına sahip sistemlerin keşfinde önemli rol oynamaktadır (bkz. Şekil 3.1).

Tutulma kesitinin biçimi farklı dalgaboylarında değişiklik gösterebilmektedir. CV'lerde optik dalgaboylarında beyaz cüce, disk ve parlak lekenin sürekliliğe katkısı büyük olduğundan, bu bileşenlerin düşük kütleli soğuk kırmızı cüce tarafından örtülmesiyle ışık kaybı sonucunda, aşamalı olarak örtülen karmaşık bir tutulma kesitine sahip derin tutulmalar (1-2 kadir genlikli) gözlenir. Bu yapıya örnek olarak Z Cha yıldızının ışık eğrisi Şekil 2.2'de gösterilmektedir. Bu bilgi bileşenlerin tutulmaya girme ve çıkma aşamalarının ardışık bir şekilde elde edildiği tutulma kesitini basit geometrik yaklaşımlarla birleştirerek doğrudan belirlenebileceği gibi farklı yollarla da elde edilebilir. Roche lobunu doldurduğu varsayımı ile geometrik olarak, beyaz cücenin, toplanma diskinin, parlak lekenin yaklaşık boyutları elde edilebilir. Buna ek olarak dikine hız eğrisi elde edilmiş ise salt parametrelere de ulaşılır. X-ışınlarında baş yıldızın manyetik alanına bağlı olarak ya sınır katman ya da beyaz cücenin yüzeyindeki toplanma bölgesi de sürekli ışığa katkıda bulunur. Kızılöte bölgede ise daha sığ bir tutulma kesiti ile kırmızı cüce yıldız, beyaz cüce ve toplanma diski tarafından örtülür.

2.3.1 Tutulma Zamanları

Beyaz cücenin tam tutulma süresi $\Delta\varphi$, yalnızca q ve i'nin bir fonksiyonudur. Eğer beyaz cücenin tutulması belirlenemezse diskin eksen boyunca simetrik olduğu durumda (yani parlak lekenin baskın olmaması nedeniyle ışık eğrisinin biçiminde bozulma yoksa), yarı derinlikteki genişlik

($\Delta\varphi_{1/2}$) beyaz cücenin tutulmada kalma süresi için kabul edilebilir bir yaklaşımdır. Simetrik olmayan disklerde tutulma kesitinde en fazla eğime sahip yerdeki noktalar, en parlak ve en küçük cisim tutulduğunda oluşur (bu cisim diskin merkezi yada parlak leke olabilir).



Şekil 2.2: Z Cha kataklismik değişen yıldızının değme noktaları belirtilmiş ışık eğrisi. φ_{d} diskin tutulmaya başladığı evreyi göstermektedir. *n*=1 ilk değme, *n*=2 ikinci değme noktası olmak üzere φ_{pn} beyaz cüce, φ_{hn} parlak leke için evreleri, *n*=i tutulmaya girdiği evrenin ortasını, *n*=e tutulmadan çıktığı evrenin ortasını göstermektedir (Cook & Warner 1984).

Beyaz cücenin tutulma zamanının ortası T_{mid}, beyaz cücenin tutulmaya girme zamanı T_{wi} (Şekil 2.2'de φ_{pi} ile gösterilen evre, $\varphi_{pi} = (\varphi_2 - \varphi_1)/2$) ve tutulmadan çıkma zamanlarının T_{we} (Şekildeki φ_{pe} ile gösterilen evre, $\varphi_{pe} = (\varphi_4 - \varphi_3)/2$) aritmetik ortalaması alınarak elde edilmektedir (Littlefair, 2006):

$$T_{mid} = (T_{we} + T_{wi})/2 \tag{2.1}$$

2.4 Kataklismik Değişen Yıldızların Evrimi

2.4.1 Açısal momentum kaybı

Kütlesi M_1 ve M_2 olan bir çift yıldızın toplam yörünge açısal momentumu için,

$$J = \frac{M_1 M_2}{M_1 + M_2} a^2 \Omega_{orb} \tag{2.2}$$

eşitliğini yazabiliriz. (2.2) nolu eşitliğin zamana göre türevi alındığında açısal momentum ve kütlenin zamanla değişimi $\dot{J}$ ve $\dot{M}$ kullanılarak, yörünge dönemi P_{orb} ve bileşenler arası ayrıklık *a* ile nasıl değiştiği gösterilebilir:

$$\frac{\dot{P}_{orb}}{P_{orb}} = 3\frac{\dot{J}}{J} - \frac{2+3q}{1+q}\frac{\dot{M}_1}{M_1} - \frac{3+2q}{1+q}\frac{\dot{M}_2}{M_2} \tag{2.3}$$

$$\frac{\dot{a}}{a} = 2\frac{\dot{J}}{J} - \frac{1+2q}{1+q}\frac{\dot{M}_1}{M_1} - \frac{2+q}{1+q}\frac{\dot{M}_2}{M_2} \qquad (2.4)$$

M_2 yıldızındaki kütle kaybı $\dot{M}_2 < 0$ olarak tanımlanmaktadır. Sistemin toplam kütlesi ($M_1 + M_2 = sbt.$) ve yörünge açısal momentumunun korunduğu ($\dot{J} = 0$) varsayımında (2.3) ve (2.4) eşitlikleri sadeleşir,

$$\frac{\dot{P}_{orb}}{P_{orb}} = 3(q-1)\frac{\dot{M}_2}{M_2} \qquad (2.5)$$

$$\frac{\dot{a}}{a} = 2(q-1)\frac{\dot{M}_2}{M_2} \qquad (2.6)$$

elde edilir. Roche lobuna eşdeğer hacimdeki yarıçap, R_L ile gösterildiğinde bu yarıçapın değişimi için Paczynski'nin (1971) yaklaşımı kullanılabilir,

$$R_L = 0.462a\left(\frac{M_2}{M}\right)^{1/3} \;,\; R_L \propto a\left(\frac{q}{1+q}\right)^{1/3} \;,\; 0 < q < 0.3 \qquad (2.7)$$

ikinci yıldızın Roche lobunun yarıçapının zamanla nasıl değiştiğini göstermek için (2.7)'nin türevi alınarak (2.6) yeniden düzenlendiğinde:

$$\frac{\dot{R}_L}{R} = \left(2q - \frac{5}{3}\right)\frac{\dot{M}_2}{M_2} \;,\; \frac{\dot{R}_L}{R_L} = \frac{2\dot{J}}{J} + \frac{2(-\dot{M}_2)}{M_2}\left(\frac{5}{6} - q\right) \qquad (2.8)$$

elde edilir. (2.5), (2.6) nolu eşitlikler sistemin toplam kütle ve açısal momentumunun korunduğu varsayımında $q > 1$ olması durumunda M_2, baş bileşene kararlı bir şekilde kütle aktardığında P_{orb} ve a'nın zamanla azalacağını göstermektedir. Bununla birlikte ikinci yıldızı çevreleyen Roche lobu küçüldükçe q daha da azalır ancak kütle aktarımı $q = 1$ olduğunda sona ermez ((2.8) eşitliğinden görüldüğü gibi $q = 5/6$ değerinde Roche lobu en küçük boyutundadır).

$q > 5/6$ olduğu durumda korunumlu kütle aktarımında ($\dot{M} = 0$) yıldız Roche lobunu küçültecektir ($\dot{R}_L < 0$). Açısal momentumdaki bir azalma ($\dot{J} < 0$) Roche lobundaki küçülmeyi arttıracaktır (bkz. (2.8) nolu eşitlik). İkinci yıldız

yarıçapını, Roche lobu yarıçapından daha küçük tutmak için hızlı bir şekilde büzülene kadar, kütle aktarım süreci kararsız ve daha şiddetli olacak ($-\dot{M}_2 > 0$). Roche lobundaki taşma, kütle oranı $q < 5/6$ olacak şekilde tersine döndüğünde duracaktır.

Sistemin açısal momentumu korunduğunda ($\dot{J} = 0$) sistemdeki kütle aktarımı $q < 5/6$ olduğunda Roche lobunun genişlemesine yol açar ($\dot{R}_L > 0$) (bkz. (2.8) nolu eşitlik). Roche lobundaki genişleme kütle aktarımını durdurur ($-\dot{M}_2 < 0$) ve sistem daha kararlı hale gelir. Uzun süreli kütle aktarımının sürdürülebilmesi için 1) ikinci yıldız Roche lobu yarıçapına kadar genişlemelidir tersi durumda loblar yıldız yarıçapında ayrılır ve kütle aktarımı sona erer, 2) Roche lobu boyut olarak küçülmelidir ($-\dot{R}_L < 0$).

2.4.2 Ortak Zarf Öncesi Evrim

Kataklismik değişen yıldızların nasıl evrimleşerek $P < 1\,gün$ yörünge dönemine sahip sistemlere dönüştükleri bir önceki evrim basamağı ile yakından ilişkilidir. Tek yıldızların evrimlerine ilişkin kuramlar beyaz cücelerin tipik olarak 50-500 $R_\odot$ yarıçapa sahip dev yıldızların çekirdeklerinden oluştuğunu göstermektedir. CV'lerdeki gibi 1 $R_\odot$'ten daha küçük ayrıklığa sahip beyaz cüce içeren sistemlerin olması bu sistemlerin atalarının büyük yörüngelerde dolanan ($a \geq 50\ R_\odot$) orta kütleli bir baş yıldız ile küçük kütleli yoldaş yıldızdan oluşmakta olduğunu göstermektedir (Warner 1995). Çiftin daha kütleli olan yıldızı nükleer evrim süreci ile kırmızı dev evresine evrimleşerek genişler ve Roche-lobunu doldurur ve kütle aktarımı başlar. Bu yıldız kütle merkezine yakın olduğunda, kaybedilen kütle, kütle merkezinden uzakta olan ikinci bileşen üzerine taşınır, aktarılan madde ile açısal momentum artar. Kütle aktarımı dinamik zaman ölçeğinde ($\dot{M} \sim M/\tau_{dyn}$) ve $\sim 0.1\ M_\odot\, y^{-1}$ miktarlarında gerçekleşir. Yörünge açısal momentumunun korunduğu varsayımıyla ($\dot{J} = 0$), bileşenler arasındaki uzaklık azalır (bkz. (2.6) ve (2.8) nolu eşitlik), bileşenlerin Roche-lobları küçülür ve bu kararsız yapı ile kütle aktarımı daha da artar. İkinci yıldız kütle aktarımı sonucunda iç yapı dengesini hemen sağlayamaz. Sonuçta aktarılan kütle taşarak, L_2'nin yer aldığı dış Roche-lobunu da doldurur ve her iki bileşeni de içine alarak genişlemiş bir ***ortak zarf*** (***C**ommon **E**nvelope*) oluşturur (Rassio ve Livio, 1996).

2.4.3 Ortak Zarf Evrimi

Kataklismik değişen yıldızların ortak zarf evresi sonucunda, kırmızı dev yıldızın yozlaşmış merkezi ile anakoldaki ikinci yıldızın ortak bir gaz zarf ile sarılı olduğu çiftlerlerden oluştuğunu ilk kez Ostriker (1975) ve Paczynski (1976) önermişlerdir. Bu sürecin ayrıntılı modelleri ise Taam et al. (1989) ve Livio (1989), Iben & Livio (1993) çalışmalarında incelenmiştir. Gaz zarf içerisinde bileşen yıldızlar ve zarf arasındaki hız farklılıkları yörünge açısal momentumunun CE'ye aktarılmasında neden olarak, yörünge erkesinin azalmasına ve bileşenlerin "spiral-in" evresi olarak adlandırılan zamanda birbirlerine yaklaşmasına neden olan bir sürüklenme kuvvetine yol açar. Yörünge erkesinin kaybedilmesi nedeniyle bileşenler arasındaki uzaklık ~ 1000 yılda bir kaç $R_{\odot}$ ayrıklığa kadar azalır (Meyer & Meyer-Hofmeister, 1979). Önerilen ayrıntılı modellere karşın CE evriminde olduğu bilinen herhangi bir sistem henüz gözlenmemiştir (sistemlerin bu evrede kalma süresi $\sim 10^3$-10^4 yıl). Ancak hem ortak zarf evrimi sonucunda oluşmuş bileşenlerinden biri beyaz cüce ya da sıcak altcüce, diğeri anakol yıldızı olan dönemi $P_{orb} \leq 2\,gün$ olan V471 Tau (İbanoğlu, 2005), HW Vir (Wood & Saffer, 1999), NY Vir (Kilkenny et al., 1998) gibi bir çok *ortak zarf sonrası yıldız* (***P**ost **C**ommen **E**nvelope **B**inaries-PCEBs*), hem de kısa dönemli çiftlerin çekirdeği olarak bilinen MT Ser (Green et al., 1984), UU Sge (Miller et al., 1976) gibi bir çok ***gezegenimsi bulutsu*** (***PN***) gözlenmiştir. CV'lerin bu evrimin sonunda oluşan sistemler olduğu düşünülmektedir.

2.4.4 Kütle Aktarımı

Kütle aktarımı veya kütle kaybı CV'lerin evrimleri boyunca bir önceki alt bölümde bahsedilen ortak zarf öncesi evrimi ve CV evrim süreci boyunca olmak üzere iki farklı evrede gerçekleşir. Kütle aktarımına sistemin tepkisi kütle oranı q'ya bağlıdır. İlk evre ortak zarf öncesi evrim sürecinde, beyaz cücenin atası olan yıldızın nükleer evrimi sonucunda gerçekleşir ve sürecin ayrıntıları bir önceki altbölümde verilmiştir. Şimdi ikinci evre olan CV evrimini inceleyelim. Bu sistemlerde küçük kütleli yıldızdan daha kütleli olan beyaz cüceye kütle aktarılır ($M_2 < M_1$). Bu durumda küçük kütleli olan yıldız kütle merkezinden uzaktadır ve aktarılan kütle merkezine yakın bir yere düşer böylece açısal momentum kaybedilir. Sonuçta yörünge açısal momentumunu korumak için bileşenler arasındaki uzaklık artar, yıldızın Roche lobu büyür ve yıldız Roche lobundan ayrılır (bkz. (2.6) ve (2.8) nolu eşitlik) ve bugün CV'lerde gözlediğimizin tersine bileşenler arasındaki kütle aktarımı sona erer.

Bir kataklismik değişen yıldızda hangi durumlarda kararlı, uzun süreli bir kütle aktarımı meydana gelir? CV'lerde gözlediğimiz, bileşenler arasındaki kütle aktarımının sürdürülebilmesi için bileşenlerin Roche lobunun küçülmesi gerekmektedir. CV'lerde bir güneş kütlesinden daha küçük kütleye sahip olan ikinci bileşenin nükleer evrimi, evrenin yaşı ile kıyaslanabilir olacaktır ve G0'dan daha geri tayf türlerinde olan bu yıldızların bu yolla kütle aktarımını açıklamak mümkün görünmemektedir. Kırmızı cüceden L_1 noktasından kaybedilen kütle yıldız evrim süreçleri ile yıldızın boyutunu değiştirir ya da *manyetik frenleme* ve *çekimsel ışıma* gibi sistemden açısal momentum kaybı ile Roche lobu küçülür. Gözlemler, belirtilen ikinci kurgu ile CV'lerin yörünge açısal momentumda önemli miktarındaki azalma ile bileşenler arasındaki ayrıklığın, kütle aktarımını başlatarak sürdürülmesi için yeterli olduğunu göstermektedir. Bu yolla CV'lere evrimleşmek için zaman ölçeği ~2 Gyr olduğu önerilmektedir (Schreiber & Gansicke, 2003).

2.4.5 Açısal momentum kayıp mekanizmaları

2.4.5.1 Çekimsel Işıma

Genel görelilik kuramına göre madde uzayın bükülmesine neden olmaktadır. Buna göre yakın bir çift sistemin hareketi düzenli bir şekilde uzayı bükecektir. Bu hareket periyodik bir dalga biçiminde dışarıya doğru yayılan çekimsel bir ışıma üretecektir. Bu dalgayı üretecek erke çiftin yörüngesinden çıkarılır ki bu durum bileşenler arasındaki uzaklığın azalmasına neden olur (bkz. (2.9) nolu eşitlik). Dolayısıyla çekimsel ışıma çok kısa dönemli çiftlerde sistemlerde önemli duruma gelir (Hellier, 2001). Genel görelilik kuramına göre çekimsel ışıma ile açısal momentumdaki değişim,

$$\frac{\dot{J}_{GR}}{J_{GR}} = -\frac{32}{5}\frac{G^2}{c^5}\frac{M_1 M_2 (M_1 + M_2)}{a^4} \qquad (2.9)$$

denklemiyle verilir. King (1988) çekimsel ışıma yoluyla salınan kütle aktarım miktarına ilişkin,

$$-\dot{M}_2 = \dot{M}_{GR} \approx 10^{-10}\left(\frac{P_{sa}}{2}\right)^{-2/3} M_\odot y^{-1} \qquad (2.10)$$

denklemini vermiştir. Bu kütle aktarım miktarı 2 saatin altında yörünge dönemine sahip sistemlerde gözlenen kütle aktarım miktarları ($P_{orb} = 2\,sa$ dönemli bir sistem için $\dot{M}_{GR} \approx 5\times10^{-11}\ M_{\odot}y^{-1}$) ile uyumludur. Daha uzun dönemli sistemlerdeki çekimsel ışıma yoluyla açısal momentum kaybı çok küçüktür ve gözlenen kütle aktarım miktarlarını açıklamak için başka bir kurgu gereklidir.

2.4.5.2 Manyetik Frenleme

HR diyagramında geri tayf türünden yıldızların dönme hızlarının dağılımına ilişkin gözlemler, soğuk yıldızlarda manyetik alan ile artan yıldız rüzgarları ile açısal momentum kaybının, yıldızın dış katmanlarının yavaşlamasına neden oluğunu göstermektedir (Verbunt and Zwaan, 1981; Verbunt, 1984). Yıldız rüzgarı yıldızdan atılan enerjili iyonize olmuş parçacıkların oluşturduğu akıntıdır. Manyetik alan rüzgar hızını ve miktarını arttırmasının yanında rüzgarın yıldızdan kurtulduğu uzaklığıda büyütür. Dipol manyetik alana içindeki parçacıklar kapalı manyetik alan çizgileri içine hapsedilmekte ve manyetik alan üst atmosferdeki plazmayı yıldız ile beraber dönmeye zorlamaktadır. Yıldız yarıçapından çok uzaklarda maddenin basıncının manyetik basıncı yendiği uzaklıkta, maddenin yıldız rüzgarı olarak serbest kaldığı uzaklık *Alfven yarıçapı* olarak adlandırılır. Bu yarıçapta manyetik enerji gazın kinetik enerjisine eşittir.

$$E_{kin} = \frac{B_a{}^2}{8\pi} = \frac{1}{2}\rho_a u_a^2 \qquad (2.11)$$

(2.11) nolu eşitlikte a indisi Alfven yarıçapını; B_a, manyetik alan şiddeti; ρ_a, parçacık sayı yoğunluğu; u_a, parçacık kurtulma hızını göstermektedir. Bir kataklismik değişendeki ikinci bileşenin dönme dönemi sistemdeki çekim kuvvetlerinde dolayı yörünge dönemi ile eş zamanlı olmaktadır. Dolayısı ile yıldızın dönme dönemi, benzeri tek yıldızlara göre bir kaç saat dolayındadır. Dinamo kuramına göre hızlı dönme daha kuvvetli manyetik alanlara neden olmaktadır. Böylece rüzgar, yıldızın dönüşünü yavaşlatan bir frenleme kuvveti uygular. Böylece manyetik rüzgarın frenleme torku tüm sistemden açısal momentum kaybına neden olur (Mestel, 1968; Eggleton, 1976; Verbunt and Zwann, 1981). Manyetik frenleme uzun dönemli ($P > 3\,sa$) sistemlerde gözlenen kütle aktarım ve yörünge açısal momentum kayıp miktarlarını açıklamak için en geçerli kurgudur. Sonuç olarak bileşenler arasındaki uzaklık azalarak yörünge küçülür. Manyetik frenleme ile kaybedilen kütle miktarı,

$$-\dot{M}_2 = \dot{M}_{MB} \approx 6\times10^{-10}\left(\frac{P_h}{3}\right)^{5/3} M_\odot y^{-1} \qquad (2.12)$$

ile verilir. Yörünge dönemi $P_{orb} \geq 3\,sa$ olan sistemler için kütle kayıp miktarı ~10^{-9} - 10^{-8} $M_\odot$ y^{-1} tahmin edilmektedir (Rappaport et al., 1983; McDermott and Taam, 1989). Daha kısa yörünge dönemlerinde manyetik frenleme ile açısal momentum kaybı önemli miktarlarda olmamaktadır (Spruit and Ritter, 1983). Bir kataklismik değişen yıldızda manyetik frenleme kurgusunun etkin olabilmesi ikinci bileşenin manyetik alanının yeğinliği ilişkilidir.

2.4.6 Kataklismik Değişen Yıldızların Uzun Dönemli Evrimi

2.4.6.1 Yörünge Dönemlerinin Dağılımı

Bir CV'nin yörünge dönemi genellikle sistemin en iyi bilinen fiziksel parametresidir. Yörünge dönemi çiftin evrim durumunun tahmin edilmesine olanak sağlar. Genel olarak CV'lerin yörünge dağılımı incelendiğinde önemli üç temel yapı dikkati çekmektedir (bkz. Şekil 4.1.a); CV'lerde gözlenen minimum dönem, dönem boşluğu ve uzun dönem ucu.

2.4.6.2 Kataklismik Değişen Yıldızlarda En Kısa Dönem

Alt türlerine bakılmaksızın tüm kataklismik değişen yıldızların dönem dağılımı incelendiğinde genel olarak gözlenen en kısa dönem ~76.8 dk dolayındadır (bkz. Şekil 4.1.a). Gözlenen bu değer ile teorik olarak öne sürülen değer arasında uyumsuzluk olmasına karşın (Kolb & Baraffe, 1999) en kısa dönem, standart kuram ile açıklanabilmektedir. Paczynki & Sienkiewicz (1981) ve Rappaport, Joss & Webbink (1982)'in çalışmalarında da belirtildiği gibi bu durum gerçekte düşük kütleli ikinci bileşenin, kütle aktarımına verdiği tepkidir. Yörünge dönemi 3 saatin üzerinde normal bir ikinci bileşene sahip CV'ler için evrim, yörünge açısal momentumunun kaybı ile daha kısa dönemlere doğru gerçekleşir. Yörünge dönemi 2 saatin altındaki kataklismik değişen yıldızların ikinci bileşeninin kütlesi öylesine azalır ki, ~0.08 $M_\odot$ değerinin altına düştüğünde yozlaşma durumu söz konusudur. Bu durumda ikinci bileşen, bir beyaz cüce gibi davranacak, kütlesi ile yarıçapı ters orantılı olacaktır ve kütledeki azalma, CV'lerin ikinci bileşen yıldızını denge durumunun dışına iterek genişlemesine ve dönemin artmasına neden olacaktır (Warner, 1995). Kütle oranı $q < 5/6$ durumunda kütle aktarımı, yörünge ayrıklığını arttırır ve ikinci yıldız Roche

lobundan ayrılır. Ancak aynı zamanda yozlaşmış olan bu yıldızın kütlesindeki azalma, yarıçapını arttıracaktır. Yörünge açısal momentumunun kaybı ile değme, önceki duruma göre daha büyük yarıçapta olan ikinci yıldıza uygun olarak biraz daha büyük ayrıklık ve dönemde sağlanır. Böylece sistem daha uzun yörünge dönemlerine doğru evrimleşir. Çiftin ayrıklığı arttıkça çekimsel ışımadan kaynaklanan kütle aktarım miktarı da yavaşça azalır. Yörünge dönemi, ikinci yıldız kahverengi bir cüce oluncaya kadar artar. Evriminin son aşamasında sistem, beyaz bir cücenin etrafında dolanan Jüpiter benzeri bir cisim olarak gözlenemeyecek kadar sönükleşir. Yörünge dönemi 81.6 dk ve ikinci bileşeninin kütlesi ~0.06 $M_{\odot}$ olduğu tahmin edilen WZ Sge sistemi minimum dönemin ötesine evrimleşmiş CV'ler için bir aday olarak önerilmektedir (Smak, 1993; Patterson et al., 2002).

Kısa dönemli CV'ler için çekimsel ışımanın temel açısal momentum kayıp mekanizması olarak göz önüne alan standart senaryolarda minimum dönem ~65 dk olarak belirlenmektedir (Kolb & Ritter, 1992; Howell ve ark., 1997; Kolb & Baraffe, 1999).

Aslında kataklismik değişen yıldızlarda gözlenen minimum dönemin de altında dönemlere sahip sistemler gözlenmektedir. CV'lerde helyumca zengin ikinci bileşen yıldıza sahip AM CVn türü sistemler, aynı kütleli normal yıldızlara göre daha sıkışık cisimlerdir ve daha da küçük yörünge ayrıklıklarında değme durumu gerçekleşmesinden dolayı çok daha kısa yörünge dönemlerine sahiptirler.

2.4.6.3 Kataklismik Değişen Yıldızlarda Uzun Dönem

Kataklismik değişen yıldızların dönem dağılımında 12 saatin üzerindeki sistemlerin sayısı giderek azalmakta ve bu sınırın üzerinde ancak bir kaç sistem gözlenebilmiştir. CV'lerde gözlenen bu durumun nedeni anakol yıldızlarında kararlı kütle aktarımı için gerekli kütle oranı $q < 1.26$ olması ile ilişkilidir (bkz. Warner, 1995). Sistemin baş bileşeni, beyaz cücenin kütlesi Chandrasekhar kütlesi olan 1.44 $M_{\odot}$ değerinden daha büyük olamayacağından bu değer CV'lerin ikinci bileşeni için de $M_2 \leq 1.8\ M_{\odot}$ olarak bir üst sınır değeri belirler. Genellikle çok az yoldaş bileşen bu değere yakın bir başlangıç kütlesine sahiptir. Dolayısıyla $M_2 \leq 1.5\ M_{\odot}$ değeri gerçekçi bir sınır değer olarak gözönüne alındığında $P_{orb} \leq 12.5\ sa$ 'lik bir döneme karşılık gelir. Bu nedenle CV'lerde $M_2 \geq 1.5\ M_{\odot}$ kütlesine sahip anakol yıldızlarında ~G0 tayf türünden daha erken tayf türünde yıldız bulunmamaktadır. Kataklismik değişenlerde $P \geq 12\ sa$ döneme sahip çok

az sistem gözlenmektedir ve bu sistemlerin de evrimleşmiş bilşenlere sahip CV'ler olduğu önerilmektedir (bkz. altbölüm 5.5).

2.4.6.4 Dönem Boşluğu

Manyetik olmayan kataklismik değişenlerin dönem dağılımında *2–3 sa* yörünge dönemine sahip sistemlerin sayısının çok az olması nedeniyle bu dönem aralığı "*dönem boşluğu*" olarak bilinmektedir (bkz. Şekil 4.1.a). Kataklismik değişen yıldızların evrimlerini anlamaya yönelik oluşturulan modellerin öncelikli amacı gözlenen dönem dağılımını elde edebilmektir. Ancak bu konuda bir çok araştırmacı tarafından kabul gören kuramlar olmasına karşın hala tam anlamıyla anlaşılamamıştır. Dönem boşluğunun altındaki dönemlere sahip CV'lerde gözlenen kütle aktarım miktarları (~ 10^{-11} - 10^{-12} $M_{\odot}$ y^{-1}), dönem boşluğunun üzerinde dönemlere sahip sistemlerde gözlenenin (~ 10^{-9} - 10^{-8} $M_{\odot}$ y^{-1}) yaklaşık olarak on kat daha az olduğu görülmektedir. Bu gözlemler CV'lerin, dönem boşluğunun üzerinde manyetik frenleme mekaniznası (Verbunt & Zwan, 1981), dönem boşluğunun altındaki CV'lerin ise çekimsel ışıma yolu ile (Kraft et al., 1962) açısal momentum kaybederek kısa yörünge dönemlerine evrimleştiğini göstermektedir. Dönem boşluğunu açıklamak için önerilen *engellenmiş (disrupted) manyetik frenleme modeli*ne göre, yaklaşık 3 saat yörünge döneminde CV'lerde ikinci yıldızın kütlesi ~0.25 $M_{\odot}$ 'dir ve bu dönem ikinci yıldızın iç yapısında ışınım çekirdekten ($M_2 > 0.3\ M_{\odot}$), konvektif çekirdeğe ($M_2 < 0.3 M_{\odot}$) değişimin olduğu yere karşılık gelmektedir (Robinson et al., 1981). Bu dönem aralığında çok az sistemin gözlenmiş olması, manyetik frenleme kurgusunun burada işlemediğini gösterir (Spruit & Ritter, 1983; Taam and Spruit, 1989; Rappaport et al., 1983, Paczyski and Sienkiewicz, 1983; Patterson 1984; Howell et al., 2001). Bunun sonucunda açısal momentum kayıp miktarı ve dolayısıyla da kütle aktarım miktarı azalacaktır. Kütle oranının azalması CV'lerdeki ikinci bileşenin anakoldaki yarıçapına küçülmesine yol açar ve yıldız Roche lobundan ayrılır. Kütle aktarımı sona erer ve bu dönemden itibaren CV'lerin, gözlemi zor olan ayrık sistemler olduğu düşünülmektedir. Çekimsel ışıma ile bu sistemler daha kısa yörünge dönemlerine evrimleşirler. $P_{orb} \cong 2\ sa$ yörünge döneminde ikinci yıldızın Roche lobu küçülerek değme gerçekleştiğinde kütle aktarımı yeniden başlar. Bu model CV'lerde gözlenen dönem dağılımını açıklayabilen ve bir çok araştırmacı tarafından kabul edilmesine karşın, manyetik frenleme kurgusunun hangi nedenle ani bir şekilde etkinliğini yitirdiğini açıklamakta yetersiz kalmaktadır.

3. SEÇİLMİŞ SÖNÜK KATAKLİSMİK DEĞİŞEN YILDIZLARIN FOTOMETRİK GÖZLEMLERİ

Yıllar boyunca sürdürülen gözlemsel çalışmalara karşın bilinen ve iyi çalışılmış CV'lerin sayısı, bu tür sistemlerin gözlenen özelliklerinin anlaşılması açısından yetersiz kalmaktadır. Büyük ölçekli, tamamlanmış ve hala sürdürülmekte olan Sloan gökyüzü taraması (Sloan Digital Sky Survey, SDSS), Hamburg gökyüzü taraması (HQS), Sönük cisimler gökyüzü taraması (FSVS) gibi gökyüzü taramaları çok sayıda CV alt türünün keşfini sağlamıştır. SDSS kısa yörünge dönemli ve düşük aktarım miktarlarına sahip ~220 CV'nin belirlenmesini sağlamıştır; bunların yaklaşık % 80'i yeni keşfedilmiştir. SDSS taramasında ışık eğrileri ve tayfsal gözlemler yapılarak CV'lerin yörünge dönemleri ve alt türleri belirlenmiştir. Ancak CV'lerin çoğu orta ölçekli teleskoplar kullanılarak tayfsal çalışmalar yapmak için çok sönük kalmaktadır. Böylesi sönük sistemlerin ($V > 17 mag$) CCD ile fotometrik olarak yörünge dönemleri belirlenebilmektedir. Bu tez çalışmasında literatürde çok az bilgisi olan ya da hiç olmayan yıldızlar, özellikle de SDSS gözlemlerinde tutulma göstermesi beklenen yıldızların gözlenmesi planlanmıştır.

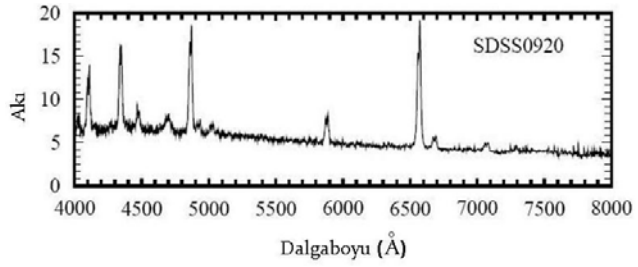
Bu amaçla SDSS ile kataklismik değişen yıldız olduğu belirlenen sönük ($V > 17^m$) beş sistem ve bir klasik novanın ışıkölçüm gözlemleri 2006 - 2009 yılları arasında TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi'nde yapılmıştur. SDSS J092009.54+004244.9, J132723.39+652854.3, J122740.83+513925.0, J160745.02+362320.7, J145758.21+514807.9, V849 Oph (bundan sonraki kullanım biçimi sırasıyla şu şekildedir; SDSS J0920, SDSS J1327, SDSS J1227, SDSS J1607, SDSS J1457, V849 Oph) kısa dönemli ($P < 4\ sa$) kataklismik değişenlerinin, sakin evrede sıcak lekeden kaynaklanan değişimler, "*flikering*" olarak adlandırılan beyaz cüceden kırmızı cüceye aktarılan maddedeki hızlı değişimlerin neden olduğu kısa zaman ölçekli değişimler, sistemlerin parlaklık ve yörünge dönemlerinin değişimleri incelenmiştir. Beyaz cüce, kırmızı cüce, toplanma diski ve parlak lekeye ilişkin, ışık eğrisinin biçiminden ve yörünge döneminden elde edilen sonuçlar tartışılmıştır.

Gözlemler TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi'nde 1.5-m'lik Rus-Türk Teleskobu RTT150 ile ANDOR CCD kullanılarak (2048 x 2048 pixel, 0.24 arcsec pixel^{-1} çözünürlük) elde edilmiştir. Diferansiyel parlaklıklar CCD üzerindeki yakın mukayese yıldızlara göre elde edilmiştir. Bu çalışmadaki temel amacımız gözlenecek yıldızların göreli parlaklıklarını elde etmek olduğu için gözlem

süresince ışıkölçüm standart yıldızları gözlenmemiştir. Tüm gözlemler amaca uygun olarak Johnson *B*, *V*, *R* süzgeçleri ve süzgeçsiz yapılmıştır. Gözlemlere ilişkin temel bilgiler ayrıntılı olarak Tablo 3.1'de verilmiştir.

3.1. SDSS J0920

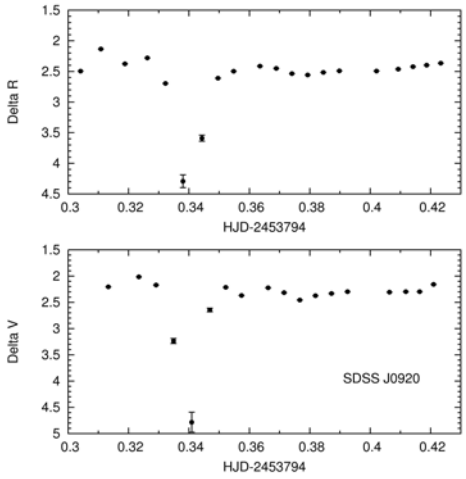
SDSS J0920 gökyüzü taramasında keşfedilen ve tutulma gösteren CV'lerin tayfında görülen Balmer çizgilerinde derin merkezi soğurma gösteren sistemlerden biridir. Szkody et al. (2003)'nın çalışmasında sakin evrede tayfında kuvvetli salma çizgileri görülürken, tayfın kırmızı bölgesinde yoldaş yıldıza ilişkin yapılar gözlenmemiştir (bkz. Şekil 3.1). Bu yıldızın ilk gözlemleri US Naval Gözlemevi'ndeki 1-m'lik teleskop ile CCD kullanılarak Johson *V* süzgecinde elde edilmiştir. Bu gözlem ile dizgenin 3.6 saat yörünge dönemine sahip tutulma gösteren bir sistem olduğu ve sakin evredeki *g* parlaklığı $17^{m}.45$ belirlenmiştir.



Şekil 3.1: SDSS J0920 yıldızının 4000-8000 Å dalgaboyu aralığında alınan SDSS tayfı. Ölçülen akı değerleri $10^{-17} erg\ cm^{-2} s^{-1}$ Å^{-1} birimindedir (Szkody et al., 2003).

Bu sistemin fotometrik gözlemleri sakin evrede 27 Şubat 2006'da Johson *V* ve *R* süzgeçlerinde yapılmıştır. Gözlemlerde *V* rengi için 150 s poz süresi verilerek ~ 2.5 kadir, *R* rengi için 200 s poz süresi verilerek ~2.0 kadirlik derin minimumlar elde edilmiştir. Ancak tutulma ortasında yıldız çok sönükleştiği için bu evrede fazla nokta elde edilememiştir. Gözlemlerin yanılgıları Tablo 3.1'de verilmiştir. Tutulma derinliği tam olarak belirlenemediği için *V* renginde derinlik 2.5 kadirden büyük olabilir. SDSS J0920 yıldızının *V* ve *R* bandındaki parlaklık değişimi Şekil 3.2'de gösterilmiştir. Işık eğrisinin tutulmalar dışının oldukça düz olması ve 0.8-0.9 evrelerde belirgin bir bozulmanın görülmemesi baskın bir parlak lekenin olmadığını, bu sistemde beyaz cüce ve diskin tutulduğunu göstermektedir. *R* rengindeki tutulmanın *V* rengine göre daha sığ olması, *V* rengindeki ışık kaybında küçük bir parlak lekenin katkısı olduğu söylenebilir. Ancak ışık değişimi boyunca *V*-*R* renk eğrisinde minimum ortasında kırmızılaşma olduğu görülmüştür. Güneş benzeri aktivite gösteren bileşenlere sahip sistemlerde ışık kaybının en fazla olduğu evrede *V*-*R* rengindeki kırmızılaşma soğuk yıldız lekeleri ile ilişkili olduğu düşünülmektedir. Ancak kataklismik değişen yıldızlarda disk ve parlak lekenin

sistemin toplam ışığına görsel dalgaboylarındaki katkısının çok fazla olması ve SDSS J0920 sisteminin tayfında ikinci bileşene ilişkin yapıların gözlenememiş olması soğuk bileşenin katkısının çok az olduğunu göstermektedir. Dolayısıyla bu sistemlerde ikinci bileşen üzerindeki soğuk yıldız lekelerinden kaynaklanan ışık kaybı, disk ve parlak lekenin tutulması ile oluşan ışık kaybından çok küçük olması beklenir. Sistemin iki renkte eş zamanlı gözlenememiş olması ve uzun poz süreleri nedeniyle kütle aktarımı ve parlak lekenin ışık eğrisindeki etkileri belirgin değildir.



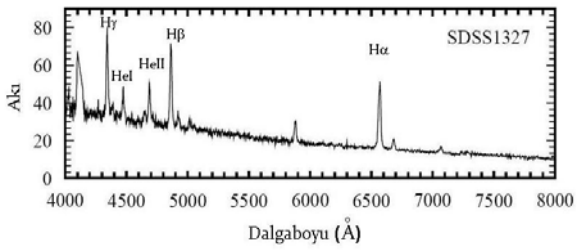
Şekil 3.2: SDSS J0920 yıldızının *R* süzgeci (üstte) ve *V* süzgecinde (altta) 27 Şubat 2006 tarihinde elde edilen ışık eğrileri. Poz süresinin çok uzun olması nedeniyle ışık değişimi az nokta ile temsil edilebilmiştir. Gözleme ilişkin yanılgı değerleri Tablo 3.1'de verilmiştir.

Tablo 3.1: Sönük kataklismik değişen yıldızların gözlemlerine ilişkin temel bilgiler.

	P_{orb} (sa)	Türü	g^a (mag)	Gözlem Tarihi	HJD^b (+2450000.0)	Süzgeç	Poz süresi (s)	N^c	T^d	sigma^e (mag)
SDSSJ092009.54+004244.9	3.6		17.45	2006 Feb 27	3794.30699	*R*, *V*	200,150	19	2.73	0.02,0.02
SDSSJ132723.39+652854.3	3.28	SW Sex	17.77	2007 May 16	4237.29642	Süzgeçsiz	60	151	3.32	0.02
				2008 Mar 03	4529.21983	*V*	100,200	135	5.09	0.04
SDSSJ122740.83+513925.0	1.50		19.10	2008 Mar 04	4530.23094	*V*	200	63	4.2	0.09
				2009 Feb 26	4889.32249	*V*	200	136	8.05	0.03
SDSSJ160745.02+362320.7	3.49		18.08	2008 Mar 04	4530.41773	*V*	100	112	3.56	0.05
SDSSJ145758.21+514807.9			19.54	2008 Mar 03	4529.44323	*V*	200	88	4.76	0.06
V849 Oph	4.15	CN^f	17.9	2006 Aug 14	3962.31371	*B*, *V*	150,120	25	3.24	0.05,0.03
				2006 Aug 15	3963.25825	*V*	120	103	4.61	0.03
				2006 Aug 16	3964.26426	*B*, *V*	150,120	41	4.24	0.03,0.03

[a] SDSS g filtresi (V849 Oph için Johnson *V* filtresi)
[b] Gözlem başlangıç
[c] Gözlem Noktası
[d] Toplam gözlem zamanı
[e] Parlaklıktaki standar sapma
[f] Klasik Nova

3.2. SDSS J1327



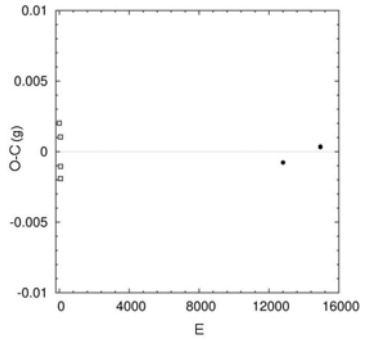
Şekil 3.3 : SDSS J1327 yıldızının 20 Mart 2001 tarihinde 4000-8000 Å dalgaboyu aralığındaki alınan SDSS tayfı. Ölçülen akı değerleri $10^{-17}\, erg\, cm^{-2} s^{-1}$ Å^{-1} birimindedir (Szkody et al., 2003).

Bu sistem de ilk olarak SDSS gökyüzü taramasında keşfedilmiştir (Szkody et al., 2003); ancak ayrıntılı olarak Wolfe et al., (2003)'nın çalışmasında incelenmiştir. Tayfında SW Sex türü yıldızların belirteci olan He II'nin (λ 4686) kuvvetli salma çizgisi göstermesi ile eş zamanlı spektropolarimetrik ve Doppler tomografi gözlem sonuçları bu dizgenin SW Sex türü bir CV olduğunu göstermiştir (bkz Şekil 3.3). Işıkölçüm gözlemlerinde dizgenin 3.28 saat yörünge dönemine sahip olduğu ve tutulmalar gösterdiği belirlenmiştir.

SDSS J1327 yıldızının gözlemleri yıldızın sakin evresinde 16 Mayıs 2007 tarihinde 3.3 saat ve 3 Mart 2008 tarihinde 5.09 saat yapılmıştır. İlk gözlem süzgeçsiz olarak 60 s poz süresi ile yapılmış ve ~1.8 kadirlik bir tutulma derinliği elde edilmiştir. Gözlemde kullanılan poz süresi tutulma derinliğini duyarlı biçimde belirlemek için yetersiz kalmıştır.

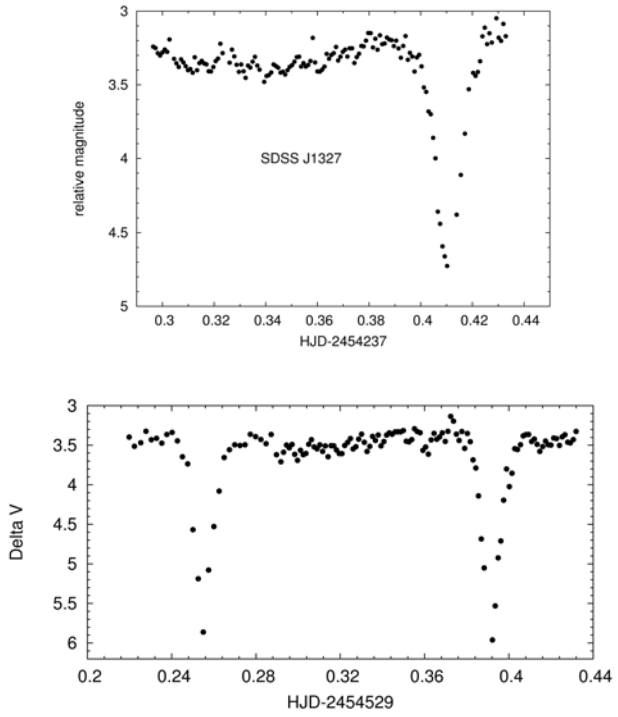
2008 yılında gözlemler *V* süzgecinde yapılmış ve ~2.5 kadir derinlikte bir tutulma elde edilmiştir ve Şekil 3.4'te gösterilmiştir. Işık eğrisinden de görüldüğü gibi tutulma oldukça simetriktir ve tutulma öncesi "*hump*" yapı görülmemektedir. Beyaz cüce ve sıcak lekenin tutulmaya giriş ve tutulmadan çıkış evrelerinin görülmemesi, sistemde sıcak lekenin çok baskın olmadığının bir göstergesidir. Şekilde ayrıca tutulma derinliğinin değiştiği görülmektedir. Wolfe et al. (2003) tarafından 1.65 kadir olarak elde edilen tutulma derinliği, 2007 ve 2008 yılında elde ettiğimiz gözlemlerde sırasıyla ~1.8 kadir ve ~2.5 kadir bulunmuştur. Işık eğrisinde tutulmalar dışında ~0.5 kadir genlikli "*flikering*" olarak adlandırılan çalkantılı iç disk ya da parlak lekeden kaynaklandığı düşünülen ~600 s zaman ölçeğindeki hızlı değişimler belirgin olarak görülmektedir. Bu değişimin genliği 16 Mayıs 2007 gözleminde 0.15 kadir ve 3 Mart 2008 gözleminde 0.25 kadir olarak elde edilmiştir. Gözlemden elde edilen ve Wolfe et al.'nın çalışmasındaki tutulma zamanlarına doğrusal çakıştırma uygulanarak yeni ışık öğeleri şu şekilde elde edilmiştir:

$$MinI(HJD) = 2\,452\,487.9876(37) + 0^{g}.1366319(6) \times E \qquad (3.1)$$



Şekil 3.5 : SDSS J1327 yıldızının *O-C* değişimi. Wolfe et al. (2003)'dan alınan minimum zamanlarındaki sapmalar içi boş kare, bu çalışmada elde edilen minimum zamanlarından bulunanlar ise içi dolu daireler ile gösterilmiştir.

Gözlenen ve hesaplanan tutulma zamanları arasındaki farklar da Tablo 3.2'de verilmiş, *O-C* değişiminin çevrim sayısına göre değişimi Şekil 3.5'te gösterilmiştir. Şekilde yeni elde edilen minimum zamanları içi dolu daireler ile gösterilirken, Wolfe et al. (2003) çalışmasında alınan değerler içi boş kareler ile temsil edilmiştir. *O-C* değişiminden de görüldüğü gibi gözlem zaman aralığı içinde sistemin yörünge döneminde önemli bir değişimin olduğu söylenemez.

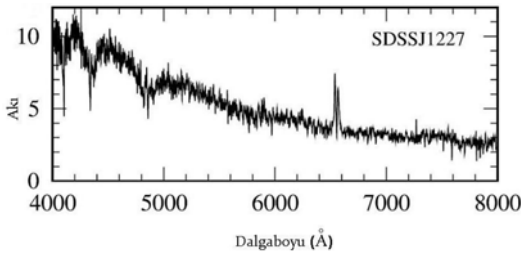


Şekil 3.4 : SDSS J1327'nin sakin evrede 16 Mayıs 2007 tarihinde süzgeçsiz (üstte) ve 3 Mart 2008 tarihinde *V* süzgecinde (altta) elde edilen ışık eğrileri. Her iki gözlemde de tutulmalar dışında ~ 600 s zaman ölçeğinde 0.15 kadir genlikli (üstte) ve 0.25 kadir genlikli (altta), flikering türü değişimler açık biçimde görülmektedir.

Tablo 3.2 : V849 Oph, SDSS J1327, SDSS J1607 yıldızlarının tutulma zamanları ve *O-C* farkları.

	HJD (2 400 000+)	Hata	Çevrim Sayısı	*O-C* (g)	Süzgeç	Kaynaklar
V849 Oph	48799.7412	....	0	.0	*V*	Shafter et al. (1993)
	48799.9149	....	1	0.00095	*V*	"
	48831.8736	....	186	-0.00003	*V*	"
	48832.7384	....	191	0.00100	*V*	"
	53962.3846	0.0012	29884	0.03295	*V*	Bu çalışma
	53963.4197	0.0033	29890	0.03153	*V*	"
	53964.2840	0.0006	29895	0.03208	*B*	"
J132723.39+652854.2	54237.4101	0.0002	12804	-0.00077	*C*	Bu çalışma
	54529.2551	0.0014	14940	0.00036	*V*	"
	54529.3917	0.0003	14941	0.00032	*V*	"
	52487.7164	0.002	-2	0.00202	*V*	Wolfe et al. (2003)
	52495.7767	0.001	57	0.00104	*V*	"
	52496.7301	0.002	64	-0.00191	*B*	"
	52496.8676	0.002	65	-0.00105	*B*	"
J160745.02+362320.7	53196.7444	....	-9167	0.00162	*V*	Szkody et al. (2006)
	53219.7335	....	-9009	0.00173	*V*	"
	54530.5412	0.0001	0	.0	*V*	Bu çalışma

3.3. SDSS J1227

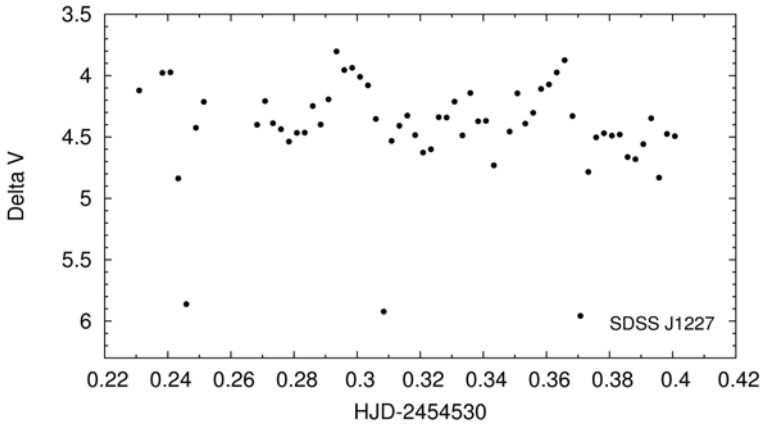


Şekil 3.6: SDSS J1227 yıldızının 4000-8000 Å dalgaboyu aralığındaki SDSS tayfı. Ölçülen akı değerleri $10^{-17}\, erg\, cm^{-2} s^{-1}$ Å^{-1} birimindedir (Szkody et al., 2006).

SDSS J1227 gökyüzü taramasında keşfedilen, tayfında gözlenen Balmer çizgilerindeki merkezi soğurma nedeniyle tutulma göstermesi beklenen, sönük bir sistemdir (Szkody et al., 2006). SDSS J1227'nin tayfında beyaz cüceden kaynaklanan geniş soğurma çizgileri kendini açıkça göstermektedir bu nedenle zonklayan beyaz cüce içeren bir sistem adayı da olabileceği düşünülmektedir. Düşük kütle aktarım miktarlarında, toplanma diskinin sisteme katkısı çok azdır ve sistemde baskın olan bileşen belirgin biçimde kendini göstermektedir (bkz. Şekil 3.6). SDSS J1227 oldukça sönük bir sistem olup, sakin evrede *g* rengindeki parlaklığı $19^{m}.10$ kadirdir. Sistemin tutulma gösterdiği Littlefair et al. tarafından 2006 yılında yapılan gözlemlerle bulunmuş ve sistemin temel parametreleri belirlenerek evrimsel açıdan ayrıntıntılı biçimde incelenmiştir (Littlefair et al., 2008). Amatör gözlemciler tarafından 2007 yılının Haziran ayında yapılan gözlemde ~5 kadir genlikli bir patlama gözlenmiştir (Shears et al., 2008). Patlama sonrasındaki tutulma gözlemleri, baskın bileşenlerin patlama boyunca nasıl değiştiğini belirgin biçimde göstermektedir. Bu çalışma ile sistemin SU UMa alt türünde bir sistem olduğu, 0.0653 gün dolayında *süperhump* dönemine sahip olduğu da belirlenmiştir.

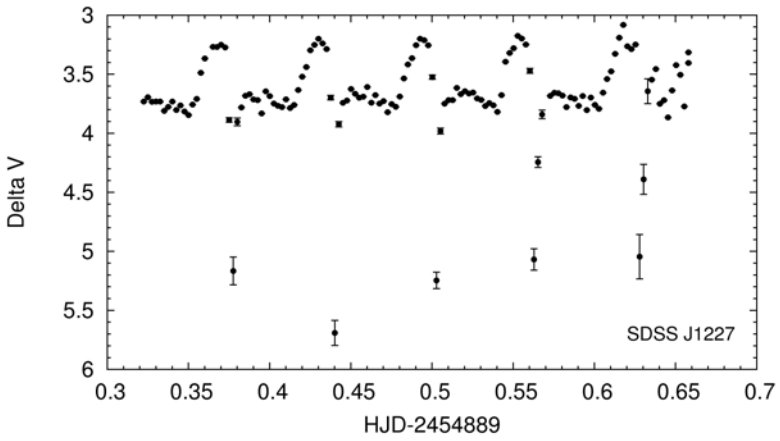
SDSS J1227'nin gözlemleri 4 Mart 2008 ve 26 Şubat 2009 tarihlerinde *V* süzgecinde yapılmıştır. 2008 yılı gözleminde 200 s poz süresi verilerek ~ 4 saat boyunca gözlenen yıldızda ~2 kadir genlikli üç tutulma, 2009 yılı gözleminde beş tutulma elde edilmiştir (Şekil 3.7 ve Şekil 3.8).

Yörünge dönemi, dönem boşluğunun altında ~1.5 sa olan bu yıldızın değişim genliği ~2 kadirdir; ancak genlik belirlenen değerden biraz daha büyük olabilir. Tutulma öncesi baskın sıcak bir lekenin belirteci olan ~0.8 kadir genlikli *hump* yapı ışık eğrisinde oldukça belirgin olup, Z Cha ve OY Car kataklismik değişen yıldızlarında olduğu gibi yörünge döneminin hemen hemen yarısında etkin olduğu görülmektedir.



Şekil 3.7 : SDSS J1227 yıldızının 4 Mart 2008 tarihinde *V* süzgecinde elde edilen ardışık üç dönemlik parlaklık değişimi.

Sistemin sönük olması ve kısa yörünge döneminde uzun poz süresinin kullanılması nedeniyle minimum zamanlarını belirlemek ve sıcak leke, disk ve beyaz cüceye ilişkin (özellikle önerilen beyaz cüce zonklaması) bilgi edinilememiştir. Tutulma gösteren kataklismik değişen yıldızlarda minimum zamanları beyaz cücenin tutulma zamanının ortası T_{mid}, beyaz cücenin tutulmaya girme zamanı T_{wi}, ve tutulmadan çıkma zamanlarının T_{we} aritmetik ortalaması alınarak elde edilmektedir (ayrıntılı bilgi için bkz. altbölüm 2.3.1.)



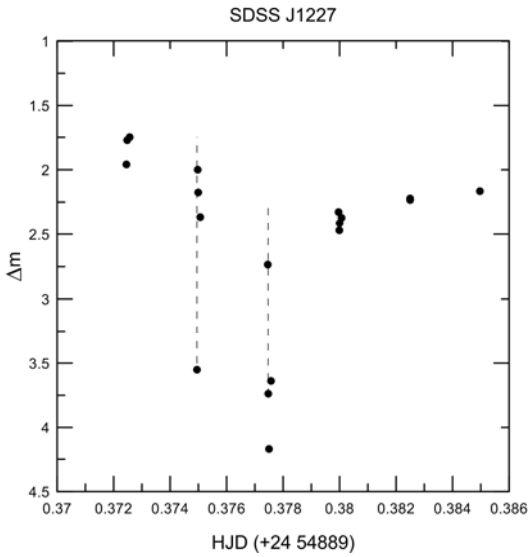
Şekil 3.8: SDSS J1227 yıldızının 26 Şubat 2009 tarihinde *V* süzgecinde elde edilen ardışık beş dönemlik parlaklık değişimi. Düşey çizgiler parlaklık ölçümlerindeki yanılgıları gösterir.

Her çevrimde minimumun çok az nokta ile temsil edilmesinden dolayı Wood et al. (1985)'nın geliştirdiği yöntem ile minimum zamanlarını belirlemek mümkün olmamıştır. Bu nedenle minimum zamanlarının belirlenmesinde şöyle bir yol izlenmiştir: Kısa zaman aralığında ardışık "hump" yapıları arasındaki zaman aralığının değişmeyeceği varsayılmıştır. Bu "hump" yapılarında özdeş parlaklık aralıkları ölçülerek ortalaması alınmış ve $\Delta t = 0^g.062262$ bulunmuştur. Bu aynı zamanda yörünge dönemi olarak alınmış, bu döneme göre tüm gözlemler bir dönemlik ışık eğrisine dönüştürülmüştür. Böylece beyaz cücenin tutulmaya giriş ve çıkışı zamanları belirgin duruma getirilmiştir. Bu eğri gözlemler üzerinde yatay eksen boyunca kaydırılarak tutulma zamanları bulunmuştur (bkz. Şekil 3.9). Littlefair (2008)'in kısa dönemli sönük SDSS kataklismik değişenlerine ilişkin yaptığı çalışma ile sistemin ve bileşenlerin temel parametreleri elde edilmiş tutulma zamanları verilmişti. Bu çalışmada verilen minimum zamanları dönem çalışması için de kullanılmıştır. 2009 yılında elde ettiğimiz gözlemde belirlenen minimumun genişliği $\Delta\phi \cong 0^p.04 \pm 0.005$ olarak elde edilmiş ve yanılgı sınırları içerisinde Littlefair'in çalışmasında elde edilen gözlemlerdeki minimumun genişliği ile uyumlu olduğu görülmüştür. Elde edilen minimum zamanları Güneş sisteminin kütle merkezinin dinamik zaman ölçeğine dönüştürülmüş (BJJD) ve Tablo 3.3'de verilmiştir.

SDSS J1227 yıldızının TUG'da yapılan gözlemlerle elde edilen tutulma zamanları, Shears et al. (2008) ve Littlefair et al. (2008) tarafından elde edilen minimum zamanları birlikte değerlendirilmiştir. *O-C(I)* sapmaları Littlefair'in,

$$MinI(HJD) = 2\ 453\ 796.24825 + 0^g.062959041 \times E \qquad (3.2)$$

ışık öğeleri kullanılarak hesaplanmıştır.



Şekil 3.9: SDSS J1227 yıldızının 26 Şubat 2009 gözlemiyle elde edilen tutulma evresi.

Bu sapmaların bir değişim gösterdiği görülmüştür. *O-C(I)* sapmaları çevrim sayısına göre noktalanarak Şekil 3.10'da gösterilmiştir. *O-C* sapmalarında dönemli ya da sinüs benzeri değişimlerin, örten çiftlerde üçüncü bir cisimden kaynaklanan ışık-zaman etkisi ya da anakol yıldızı olan küçük kütleli bileşenin manyetik etkinliğinden ileri geldiği bilinmektedir.

SDSS J1227 yıldızının gözlenen minimum zamanlarının doğrusal öğelerden sapmaları ışık-zaman denklemi etkisi ile temsil edilmeye çalışılmış, bunun için diferansiyel düzeltmeli regresyon yöntemi uygulanmıştır. Analiz sonucunda üçüncü cisme ilişkin kütle fonksiyonu $f(m_3) = 2.673 \pm 0.002\ M_\odot$ bulunmuştur. Üçüncü cismin farklı yörünge eğimleri için hesaplanan kütleleri şöyledir: $i = 90^\circ$ için $m_3 = 4.0 M_\odot$, $i = 75^\circ$ için $m_3 = 4.3\ M_\odot$, $i = 60^\circ$ için $m_3 = 5.5\ M_\odot$. Buna göre, SDSS J1227 sisteminin toplam kütlesinden 4-5 kat büyük kütleye sahip olası üçüncü cisim, $2.45 \pm 0.3\ AB$ uzaklıkta olması durumunda SDSS J1227'den $0.''008$ açısal uzaklıkta bulunmalıdır. Böyle büyük kütleli bir cisim olsaydı elimizdeki teleskoplarla ayırt edilemeyecek olan bu cisim kendisini hem fotometrik gözlemlerde hem de tayfta gösterecekti.

Tablo 3.3: SDSS J1227 yıldızının minimum zamanları ve *O-C* sapmaları.

BJJD	Çevrim Sayısı	*O-C (I)* (g)	*O-C (II)* (g)	Süzgeç[a]	Kaynaklar
2453796.7482445(7)	8	-0.00368	-0.00019	$u'g'r'$	Littlefair et al. (2008)
2453797.7554528(8)	24	-0.00381	-0.00016	$u'g'r'$	"
2453805.5613010(9)	148	-0.00488	0.00008	$u'g'r'$	"
2454264.4689(1)	7437	-0.00570	-0.00042	*C*	Shears et al. (2007)
2454264.5955(1)	7439	-0.00510	0.00026	*C*	"
2454264.7219(2)	7441	-0.00460	0.00074	*C*	"
2454530.2454(2)	11658	0.02070	-0.00034	*V*	Bu çalışma
2454530.3088(2)	11659	0.02110	0.00011	*V*	"
2454530.3718(2)	11660	0.02110	0.00015	*V*	"
2454889.3770(1)	17363	-0.02910	0.00048	*V*	"
2454889.4396(1)	17364	-0.02940	0.00012	*V*	"
2454889.5022(1)	17365	-0.02980	-0.00023	*V*	"
2454889.5648(1)	17366	-0.03020	-0.00059	*V*	"

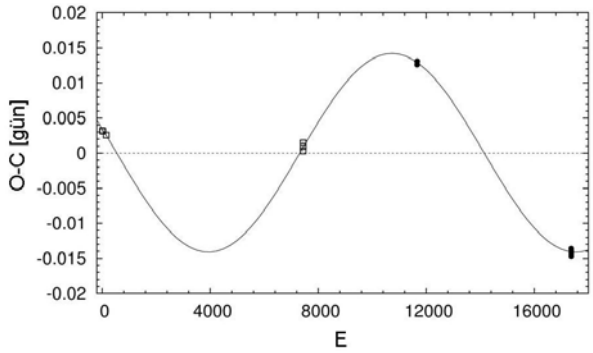
[a] $u'g'r'$, SDSS Süzgeçleri; C, Süzgeçsiz; V, Johnson Sistemi

Yakın çift yıldızlardan Algoller, RS CVn yıldızları ve W UMa türü sistemlerin geri tayf türünden manyetik olarak aktif bir bileşeni olduğunda bu etkinin yörünge açısal momentumunu değiştirdiği bilinmektedir. Yakın çift sistemlerde bileşenlerden biri manyetik olarak aktif ise aktivitenin maksimum olduğu durumlarda manyetik alanın güçlü olmasından dolayı aktif yıldızın dış katmanları daha hızlı döner. İkinci bileşen yıldızın dönme dönemi, yörünge dönemi ile senkronize olduğundan dönme döneminde oluşacak çevrimsel bir değişim, çift sistemin yörünge döneminin de çevrimsel bir değişim göstermesine neden olacaktır. Applegate (1992) soğuk manyetik aktivite çevrimine sahip aktif yıldızda $\Delta L/L \approx 0.1$ (L, yıldızın ışıtması; ΔL, ışıtmasındaki değişim) miktarında değişen ve $\Delta\Omega/\Omega \approx 0.01$ (Ω, açısal dönme hızı; $\Delta\Omega$, açısal dönme hızındaki değişim) miktarında diferansiyel dönmenin olması durumunda $\Delta P/P \approx 10^{-5}$ miktarında dönem değişimi gözleneceğini önermektedir. Bir kaç kilogauss düzyindeki yüzey altı manyetik alanına sahip aktif bileşenin, aktivite çevrimine girmesi ile oluşan açısal momentumdaki değişimler, yıldızın biçiminde değişimlere yolaçar. Bu değişimlerde çekim potansiyeli ile yörüngeye aktarılarak yörünge döneminde değişimlere neden olur. Kataklismik değişenlerin bir çoğunda ikinci bileşenler küçük kütleli tek anakol yıldızlarına benzerlik göstermektedir. Derin konvektif bölgeleri ve dönme döneminin yörünge dönemine kilitli olmasından kaynaklanan yüksek dönme hızları, CV'lerin ikinci bileşenlerinde Güneş benzeri manyetik aktivitenin var olabileceğini göstermektedir. Böylesi bir yaklaşımda *O-C* farklarının değişimini aşağıda verilen denklemle temsil edebiliriz:

$$MinI = T_0 + P \times E + A_s \sin\left[2\pi\left(E - T_s\right)/P_s\right] \qquad (3.3)$$

Bu bağıntıda A_s sinüs eğrisinin yarı-genliği, P_s sinüs eğrisinin dönemini, T_s sinüs eğrisinin çıkış kolunun sıfır eksenini kestiği noktaya karşılık gelen zamandır. SDSS J1227 yıldızının *O-C* farklarına diferansiyel düzeltmeli regresyon yöntemi uygulanarak yapılan çakıştırma ile Tablo 3.4'te verilen sonuçlar elde edilmiştir. Bu analiz sonucunda SDSS J1227 yıldızının 0.014 gün yarı-genlik ve 2.4 yıllık zaman ölçeğinde çevrimsel bir dönem değişimi gösterdiği belirlenmiştir (bkz. Şekil 3.10). Bu değerler kullanılarak yörünge dönemindeki değişim miktarı $\Delta P/P = 1.04 \times 10^{-4}$ bulunmuştur. Sinüsoidal değişim temsilinden sapmalar olan *O-C(II)* değerleri Tablo 3.3'te verilmiştir. Ancak, yine de bu türden çevrimsel değişimlerin doğru bir şekilde belirlenebilmesi için, dönem değişiminin en az bir

kaç çevrimini elde edecek biçimde, eşit aralıklarla gözlemlerin yapılmış olması (en az on yıllık gözlem verisi) ve tutulma zamanlarının yanılgılarının dönem değişiminin genliğinden çok küçük olması gerekmektedir (Baptista, 2008). Bu nedenle SDSS J1227 yıldızı için elde edilen gözlemler zayıf bir örneklem oluşturmaktadır. Ancak yine de Şekil 3.10'da görüldüğü gibi *O-C* farkları çevrimsel bir dönem değişiminin olduğuna işaret eder yöndedir. Değişimin daha iyi belirlenebilmesi için yeni gözlemlere gereksinim olduğu açıktır.



Şekil 3.10: SDSS J1227 yıldızının *O-C* analizi sonucunda elde edilen kuramsal eğri ile gözlemsel O-C farkları. Littlefair et al., (2009) ve Shears et al., (2007) çalışmalarından alınan minimum zamanları içi boş kareler ile bu çalışmada gözlenen minimum zamanlarından bulunan *O-C* değerleri ise içi dolu daireler ile gösterilmiştir.

Warner (1988) güneş türü manyetik aktivite çevriminden kaynaklanan kuadropol momentinin değişiminin, CV'lerin bazı gözlemsel parametrelerinde çevrimsel değişimlere neden olabileceğini göstermiştir. Manyetik akı tüplerinin artması yıldızın yarıçapının artmasına (yada Roche yarıçapında bir azalmaya) neden olur ki bu da kütle aktarımının artmasına yol açar. Artan kütle aktarımı sıcak lekenin ışıtmasının ve diske doğru olan kütle akış miktarının artmasına neden olur. CV'lerin sakin evredeki parlaklığında baskın kaynakların ikinci bileşen, sıcak leke ve toplanma diski olmasından dolayı, sistemin toplam ışıtması da artar (Ak et al., 2001). Bir cüce novanın patlamalarını tekrarlama süresi kütle aktarım miktarı ile ters orantılı olduğundan (Ichikawa and Osaki, 1994), artan kütle transfer miktarı patlamaların sıklaşmasına yol açar. Dolayısıyla kataklismik değişenlerdeki ikinci bileşenlerdeki çevrimsel manyetik etkinlik, sistemin toplam parlaklığında, patlamaların tekrarlama süresinde ve patlama sürelerinde çevrimsel değişimler olarak gözlenmelidir. Bu yolla Ak et al. (2001) bir çok cüce novanın uzun dönemli fotometrik gözlemlerindeki sakin evre parlaklıkları kullanılarak manyetik etkinlik çevrimleri belirlemişlerdir (bkz. Tablo 3.5).

Tutulma gösteren çok iyi çalışılmış bir çok kataklismik değişenin de (*O-C*) değişimlerinde çevrimsel dönem değişimleri gözlenmiştir (Borges et al., 2008; Baptista et al., 2003, 2002; Baptista, Catalan & Costa, 2000; Wolf et al., 1993; Echevarria & Alvarez, 1993; Bond & Freeth, 1998; Warner, 1988). Bu çevrimsel dönem değişimleri EX Dra yıldızında olduğu gibi 4 yıldan başlayarak (Baptista et al., 2000), 30 yıla (UX UMa; Rubenstein, Patterson & Africano, 1991) kadar geniş bir aralıkta 10-100 sn genlikli değişimler olarak görülmektedir.

CV'lerde gözlenen çevrimsel değişimler gerçekten ikinci bileşenin manyetik aktivitesi ile mi ilişkilidir? Applegate (1992) manyetik etkinlik çevrimi sırasında sistemin ışınım gücünde de, *O-C* değişimi ile aynı dönemli değişimlerin olması gerektiğini önermektedir. Buradan hareketle bu soruya yanıt bulabilmek amacıyla Ak et al.'nın (2001) cüce novaların uzun dönemli fotometrik gözlemlerindeki sakin evre parlaklıkları kullanılarak elde ettiği manyetik etkinlik çevrimleri ile Borges et al. (2008) tutulma gösteren CV'lerin (*O-C*) değişimlerinde elde ettiği dönemler karşılaştırılmıştır.

Tablo 3.4: SDSS J1227 yıldızının *O-C* analizi ile bulunan parametreler

$T_0\,(BJD)$	24 53796.2414(2)
$P_{yör}\,(gün)$	0.06295491(8)
$P_s\,(yıl)$	2.35(1)
$a\sin i\,(AB)$	2.45(3)
$\sum (O-C)^2$	0.00035

Tablo 3.5'te iki farklı yoldan elde edilen güneş benzeri manyetik etkinlik kaynaklı dönem değişim miktarları yer almaktadır. Tablodaki yıldızlardan yalnızca U Gem dönem boşluğunun üzerinde yer alırken, diğerleri $P < 2\ sa$ olan kısa dönemli sistemlerdir.

U Gem: Dönem boşluğunun üzerinde yer alan U Gem'in her iki yoldan belirlenen çevrim dönemi birbirine yakındır. Bianchini (1990) bu yıldız için patlamaların tekrarlama süresinde 6.9 yıllık benzer dönemli bir değişim belirlemiştir (Ak et al. 2001).

OY Car: Manyetik aktivite çevriminin, her iki çalışmada elde edilen değerler arasındaki farkın en büyük olduğu (~5.5 kat) sistemdir. 24 yıllık (*O-C*) değişiminden çevrimsel bir dönem belirleyen Greenhill et al.(2006), Ak et al.'nın (2001) sakin evrede, 18 yıllık parlaklık değişiminden belirlediği 6.3 yıllık değişim ile ilişkili herhangi bir bulgu belirleyememişlerdir.

Z Cha: Ak et al. 18 yıllık parlaklık değişiminden belirlenen dönem, (*O-C*) değişiminden elde edilen çevrimsel dönemin yarısı kadar olduğu görülmektedir.

Baptista (2002), 28 yıllık yörünge dönemindeki değişimin daha geniş bir zaman aralığını kapsayan veri seti kullanıldığında parlaklık değişimi olarak da görülebileceğini önermektedir.

Tablo 3.5 :Tutulma gösteren cüce novaların ikinci bileşenlerinden kaynaklanan (*O-C*) değişimlerinde çevrimsel dönem değişimi belirlenen yıldızlar için Borges (2008) tarafından verilen çevrim dönemleri ile Ak et al. (2001) çalışmasında kataklismik değişenlerin uzun dönemli fotometrik gözlemleri üzerinde sakin evre parlaklıkları kullanılarak belirlenen manyetik aktivite çevrimleri karşılaştırılması.

Yıldız	$P_{orb\ (s)}$	$P_{çev}$ *(yıl)* *(O-C)*	$P_{çev}$ *(yıl)* *(parlaklık değişimi)*
OY Car	1.51	35±3.5	6.3±0.6
EX Hya	1.64	17.5±1.2	28.7±0.9
Z Cha	1.79	28±2	14.6±0.4
U Gem	4.17	8	5.6±0.7

EX Hya: Ak et al. tarafından 43 yıllık parlaklık değişiminden elde edilen değer, (*O-C*) değişiminden elde edilenden daha büyüktür. Ancak Warner (1988) da sistemin yörünge döneminde ~19 yıllık çevrimsel bir dönem belirlemiştir.

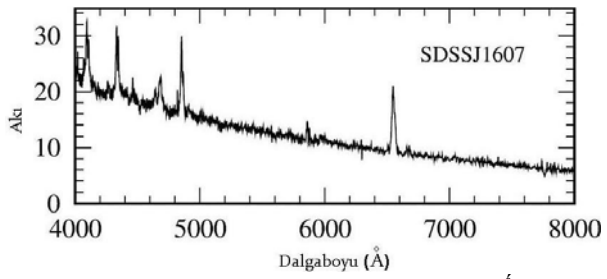
Sonuç olarak CV'lerin manyetik aktivite çevrimi incelemelerinde, belki de uzun dönem aralığını kapsayan veri setleri kullanıldığında sakin evredeki parlaklık değişiminden elde edilecek çevrim dönemleri, *O-C* değişimi ile benzer dönemli olarak belirlenebilir.

İkinci bileşenlerinin tam konvektif yıldızlar ($M_2 < 0.3\ M_\odot$) olduğu düşünülen $P < 2\ sa$ dönemli CV'lerde manyetik aktivite gözlenebilir mi? Aslında çok küçük kütleli bu yıldızlarda bilinen dinamo mekanizmalarının nasıl çalıştığı hala tartışılmaktadır. Ancak geri tayf türünden tek anakol yıldızlarında (tayf türleri M5 ve daha geri) kuvvetli manyetik alanların olduğuna ilişkin göstergeler de vardır (Hawley, 1993; Baliunas, 1995). Warner ve Bianchini'ye göre nova benzeri yıldız EX Dra gibi çok kısa dönemli CV'lerde gözlenen çevrimler, tamamiyle konvektif olduğu düşünülen CV'lerin ikinci bileşenlerinde bile aktivite çevrimlerinin görülebileceğini ispatlamaktadır (Ak et al., 2001).

Tez çalışması kapsamında incelenen SDSS J1227 kataklismik değişeninin ikinci bileşeninin kütlesi Littlefair (2008) tarafından 0.096 $M_\odot$ olarak belirlenmiştir. Aynı çalışmada bu yıldız ile birlikte dönemi 95 dk. altında $M_2 < 1\ M_\odot$ kütleli tutulma gösteren bir kaç CV'nin (J1502, XZ Eri, J0903) yarıçaplarının yıldız modellerine göre daha büyük olduğunu ve gözlenen yarıçapların yıldız yüzeyleri ~ %50'sinin lekelerle kaplı olduğu modeller kullanıldığında, gözlenen yarıçaplar ile modellerin uyuştuğunu göstermektedir. 2008-2009 yılları arasında gözlenen ve literatürden elde edilen minimum

zamanlarına yapılan çakıştırma sonucunda SDSS J1227'nin etkinlik çevrimini 2.35 yıl olarak belirledik ki bu değer literatürde EX Dra için belirlenen 4 yıllık değerin de altında kalmaktadır. Ancak yine de bu yıldızda gözlenen dönem değişimi için ikinci bileşendeki güneş benzeri bir manyetik etkinlik çevriminden kaynaklandığı düşünülebilir.

3.4. SDSS J1607

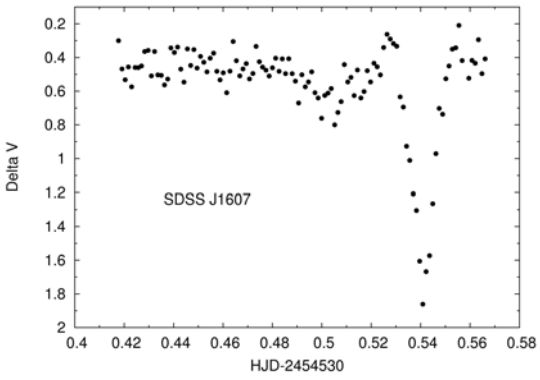


Şekil 3.11: SDSS J1607 yıldızının 4000-8000 Å dalgaboyu aralığındaki alınan SDSS tayfı. Ölçülen akı değerleri $10^{-17}\, erg\, cm^{-2} s^{-1}$ Å^{-1} birimindedir (Szkody et al., 2006).

SDSS gözlemleri ile keşfedilen J1607, tayflarında tutulma gösteren sistemlerdeki yapılara ek olarak, genellikle SW Sex türü yıldızlarda görülen kuvvetli mavi süreklilik, CN bandı, He II çizgileri ve Balmer Hα salma çizgileri göstermektedir (bkz. Şekil 3.11). Szkody (2006) tarafından yapılan iki gecelik gözlemin her gecesinde yalnızca bir tutulma elde edilebilmesi nedeniyle dönemi belirlenememiş, ancak dönemin 3-4 saat arasında olabileceği öngörülmüştür.

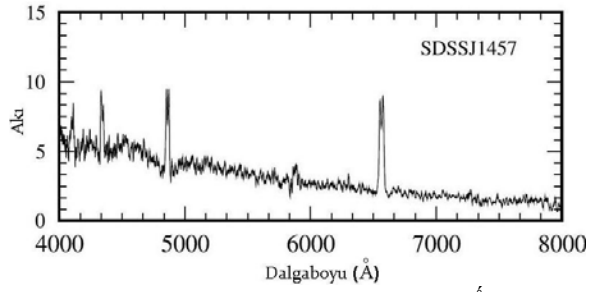
Bu yıldızın fotometrik gözlemleri 4 Mart 2008 tarihinde Johnson *V* süzgecinde 100 s poz süresi verilerek yapılmıştır. 3.56 saatlik gözlemle 1.5 kadir genlikli bir tutulma elde edilmiştir (Şekil 3.12). Şekilde de görüldüğü gibi minimum kolları simetrik bir yapıya sahiptir ve belirgin bir "*hump*" yapı görülmemektedir. Bu nedenle sistemde beyaz cüce ve diskin tutulduğunu söyleyebiliriz. Szkody et al.'nin (2006) çalışmasında verilen minimum zamanları ve bu çalışmada elde edilenler kullanılarak sistemin yörünge döneminin 3.49 saat olduğu belirlenmiş ve minimum zamanlarından yeni ışık öğeleri şu şekilde elde edilmiştir:

$$MinI(HJD) = 2\,454\,530.5413(1) + 0^{g}.14549982(2) \times E \qquad (3.4)$$

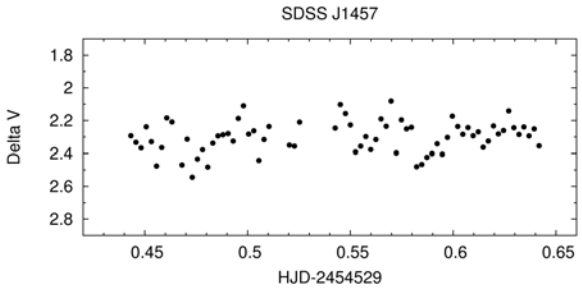


Şekil 3.12: SDSS J1607 yıldızının 4 Mart 2008 gecesi Jonhson *V* süzgecinde elde edilen parlaklık değişimi. SW Sex yıldızlarının özgün özelliği olan simetrik, V biçimli tutulma kesiti açıkca görülmektedir.

3.5. SDSS J1457



Şekil 3.13: SDSS J1457 yıldızının 4000-8000 Å dalgaboyu aralığındaki alınan SDSS tayfı. Ölçülen akı değerleri $10^{-17}\ erg\ cm^{-2} s^{-1}$ Å^{-1} birimindedir (Szkody et al., 2003).



Şekil 3.14: SDSS J1227 yıldızının 3 Mart 2008 tarihinde *V* renginde elde edilen parlaklık değişimi. Işık eğrisindeki 0.4 kadirlik ~40 dakikalık yarı-dönemli değişimler belirgin biçimde görülmektedir.

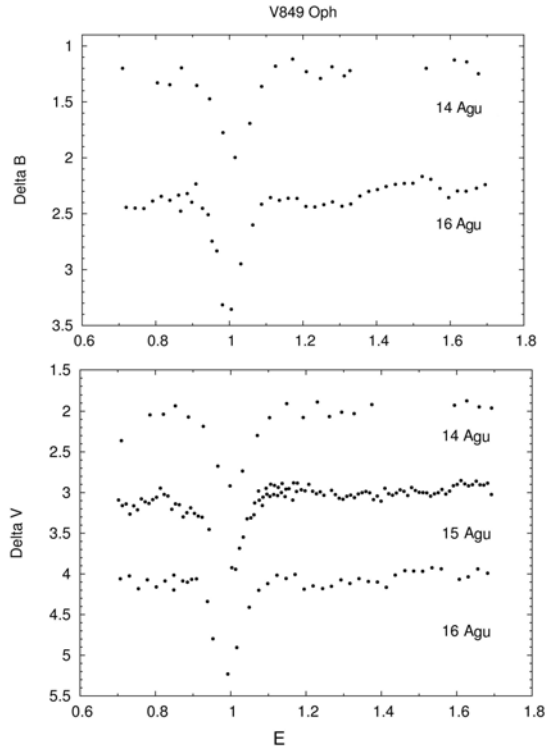
SDSS J1457, Szkody et al.'nin (2003) çalışmasında tutulma göstermesi beklenen bir CV olduğu belirtilmiştir. Yıldızın SDSS tarafından elde edilen tayfında düşük kütle aktarımı gösteren bir sistem olduğunun belirteci olan beyaz cücenin geniş hidrojen soğurma çizgileri belirgindir (bkz. Şekil 3.13). Bu özelliğinden dolayı gözlem programımıza aldığımız SDSS J1457 yıldızı 3 Mart 2008 tarihinde *V* süzgecinde 4.76 saat gözlenmiştir. Işık eğrisindeki 0.4 kadirlik ~ 40 dakikalık yarı-dönemli değişimin dışında yörünge dönemi olarak adlandırılacak herhangi bir dönemlilik belirlenememiştir (bkz. Şekil 3.14). Bu durumda sistem ya tutulma göstermeyen bir sistemdir ya da olası yörünge dönemi gözlenen 4.76 saat zaman aralığından daha da uzun olmalıdır.

3.6. V849 Oph

V849 Oph kataklismik değişen yıldızı 1919 yılında Mackie tarafından keşfedilmiş ve Duerbeck (1987) tarafından tutulma gösteren bir nova olarak sınıflandırılmıştır. Nova Oph 1919, 175 gün içerisinde maksimum parlaklıktan 3 kadir kadar sönmesi nedeniyle Duerbeck tarafından bir *yavaş nova* olarak sınıflandırılmıştır. Yıldızın sakin evredeki parlaklığı ~17.9 kadirdir. V849 Oph 0.172755 günlük yörünge dönemine ve *V* renginde ~1 kadir genlikli tutulmalar göstermektedir (Shafter et al., 1993).

Bu yıldızın gözlemleri Johnson *B* ve *V* renginde 14, 15 ve 16 Ağustos 2006 gecelerinde yapılmıştır. Elde edilen ışık eğrileri Şekil 3.15'te gösterilmiştir. Gözlemlerde *B* rengi için 150 s, *V* rengi için 200 s poz süresi kullanılmıştır. Işık eğrisinden görüldüğü gibi tutulma kesitleri V-biçimli olup, baskın sıcak bir lekenin varlığını gösteren tutulma öncesi hump yapı görülmemektedir. V849 Oph yıldızının minimum zamanları kullanılarak ışık öğeleri yeniden hesaplanmış ve aşağıdaki ışık öğeleri bulunmuştur:

$$MinI(HJD) = 2\,448\,799.7416(3) + 0^{g}.172756(2) \times E \qquad (3.5)$$



Şekil 3.15: V849 yıldızının 14,16 Ağustos 2006 geceleri *B* renginde (üst), 14,15,16 Ağustos 2006 gecelerinde *V* renginde elde edilen ışık eğrileri (alt). Işık eğrileri 1 kadir kadar aşağı kaydırılmıştır.

4. KATAKLİSMİK DEĞİŞENLERİN YÖRÜNGE DÖNEMLERİNİN DAĞILIMI

Bir CV'nin yörünge dönemi, sistemin en iyi bilinen fiziksel parametresidir. CV evriminde ikinci bileşen yaşamının büyük bir bölümünü kütle aktararak sürdürür. Ancak yörünge dönemi farklı mekanizmalar ile açısal momentum kaybı sonucunda kısalır. Bu nedenle yörünge dönemi, CV evriminin anlaşılmasında en temel parametredir. Kataklismik değişen yıldızların yörünge dönemi genellikle iki yöntemle belirlenmektedir: bileşenlerden birine ilişkin dikine hız değişimlerinin incelendiği tayfsal gözlemler ve sistemin parlaklığındaki dönemli değişimlerin araştırıldığı fotometrik gözlemler. Kütle veren yıldız ile ilişkili keskin soğurma çizgileri ya da ışık eğrilerindeki tutulmalar ile yörünge dönemi kolaylıkla ve büyük bir duyarlıkla belirlenebilir. Ancak, CV'lerin büyük bir çoğunluğunda gözlemlerin dikkatli bir biçimde yorumlanması gerekmektedir; özellikle düşük çözünürlüklü tayflardaki salma çizgilerinden ölçülen dikine hız ölçümleri CV'lerdeki farklı bileşenlere ilişkin ayırt edilemeyen hareketlerden kaynaklanabilmekte ya da ışık eğrilerindeki "flikering" türü değişimler, dönemli parlaklık değişimlerine benzeyebilmektedir.

Bu bölümde CV'lerin homojen bir dağılım gösteren büyük bir örneklem grubu kullanılarak, gözlenen yörünge dönem dağılımlarının karşılaştırılması ile alttürlerin evrimsel olarak farklılıklarını incelemek istiyoruz. Yörünge dönemleri belirlenmiş CV'lere ilişkin en ayrıntılı katalog Ritter & Kolb (2009) tarafından çıkartılmıştır. Kataklismik Yıldızlar Kataloğu'ndaki bu veriler yeni verilerle güncellenmiştir. Toplanma gösteren, sıkışık bir cisme sahip olan ve yörünge dönemi bir günden kısa olan tüm etkileşen çiftler göz önüne alınmıştır. Aynı zamanda yoldaş yıldızı Roche lobunu doldurmamış olan ortak zarf sonrası çift sistemler de (*Post Common Envelope Binaries - PCEBs*) bu çalışmada incelenmiştir. Yoldaş yıldız Roche lobunu doldurmadığı için bileşenler arasında kütle aktarımı gerçekleşmediğinden bir toplanma diski de oluşmaz. Bu yıldızlar sıradan CV'lerin ataları olarak görülmesinden dolayı CV'lerin yapısı ve evrimlerinin tartışılması açısından çok önemli sistemlerdir.

CV'lerin dönem dağılımında elbetteki farklı bir çok gözlemsel seçim etkileri de yer almaktadır (Robinson, 1983). Uzun dönemlerle karşılaştırıldığında $P_{yör} \leq 6\ sa$ dönemli sistemlerin parlaklık değişimlerinin belirlenmesi göreli olarak daha kolaydır. Diğer seçim etkileri ise alt sınıfların gösterimi ile ilişkilidir. Klasik Novalar ve Cüce Novalar patlamalı davranışları nedeniyle kolay belirlenebilirken, Nova benzeri sistemler fotometrik ve tayfsal taramalarla daha

zor keşfedilmektedir. Tüm manyetik CV'lerin ve SU UMa yıldızlarının tamamının yörünge dönemleri bilinirken, göreli olarak daha parlak olan bir çok cüce nova ve nova benzeri yıldızın dönemi bilinmemektedir. CV'leri değişimlerini alttürlerine göre ayırmak, yapılarının anlaşılması açısından daha anlamlıdır. Bu nedenle türlerin karşılaştırmalı dönem dağılımları incelenerek sonuçları tartışmanın yararlı olacağını düşünüyoruz. Ritter & Kolb'un (2009) Kataklismik Yıldızlar Kataloğu'ndan $P_{yör} < 1\,gün$ olan 753 sistem seçilmiştir. Dönem dağılımının incelenmesi için yöntem olarak CV'lerin yörünge dönemleri 15 dakikalık zaman aralıklarına bölünmüş, bu aralıktaki CV'lerin sayısı Histogram analizi ile belirlenmiş ve yörünge dönemine göre değişimi incelenmiştir. Katalogda $P_{yör} > 1\,gün$ olan 10 tane CV yer almaktadır (CAL 83, AKO 9, U Sco, X Ser, J2044-0459, J0305+0547, GK Per, V630 Cas, MR Vel, V1017 Sgr). Bu yıldızların ikinci bileşenleri alt dev ya da dev yıldız olmasına rağmen fotometrik olarak kataklismik değişen yıldız özellikleri göstermesinden dolayı bu sınıfta yer alırlar; ancak bu çalışmada $P_{yör} < 1\,gün$ olan sistemler göz önüne alınmıştır.

4.1. Kataklismik Değişen Yıldızların Yörünge Döneminin Dağılımı

Ritter & Kolb tarafından hazırlanan Kataklismik Yıldızlar Kataloğu'ndan alınan 753 CV'nin dönem dağılımı Şekil 4.1a ve 4.1b'de gösterilmektedir. Şekil 4.1a'da sol üstteki Patterson (1998)'un çalışmasında Ritter & Kolb'un (1998) kataloğu kullanılarak elde edilen sonuçları, sol alttaki şekil ise Ritter & Kolb'un (2009) kataloğu kullanılarak bu çalışmada elde edilen sonuçları gösteriyoruz. Bu şekillerde düşey eksen yıldız sayısını, yatay eksen ise logaritmik olarak yörünge dönemini göstermektedir. Sağdaki şekilde ise saat biriminde döneme karşı yıldız sayısının dağılımını gösteriyoruz. Şekil 4.1.b'de yörünge dönemi artacak şekilde yıldızlar sıralandıktan sonra her bir örneklem, toplam örneklem sayısına bölünerek, dönem değişimindeki kırılma noktaları belirlenmeye çalışılmıştır. Bu şekillerde düşey eksen yörünge dönemi, yatay eksen ise örneklem sayısının, toplam örnekleme oranıdır. Tüm CV'lerin dönem dağılımı incelendiğinde şu sonuçlara varılabilir:

a) Ritter & Kolb (2009)'un Kataklismik Yıldızlar Kataloğu'nda, türlerine bakılmaksızın, yörünge dönemi 1 günün altında olan CV'lerin %46'sının $1.2\,sa < P_{yör} < 2.2\,sa$ ve %32'sinin $3\,sa < P_{yör} < 5.6\,sa$ dönem aralığında yığıldığı, yörünge dönemlerinin genel dağılımın ise $5\,dk$ - $22\,sa$ aralığında

olduğu görülmektedir. Kısa dönem ucundaki 348 kataklismik değişen yıldızın %75'ini SU UMa alt türünde cüce nova yıldızlar oluştururken, %20'si manyetik kataklismik değişenlerin yer aldığı nova-benzeri sistemlerden, %5'i ise novalardan oluşmaktadır. Görüldüğü gibi düşük manyetik alana sahip olmasına karşın SU UMa türü sistemler ile yüksek manyetik alana sahip AM Her türü aynı dönem aralığında yığılma göstermektedir. Madde aktarımının farklı yollarla gerçekleştiği bu iki sistemde yörünge dönemi ile ilişkili olarak çekimsel ışıma yoluyla açısal momentum kaybı gerçekleşmekte ve bu nedenle de düşük miktarlarda kütle kaybı söz konusudur. $3\,sa < P_{yör} < 5.6\,sa$ dönem aralığındaki 241 sistemin %24'ü U Gem ve Z Cam alt türündeki cüce nova yıldızlardan, %18'i nova türü sistemler, %53'ü ise nova-benzeri sistemlerden oluşmaktadır. Dönem boşluğunun üzerindeki bu sistemler ise yüksek miktarlarda kütle aktarımının gözlendiği sistemlerdir. Dönem dağılımında farklı alttürlerin belli bir dönem aralığında yığılmalar göstermesinin nedeni kütle aktarım miktarı ile ilişkili olabilir. Hameury et al. (1988) dönem boşluğunun altındaki bu ani artışın, *2-3* saat aralığındaki dönem boşluğunu geçtikten sonra kütle aktarımının yeniden başlaması ile sistemlerin daha kolay keşfedilmesinin bir sonucu olabileceğini önermişlerdir. Ancak evrimsel açıdan bakıldığında standart CV evrim kuramları ile uyumlu olarak manyetik olmayan CV'ler için dönem boşluğunun altında sistemlerin kinematik yaşı (5.01±1.48 Gyr), dönem boşluğunun üstündeki sistemlere (3.65±1.34 Gyr) göre daha büyük elde edilmiştir. Dönem boşluğunun altındaki ve üstündeki sistemler için elde edilen yaş farkı, standart teoriden beklenenden (2 Gyr; Kolb and Stehle, 1996) küçük olması, küçük ve büyük kütleli ikinci bileşene sahip sistemlerde açısal momentum kayıp zaman ölçeğinin benzer olduğunu göstermektedir (Ak et al., 2010).

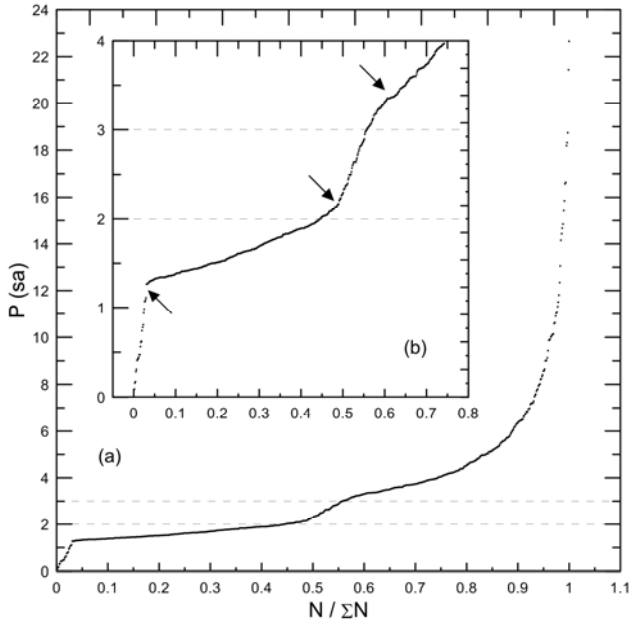
b) $2.2\,sa < P_{yör} < 3\,sa$ dönem aralığındaki CV'lerin sayısında belirgin azalma görülmektedir. Bu aralık literatürde "*dönem boşluğu*" olarak bilinmektedir. Son yıllarda CV'lere yönelik gökyüzü taramalarıyla çok sönük sistemlerin keşfi ile birlikte ($m < 17^m$) bu dönem aralığındaki yıldızların sayısında önemli bir artış olmasına rağmen, dönem boşluğunun altında ve üstünde dönemlere sahip çok sayıda sistemin de keşfedilmesi, dönem boşluğunu ortadan kaldırmamış gözükmektedir. Böylece dönem boşluğunun gözlemsel seçim etkisinin bir sonucu olmadığı söylenebilir. 1990'lı yılların öncesinde çalışmalarda bu aralıkta yalnızca bir kaç manyetik CV

belirlenmiştir. Günümüzde bu dönem aralığındaki yıldızların tüm CV'lerin % 7'sini oluşturduğu görülmektedir. Dönem boşluğundaki ~50 sistemin alt türlerine bakılacak olursa, %44'ünü manyetik CV'lerin yer aldığı nova benzeri yıldızlar, %30'nu SU UMa alt türünden cüce novalar oluşturmaktadır. Bu dönem aralığında sadece 9 nova yer almaktadır. Aslında alt türlerin dağılımları ayrı ayrı incelendiğinde dönem boşluğunun CV'lerin tüm alt türlerinde belirgin biçimde görülmediği anlaşılmaktadır. Örneğin, manyetik olmayan sistemlerin genel dağılımı içerisinde bu aralık görülürken alt türleri olan SU UMa ve U Gem yıldızları sırasıyla dönem boşluğunun üstünde ve altındaki dönemlerde yığılma göstermesi ya da manyetik sistemlerden yalnızca AM Her türü sistemlerde bu aralıkta sistemlerin görülmemesi gibi. Dönem boşluğu bu türdeki yıldızların keşfinin artması ile birlikte hala CV'ler için tam olarak çözüme kavuşamamış bir sorundur. Bu gözlemsel bulguyu açıklamak için yapılan çalışmalar, CV gözlemleri ile yıldız modelleri ve iç yapılarına ilişkin bilgilerin ilişkilendirilmesi açısında çok önemlidir.

c) $P_{yör} > 12\,sa$ dönemli sistemlerin sayısının kademeli olarak azaldığı görülmektedir. $0.5\ gün < P_{yör} < 1\ gün$ dönem aralığında yalnızca 15 sistem yer almakta ve tüm CV'lerin %2'sini oluşturmaktadır. Bunun nedeni, hızlı ve karmaşık kütle aktarımını önlemek için yoldaşın kütlesinin beyaz cücenin kütlesinden daha küçük kütleli olmasının gerekliliğidir. Beyaz cücenin kütlesi Chandrasekhar limitinin $\approx 1.4\ M_{\odot}$ altında olmalıdır. Dolayısı ile kırmızı cüce yıldız da bu değerin altında olmalıdır. Çiftin boyutları (yani yoldaşın Roche lobu) yörünge dönemi ile artar. Daha büyük bir Roche lobunu doldurmak için de büyük kütleli bir yıldız gerekmektedir, böylece yoldaş yıldızın kütlesi yörünge dönemi ile artar. Bu nedenle $\sim 12\,sa$ yörünge döneminde yoldaş yıldız için bir kütle sınırlamasına yol açar. Çok az sayıda beyaz cüce Chandrasekhar limitine yakın bir kütleye sahiptir, böylece kütle oranının $q < 1$ olmasının gerekliliği, $7\,sa$ üzerindeki CV'lerin sayısını önemli ölçüde azaltmaktadır (Hellier, 2001).

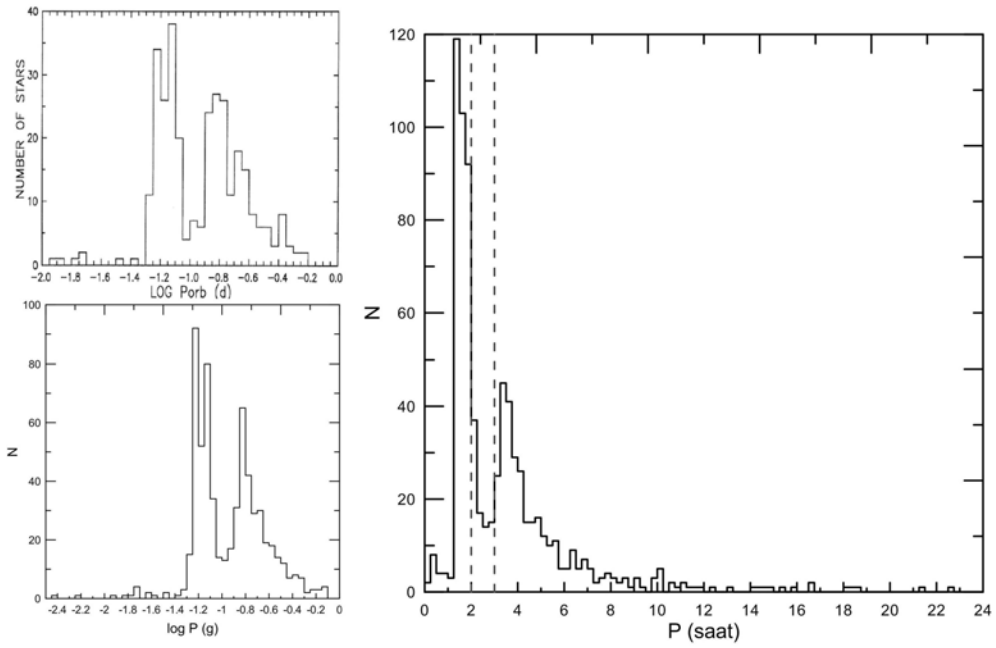
d) Literatürdeki çalışmalara bakıldığında minimum dönem için $P_{\min} \cong 60 - 80\ dk$ önerilmiştir (Paczynski & Sienkiewicz, 1981; Rappaport et al., 1982). Daha yakın dönem çalışmalarında küçük kütleli yıldızların modellenmesindeki yeni gelişmeler ile bu dönem $P_{\min} \cong 65 - 70\ dk.$ olarak verilmiştir (Kolb & Baraffe, 1999; Howell et al., 2001). Şekil 4.1b'de

dağılımın kısa dönem ucunda ise $P_{yör} < 1.28\,sa, \sim 76.8\,dk$ dönemli CV'lerin sayısı aniden azalmaktadır. Bu aralıkta gözlenen CV'lerin sayısı tüm CV'lerin %3 'ne karşılık gelmektedir. Bir kaç sistem (EI Psc, $P_{yör}$ = 64.2 dk., Thorsten et al, 2002; V485 Cen, $P_{yör}$ = 59 dk, Augusteijin et al., 1996) dışında minimum dönem ucunda yer alan iki SDSS yıldızı (SDSS J0329 ve SDSS J0557) $P_{yör} \sim 76\,dk$ dönemleri ile hidrojence zengin normal CV'ler için minimum dönemi belirlediği görülmektedir. Knigge (2006) gözlenen CV'ler için geliştirilen uygun bir teknik ile minimum dönemi 76.2±1.0 *dk* , Gansicke et al. (2009) SDSS CV'lerine ilişkin yaptığı istatistiksel çalışmada minimum dönemi 76.78 dk olarak belirlemişlerdir. Aslında bu değer daha önceki çalışmalarda önerilen değerlerden daha uzun bir dönem olduğu görülmektedir, bu durum için çekimsel ışımanın yanında ek bir açısal momentum kaybının olabileceği ve/veya çok küçük kütleli kütle kaybeden yıldız yapısının anlaşılmasındaki problemlerle ilişkili olabileceği düşünülmektedir (Gansicke, 2009). Bu yörünge dönemindeki CV'lerin ayrıntılı model çalışmaları, yaklaşık $76\,dk$'lık bir minimum dönemden sonra CV'lerin daha uzun dönemlere evrimleştiğini göstermektedir.



Şekil 4.1b: Ritter&Kolb'un Kataklismik Yıldızlar Kataloğu'ndan alınan tüm CV'lerin dönem dağılımı ve ani dönem değişiminin olduğu yerler (a) ve *P<4 sa* kadar olan sistemlerin dağılımı gösterilmektedir (b) .

e) $P_{yör} \sim 76\,dk$ minimum döneminden daha da kısa dönemli sistemlerin yer aldığı görülmektedir. Helyumca zengin kataklismikler olarak bilinen AM CVn yıldızları CV'lerin daha sıkışık halidir ve dönem dağılımının kısa dönem ucunu oluşturmaktadır. $5\,dk < P_{yör} < 30\,dk$ dönem aralığındaki sistemlerin sayısının da son dönemlerdeki sönük gökyüzü cisimlerinin tarama çalışmaları ile arttığı ve bu dönemde yer alan 12 sistemin olduğu görülmektedir.



Şekil 4.1a: Ritter&Kolb Kataklismik Yıldızlar Kataloğu'ndan alınan 753 CV'nin dönem dağılımı. Sol üstte Patterson (1998)'un çalışmasında Ritter & Kolb (1998) kataloğu kullanılarak elde edilen sonuçlar, sol altta ise Ritter & Kolb'un (2009) kataloğu kullanılarak bu çalışmada elde edilen dönem dağılımları gösterilmektedir. Sağda ise yörünge dönemi saat biriminde alınarak tüm CV'lerin dağılımı gösterilmiştir.

4.2. Manyetik Kataklismik Değişenlerin Dönem Dağılımı

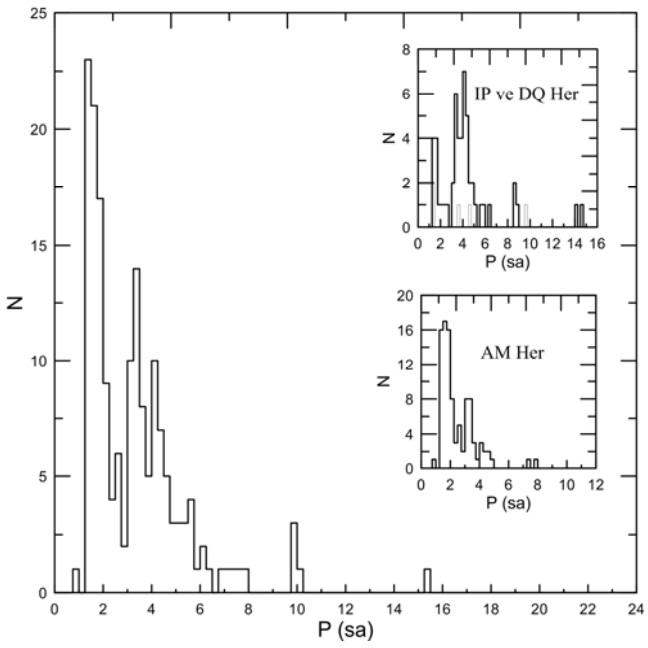
CV'lerde beyaz cücenin kuvvetli bir manyetik alana sahip olması, sistemin kütle aktarım geometrisinde değişikliklere neden olduğu gibi bununla ilişkili olarak sistemin evriminde de önemli etkilere sahiptir. Bu açıdan manyetik CV'lerin (MCV) dönem dağılımının farklı alt gruplar için karşılaştırılması amacıyla üç alt sınıfta incelenmiştir: (1) beyaz cücenin dönme dönemi ile yörünge dönemi eşdönme gösteren Polarlar olarak da adlandırılan AM Her türü sistemler, (2) eşdönem göstermeyen DQ Her türü sistemler ve (3) manyetik alan yeğinliğine göre disk oluşumunun gözlenebildiği yarı-polarlar (IP). Şekil 4.2'ye bakılarak şu sonuçlara varılabilir:

a) Manyetik CV'ler toplam sayısı 171 olmakla birlikte tüm CV'lerin %23'nü oluşturduğu görülmektedir. Çok büyük bir kısmı nova benzeri olan bu yıldızların, çok az bir kısmı da aslında nova ve cüce nova olarak sınıflandırılmasına karşılık beyaz cücenin sahip olduğu manyetik alan nedeniyle MCV olarak sınıflandırılmıştır. MCV'lerin genel dağılımda dönem boşluğunun kendisini gösterdiği ve yörünge dönemlerinin dağılımının $1.2\,sa < P_{yör} < 5\,sa$ aralığında yer aldığı görülmektedir. Bu dağılımın dışında ~8 sa yörünge dönemine sahip altı yıldız olduğu görülmektedir. Tüm manyetik CV'ler özellikle $1.2\,sa < P_{yör} < 2\,sa$ ve $3\ sa < P_{yör} < 6\ sa$ dönem aralığında yığılmaktadırlar.

b) Polarlar tek başına incelendiğinde $2-3\,sa$ aralığındaki dönem boşluğunun MCV'lerde sadece bu alt türde belirgin olduğu görülmektedir. MCV'lerin %60'nı oluşturan bu sistemlerin sayısı $P_{yör} < 1.2\,sa$ ve $P_{yör} > 5\,sa$ dönemlerinde ani bir şekilde azalmaktadır.

c) Yarı-Polarlar genel olarak $1.2\,sa < P_{yör} < 7.5\,sa$ dönem aralığında bir dağılım gösterirler ve dönem boşluğu bu sistemlerde görülmemektedir.

d) DQ Her türü sistemlerin MCV'ler içindeki sayıları çok az olup katalogda yalnızca 5 sistem yer almaktadır. Bu yıldızların belirli bir dönemde yığılma göstermediği görülmektedir.



Şekil 4.2: MCV'lerin dönem dağılımı. Şeklin içerisinde yer alan sağ üstteki şekilde ise AM Her türü sistemler, alttaki şekilde Yarı-Polar ve DQ Her türü sistemlerin dağılımını göstermektedir.

4.3. Manyetik ve Manyetik Olmayan Sistemlerin Karşılaştırılması

Manyetik alanlar, manyetik olmayan kataklismik yıldızlarda yörünge evriminin manyetik frenleme ile sürdürülmesi gibi dolaylı bir yoldan da olsa aslında tüm kataklismik değişenlerde önemli bir rol oynamaktadır. Genel olarak bakıldığında beyaz cücenin manyetik alanının zayıf ya da kuvvetli olması maddenin akış geometrisini tamamıyla değiştirmektedir. Şekil 4.3'te 555 yıldızı kapsayan manyetik olmayan CV'ler ile 171 manyetik CV'nin dönem dağılımları karşılaştırılmaktadır. Buradan şu sonuçları çıkartabiliriz:

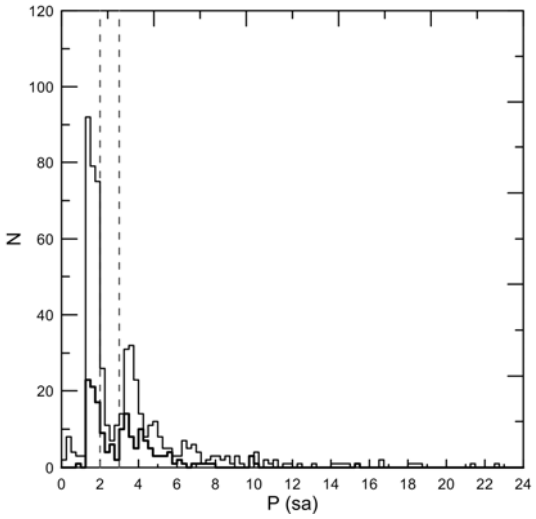
a) İki alt grup karşılaştırıldığında manyetik olmayan CV'lerin, tüm CV'lerin %74'ünü kapsayacak şekilde öbek olarak manyetik sistemlerden fazla olduğu dikkati çekmektedir. Bu duruma ilişkin iki olasılık düşünülebilir: *i*) gözlemsel seçim etkileri nedeni ile manyetik sistemlerin gözlenmesindeki sınırlamalardan kaynaklanan bu sistemlerin göreceli olarak manyetik olmayan sistemlerden az olması *ii*) manyetik sistemlerin geometrisinde önemli bir role sahip olan manyetik alan ile ilişkili olarak manyetik bir CV'nin oluşma olasılığının daha az olması.

b) Her iki alt grupta da dönem boşluğu belirgin biçimde kendini göstermektedir. Manyetik CV'lerde öbeğin fazla olması nedeni ile bu aralığın sınırının $2\,sa < P_{yör} < 3.25\,sa$ olduğu, MCV'lerde bu sınırın daha değişken olduğu görülmektedir. Dönem boşluğu içerisinde bulunan manyetik olmayan CV'lerin sayısı MCV'lerin iki katı kadardır. Belki de bu dönem aralığında sistemden açısal momentum kaybı manyetik olmayan CV'lerde MCV'lere göre daha fazla olmakta ya da bu aralıkta bir CV oluşma olasılığı, manyetik CV'lerin öbeğiyle orantılı olarak daha fazladır. Webbink and Wickramasinghe (2002), AM Her türü sistemlerdeki kuvvetli manyetik alanın manyetik frenleme ile açısal momentum kayıp miktarını azaltabileceğini ve sonuçta manyetik sistemler ile manyetik olmayan sistemlerin farklı evrimsel zaman ölçeklerine sahip olabileceklerini önermektedir. CV'lerin γ hız dağılımlarını inceleyen Ak et al. (2010) manyetik ve manyetik olmayan sistemlerin farklı kinematik özellikler sergilediğini belirlemişlerdir. MCV'lerin kinematik yaşı, manyetik olmayan CV'lerden daha büyük elde edilmiştir. Ancak istatiksel olarak olarak az sayıda olan MCV'lerden elde edilen bu sonuç γ hızlarının manyetik alan tarafından yönlendirilen

plazmanın akış hızından etkilenmiş olma olasılığı nedeniyle kesin değildir.

c) İki alt türün yörünge dönemlerinin genel dağılımının aynı olduğu görülmekte, ~6 saat yörünge döneminde sonra CV'lerin sayısında belirgin bir azalma görülmektedir.

d) Kısa yörünge döneminin ucu manyetik CV'lerde $P \cong 1.25\,sa$ yörünge döneminde sonlanarak bu dönemin altında yalnızca bir sistemin yer aldığı görülmektedir. Manyetik olmayan CV'lerde daha kısa yörünge döneminde az da olsa CV'ler gözlendiği görülmektedir.



Şekil 4.3 : Manyetik olmayan (sürekli çizgi) ve manyetik CV'lerin (kalın sürekli çizgi) dönem dağılımları gösterilmektedir.

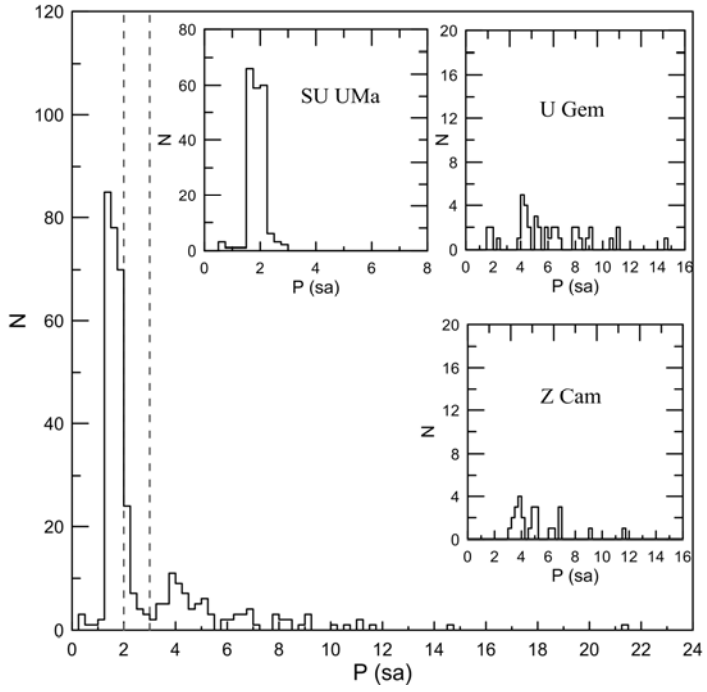
4.4. Cüce Novaların Yörünge Dönemlerinin Dağılımı

Ritter ve Kolb (2009) Kataloğunda 60 tanesinin sınıflamasının henüz yapılamadığı toplam 368 cüce nova yer almaktadır. Cüce novalar tüm kataklismik değişenlerin ~%50'sini oluşturmaktadır. Cüce nova yıldızların dönem dağılımını incelemek için üç alt türe ayrılmıştır. Bu alt türlerden 223'ü SU UMa, 46'sı U Gem, 26'sı Z Cam türü cüce nova yıldızdan oluşturmaktadır. Şekil 4.4'te cüce novaların alt türlerinin dönem dağılımı gösterilmektedir. Şekil 4.4'e bakılarak şu sonuçlara varılabilir:

a) Cüce nova yıldızların %60 SU UMa alt türündeki yıldızlardan oluşmaktadır. Genellikle ikinci bileşeni M tayf türünde ~0.2 $M_{\odot}$ kütleli cüce yıldız olan SU UMa yıldızlarının yörüngenin kısa dönem ucunda

$1.3\,sa < P_{yör} < 2.25\,sa$ dönem aralığında yığıldığı özellikle 2.25 *sa* yörünge döneminde sistemlerin sayısının ani bir şekilde azalmakta olduğu görülmektedir (bkz. Şekil 4.4). Bu türdeki yıldızların hepsi kısa dönemli olup, $P_{yör} > 3\,sa$ dönemli SU UMa yıldızları bulunmamaktadır.

Bu davranış, bu sistemlerdeki yörünge açısal momentum kaybının diğer CV'lere göre daha fazla gerçekleşerek hızlı bir biçimde dönem boşluğunun altındaki yörünge dönemlerine evrimleştiklerini göstermektedir. SU UMa türü yıldızlar patlama karakteri olarak iki tür parlama gösterirler; diğer cüce nova patlamalarıyla karşılaştırıldığında çok daha sık patlamalar ve sadece bu sistemlerde gözlenen, ışık eğrisinde süperhump olarak adlandırılan yörünge döneminden farklı, dönemli piklerin olduğu daha uzun süren patlamalar. Bu sistemlerin CV'lerin kısa dönem ucunda öbeğinin fazla olması, bu yıldızlara özgü patlama karakteristiği ile de ilişkili olabilir. Tüm SU UMa türü yıldızlarıın yörünge dönemleri, kısa dönem ucunda yer almasından dolayı dönem boşluğu bu sistemlerde görülmemektedir; ancak CV'lerin tümünün dönem dağılımı incelendiğinde dönem boşluğunun alt sınırını oluşturan sistemler olduğu görülmektedir.



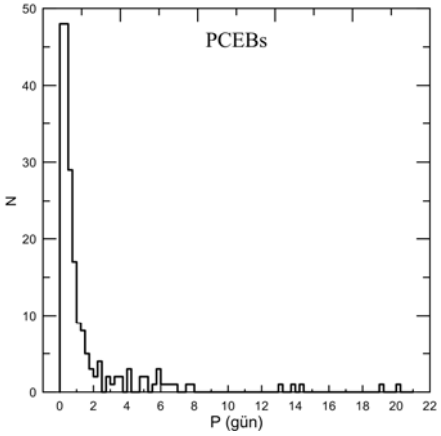
Şekil 4.4 : Cüce novaların alt türlerinin dönem dağılımı. SU UMa, U Gem, Z Cam türlerinin dağılımı şekil içinde ayrı ayrı gösterilmiştir.

b) U Gem türü yıldızlar belirgin bir dönem aralığında yığılma göstermeyip yörünge dönemleri $1\,sa < P_{yör} < 11\,sa$ dönemlere sahiptir.

c) Z Cam türü yıldızların sayısı cüce novalar içinde az olmakla birlikte yörünge döneminin dağılımı $3\,sa < P_{yör} < 11\,sa$ aralığında değişim göstermektedir. Bu tür yıldızların hepsi dönem boşluğunun üzerinde yer alan, uzun dönemli sistemlerdir.

d) Cüce Nova yıldızlarının genel dönem dağılımları $1\,sa < P_{yör} < 2\,sa$ aralığında toplanmıştır. Dönem boşluğu bu sistemlerde belirgin değildir. Özellikle bu sistemlerde dönem dağılımının alt türler ile kuvvetli bir ilişkisi olduğu görünmektedir .

4.5. PCEB'lerin Yörünge Dönem Dağılımı



Şekil 4.5: Ritter & Kolb (2009) kataloğunda yer alan 167 PCEB sisteminin yörünge dönemi dağılımı.

Ritter ve Kolb (2009) kataloğunda 208 PCEB yıldızı yer almaktadır. PCEB'lerin yörünge dağılımının incelenmesi için bu yıldızların yörünge dönemleri 6 saatlik zaman aralıklarına bölünmüş ve bu aralıktaki yıldızların sayısı Histogram analizi ile elde edilmiştir. PCEB'lerin dönem yığılmasının görüldüğü aralığın daha ayrıntılı incelemesi Şekil 4.5'da gösterilmiştir. PCEB'lerin yörünge dağılımı ile ilgili olarak şu sonuçlara varılabilir:

a) PCEB'lerin yörünge dönemi dağılımı genel olarak $1.5\,sa < P_{yör} < 8\,gün$ aralığında yer alırken bu aralığın üstünde sadece 10 yıldız bulunmaktadır.

b) Toplam olarak 167 PCEB'in *2 gün* altında yörünge dönemlerinde yığılma gösterdiği görülmektedir. Bu durum gözlemsel seçim etkisinin bir sonucu olarak uzun dönemli sistemlerin dönemlerinin belirlenmesindeki sorunlar ile ilişkili olabilir.

c) PCEB'lerin $P < 8\,gün$ sistemlerin yörünge dönem dağılımında ~2 günlük dönemden sonra değişim daha dik olduğu görülmektedir. Belki de yörünge dönemini azaltan süreçler 2-30 gün aralığındaki dönemlere sahip sistemlerde daha hızlı biçimde gerçekleşmektedir.

5. KATAKLİSMİK YILDIZLARDA KIRMIZI CÜCE BİLEŞEN: ANAKOL YILDIZI MI?

5.1. Kırmızı Cüce Bileşenlerin Tayfsal Özellikleri

Yörünge dönemi $P_{yör} \geq 5\,sa$ olan ve özellikle de yüksek yörünge eğikliğine sahip olan kataklismiklerde kırmızı cüce bileşenler, tayfın mavi ve görsel bölgesindeki soğurma çizgileri görülebilecek kadar parlaktır bu nedenle standart MK tayf türleri kolaylıkla tahmin edilebilmektedir. Kısa dönemli sistemlerde yakın kızılöte tayfında genellikle geri tayf türünden yıldızların tayfında görülen NaI ve TiO gibi çizgileri görülmektedir. Ayrıca bu yıldızlarda kızılöte bölgede $1.9\,\mu m$ ve $1.4\,\mu m$'de H_2O soğurma bantları etkin sıcaklığa duyarlı belirteçlerdir (Bailey et al., 1991).

Kırmızı cücenin beyaz cüceye bakan yüzünün beyaz cücenin yüksek sıcaklığıyla ısıtılması nedeniyle yörünge çevrimi boyunca değişik tayf çizgi şiddetleri görülmektedir. Bunun bir sonucu olarak kırmızı cücenin tayf türü, ısıtılmaya uğramamış diğer yarıküresinin gözlenmesi (yalnızca yüksek eğiklik açılarına sahip sistemlerde sıfır evreye yakın bu duruma gözlenebilir) durumuna göre daha ön tayf türlerindedir.

Çoğu CV'nin yoldaş yıldızlarının düşük kütleli anakol yıldızlarının yeğinliklerine sahip oldukları yukarıda belirtildiği gibi gösterilmiş olsa da, bu onların düşük kütleli anakol yıldızları olması gerektiğini açıkça göstermez. Çünkü CV'lerin yoldaş yıldızları, alan yıldızlarından farklı olarak son derece farklı çevresel faktörler içerirler. Bunları şöyle sıralayabiliriz:

- $\sim 1 R_{\Theta}$ uzaklıkta sıcak, aydınlatan kaynağın yakınında yer almaktadır
- hızlı dönmektedirler ($\sim 1000\,km\,s^{-1}$)
- yakın çift üyesi olması nedeniyle Roche lobuna sahiptirler
- $\sim 10^{-8} - 10^{-11}\ M_{\odot} y^{-1}$ miktarlarında kütle kaybetmektedirler
- dev yıldızın atmosferi içinde yer aldığı ortak zarf evresi boyunca varlığını sürdürür
- yaklaşık her 10^4 yılda bir nova patlamasının etkisinde kalır

5.2. Yörünge Dönemi – Tayf Türü İlişkisi

Kataklismik değişenlerin yoldaş yıldızlarının anakol yıldızları olup olmadığını araştırmaları ilk olarak Echeverria (1983) tarafından yapılmıştır. Bu çalışmada bu yıldızların aynı kütleli anakol yıldızlarından daha geri tayf türünde olduğu sonucuna varılmıştır. Ancak bu çalışma genellikle dönem boşluğunun altındaki CV'leri içermesi nedeniyle istatistiksel açıdan zayıf kalmıştır. Warner (1995a, b) bir grup CV'nin kütle, yarıçap ve tayf türlerinin anakol yıldızları ile benzerlik gösterirken, bazı CV'lerin farklı davranış gösterdikleri sonucuna varmıştır. Rittter (1983) ve Patterson (1984) da çalışmalarında Warner ile benzer sonuçlara ulaşmışlardır. Smith and Dhillon (1998) yörünge dönemi 7-8 saatin altındaki bir grup CV'nin tayf türlerinin ayrık sistemlerdeki anakol yıldızlarına benzediği sonucuna ulaşmışlardır. Ancak bununla birlikte Friend et al. (1990) kısa dönemli bir çok CV'nin ZAMS olarak kabul edilebilmek için çok soğuk yıldızlar olduğu sonucuna ulaşmıştır.

Çalışmanın bu bölümündeki amaç ise Echeverria (1983), Rittter (1983), Patterson (1984), Webbink (1990), Warner (1995a, b), Smith and Dhillon (1998) çalışmalarını bir adım daha ileriye götürerek, daha fazla veri grubu için bu ilişkinin incelenmesidir. Yukarıda sözü edilen çevresel etkenlerin CV'lerin yoldaş yıldızlarının temel parametreleri (kütle, yarıçap, tayf türü) üzerindeki etkilerinin araştırılması için kataklismik değişen yıldızlar ile anakol yıldızlarının karşılaştırılması gerekmektedir. Bu amaçla Ritter and Kolb (2009) kataloğunda, dönemleri $1.3\,sa \le P_{orb} \le 15.5\,sa$ aralığındaki 124 tane CV'nin ikinci bileşenin dönem-tayf türü ilişkisi incelenmiştir (bkz. Ek 1). İkinci bileşenlerden bir kısmının ışınım gücü sınıflamasında dev ya da altdev olarak sınıflandırılması (AE Aqr, U Sco, GK Per, HX Peg, V1017 Sgr) veya dönemlerinin $P_{yör} > 1\,gün$ (HD 109962, J2044-0459, V630 Cas) olması nedeniyle değerlendirmede bazı sistemler göz önüne alınmamıştır.

CV'lerde tayf türlerinin belirlenmesinde kullanılan en güvenilir yöntem ikinci bileşenin tayfında soğurma çizgilerinin belirlenmesidir. Bu çizgilerin eşdeğer genişlikleri tek alan cüce yıldızlarının çizgileri ile (Wade and Horne, 1988) veya göz ile bir seri standart yıldızın çizgileri ile karşılaştırılması yapılmakta (Friend et al., 1990 a,b) ya da uygun bir çıkartma yöntemi kullanılarak belirlenmektedir (Smith et al., 1998). Bu nedenle katalogda yer alan tayf türü ölçümlerinin hataları bazı durumlarda çok geniş bir aralıkta (örneğin; K0-K5 şeklinde) yer alabilmektedir. Bu çalışmada katalogda verilen bilgilerin

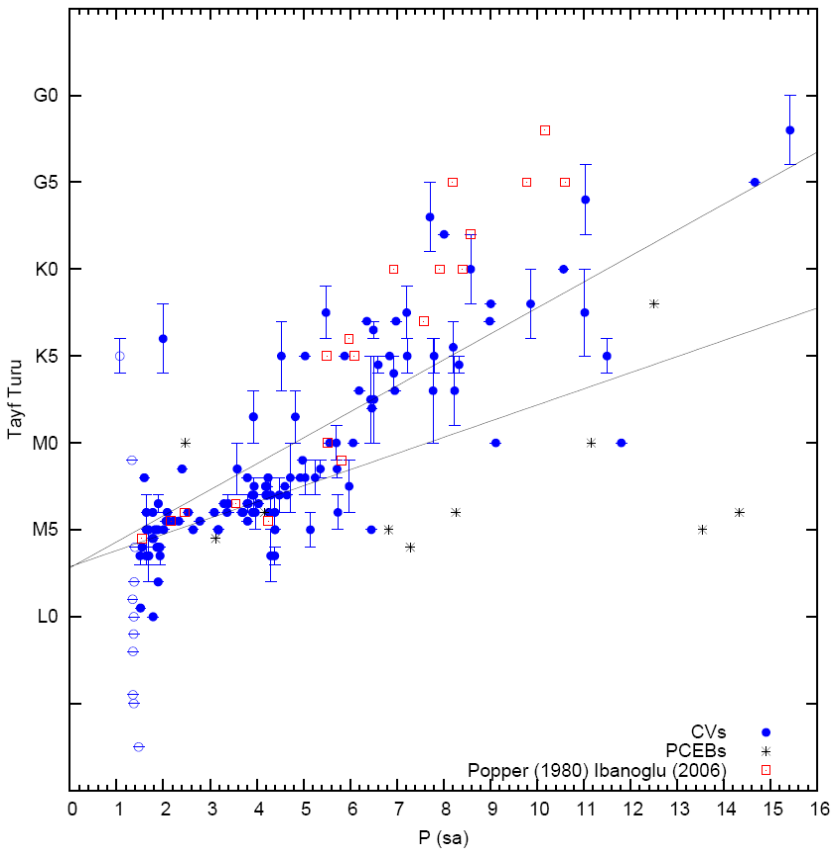
doğruluğuna güvenilerek çalışma için her bir CV'nin ayrıca tayf türü incelemesi yapılmamıştır ancak hataları verilen yıldızlar için bu değerler şekil üzerinde ayrıca gösterilmiştir. CV'lerin yoldaş yıldızlarının tayf türünün, sistemin dönemine göre değişimi Şekil 5.1'de yer almaktadır. Geri tayf türünden küçük kütleli anakol yıldızları ile CV'leri karşılaştırmak için Popper (1980) çalışmasındaki Tablo 8'de yer alan A0-M5 tayf türü aralığındaki 10 görsel çift yıldızın verileri ile İbanoğlu et al. (2006) çalışmasındaki yer alan 9 ayrık çift yıldızın anakol bileşenlerinin verileri Şekil 5.1 üzerinde gösterilmektedir. Anakol yıldızları ile karşılaştırma amacı ile bu yıldızların gerçek dönemleri yerine aynı kütle ve yarıçaptaki bir CV'nin yörünge dönemi kullanılmıştır. Dönemini belirlemek için, Popper ve İbanoğlu çalışmasından yıldızların kütle ve yarıçapları kullanılarak Warner (1995a,b) çalışmasında CV'ler için verilen kütle-dönem ($M/M_{\odot} = 0.065\ P^{5/4}$) ve yarıçap-dönem ($R/R_{\odot} = 0.094\ P^{13/12}$) ilişkisinde elde edilen dönem değerlerinin aritmetik ortalaması kullanılmıştır. Böylece ayrık çiftlerdeki yıldızların tayf türlerinin, lobunu dolduran bir yoldaş yıldız olması durumunda değişmeyeceği varsayımı yapılmıştır. Ayrıca CV'lerin ataları olduğu düşünülen ortak zarf sonrası yıldızların Schreiber & Gansicke (2003) çalışmasında yer alan 10 PCEB yıldızının da tayf türü-dönem ilişki şekilde yer almaktadır (Bkz. Ek 2).

CV'lerin dönem-tayf türü ilişkisinin dağılımı incelendiğinde, dağılımın $P < 1.5\ sa$ $1.5\ sa < P < 4.5\ sa$ ve $P > 4.5\ sa$ yörünge dönemleri için farklı davranış sergilediği görülmüştür. Bu sistemlerin dağılımı en küçük kareler yasası kullanılarak temsil edilmiş ve şu bağıntılar elde edilmiştir:

$$TT(2) = 27.12 \pm 0.55 - 0.93 \pm 0.18\ P_{yör} \qquad 1.5\ sa < P < 4.5\ sa \quad (5.1)$$

$$TT(2) = 27.19 \pm 1.66 - 1.49 \pm 0.21\ P_{yör} \qquad P > 4.5\ sa \quad (5.2)$$

Bu bağıntılarda $TT(2) = 0$ G0 tayf türüne, $TT(2) = 10$ K0 tayf türüne, $TT(2) = 20$ M0 tayf türüne karşılık gelmektedir (Grafiklerin oluşturulmasında basitleştirme için her bir tayf türü 10 alt gruba bölünmüştür). Şekil 5.1'deki sürekli çizgiler CV'lerin dönem-tayf türü ilişkisi için, yukarıda verilen iki eşitliğin temsilini göstermektedir. CV'lerin yoldaş yıldızlarının tayf türlerinin dağılımı G0'dan L tayf türüne kadar uzanmaktadır. Tayf türü ile dönem dağılımı arasında bir ilişki olduğu açıkça görülmektedir. Ancak bu ilişki belirli dönem aralıklarında farklılıklar göstermektedir.



Şekil 5.1 :Kataklismik değişenlerin ikinci bileşenlerinin tayf türü ile yörünge dönemleri arasındaki ilişki. Ritter and Kolb (2009) kataloğunda tayf türleri belirlenmiş CV'ler içi dolu (P > 1.5 *sa*) ve içi boş daireler (P < 1.5 *sa*) ile gösterilmiştir. Ayrıca karşılaştırma amacıyla Popper (1980) ve İbanoğlu (2006) çalışmasında yer alan farklı türdeki çift yıldızlar (kare) ve PCEB yıldızlar da (yıldız) işaretlenmiştir. Sürekli çizgiler (5.1) ve (5.2) eşitlikleri ile verilen doğrusal ilişkiyi göstermektedir.

Şekilde görüldüğü gibi kısa dönemli sistemler küçük kütleli yıldızlara sahiptir. Eğer yıldızın kimyasal kompozisyonu Güneş benzeri ise, ikinci bileşen yıldız sönük bir M cücesi yada kahverengi cüce olarak görülecektir ve bu nedenle görsel dalgaboylarında katkısı çok küçük olacaktır. $P \leq 1.5\ sa$ dönemli sistemler diyagramdan sapma gösteren bir kaç sistemin dışında M6 tayf türünden daha geri tayf türlerinde ve çoğu etkin sıcaklıkları 1300-2000 K olan ve kahverengi cüce olarak bilinen L (L0-L8) tayf türünden yıldızlar olduğu görülmektedir. Bu yıldızlardan 6 tanesi SU UMa türü cüce ve 3 tanesi de AM Her türü nova-benzeri sistemdir. $1.35\ sa < P < 1.47\ sa$ dönem aralığında gibi dar bir aralıkta tayf türü hızlı bir biçimde düşmektedir. Bu aralıkta yer alan sadece J1035 sisteminin kütlesi elde edilerek, yıldız olma sınırının altında 0.052 $M_{\odot}$ olarak verilmektedir. $P_{\min} \cong 75\ dk$ dönemine yaklaşıldığında CV'lerin ikinci bileşenleri yozlaşma göstermektedir (Paczynski and Sienkiewicz, 1981) ve yarıçapları 0.1 $R_{\odot}$ değerinin altına düşmez. Sonuç olarak CV'lerde minimum döneme yakın çok geri tayf türlerine doğru tayf türü-dönem eğrisinde hızlı bir düşme görülür.

$1.5\ sa < P < 4.5\ sa$ dönemli CV'lerde yörünge dönemi arttıkça ikinci bileşen yıldızları daha ön tayf türlerinde yer aldığı görülmektedir. Ancak tayf türündeki değişim M0-M5 tayf türü gibi dar bir aralıkta gerçekleşmektedir. Dönem boşluğunun altında ve üstündeki sistemlerin hemen hemen aynı tayf türüne (M2-M6) sahip olduğu görülmektedir. Dağılımda saçılma göstermelerine rağmen gözlemsel hata değerleri içerisinde aynı dönemli anakol yıldızları ile benzer bir dağılım gösterdiği görülmektedir. Dağılımın bu kısmında tayf türü belirlenen CV sayısı da daha fazladır. Şekil 5.1'de aynı dönemli anakol yıldızlarından ve CV'lerden daha ön tayf türünde yer alan üç sistem dikkat çekmektedir: QZ Ser, EI Psc ve SDSS J1702+3229. Thorstensen et al. (2002a, 2002b) tarafından bulunan EI Psc, tayf türü K4±2 olmasına rağmen 'normal' CV'ler için yörünge döneminin altında bir döneme sahiptir ($P_{yör} = 64\ dk$). QZ Ser ise dönem boşluğunun sınırında ($P_{yör} = 119\ dk$) K4 tayf türünden CV'dir. Dönem boşluğunda bulunan SDSS J1702+3229 ($P_{yör} = 2.4\ sa$) bu aralıkta belirlenen az sayıdaki CV'ye göre daha ön tayf türünde yer almaktadır. Tayf türü - dönem diyagramında sapma gösteren yıldızların yer aldığı bu bölge düşük metal bolluğu gösteren sistemler (Beuermann et al., 1998) ya da kütle aktarımından önce evrimleşen sistemlerin yığılma gösterdiği (Kolb & Baraffe, 2000) bir bölge olduğu görülmektedir. Küçük kütleli ve benzer CV'lere göre daha sıcak ikinci bileşenlere sahip bu sistemlerin diyagramındaki konumu, CV evrim modelleri ile karşılaştırıldığında daha önce kütleli olan ikinci yıldızın kütle aktarımından önce evrimleşmesi nedeniyle geriye kalan merkezi büyük ölçüde helyumca zengin ikinci bileşen ile açıklanmaktadır (Thorstensen et al., 2002a, 2002b; Littlefair et al, 2006).

$P > 6 - 7\ sa$ dönemli CV'lerde tayf türü değişim aralığı oldukça geniş ve saçılma göstermektedir, örneğin ~6 sa yörünge dönemine sahip iki CV'den birinin tayf türü K0 iken diğerinin K5 olabilmektedir. Ancak dönem-tayf türü ilişkisini temsil eden eğrinin eğiminin daha dik olması nedeniyle ilişki daha belirgindir ve dönem arttıkça ikinci bileşenlerin tayf türü daha ön tayf türlerine doğru kaymaktadır. Aynı dönemli anakol yıldızları ile karşılaştırıldığında, CV'lerin bir kısmının benzer dağılım gösterdiği ancak önemli bir kısmının da anakol yıldızlarına göre daha soğuk yani daha geri tayf türlerinde yeraldığı görülmektedir.

Tipik düşük kütleli anakol yıldızları için ortalama yoğunluk aralığı M8 cüceleri için ~20 $\rho_{\odot}$ (Allen, 1976) ve bu yoğunluk değeri $\sim 80\,dk$ minimum yörünge dönemine sahip CV'lerde gözlenmektedir. $G0$ cüceleri için ~1 $\rho_{\odot}$

değerindeki yoğunluklar, CV'lerde $\sim 9\,sa$ yörünge dönemlerine karşılık gelmektedir. Bu dağılıma göre $P_{orb} > 9\,sa$ yörünge dönemlerinde yoldaş yıldızın yoğunluğu F tayf türü (yada daha ön tayf türü) anakol yıldızlarına karşılık gelen Güneş kütlesinin altında yıldızlar olmalıdır. Ancak F tayf türü anakol yıldızları Güneş kütlesinin üstünde kütlelere sahiptirler (bir F5 cücesi için $M \sim 1.3\ M_{\odot}$, bir F0 cücesi için $M \sim 1.6\ M_{\odot}$; Gray, 1992). Beyaz cücenin kütlesinin Chandrasekhar limitinin altında olması gerektiği için, kararlı kütle aktarımında sürdürülebilmesi için yoldaş yıldızın kütlesi $M_2 < 1.2\ M_{\odot}$ olmaya zorlanır. Beyaz cüce öbeği daha küçük kütlelerde olmaya eğilimli olduğundan (CV'lerde ortalama beyaz cüce kütlesi $0.77 \pm 0.21\ M_{\odot}$), Güneş kütlesinin üstündeki kütlede yoldaş yıldızlara sahip sistemlerin sayısı gerçekte çok küçüktür. Dolayısıyla $P_{orb} > 9\,sa$ dönemli CV'lerde ikinci bileşenin ortalama yoğunluk değeri, gerçekte anakoldaki F tayf türünden bir yıldızda gözlenen değer ile aynı olmasına karşılık, CV'lerde K-M tayf türleri gözlenmektedir. Bu nedenle uzun dönemli CV'lerdeki yoldaş yıldızlar F tayf türünden anakol yıldızları yerine, düşük kütleli evrimleşmiş M yada K tayf türünden olabilir. Sonuçta $1.3\,sa \le P_{orb} \le 9\,sa$ dönem aralığındaki yoldaş yıldızlar M,K yada G tayf türünden anakol cüce yıldızları olduğu söylenebilir. Ancak daha uzun dönemli sistemlerdeki ikinci bileşenler aynı dönemli anakol yıldızlarından farklı olarak daha soğuk yıldızlardır. CV'lerde gözlenen bu durum için Smith & Dhillon (1998) ikinci bileşenlerin anakoldan evrimleşmiş yıldızlar olması gerektiği önerilmektedir.

Beuermann et al. (1998) kısa dönemli CV'lerin hata sınırları içerisinde Güneş'in metal bolluğundaki anakol yıldızlarına benzer biçimde ZAMS'ta yer aldığını, $P > 3\,sa$ dönemli sistemlerin büyük çoğunluğunun ise Güneş'in metal bolluğundaki anakol yıldızlarından daha soğuk ve dolayısıyla da daha büyük yarıçaplı yıldızlar olduğunu önermektedir. Dönem boşluğunun hemen üstünde yer alan sapma gösteren yıldızların kütle kaybı nedeniyle ısısal dengede olmadığını önermişlerdir. Uzun dönemli sistemlerde gözlenen bu durumu ise sabit kütle aktarımında evrimleşmiş ikinci bileşen için oluşturdukları yıldız modelleri ile uyum göstermesinden dolayı kütle aktarımından önce ikinci bileşenin evrimleşmesi ile açıklamaktadırlar.

CV'lerin ikinci bileşenlerinin uzun dönemli evrimlerini anlayabilmek için dönem, tayf türü, ikinci bileşenin kütlesi gibi gözlenen parametreler arasındaki değişimleri, Baraffe and Kolb (2000) tarafından geliştirilen düşük kütleli yıldızlar için evrim modelleri ile de incelenmiştir. Tayf türü-dönem ilişkinde gözlenen geri tayf türünden ikinci bileşen yıldızları, dönem boşluğunun üst ucuna ($P \sim 3 - 6\ sa$)

yakın sistemlerin, $1.5\times10^{-9} M_{\odot}\mathrm{y}^{-1}$-$10^{-8} M_{\odot}\mathrm{y}^{-1}$ aralığında değişen kütle aktarım miktarları gösteren modeller ile uyuştuğu belirlenmiştir. Buna göre $P \sim 3-6\ sa$ dönem aralığında gözlenen geri tayf türleri, kütle aktarımı ile ilişkili olarak yıldızın ısısal dengeden ayrılmasının bir sonucu olabilir. Ancak bilinen açısal momentum mekanizmaları ile benzer sistemlerin neden bu kadar farklı miktarlarda kütle kaybına yol açtığı ve $P \geq 6\ sa$ dönemli sistemlerdeki geri tayf türleri bu model ile açıklanamamaktadır.

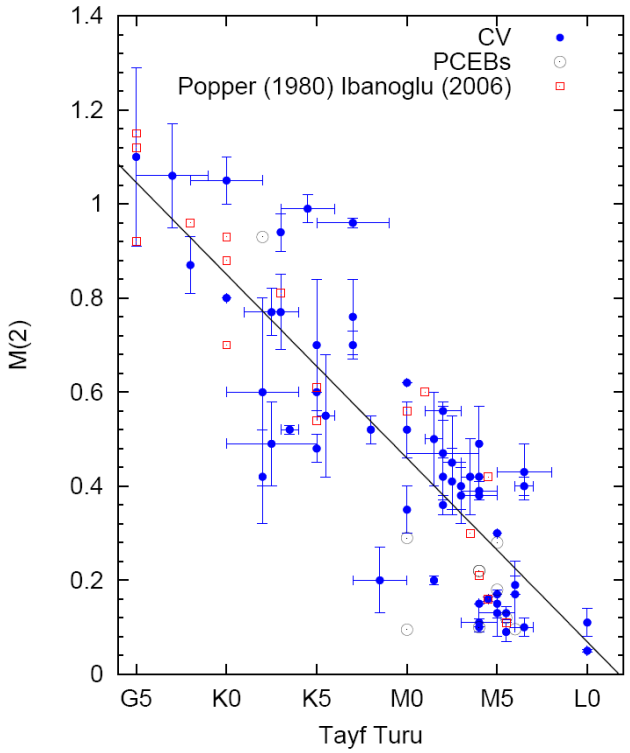
Kütle aktarımının başlangıcından önce ikinci bileşenin ZAMS'tan büyük ölçüde evrimleştiği (başlangıç merkezi hidrojen içeriği, X_c = 0.05-0.5), küçük kütle aktarım miktarlarındaki modeller ile $P \geq 6\ sa$ dönemli sistemlerdeki gözlenen geri tayf türleri elde edilebilmiştir. Ancak sadece evrimleşmiş bileşenler göz önüne alındığında $P < 6\ sa$ dönemli sistemler modeller ile uyuşmamakla birlikte, modellerde $P < 2\ sa$ için elde edilen dönemler gözlenenden farklı olarak çok daha kısa ve daha geri tayf türlerinde elde edilmektedir. Bu nedenle Baraffe and Kolb'a (2000) göre tayf türü-dönem diyagramında tüm dönem aralığı boyunca gözlenen dağılım, X_c' nin değişen miktarları ve kütle aktarım miktarının arttırılması ile oluşturulabilir ve bu da CV öbeğinde böylesi evrimleşmiş ikinci bileşen yıldızların baskın olabileceğini göstermektedir. Bu çalışmalara göre dönem-tayf türü diyagramında $P_{orb} > 9\ sa$ dönemli BV Cen ($P = 14^{h}.66$), J1730-0559 ($P = 15^{h}.42$), J1951+3716 ($P = 11^{h}.81$), UY Pup ($P = 11^{h}.50$), EY Cyg ($P = 11^{h}.02$), V442 Cen ($P = 11^{h}.04$), DX And ($P = 10^{h}.57$) yıldızlarının dağılımın uzun dönem ucunda K, G tayf türlerinde yer alması ve diğer CV'lerin dağılımına göre daha geri tayf türlerinde yer alması ikinci bileşenin evrimleşmiş olması ile açıklanabilir. BV Cen, EY Cyg, DX And dışında diğer sistemlerim kütle ve yarıçapları belirlenemediği için yalnızca bu üç sistemin kütle-yarıçap diyagramında benzer kütleli anakol yıldızlarına göre büyük yarıçaplara sahip olduğu görülmektedir.

PCEB'lerin yörünge dönemi, $P < 15\ sa$ PCEB yıldızları için (dönem dağılımı ilişkisinden hatırlanacağı gibi bu yıldızların genel dağılımı $1.5\ sa < P_{yör} < 10\ gün$ aralığında incelenmiştir) tayf türü dönem ile değişim göstermemekte ve bu dönemdeki yıldızlar için M0-M5 tayf türü aralığında yer almaktadır. Ancak HR Cam ve V471 Tau'nın genel dağılımdan biraz sapma göstererek dönemine göre daha ön tayf türlerinde yer aldığı görülmektedir.

5.3. Kütle-Tayf Türü İlişkisi

Kataklismik değişen yıldızlarda ikinci bileşen yıldızın tayf türü ile kütle arasındaki ilişki Şekil 5.2'de incelenmiştir. Diğer diyagramlarda karşılaştırma amacı ile kullanılan Popper (1980) çalışmasındaki 10 görsel çift yıldızın verileri ile İbanoğlu ve ark.'nın (2006) çalışmasındaki yer alan 9 ayrık çift yıldızın anakol bileşenlerinin verileri bu incelemede de kullanılmıştır. Ayrıca ortak zarf sonrası yıldızların Schreiber and Gansicke (2003) çalışmasında yeralan 10 PCEB yıldızının da kütle-tayf türü ilişki şekilde yer almaktadır. Değişim en küçük kareler yasası kullanılarak temsil edilmiş ve şu bağıntı elde edilmiştir:

$$M_2/M_\odot = (-0.0391 \pm 0.0034)\, TT(2) + (1.2413 \pm 0.0713) \qquad (5.3)$$



Şekil 5.2: Kataklismik değişen yıldızların ikinci bileşenlerinin tayf türü – kütle değişimine ilişkin değişim. İçi dolu mavi daireler CV'leri, kırmızı kutucuklar görsel (Popper, 1980) ve ayrık çift (İbanoğlu, 2006) yıldızları, içi boş siyah daireler ise PCEB türü sistemleri göstermektedir. Tayf türü - kütle değişiminden elde edilen doğrusal ilişki (5.3) nolu bağıntısı kullanılarak elde edilmiş ve sürekli çizgi ile gösterilmiştir.

Şekil 5.2'de CV'lerin ikinci bileşeninin genel olarak anakol yıldızlarına benzer şekilde kütlesinin, tayf türü ile doğrusal bir ilişki gösterdiği, küçük kütleli yıldızların daha geri tayf türlerinde yer aldığı görülmektedir. Diyagramda belli bir

tayf türünde, geniş aralıkta bir kütle dağılımı ile karşılaşılmaktadır. K0-K5 tayf türü aralığında, kütledeki hata değerlerinin daha büyük olduğu ve aynı tayf türünden bir yıldız, diğerinden 2 kat daha kütleli görünmektedir. M5 tayf türüne doğru parametreleri belirlenen yıldız sayısının arttığı, kütledeki hata değerlerinin azaldığı ve aynı tayf türündeki iki yıldız arasındaki kütle farkının 4-5 kat olduğu görülmektedir.

PCEB yıldızlarının kütle-tayf türü diyagramındaki dağılımı genel olarak M0-M5 tayf aralığında, 0.4 $M_{\odot}$'den daha küçük kütleli oldukları, yalnızca V471 Tau'nun dağılımdan farklı olarak daha büyük kütleli ve ön tayf türlerinde yer aldığı görülmektedir. Ancak PCEB yıldızları için bu iki parametre arasında herhangi bir ilişki belirlememiştir.

5.4. Yörünge Dönemi - Kütle İlişkisi

Kataklismik değişen yıldızlarda ikinci bileşenin kütlesinin sistemin yörünge dönemine göre değişimi Şekil 5.3a'da incelenmiştir. CV'ler için genel bir yörünge dönemi–kütle ilişkisini elde edebilmek için genel dağılımdan çok sapma gösteren yıldızlar (bu yıldızlar Şekil 5.3a'da içi boş daireler ile gösterilmiştir) dışındaki CV'lerin dağılımı göz önüne alınarak en küçük kareler yöntemi kullanılarak hem güç yasası hem de doğrusal ilişki ile dağılım temsil edilmiştir. Şekil 5.3a'da siyah sürekli çizgi ile gösterilen doğrusal ilişki;

$$M_2/M_{\odot} = (0.117 \pm 0.003)\, P_{yör} - (0.072 \pm 0.011) \qquad (5.4)$$

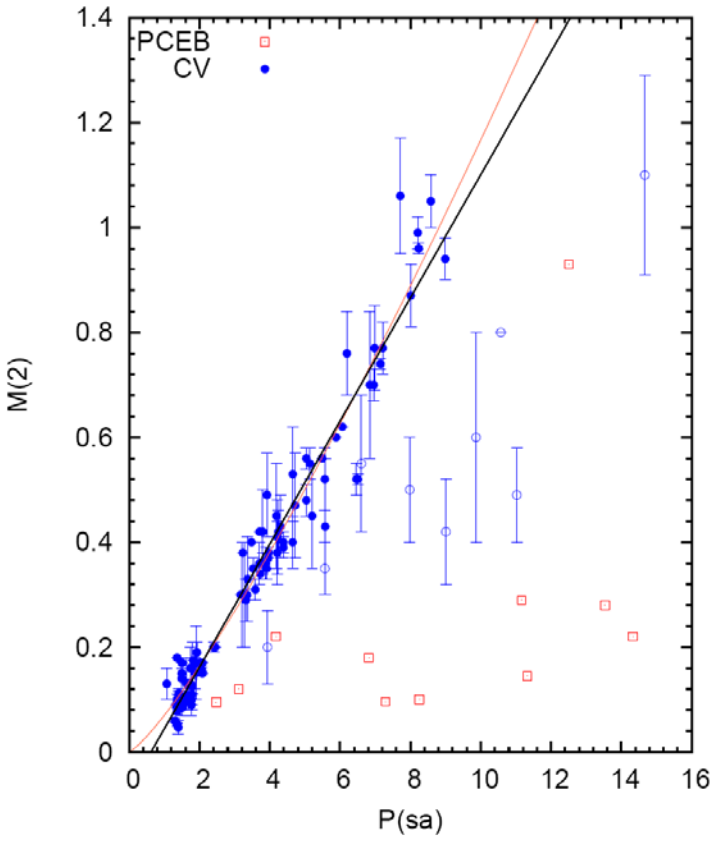
Şekil 5.3a'da kırmızı sürekli çizgi ile gösterilen güç yasasına ilişkin ilişki;

$$M_2/M_{\odot} = (0.070 \pm 0.004)\, P_{yör}^{(1.219 \pm 0.033)} \qquad (5.5)$$

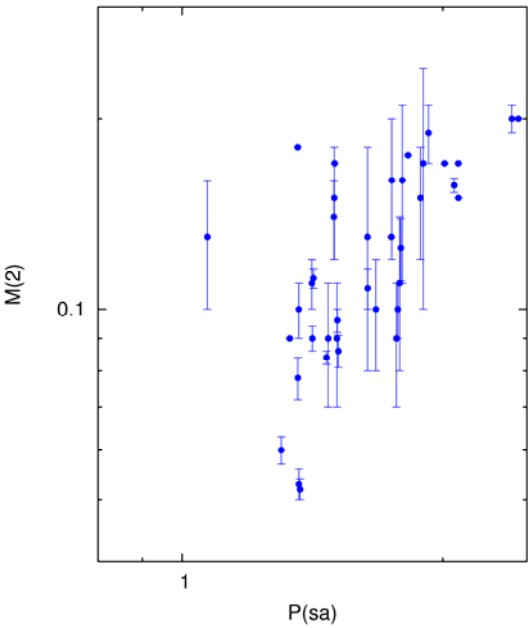
şeklinde elde edilmiştir. Kataklismik yıldızların kütle-dönem değişimini en iyi temsil eden ilişkiyi belirlemek için kullanılan en küçük kareler yönteminin sonucunda, veri ile temsil için kullanılan matematiksel ilişki arasındaki farkın karelerinin toplam (Residuals Sum of Squares, RSS) değeri göz önüne alınmıştır. $f(x)$ kullanılan matematiksel ilişkiyi, x_i, y_i değişkenler olmak üzere, $RSS = \sum_{i=1}^{n} \left(y_i - f(x_i)\right)^2$ ile belirlenmektedir. RSS değerinin küçük olması veri ile en iyi uyumu gösteren matematiksel ilişkiyi işaret etmektedir. Yapılan analiz sonucunda (5.5) nolu eşitlikte verilen güç yasasının (RSS = 0.275), doğrusal ilişkiye (RSS=0.289) göre gözlemler ile daha iyi uyuştuğu belirlenmiştir.

Dolayısıyla CV'lerde ikinci bileşenin kütlesi ile dönem arasındaki ilişki için (5.5) eşitliği kullanılabilir.

Diyagramda dönem boşluğunun üzerinde ($P > 3\,sa$) benzer dönemli CV'lere göre ~ 2 kat daha küçük kütleli CV'lerin yeraldığı görülmektedir (UU Aqr, RW Tri, V1309 Ori, AT Ara, NY Lup, EY Cyg, DX And, BV Cen ve SS Cyg). Bu yıldızlardan bir kısmının aynı zamanda tayf türü – dönem ilişkisinde gözlenen, anakol yıldızlarına göre daha soğuk yıldızlar oldukları dikkati çekmektedir. Şekil 5.3b'de eksenlerin logaritmik olarak değişimi dönem boşluğunun altındaki sistemlerin dağılımını daha belirgin biçimde göstermektedir.



Şekil 5.3a : Kataklismik yıldızların (içi dolu daire) ikinci bileşenlerinin ve PCEB yıldızlarının (içi boş kutucuklar) kütlesinin yörünge dönemine göre değişimi. CV'ler için kütle-dönem ilişkisini temsil eden (5.4) (siyah renkli) ve (5.5) (kırmızı renkli) eşitlikleri ile verilen ilişkiler sürekli çizgi ile gösterilmiştir. Diyagramda sapma gösteren CV'ler içi boş daire ile temsil edilmiştir.



Şekil 5.3b: Kataklismik yıldızların ikinci bileşenlerinin *1* sa < *P* < *2* sa aralığında logaritmik olarak kütlesinin yörünge dönemine göre değişimi.

Şekil 5.3b'de J1433 (0.06 $M_{\odot}$), J1035 (0.052 $M_{\odot}$) ve J1501 (0.053 $M_{\odot}$) dizgelerinin benzer dönemli CV'lere göre küçük kütleli oldukları görülmektedir. Littlefair et al. (2008) beyaz cücenin sıcaklığı kullanılarak elde edilen düşük kütle aktarım miktarları ile yıldız olma sınırının altında kütlelere sahip bu yıldızların, minimum yörünge döneminin ötesine evrimleşmiş sistemler (post - bounce systems ya da post - period minimum CVs) olduğunu önermektedir. Patterson (1998) patlama gösteren cüce novalarda gözlenen süperhump dönemleri kullanılarak dönem artığı ($\epsilon = (P_{sh} - P_{yör})/P_{yör}$) ile kütle oranı arasındaki ilişkisinden sapma gösteren DI UMa, EG Cnc, AL Com ve WZ Sge'nin benzer şekilde minimum yörünge döneminin ötesine evrimleşmiş sistemler olduğunu belirtmektedir. Ancak DI UMa ve EG Cnc tutulma gösteren ya da tayfsal çift bir olmaması nedeniyle Şekil 5.3b yer almamaktadır. AL Com dizgesinin Şekil 5.3b'de kullanılan ve Howell et al.(1998) tarafından dikine hız değişiminden elde edilen kütlesi (0.18 $M_{\odot}$) ile Patterson (1998) tarafından süperhump döneminden elde edilen kütlesi (0.047 $M_{\odot}$) oldukça farklı olması nedeniyle benzer dönemli sistemlere göre büyük kütleli görünmektedir. Bu sistemlerden yalnızca Şekilde WZ Sge dizgesinin hata sınırları içerisinde minimum yörünge döneminin ötesine evrimleşmiş sistemlere yakın yer aldığı görülmektedir. Aslında literatürde minimum yörünge döneminin ötesine evrimleşerek yörünge döneminde artma gözlenen her hangi bir CV belirlenememiştir. Ancak CV modelleri ısısal zaman ölçeğinde kütle aktarımının sonucunda ~ 80 dk minimum dönemin altında başlangıç koşullarında ortalama kütleye sahip ikinci yıldızın düşük kütleli ve büyük bir olasılıkla yozlaşmış son derece kısa dönemli sistemler olabileceğini göstermektedir. Alan kahverengi cücelerinden çok farklı biçimde oluşan bileşenlere sahip CV'lere ilişkin gözlemler son yıllarda hızla artmaktadır (Patterson et al., 2001; Littelfair et al., 2003; Mennickent et al., 2004). CV öbeği modellerinde tüm CV'lerin %70 (Kolb 1993; Howell et al, 1997) ile %15-45 (Willems et al, 2005) bu yıldızlardan olduğunu önermesine rağmen bu değerler daha önceleri gözlenen CV öbeği ile

uyuşmamaktadır. Aslında minimum yörünge döneminin ötesine evrimleşmenin en önemli belirteci, CV evrim sürecinin açısal momentum kaybı ile azalan yörünge dönemlerin tersine, döneminin artmasıdır. Tutulma gösteren CV'ler olması sebebiyle *O-C* değişimlerinden olası dönem değişimi belirlenebilir. Ancak hem bu sistemlerin çok sönük ($m > 17^m$) olması hem de yeni keşfedilmiş olmaları nedeniyle ilerleyen zamanlarda yapılacak yeni gözlemler ile bu öneriler doğrulanabilir. Şekil 5.3b'de $1sa < P_{yör} < 2sa$ aralığında yer alan EI Psc ($P_{yör} = 64\ dk$) yıldızının diyagramdan oldukça sapma gösterdiği görülmektedir. Aynı dönemli anakol yıldızları ve CV'lere göre sıcak bir yıldız olduğu belirlenen (bkz. Şekil 5.1) EI Psc'de gözlenen bu durum, kütle aktarımında önce evrimleşmesi ile açıklanmaktadır (bkz. altbölüm 5.2).

PCEB'lerin tüm dönem aralığı boyunca 0.15-0.5 $M_\odot$ aralığında dağılım gösterdiği görülmektedir. Dolayısıyla PCEB'ler için belirgin bir dönem – kütle ilişkisi belirlenememiştir. Diyagramda V471 Tau'nun genel dağılımda sapma göstererek benzer dönemli PCEB yıldızlarına göre büyük kütleli bir ikinci bileşene sahip olduğu görülmektedir.

5.5. Kütle-Yarıçap İlişkisi

Kataklismik değişen yıldızlarda Roche geometrisi, uzun dönemli evrimleri süresince yörünge dönemi, ikinci bileşenin kütlesi ve yarıçapında değişimlere neden olmaktadır. İkinci bileşende Roche lobu ile değme gerçekleştiğinde ve kütle aktarımı başladığında yıldız artık ısısal dengeden sapma gösterecektir (Patterson, 1984).

Kataklismik değişen yıldızların ikinci bileşenin kütlesi, yıldızdan alınan NaI 8190 Å soğurma çizgisinden ölçülen dikine hız değişiminden belirlenebilir (Friend et al., 1990a, b). Eğer sistem manyetik olmayan bir sistem ve baskın bir parlak leke yoksa, tutulma gösteren sistemlerde yarı derinlikteki tam genişlik $\Delta\phi_{1/2}$ değeri *q* ile *i* arasında iyi bir ilişki verir. Kızılöte bölgede bakış doğrultusu ile ilişkili olarak ikinci bileşenin yörüngedeki hareketiyle Roche lobunun değişen görünümünden kaynaklanan elipsoidal değişimlerin modellenmesi de (Hilditch, 1995) ve manyetik CV'lerde ışık eğrilerinin doğrusal polarizasyonu (Wickramasinghe et al., 1991) eğiklik açısının sınırlanmasını sağlar. İkinci bileşen yıldızlar için anakol kütle-yarıçap ilişkisinin kullanılması da bu yıldızların anakol yıldızı varsayılarak yapılan ve literatürde sıklıkla kullanılan bir yöntemdir. Çalışmanın bu kısmındaki asıl amaç bu ilişkinin geçerliliğinin test edilmesidir.

Faulker, Flannery ve Warner (1972) yörünge dönemi P ve kütle oranı q olmak üzere Roche lobunu dolduran yıldızların ρ, ortalama yoğunluğunun şu eşitlikle belirlenebileceğini göstermişlerdir;

$$\rho = \frac{6.905}{\left(P/4hr\right)^2} gcm^{-3} \tag{5.6}$$

Bu ifade $0.01 \le q \le 1$ aralığında, ortalama yoğunluğun yalnızca yörünge dönemi ile ~ %3-6 duyarlılıkla belirlenmesini sağlar (Warner, 1995; Smith and Dhillon 1998; Beuermann et al. 1998; Paterson, 1984). Böylece M/R^3 bilindiğinde, M ve R'yi kesin olarak belirlemek için M ve R'nin herhangi bir fonksiyonu üzerinde yalnızca bir ek sınırlamaya ihtiyaç vardır. Anakol yıldızları için kütle-yarıçap ilişkisi ($R \propto M$) değişmeyeceği varsayımı ile bu sınırlama uygulanabilir. Dikine hız gözlemleri genellikle kütle oranını sınırlar; böylece bileşenlerden birinin kütlesi bilinirse her ikisinin kütlesi de belirlenebilir.

CV'lerin bileşen yıldızlarının kütlelerini belirlemek için bir kısmı yukarıda verilen, oldukça farklı ölçüm teknikleri kullanılmaktadır. Ritter & Kolb (2009) kataloğunda CV'lerin yoldaş yıldızının kütlesi verilmektedir (bkz. Ek 3). Bu yıldızların dışında bir kaç sistemin ikinci bileşenin ışınım gücü sınıfı dev ya da altdev olarak belirlenmiş sistemler ve literatürde CV olarak sınıflandırılmasına rağmen, hala tartışılan $P_{yör} > 1\, gün$ olan sistemler göz önüne alınmamıştır. Böylece ancak 104 sistemin kütle değeri kütle-yarıçap ilişkisini elde etmek için kullanılmıştır. İkinci bileşen yıldızın yarıçap değeri katalogda verilmediğinden, kütleleri kullanılarak (5.6) nolu eşitlikteki ortalama yoğunluk-dönem ilişkisinden belirlenmiştir. Şekilde karşılaştırma amacı ile Schreiber & Gansicke (2003) çalışmasındaki ortak zarf sonrası yıldızlardan yörünge dönemi 15 saatin altındaki sistemler seçilerek diyagrama yerleştirilmiştir. Geri tayf türünden küçük kütleli anakol yıldızları ile CV'leri karşılaştırmak için diğer ilişkilerde kullanılan Popper (1980) çalışmasındaki Tablo 8'de yer alan A-M5 tayf türü aralığındaki 10 görsel çift yıldızın verileri ile İbanoğlu et al. (2006) çalışmasındaki yer alan 9 ayrık çift yıldızın anakol bileşenlerinin verileri Şekil 5.4 üzerinde gösterilmektedir.

Bu incelemede çok kısa dönemli ($< 64\ dk$) olan helyumca zengin AM CVn türü sistemler de değerlendirme dışında bırakılmıştır. Bu yıldızların dönemlerinin çok kısa olması ve bir çok yıldız parametresinin yıldızın kimyasal yapısında etkilenmesinden dolayı, AM CVn türü sistemler hidrojence zengin CV'lerden oldukça farklı yapıdadır.

Ritter & Kolb (2009) kataloğunda yer alan CV'lerin kütle–yarıçap ilişkisinde farklı kütle aralıkları için en küçük kareler yöntemi kullanılarak doğrusal ilişki ile temsil edilmiştir;

$M_2 < 0.06\ M_\odot$ için:

$$\log(R_2/R_\odot) = (0.1390 \pm 0.0254)\ \log(M_2/M_\odot) - (0.7919 \pm 0.0324) \quad (5.7)$$

$0.07 M_\odot < M_2 < 0.2\ M_\odot$ için:

$$\log(R_2/R_\odot) = (0.5797 \pm 0.0485)\ \log(M_2/M_\odot) - (0.2607 \pm 0.0439) \quad (5.8)$$

$0.2 M_\odot < M_2 < 1.1\ M_\odot$ için:

$$\log(R_2/R_\odot) = (0.8743 \pm 0.0265)\ \log(M_2/M_\odot)\ - (0.0057 \pm 0.0094) \quad (5.9)$$

şeklinde elde edilmiştir. Şekilde $0.06 - 0.08\ M_\odot$ ve $0.2 - 0.3\ M_\odot$ kütle aralıklarında CV'lerin yer almadığı görülmektedir. $M_2 < 0.06\ M_\odot$ kütlelere sahip yıldızlar belirgin biçimde kısa dönemli CV'lerden ayrılmaktadır. Bu yıldızların Şekil 5.3'deki kütle-dönem diyagramında en kısa dönem ucunda sapma gösteren yıldızlar olduğu görülmektedir. Aynı zamanda Littlefair et al. (2008) bu yıldızların, minimum yörünge döneminin ötesine evrimleşmiş sistemler (post - bounce systems ya da post - period minimum CVs) olabileceği önermektedir. Knigge (2006) patlama gösteren cüce novalarda gözlenen süperhump dönemlerini kullanarak dönem artığı ile kütle oranı arasındaki ilişkiden süperhump gösteren yıldızların ikinci bileşenlerinin kütlesini belirlemiştir ($M_1 = 0.75\ M_\odot$ değeri sabit alınarak). Bu çalışmada kütle-yarıçap diyagramında minimum dönemin ötesine evrimleştiği önerilen beş CV için benzer türde bir ayrılma görülmekte ve bu sistemler için kütle-yarıçap ilişkisi $R \propto M^{0.21}$ olarak elde edilmektedir (bu yıldızlar tayfal bir çift olmadığı gibi tutulma da göstermediğinden Şekil 5.4'de yeralmadığından ve çalışmamızda önerilen yıldızlarla karşılaştırılamamıştır). Knigge'nin (2006) yalnızca superhump gösteren sistemler için elde ettiği bu ayrılma, bizim çalışmamızda tutulma gösteren CV'ler için gözlemsel olarak belirlenmiş ve $R \propto M^{0.10}$ olarak elde edilmiştir. Roche lobunu dolduran ikinci bileşen yıldızlar için Paczyinski'nin (1971) yaklaşımında $R_2/a = 0.462\,(q/(1+q))^{1/3}$ ($q \leq 0.8$), Kepler'in üçüncü yasası kullanılarak dönem değişim miktarı için şu eşitlik elde edilir:

$$\frac{\dot{P}_{yör}}{P_{yör}} = \frac{3\xi - 1}{2}\frac{\dot{M}_2}{M_2} \qquad (5.10)$$

Bu eşitlikte $\dot{M}_2$, $\dot{M}_2 < 0$ olmak üzere ikinci bileşenden kütle kaybı ve ξ, CV'lerin kütle yarıçap ilişkisi $R \propto M^{\xi}$ şeklinde ifade edildiğinde üstel katsayıdır. $\xi > 1/3$ olduğu durumda yörünge dönemi azalacak, $\xi < 1/3$ olduğu durumda ise artacaktır. Minimum dönemine ötesine evrimleştiği düşünülen sistemler için belirlenen kütle- yarıçap ilişkisinde Knigge tarafından $\xi = 0.21$ elde edilirken, bu çalışmada $\xi = 0.10$ olarak belirlenmiştir. Bu değerin dönem değişiminin yönünü belirleyen kritik değerden küçük olması bu yıldızların daha uzun dönemlere evrimleştiğinin bir göstergesi olabilir.

Dönem boşluğundaki sistemlerin Şekil 5.4'teki dağılımı incelendiğinde (Şekil 5.4'te 2-3 *sa* dönem aralığındaki sistemler G (Gap – boşluk anlamında) indisi ile işaretlenmiştir) anakol yıldızları ile benzerlik gösterdiği görülmektedir. CV'lerin dönem dağılımında gözlenen dönem boşluğunun açıklanmasında engellenmiş (ya da kesilmiş- disrupted) manyetik frenleme modeli genel olarak kabul görmektedir. Bu modele göre $P_{yör} \cong 3\ sa$ dönemde ikinci yıldız tamamıyla konvektif bir yıldız olduğunda manyetik frenleme durur, ikinci bileşen Roche lobundan ayrılır ve çekimsel ışıma ile sürdürülen açısal momentu kaybı ile $P_{yör} \cong 2\ sa$ dönemde Roche lobu ile değme tekrar sağlanarak kütle aktarımı devam eder. Bu dönem aralığında ikinci yıldızdan kütle kaybedilmediği durumda (5.6) nolu dönem-yoğun eşitliği kullanılarak yarıçaptaki değişim hesaplanabilir. Yıldızın yörünge dönemi 3 saate ulaştığında dönem boşluğuna girdiği yarıçap R_2, 2 saat döneme ulaşarak dönem boşluğundan çıktığındaki yarıçapı R_1 olmak üzere, $(R_1/R_2) = (P_1/P_2)^{2/3} = 0.763$ olarak elde edilir (Smith and Dhillon, 1998). Şekil 5.4 grafiğinde 2 sa yörünge dönemli EF Peg ve 3.18 sa dönemli MV Lyr yıldızının değerleri üzerinden hesaplandığında gözlemsel olarak ~0.74 olarak belirlenmektedir. $P_1 = 2.2\ sa$ ve $P_1 = 2.8\ sa$ alınarak dönem boşluğunun aralığı biraz azaltılırsa ~0.85 olarak elde edilir. Böylece dönem boşluğunda sonra yarıçapta %15-25 oranında azalma görülmektedir.

Genel olarak CV'lerin büyük bir kısmının kütle-yarıçap ilişkisinin anakol yıldızlarının dağılımı ile benzerlik gösterdiği söylenebilir. Ancak bazı ikinci bileşenlerin (UU Aqr, RW Tri, AT Ara, V1309 Ori, EY Cyg , DX And, NY Lup, BV Cen) belirgin biçimde anakol yıldızlarına göre daha büyük yarıçaplara sahip olduğu görülmektedir (kütle-yarıçap ilişkilerinin hesaplanmasında bu yıldızlar göz

önünde bulundurulmamıştır). Aynı kütleli bir anakol yıldızına göre, kütledeki hata değerleri göz önüne alındığında bile ~ 1.2-1.6 kat daha büyük yarıçapa sahip olan bu yıldızların kütleleri $M_2 \geq 0.4\ M_\odot$ olan ve dönem boşluğunun üzerinde dönemlere sahip sistemlerdir. Bu yıldızlar aynı zamanda Şekil 5.1'de dönem-tayf türü diyagramında da aynı dönemli anakol yıldızlarına göre daha geri tayf türünde yer aldığı görülmektedir (EI Psc dışında). Dönem boşluğunu altındaki sistemlerde kütle-yarıçap diyagramından sapmaların daha az olduğu ve anakol yıldızlarına benzerlik gösterdiği söylenebilir. Bu durum düşük kütle aktarımı gösteren bu sistemlerin ısısal dengeye yakın olması ile ilişkili olabilir. Şekil 5.4'de karşılaştırma için $M_2 < 0.1\ M_\odot$ olan küçük kütleli anakol yıldızının olmamasından dolayı, diyagramın bu kısmı için anakol yıldızları ile karşılaştırma yapılamamıştır.

Kütle-yarıçap diyagramında dönem boşluğunun üzerinde yer alan CV'lerin bazı ikinci bileşen yıldızlarında gözlenen büyük yarıçaplar için üç olası neden önerilmektedir: (1) ikinci bileşen yıldızın ısısal dengede olmaması (2) manyetik aktivite ile ilişkili olarak yıldızın yüzeyini kaplayan lekelerden dolayı enerjinin üst katmanlara aktarılamaması (3) kütle aktarımından önce ikinci bileşenin evrimleşmesi. İlk olarak ikinci bileşenden kütle aktarımı ile yıldızın ısısal dengeden ayrılması durumunu inceleyelim. İkinci yıldız kütle kaybına tepkisi aslında birbiri ile yarışan farklı zaman ölçeklerinin bir sonucudur. Yıldızın adyabatik olarak hidrostatik dengeye gelmesi, dinamik zaman ölçeğinde gerçekleşir. Yıldızın içindeki dinamik zaman ölçeği; $\overline{\rho}(r)$, r'ye kadar olan ortalama yoğunluk olmak üzere,

$$\tau_{dyn} = \left[G\,\overline{\rho}(r)\right]^{-1/2} \tag{5.11}$$

eşitliği ile belirlenir. Diğer yandan ısısal olarak yıldızın kendini ayarlaması, ısının yıldız içinde yayılma miktarı ile belirlenir ve Kelvin-Helmholtz yada ısısal zaman ölçeğinde gerçekleşir, n politropik indeks olmak üzere,

$$\tau_{KH} = \left(\frac{3}{10-2n}\right)\frac{GM_2^2}{R_2 L_2} \tag{5.12}$$

ile verilir. Kütle kaybının zaman ölçeği,

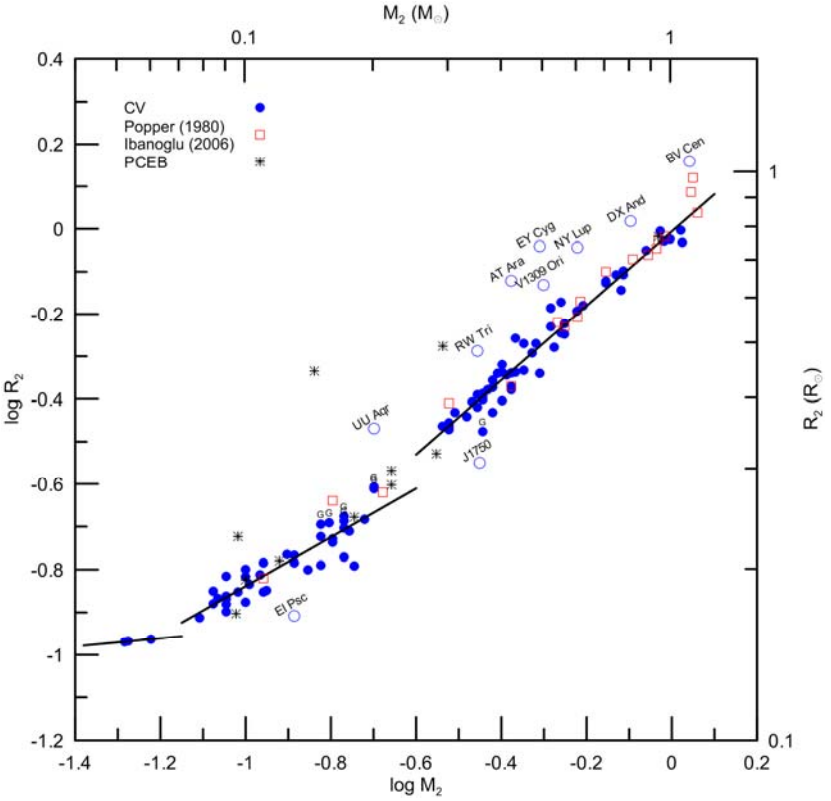
$$\tau_{ML} = M_2 \Big/ \dot{M}_2 \tag{5.13}$$

olarak belirlenir. Bu zaman ölçeğinde, kütle aktarımı ısısal dengeyi tedirgin eder ve sonuçta yıldız genişler (konvektif yıldızlar için). Isısal durulmalar (relaxation) dengenin yeniden kurulmasını sağlar ve Kelvin-Helmholtz zaman ölçeğinde yıldız denge yarıçapına küçülür. Dolayısıyla yarıçaptaki değişim miktarı yani yıldızın ısısal dengeden ne kadar ayrılacağı $\tau_{KH}/\tau_{\dot{M}}$'nun bir fonsiyonudur. Örneğin $M_2 = 0.5\ M_\odot$, $R_2 = 0.5\ R_\odot$, $n = 3$ ve $L_2 = 0.1\ L_\odot$ için $\tau_{dyn} = 0.45\ sa$ ve $\tau_{KH} = 1.1\times10^8\ y$ olarak belirlenir. Kütle aktarım miktarı $\dot{M}_2 \sim 1\times10^{-8}\ M_\odot y^{-1}$ için, kütle kaybının zaman ölçeği $\tau_{ML} = M_2/\dot{M}_2 < 10^8\ y$ olarak belirlenir ve böylesi bir yıldız ısısal dengesini sürdüremez (Warner, 1995). İkinci bileşen yıldızdan beyaz cüceye kütle kaybının sonucunda yıldız ısısal dengeden ayrılır. Eğer ikinci yıldızın ısısal zaman ölçeği, kütle kaybı zaman ölçeğine göre uzun ise bu sapma büyük olur.

Yörünge dönemi 3 saate yaklaştığında dönem boşluğunun hemen üzerinde, ısısal zaman ölçeği kütle aktarım zaman ölçeğinden uzundur ($\tau_{KH} > \tau_{\dot{M}}$). Bu durumdaki yarıçap değişim miktarını ve dolayısıyla ısısal dengede olup olmadığını belirlemek için için Ritter, Verbunt (1981) çalışmalarında yer alan yarı-gözlemsel açısal momentum miktarları kullanılarak, $\tau_{KH}/\tau_{\dot{M}}$'nin M_2'ye göre değişimi hesaplanmıştır (Ritter, 1985, Şekil 2). Sonuçta $\tau_{KH}/\tau_{\dot{M}}$, ikinci bileşenin kütlesi azaldıkça artmakta ve yaklaşık $M_2 = 0.3\ M_\odot$'de en büyük değerine ulaşmaktadır. Isısal dengeden en fazla ayrılması beklenen durum ikinci bileşen yıldızın kütlesi $M_2 \approx 0.2\ M_\odot$ olduğu, dönem boşluğunun hemen üzeridir ve ≈ 0.12 kat daha büyük yarıçaplı olacağını önermektedir. Baptista et al. (1994) dönem boşluğunun üst ucunda yer alan UU Aqr'in ($P = 3.93\ sa$) aynı kütleli anakol yıldızına göre ~ %36 daha büyük olan yarıçapının, yüksek kütle aktarımı ile ısısal dengeden ayrılmasının bir sonucu olduğunu önermektedir.

Verbunt (1984) bir başlangıç modeli kullanarak, sürekli bir kütle aktarımında kuvvetli manyetik frenleme ve engellenmiş (disrupted) manyetik frenleme olmak üzere iki farklı açısal momentum kayıp mekanizmasında evrimleştirilen bir CV ile bir anakol yıldızının evrimi karşılaştırılarak, ısısal dengeden ayrılmanın kütle ve yarıçap üzerindeki etkisini incelemiştir. CV daha küçük kütleye doğru evrimleşirken, etkin sıcaklığın manyetik frenlemeden etkilenmediğini ancak denge durumunda olmayan yarıçapın, daha kuvvetli frenleme mekanizmasında aynı kütleli anakol yıldızına göre arttığını belirlemiştir. $M_2 > 0.6\ M_\odot$ için manyetik frenleme mekanizmaları etkisiz kalmakta ve ikinci bileşenin yarıçapı denge yarıçapında görünmektedir. Bu durumda $P < 5-6\ sa$

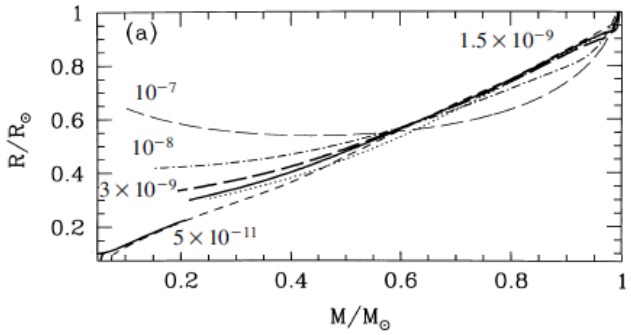
dönemli sistemlerde gözlenen büyük yarıçaplar ısısal dengeden ayrılmanın bir sonucu olabilir ancak bu model $P > 6\ sa$ dönemli sistemleri açıklayamamaktadır.



Şekil 5.4: Kataklismik değişenlerin logaritmik olarak gözlemsel kütle-yarıçap ilişkisi (içi boş daireler kütle-yarıçap ilişkisinin hesaplanmasında göz önüne alınmayan sistemleri göstermektedir). Popper (1980) ve İbanoğlu (2006) çalışmasından 10 görsel ve 9 ayrık çift yıldızın anakol bileşenleri ve ayrıca PCEB yıldızlar da karşılaştırma amacıyla şekile yerleştirilmiştir. CV'ler için kütle-yarıçap ilişkisini temsil eden (5.7), (5.8) ve (5.9) eşitlikleri ile verilen ilişkiler sürekli çizgiler ile gösterilmiştir.

Baraffe and Kolb (2000) düşük kütleli yıldızlar için geliştirdikleri yıldız modeli ile güneş bolluğunda (X = 0.70, Z = 0.02) ZAMS yıldızları ile CV'lerin ikinci bileşen yıldızlarından, farklı miktarlarında kütle aktarım gerçekleştiğinde ($\dot{M} = 1.5\times10^{-9} - 10^{-8} - 10^{-7}\ M_{\odot}y^{-1}$) kütle kaybının yarıçap ve etkin sıcaklığın, yıldızın kütlesine göre değişimini incelemişlerdir. Kütle aktarımının, radyatif çekirdeğin toplam kütlenin %80'nini geçtiği $M \geq 0.6\ M_{\odot}$ olduğu yıldızlarda büzülmeye neden olduğunu ve ZAMS yıldızlarının yarıçapına göre daha küçük yarıçaplı olduklarını, $M \leq 0.6\ M_{\odot}$ olan konvektif yıldızlarda ZAMS yıldızlarına göre yarıçaplarının daha büyük olduğunu belirlenmiştir (bkz. Şekil 5.5). Böylece büyük ölçekli bir kütle aktarım miktarının, yıldızın denge yarıçapından önemli miktarda ayrılmasına neden olabileceği görülmektedir. Buna göre büyük miktarlardaki kütle aktarımı, denge durumuna göre yıldızın yarıçapında büyük oranda sapmaya neden olabilmektedir. Şekil 5.4'te $M \leq 0.6\ M_{\odot}$ kütleli bazı sistemlerde gözlenen büyük yarıçaplar farklı miktarlardaki kütle aktarımının

sonucunda yıldızın ısısal dengeden ayrılması ile açıklanabilir, ancak şekilde ayrıca büyük kütleli ve anakoldaki denge yarıçapından sapmanın büyük olduğu iki sistem de (DX And ve BV Cen) yer aldığı görülmektedir. Dolayısıyla Şekil 5.1'deki sadece *P*<6 *sa* dönemli sistemleri açıklayabilir. İkinci bileşenin ısısal dengeden ayrılma durumu, *P > 6-7 sa* dönemli sistemlerde gözlenen büyük miktarlardaki yarıçapları açıklamada yetersiz kalmaktadır.



Şekil 5.5: ZAMS yıldızları ve CV ikinci bileşenlerinin farklı sabit kütle aktarım miktarlarında kütle yarıçap değişimi (Baraffe & Kolb, 2000)

İkinci bileşen yıldızlarında gözlenen büyük yarıçaplar için olası diğer bir açıklama geri tayf türünde ikinci bileşenin yüzeyindeki soğuk yıldız lekeleri olabilir. Tutulma gösteren sistemlerdeki düşük kütleli M tayf türünden yıldızların gözlemlerinde elde edilen yarıçaplar teorik modellerde elde edilenlerden ~ %10-15 daha büyük olduğu belirlenmiştir (Ribas, 2006; Chabrier et al., 2005; Torres & Ribas, 2002). Chabrier et al. (2007) karışım uzunluğu parametresinin α ($= l/H_p$) farklı değerleri için ($0.1 < \alpha < 2$), düşük kütleli yıldızların yarıçap ve sıcaklık değişimleri incelenmiş ve hızlı dönme ve manyetik alanın konveksiyonu engellemesi nedeniyle ısı akısının azaldığı durumda yıldızın daha büyük yarıçaplı ve daha soğuk olacağını önermişlerdir. Bu duruma ek olarak yıldızın ışınım yapan yüzeyinin ~ %30-50'sinin lekelerle kaplı olmasının yarıçap ve sıcaklıkta gözlenen farkları açıklamada daha başarılı olduğu görülmüştür. Geri tayf türünden düşük kütleli bu yıldızların yüzeylerinin büyük oranda soğuk yıldız lekeleri ile kaplı olması ve konvektif ısı taşınımındaki verimliliğin azalması durumunda, yıldızın iç bölgelerinden gelen ısı akışının konveksiyonla dış katmanlara taşınımının azalması nedeniyle ısı ışınımla taşınır. Sonuçta yıldızın ışıtması azalır ve ısısal dengenin sürdürülmesi için yıldız genişler. Bu durum yıldızın, aynı yaştaki lekesiz bir yıldıza göre daha soğuk ve daha büyük yarıçaplı görünmesine neden olmaktadır. Bu durumda yarıçaplar denge durumunda ~ 1.1-1.3 kat daha büyük elde edilebilmektedir. Aktivitenin yıldız yarıçap ve sıcaklıklarını inceleyen Morales et al. (2008) de aktif yıldızların, benzer ışıtmadaki aktif olmaya yıldızlara

göre daha soğuk ve daha büyük yarıçaplı olduğu sonucuna varmıştır. Şekil 5.1 dönem-tayf türü ve Şekil 5.4'de kütle-yarıçap diyagramında $0.2 < M_2 < 0.8\ M_\odot$ aralığında gözlenen bazı CV'lerin anakol yıldızlarına göre daha soğuk ve daha büyük yarıçaplı olması bu yolla açıklanabilir. CV'lerin ikinci bileşen yıldızlarının hızlı dönen yıldızlar olması nedeniyle, kuvvetli manyetik aktiviteye göstermesi beklenir. BV Cen dizgelerinin literatür çalışmaları incelendiğinde soğuk bileşen üzerine yapılan çalışmada Güneş benzeri aktivite gösteren bu yıldızın yüzeyinin yıldız lekeleri ile kaplı olduğunu göstermektedir (Watson et al., 2007). Littefair et al. dönemi 95 dk. altında SDSS taraması ile keşfedilen $M_2 < 1\ M_\odot$ kütleli tutulma gösteren bir kaç CV'nin (J1502, XZ Eri, J0903, J1227) yarıçaplarının yıldız modellerine göre daha büyük olduğunu ve gözlenen yarıçapların yıldız yüzeyleri ~ %50'sinin lekelerle kaplı olduğu modeller kullanıldığında, gözlenen yarıçaplar ile modellerin uyuştuğunu göstermektedir.

Yörünge dönemi-tayf türü ilişkisinde dönem boşluğunun üzerinde dönemlere sahip anakol yıldızlarına göre daha geri tayf türleri gösteren bazı ikinci bileşenlerin ($P > 5-6\ sa$) evrimleşmiş yıldızlar olduğu öneren çalışmalar (Beuermann et al., 1998; Smith and Dhillon,1998; Kolb and Baraffe, 2000; Baraffe and Kolb, 2000) göz önüne alındığında, bu yıldızlarda gözlenen büyük yarıçaplar, nükleer evrim ile de açıklanmaktadır. Kütlesi $\geq 1\ M_\odot$ olan bir ikinci bileşenin nükleer zaman ölçeği, Gökadanın yaşı kadar bir zamanda merkezi hidrojeninin önemli bir miktarını tüketebilir. CV evriminde sonradan ortaya çıkan kütle aktarımı ikinci bileşenin kütlesini azaltır ve yıldız Hubble zamanından daha uzun bir nükleer yaşa sahip küçük kütleli bir yıldıza benzer (Beuermann et al., 1998). Böylece yıldız aynı kütleli bir anakol yıldızına göre daha büyük yarıçaplı görünür. Kuramsal evrim modelleri sonucunda elde edilen bu sonuçlar kütle yarıçap diyagramında CV'lerin teorik eğri ile gözlemsel değerler arasındaki ayrılığı açıklayabilmektedir. Ayrıca Podsiadlowski et al. (2003) yaptıkları çift yıldız öbeği modellerinde ~5 sa dönemin üzerindeki CV'lerde evrimleşmiş ve göreceli olarak kütleli ikinci bileşenlerin baskın olduğunu ve Beuermann et al. (1998) tarafından elde edilen tayf türü değişimleri ile uyumlu olan etkin sıcaklıklar elde ettiklerini belirtmişlerdir. Bu sistemlerin aynı zamanda dönemi ~1 sa kısa olan çok kısa dönemli sistemlerin atası yani AM CVn türü sistemlere aday yıldızlar olduğunu da önermektedir. Şekil 5.4'deki kütle-yarıçap diyagramında olağan dışı yarıçaplara sahip CV'lerin büyük bir kısmının sistemin temel parametrelerinin referans alındığı çalışmaları incelendiğinde AT Ara (Brunch, 2003), BF Eri (Neustroev and Zhakirov, 2008), V1309 Ori (Staude et al., 2001), EY Cyg (Echevarria et al., 2007), NY Lup (de Martinoet al., 2006), DX And'da

(Smith and Dhillon, 1998) gözlenen bu durumun olası nedeni olarak kütle aktarımından önce ikinci bileşen yıldızın evrimleşmesi önerilmektedir.

Kataklismik değişen yıldızların atası olduğu düşünülen ortak zarf evriminin sonunda oluşan gezegenimsi bulutsu çekirdeklerindeki çift sistemler ve PCEB türü sistemlerin ikinci bileşenlerinin kütle-yarıçap diyagramında (Şekil 5.4) anakol yıldızları hemen hemen aynı değişimleri gösterdiği, yalnızca RR Cae, UU Sge ve V477 Lyr, olağan dışı büyüklükte bir yarıçapta ikinci bileşene sahip olduğu görülmektedir. Afşar & İbanoğlu (2008) bu tür sistemlerde ikinci bileşen yıldızlarda gözlenen büyük yarıçapların olası nedenlerini açıklamak için yıldızların ortak zarf sonrası yaşları ile ısısal zaman ölçeklerinin karşılaştırıldığında UU Sge ve V477 Lyr'in ısısal dengede olmadığı sonucuna ulaşmışlardır. RR Cae ısısal dengeye gelme zaman ölçeği, beyaz cücenin soğuma yaşından küçük elde edildiğinden, gözlenen büyük yarıçapın manyetik aktivite ile ilişkili olabileceği belirtilmektedir.

6. KATAKLİSMİK DEĞİŞEN YILDIZLARDA AÇISAL MOMENTUM EVRİMİ

Farklı türdeki etkileşen çift yıldızların gözlemlerinden elde edilen sonuçların kütle kaybı ya da aktarımı göz önüne alınmadan sadece evrim modelleri ile anlaşılması zordur. Bu nedenle çift yıldızların evrimine aynı zamanda açısal momentumun evrimi gözüyle de bakabiliriz. Açısal momentumun kaybı ile tek yıldızların dönmesi yavaşlamaktadır. Etkileşen çift yıldızlarda dönme hareketi yörünge hareketine kilitli olduğu için bileşenlerin dönme açısal momentumunda oluşan herhangi bir değişiklik yörünge açısal momentumuna yansımaktadır. Bu nedenle çift yıldızlar açısal momentumun kaybı ile yavaşlayamaz, kayıp açısal momentumu yörüngeden karşılayarak hızlanır ancak dönemdeki azalma ile yörüngesi küçülür.

Kataklismik değişen yıldızların evrimi toplam kütle ve açısal momentumun korunumunda düşük kütleli yıldızdan, daha büyük kütleli yıldıza kütle aktarımı ile bileşenler arasındaki uzaklık artarken, küçük kütleli yıldız denge yarıçapına büzülür. Roche lobunun büyümesi ve yıldızın küçülmesi sonucunda kütle aktarımı sona durur. Ancak bu yıldızlarda kütle aktarımının hala gözlemleyebiliyor olması, çekimsel dalgalar ya da manyetik frenleme gibi açısal momentum kayıp mekanizmalarının CV evriminde çok önemli bir yeri olduğunu göstermektedir.

6.1. Dönme Açısal Momentumu

Dönme açısal momentumu, $\omega \left(= 2\pi / P\right)$ açısal hızıyla dönen katı bir cisim için *I*, eylemsizlik momenti olmak üzere, $J = I\,\omega$ eşitliği ile verilir. Eylemsizlik momenti ise genel olarak $I = k^2\,R^2\,M$ ile hesaplanır. Burada *k* gyration sabitidir ve yıldız içerisindeki yoğunluk dağılımı ile ilişkilidir. Yıldız içerisinde kütle merkeze doğru yoğunlaştığından, homojen bir dağılım göstermez. Eggleton (2006) politropik indeks $n \sim 3$ alındığı durumdaki modellerin anakol yıldızları için benzerlik göstermesi nedeniyle gyration sabitinin ~ 0.275 olarak alınabileceğini belirtmektedir. Geri tayf türünden ikinci bileşenin eylemsizlik momentinin hesabında genel olarak anakol yıldızları olarak kabul edip Eggleton (2006) tarafından verilen değer kullanılmıştır. İkinci bileşenin dönme dönemi için dönme hareketi yörünge dönemine kilitli olduğundan hesaplamalarda yörünge dönemi göz önüne alınmıştır. Ancak CV'lerin baş bileşeni beyaz cücenin eylemsizlik momentinin hesabı daha karmaşıktır. CV'lerin parametreleri için kaynak olarak kullanılan Ritter & Kolb (2009) kataloğunda beyaz cüceninin

yarıçapı yer almadığından her bir yıldıza ilişkin referans çalışmalarından beyaz cücenin yarıçap bilgileri derlenmiştir. Ancak bu parametrenin yer almadığı durumlar için Nauenberg'in (1972) beyaz cüceler için kütle- yarıçap ilişkisi (bkz. 6.1.2 nolu eşitlik) ile hesaplanmıştır. Beyaz cücenin gyration yarıçapının hesabı için Ritter (1985) çalışmasında yer alan 6.1.1 nolu eşitlik kullanılmıştır.

$$k = 0.452 + 0.0853 \log\left[1 - \frac{M_1}{M_{ch}}\right] \quad M_1 \le 0.95\, M_{ch} \tag{6.1.1}$$

$$\frac{R}{R_\Theta} = 1.12.10^{-2}\left[\left(\frac{M}{M_{ch}}\right)^{-2/3} - \left(\frac{M}{M_{ch}}\right)^{2/3}\right]^{1/2} \tag{6.1.2}$$

Ortak zarf evresinin sonunda oluşan CV'lerde beyaz cüceler başlangıçta yavaş dönmektedir ancak kütle aktarımının uyguladığı tork nedeniyle dönme dönemi zamanla kısalacaktır (Warner, 1995). Beyaz cücenin dönme dönemi özellikle manyetik CV'ler olmak üzere az sayıda CV'de gözlenebilmiştir. Standart toplanma diskinin oluşumunu engelleyen kuvvetli manyetik alanlara sahip polarlarda, beyaz cücenin dönme dönemi ile yörünge döneminin senkronize olduğu bilinmektedir. Yarı-Polarlarda beyaz cücenin dönme döneminin, çiftin yörünge döneminden daha kısa olduğu gözlenmiştir ($P_{dönme} / P_{yör} \approx 1/10$). DQ Her türü sistemlerde ise bu oran ~ 0.01 kadardır. Beyaz cücenin dönme açısal momentinin hesabında her bir yıldıza ilişkin referans çalışmalarından beyaz cücenin dönme dönemi kullanılmış, bu parametrenin elde edilemediği durumlar için sistemin yörünge dönemi kullanılmıştır. Sonuç olarak her bileşen için dönme açısal momentumu,

$$J_{dönme} = k^2 M\, R^2\, \frac{2\pi}{P_{dönme}} \tag{6.1.3}$$

ile hesaplanmıştır. Böylece bileşenlerin toplam dönme açısal momentumları

$$J'_{dönme} = J_1 + J_2 \tag{6.1.4}$$

şeklinde olacaktır.

6.2. Yörünge Açısal Momentumu

Bir çift yıldız sistemini oluşturan M_1 ve M_2 kütleli iki yıldız r_1 ve r_2 yarıçaplı yarıçaplı çember yörüngede v_1 ve v_2 yörünge hızı ile hareket ediyorsa ortak kütle merkezinden geçen ve yörünge düzlemine göre dik eksene göre sistemin toplam açısal momentumu;

$$J_{yör} = M_1 v_1 r_1 + M_2 v_2 r_2 \qquad (6.2.1)$$

Sistemde eş dönmenin varlığı durumunda her iki yıldız aynı açısal hıza sahip olacağından $v_1 = \omega r_1$ ve $v_2 = \omega r_2$,

$$J_{yör} = (M_1 r_1^2 + M_2 r_2^2)\,\omega \qquad (6.2.2)$$

Denge koşulu ($r_1 M_1 = r_2 M_2$) göz önünde bulundurularak,

$$J_{yör} = A^2 \frac{M_1 M_2}{M_1 + M_2}\omega \qquad (6.2.3)$$

olarak elde edilir. Bu eşitlikte A, bileşenler arası uzaklık, ω, yörünge açısal hızıdır. Kepler'in üçüncü yasası, kütle oranı ($q = M_2 / M_1$) ve $\omega = 2\pi / P_{yör}$ eşitliği kullanılarak yörünge açısal momentumu toplam kütle ($M_1 + M_2 = M$) ya da bileşenlerden birinin kütlesi cinsinden hesaplanabilir:

$$J_{yör} = \left(\frac{\boldsymbol{G}^2}{2\boldsymbol{\pi}}\right)^{1/3} \frac{M_2^{5/3} P^{1/3}}{q^{2/3}(1+q)^{1/3}} \qquad (6.2.4)$$

$$J_{yör} = \left(\frac{\boldsymbol{G}^2}{2\boldsymbol{\pi}}\right)^{1/3} \frac{\boldsymbol{q}}{(1+\boldsymbol{q})^2} \boldsymbol{M}^{5/3} \boldsymbol{P}^{1/3} \text{ yada } J_{yör} = 1.24\times10^{52}\, q\,(1+q)^{-2} M^{5/3} P^{1/3}\, cgs \qquad (6.2.5)$$

Yörüngenin elips olması halinde $J_e = \sqrt{(1-e^2)}\, J_{yör}$ olarak hesaplanır. Yakın çiftlerde çekimsel etkileşimlerin ikinci bileşen üzerindeki etkisi sonucunda, ikinci bileşen, sistemin yörünge dönemi ile eş dönme dönemine sahip olmaktadır. Yörünge ve dönme dönemlerinin eşleşik olma zaman ölçeği ise bir CV'nin yaşam süresi ile karşılaştırıldığında oldukça kısa kalmaktadır Bundan dolayı kataklismik değişen yıldızların dairesel yörüngeye sahip sistemler olduğu söylenebilir (Warner, 1995). Bu durumda *J* hesabı için yörüngenin dışmerkezliği $e = 0$ alınabilir.

Sonuç olarak sistemin toplam açısal momentum hem dönme hem de yörünge açısal momentumunun toplamı olacak şekilde aşağıdaki eşitlikle ifade edilir:

$$J_t = J_{yör} + J_1 + J_2 \qquad (6.2.6)$$

6.3. Kataklismik Yıldızlarda Toplam Açısal Momentumun İncelenmesi

Genelde yakın çift yıldızlarda sistemin toplam açısal momentumunun hesabında dönme açısal momentumunun, sistemin yörünge açısal momentumu göre küçük olmasından dolayı ihmal edilmektedir. Kısa dönemli CV'lerde bu durumu incelemek için Ek 3'deki veriler kullanarak bileşenlerin toplam dönme açısal momentumlarının, sistemin toplam açısal momentumuna oranı ($J_{dön} / J_{top}$) hesaplanmıştır. Ek 4'de görüldüğü gibi kısa yörünge dönemli sistemler için $J_{dön} \sim 0.001\ J_{top}$ olarak elde edilmiştir. Daha uzun dönemlerde bu oran ~ 0.01 değerine ulaşmaktadır. Karşılaştırma amacıyla sistemin toplam açısal momentumunun ve yörünge açısal momentumunun, sistemin toplam kütlesine göre değişimi incelenmiştir. Genel olarak belirlenen ilişkilerde çok büyük bir fark olmamasına rağmen AM CVn türü sistemler için de bu ilişkilerin incelenmesi amacıyla parametreler arasındaki ilişkilerde yörünge açısal momentumu kullanılmıştır.

Kataklismik değişenlere ilişkin Ek 3'de verilen verileri kullanarak öncelikle her bir sistem için yörünge açısal momentumları ($J' = J \,/\, 1.24 \times 10^{52}$) hesaplanarak sistemin toplam kütlesine göre değişimi incelenmiştir (bkz. Şekil 6.1). Bu dağılımda dönem boşluğunun altında ve üstünde yörünge dönemlerine sahip yıldızların belirgin biçimde birbirinden ayrıldığı görülmüştür. Bu nedenle şekillerde her bir dönem aralığı farklı sembollerle gösterilerek ayrı ayrı ilişkiler incelenmiştir. Ayrıca çok kısa dönemli ($< 64\ dk$) olan helyumca zengin AM CVn türü sistemler hidrojence zengin CV'lerden oldukça farklı yapıda olduklarından ve bir çok yıldız parametresinin yıldızın kimyasal yapısında etkilenmesinden dolayı farklı bir sembolle gösterilmiştir.

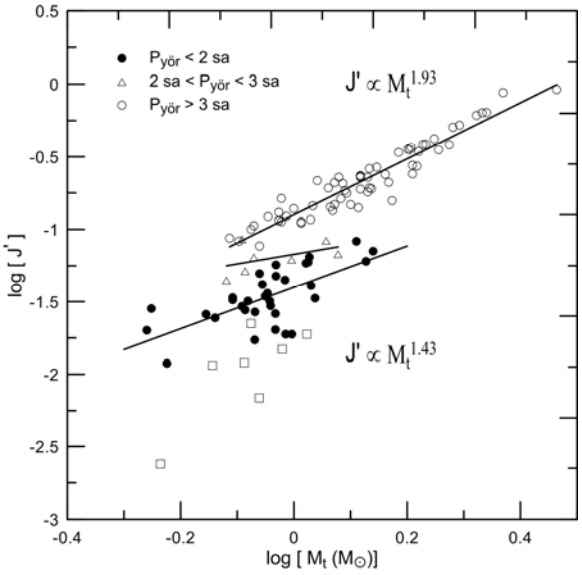
Yörünge açısal momentumunun sistemin toplam kütlesine göre değişimi için en küçük kareler yöntemi kullanılarak elde edilen doğrusal ilişkiler şu şekildedir;

$$P < 2\,sa \qquad \log J' = 1.43(\pm 0.28)\log M_t - 1.40(\pm 0.03) \qquad (6.3.1)$$

$$2\,sa < P < 3\,sa \qquad \log J' = 0.66(\pm 0.51)\log M_t - 1.17(\pm 0.04) \qquad (6.3.2)$$

$$P > 3\,sa \qquad \log J' = 1.93(\pm 0.08)\log M_t - 0.89(\pm 0.01) \qquad (6.3.3)$$

Kataklismik değişen yıldızlarda $P < 15\,sa$ yörünge dönemli bu sistemler için yörünge açısal momentumunun dağılımı sistemin döneminin bu sistemlerin evrimindeki önemini ortaya koymaktadır. Şekilde CV'lerin yukarıda verilen üç dönem aralığı için ilişkinin belirgin biçimde farklı dağılımlar gösterdiği görülmektedir. Genel olarak dönem boşluğunun altındaki ve üstündeki sistemlerde sistemin toplam kütlesi arttıkça yörünge açısal momentumunun arttığı ancak dönem boşluğunun üstündeki sistemler için ilişkinin daha dik bir eğime sahip olduğu görülmektedir ($J' \propto M_t^{1.93}$). Kısa dönemli sistemler için elde edilen bu ilişki sistemin toplam açısal momentumu gözönüne alındığında da değişmemektedir. Dönem boşluğundaki sistemler için yörünge açısal momentumunun kütle ile çok az değiştiği söylenebilir. $P > 3\,sa$ dönemli, toplam kütlesi 1 $M_\odot$ olan bir sistem, aynı kütleli $2\,sa < P < 3\,sa$ dönem aralığındaki benzer bir sisteme göre ~1.87 kat, $P < 2\,sa$ dönemli bir sisteme göre ise ~3.2 kat daha fazla yörünge açısal momentuma sahip olduğu görülmektedir. Sistemin toplam açısal momentumuna göre elde edilen ilişkilerde de bu oranların değişmediği görülmektedir.



Şekil 6.1: Kataklismik değişen yıldızlarda yörünge açısal momentumunun sistemin toplam kütlesine göre değişimi. Dönem boşluğunda, altında ve üstünde dönemlere sahip sistemler ve AM CVn türleri (içi boş kare) farklı sembollerle gösterilmiştir. Şekilde 6.1.1 ve 6.1.3 nolu eşitliklerden elde edilen ilişkiler sürekli çizgi ile gösterilmiştir.

Yörünge açısal momentumunun sistemin baş bileşeni beyaz cücenin kütlesine ve yoldaş bileşen kırmızı cücenin kütlesine göre değişimi (bkz. Şekil 6.2) için en küçük kareler yöntemi kullanılarak elde edilen doğrusal ilişkiler aşağıdaki bağıntılar bulunmuştur:

$$P < 2\,sa \qquad \log J' = 1.03(\pm 0.21)\log M_1 - 1.36(\pm 0.04) \qquad (6.3.4)$$

$$\log J' = 0.13(\pm 0.08)\log M_2 - 0.36(\pm 0.08) \qquad (6.3.5)$$

$$2\,sa < P < 3\,sa \quad \log J' = 0.07(\pm 0.37)\log M_1 - 1.18(\pm 0.07) \qquad (6.3.6)$$

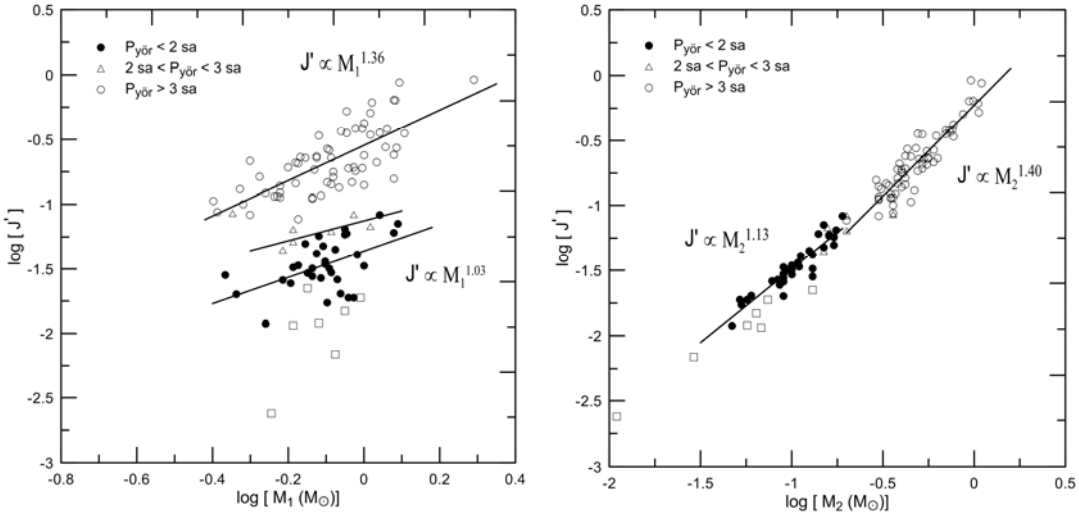
$$\log J' = 0.57(\pm 0.25)\log M_2 - 0.79(\pm 0.18) \qquad (6.3.7)$$

$$P > 3\,sa \qquad \log J' = 1.36(\pm 0.16)\log M_1 - 0.55(\pm 0.03) \qquad (6.3.8)$$

$$\log J' = 1.40(\pm 0.08)\log M_2 - 0.23(\pm 0.03) \qquad (6.3.9)$$

Kataklismik değişenlerde sistemin baş bileşeninin kütlesine göre yörünge açısal momentumunun dağılımı (Şekil 6.2'de soldaki şekil), Şekil 6.1'de verilen sistemin toplam kütlesine göre değişime benzer bir dağılım sergilediği görülmektedir. Dönem boşluğunun üstünde $M = 0.6\ M_{\odot}$ olan ortalama bir beyaz cüceye sahip için bir sistemin, aynı kütlede dönem boşluğundaki bir sisteme göre ~2.3 kat, dönem boşluğunun altındaki bir sisteme göre ~5.5 kat daha büyük bir yörünge açısal momentumuna sahip olduğu görülmektedir.

Yörünge açısal momentumunun yoldaş bileşenin kütlesine göre değişimi beyaz cücenin kütlesine göre değişiminden farklı olduğu görülmektir. Bunun nedeni CV'lerde kararlı kütle aktarımı için gerekli kütle oranı $q < 1.26$ olması ile ilişkilidir (bkz. Warner, 1995). Sistemin baş bileşeni, beyaz cücenin kütlesi Chandrasekhar kütlesi olan 1.44 $M_{\odot}$ değerinden daha büyük olamayacağından bu değer CV'lerin ikinci bileşeni için de $M_2 \leq 1.8\ M_{\odot}$ olarak bir üst sınır değeri belirler. Böylece CV'lerde gözlenen dönem aralığı boyunca ikinci bileşen yıldızın kütlesi dönem ile doğrusal olarak değişmektedir (bkz. Şekil 5.3a). Ancak CV'lerde beyaz cücenin kütlesinin dönem ile ilişkisini inceleyen çalışmalarda beyaz cücenin kütlesi ile sistemin yörünge dönemi arasında bir ilişki belirlenememiştir (Smith & Dhillon 1998; Knigge, 2006). CV'lerde ikinci bileşenin kütlesine göre değişim, dönem boşluğunun altında ve üstündeki dönemler için sırasıyla $J' \propto M_2^{1.14}$ ve $J' \propto M_t^{1.42}$ olarak elde edilmiştir.



Şekil 6.2: Kataklismik değişen yıldızlarda yörünge açısal momentumunun baş bileşen beyaz cücenin kütlesine göre (soldaki şekil) ve yoldaş bileşene (sağdaki şekil) göre değişimi. Şekilde 6.3.4 - 6.3.9 nolu eşitliklerden elde edilen doğrusal ilişkiler sürekli çizgi ile gösterilmiştir. Diğer açıklamalar için Şekil 6.1'e bakınız.

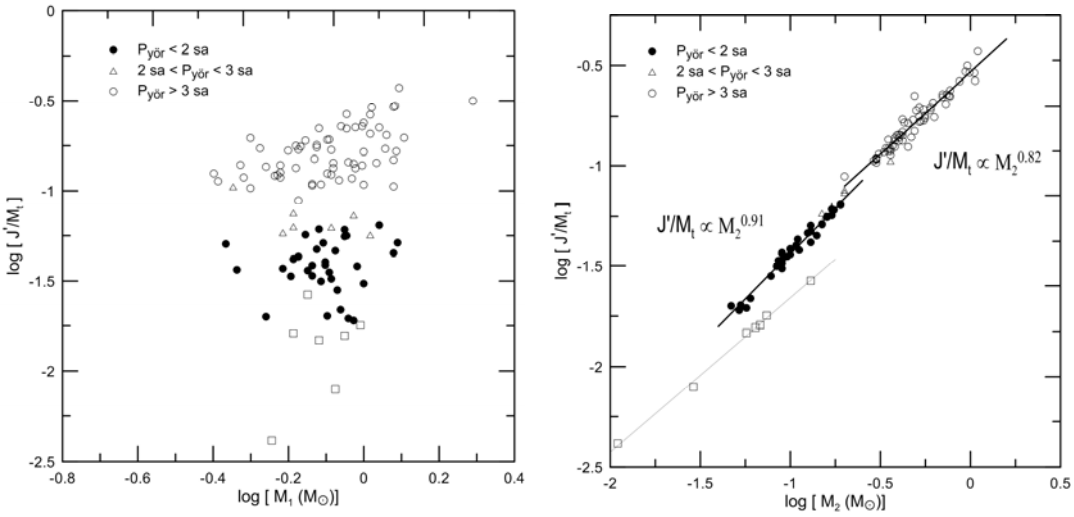
Özgün açısal momentum, birim kütle başına düşen açısal momentum olarak tanımlanır ve $J_s = J'/(M_1 + M_2)$ şeklinde hesaplanır. Kataklismik değişen yıldızlar için hesaplanan özgün açısal momentum değerleri Ek 2 Tablo 1'de verilmektedir. Özgün açısal momentumun beyaz cücenin kütlesine göre değişimde dönem boşluğu ve altında dönemler için bir değişim belirlenemezken, $P > 3\,sa$ dönemli sistemler için ilişkinin çok zayıf olduğu görülmektedir. Sistemin ikinci bileşeninin kütlesine göre J_s'nin değişimi (bkz. Şekil 6.3) en küçük kareler yöntemi kullanılarak elde edilen bağıntılar şu şekildedir:

$$P < 2\,sa \qquad \log J_s = 0.91(\pm 0.03)\log M_2 - 0.53(\pm 0.03) \quad (6.3.10)$$

$$2\,sa < P < 3\,sa \qquad \log J_s = 0.72(\pm 0.06)\log M_2 - 0.65(\pm 0.04) \quad (6.3.11)$$

$$P > 3\,sa \qquad \log J_s = 0.82(\pm 0.03)\log M_2 - 0.53(\pm 0.01) \quad (6.3.12)$$

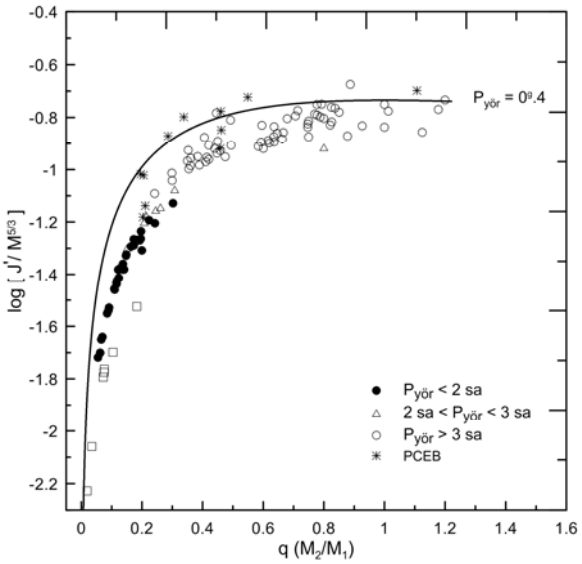
Özgün açısal momentumun ikinci yıldızın kütlesine göre değişimi için elde edilen bağıntılarda korelasyon daha iyi olduğu görülmektedir. Ayrıca AM CVn türü sistemlerin belirgin biçimde diğer kısa dönemli sistemlerden ayrıldığı ve $J_s \propto M_2^{0.77}$ ile değiştiği belirlenmiştir. 0.1 $M_\odot$ bir bileşen için kısa dönemli CV'ler ile AM CVn türleri karşılaştırıldığında $P < 2\,sa$ dönemli CV'lerin özgün açısal momentumlarının %66 daha büyük olduğu görülmüştür.



Şekil 6.3: Kataklismik değişen yıldızlarda özgün açısal momentumunun baş bileşen beyaz cücenin kütlesine göre (soldaki şekil) ve yoldaş bileşene (sağdaki şekil) göre değişimi. Şekilde 6.3.10 ve 6.3.11 nolu eşitliklerden elde edilen doğrusal ilişkiler sürekli çizgi ile gösterilmiştir. Diğer açıklamalar için Şekil 6.1'e bakınız.

Her bir sistemin $\log\left[q(1+q)^{-2}P^{1/3}\right]$ değerleri hesaplanarak, q kütle oranına karşılık değişimi Şekil 6.4'te gösterilmiştir. Burada düşey eksen 6.2.5 eşitliğindeki $\log\left[J/M^{5/3}\right]$ değerine karşılık gelmektedir. Bu şekil özgün açısal momentumun kataklismik değişen yıldızlar için nasıl değiştiğinin başka bir deyişle açısal momentumum evriminin bir göstergesidir**.** Şekil 6.4'te değen çift yıldızlar için 0.4 gün sabit yörünge dönemine karşılık özgün açısal momentumun değişimini temsil eden sürekli çizginin $P > 3\,sa$ dönemli CV'lerin üzerinde yer aldığı görülmektedir. Etkileşen yakın çift sistemlerde yörünge açısal momentumunun evriminin uzun dönemli ayrık çiftlerden kütle aktarım yoluyla yarı-ayrık dizgelere ve sonra da değen dizgelere doğru olduğu düşünülürse bu sistemlerin evriminin sonunda CV'lerden daha fazla yörünge açısal momentumuna sahip olduğu söylenebilir. Kataklismik değişen yıldızların bir önceki evrim basamağını temsil eden PCEB türü sistemler ile karşılaştırıldığında aynı kütle oranlarına sahip PCEB türü bir sistemin $P > 3\,sa$ dönemli bir sisteme göre daha fazla yörünge açısal momentumuna sahiptir. Kataklismik değişen yıldızların dönem dağılımına uygun olacak şekilde birbirinden ayrılan bir değişim gösterdiği görülmektedir. $P > 3\,sa$ dönemli CV'ler en büyük kütle oranına sahip sistemlerdir. Bu sistemlerin ~ 0.4 kütle oranına kadar hemen hemen aynı yörünge açısal momentumuna sahip olduğu ancak bu değerden küçük kütle oranlarında hızlı biçimde azaldığı görülmektedir. $2\,sa < P < 3\,sa$ dönemli $q > 0.25$ kütle oranlı sistemler uzun dönemli CV'lerle karşılaştırıldığında daha az açısal momentuma sahiptir. Kütle oranı $P < 2\,sa$ dönemli CV'lere doğru azalırken yörünge açısal momentumu dik bir biçimde azalmaktadır. AM CVn türü sistemlerde 0.2-0.02

gibi dar bir aralıkta değişen kütle oranına karşılık açısal momentum çok dik biçimde azalmaktadır. Sonuçta Şekil 6.4, CV'lerde evrimin her aşamasında etkin açısal momentum kaybıyla gittikçe daha küçük ölçekli sistemlere dönüştüğünün bir göstergesidir. Böylece evrimin uzun dönemli CV'lerden, kısa dönemli CV'lere ve daha sonra AM CVn türü sistemlere doğru daha küçük kütle oranlı ve daha kısa dönemli yıldızlara, bu diyagramda sağdan sola doğru ve düşey olarak aşağıya doğru olacağı görülmektedir.



Şekil 6.4: Kataklismik değişen yıldızların $\log\left[q(1+q)^{-2}P^{1/3}\right]$-$q$ değişimi. PCEB türü sistemler yıldız sembolü ile gösterilmiştir. Sürekli çizgi değen dizgelerin 0.4 gün sabit yörünge dönemi için özgün açısal momentumun kütle oranına göre değişimi göstermektedir.

7. SONUÇLAR

Kataklismik değişen yıldızların fotometrik parlaklık değişimini kullanarak bileşenlerin yapısının ortaya çıkarılması amacıyla Sloan gökyüzü taraması ile keşfedilmiş sönük beş sistem ve bir klasik novanın 2006-2009 yılları arasında CCD ile ışıkölçümü yapılmıştır. Bu gözlemlerde ışık eğrisinin biçimden sistemlerin genel özelliklerine ilişkin bilgi edinilmeye çalışılmış ve ışık öğeleri yeniden elde edilmiştir. SDSS J0920, V849 Oph ve SDSS J1327'nin ışık eğrisinin tutulmalar dışının oldukça düz olması ve 0.8-0.9 evrelerde belirgin bir bozulmanın görülmemesi baskın bir parlak lekenin olmadığını, bu sistemde beyaz cüce ve diskin tutulduğunu göstermektedir. Yörünge dönemi, dönem boşluğunun altında yer alan (~1.5 sa) SU UMa türü bir cüce nova olan SDSS J1227, tutulma öncesi baskın sıcak bir lekenin belirteci olan ~0.8 kadir genlikli *hump* yapı ışık eğrisinde oldukça belirgin ve yörünge döneminin hemen hemen yarısında etkin olduğu görülmektedir. SDSS J1227 yıldızının *O-C(I)* sapmalarında sinüs benzeri bir değişim elde edilmiştir. Bu değişimin üçüncü bir cisimden kaynaklanan ışık-zaman etkisinin bir sonucu olmadığı belirlenmiştir. Derin konvektif bölgeleri ve dönme döneminin yörünge dönemine kilitli olmasından kaynaklanan yüksek dönme hızları, CV'lerin ikinci bileşenlerinde güneş benzeri manyetik aktivitenin var olabileceğini göstermektedir. Böylesi bir yaklaşımda *O-C* farklarının değişiminin ~2.4 yıllık zaman ölçeğinde çevrimsel bir dönem değişimi gösterdiği belirlenmiştir. Bu değer literatürde EX Dra için belirlenen 4 yıllık değerin de altında kalmaktadır. Ancak yine de bu yıldızda gözlenen dönem değişimi için ikinci bileşendeki güneş benzeri bir manyetik etkinlik çevriminden kaynaklandığı düşünülebilir. Önerilen değişimin daha iyi belirlenebilmesi için yeni gözlemlere gereksinim olduğu açıktır. SDSS J1607'nin Szkody et al.'nin (2006) çalışmasında verilen minimum zamanları ve bu çalışmada elde edilenler kullanılarak sistemin yörünge dönemi ilk defa bu çalışmada 3.49 saat olduğu belirlenmiştir. SDSS J1457 için *V* süzgecinde yapılan gözleminde ışık eğrisindeki 0.4 kadirlik ~40 dakikalık yarı-dönemli değişimin dışında yörünge dönemi olarak adlandırılacak herhangi bir dönemlilik belirlenememiştir.

TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi'nde 2006-2009 yıllar arasında RTT150 teleskobunda CCD kullanılarak yapılan gözlemlerde yıldızların sönük olması, verilen poz süresinin uzun olması $(150-200\,s)$ ve dönemlerinin kısa $(P_{yör} \leq 4\,sa)$ olması nedeniyle bu yıldızların yalnızca ışık eğrileri elde edilebilmiştir. Bu da orta ölçekli teleskopların ve CCD ışıkölçerlerin bu sistemlerin bileşenlerinin fiziksel öğelerinin belirlemek için yeterli olmadığını

göstermektedir. Ancak sönük kataklismik yıldızların (17^m–20^m) yörünge dönemleri, tutulma gösteren sistemler ile bileşenlerin ya da sıcak lekeye ilişkin bilgi veren "*hump*" türündeki değişimlerin belirlenmesine olanak sağlamaktadır. CV'lerin karmaşık bir doğa yapısına sahip olmalarından dolayı ışık eğrilerinde gözlenen değişimleri tam olarak anlayabilmek için daha çok gözlemsel veriye ihtiyaç olduğu açıktır. Kataklismik değişen yıldızlarda iki bileşenin arasındaki etkileşim ile ortaya çıkan birçok alttür bu sistemlerin parlaklık değişimlerini gözlenmesinin ne kadar önemli olduğunu ortaya koymaktadır. Tez çalışması kapsamında gözlenen bu yıldızlara ilişkin elde ettiğimiz sonuçlar New Astronomy adlı dergide "*Observations of faint eclipsing cataclysmic variables*" başlığı ile 2010 yılında yayınlanmıştır (Zengin Çamurdan, İbanoğlu and Çamurdan, 2010).

Ritter & Kolb'un (2009) kataklismik değişen yıldızlar ve ilişkili cisimlerle ilgili güncelenen en son katalogundaki veriler kullanılarak yörünge dönemi, ikinci bileşenin kütle, yarıçap gibi temel parametreleri arasındaki ilişkiler incelenmiştir. Kataklismik değişenlerdeki $P_{yör} < 1\,gün$ olan ~750 CV'nin dönem dağılımları incelenerek alttürlerin evrimsel olarak farklılıklarının döneme etkisi araştırılmıştır. Bu dağılımın niteliksel olarak belirlenen en temel yapıları şu şekilde olduğu belirlenmiştir; ≈76 dk minimum dönemdeki keskin düşme, dönem boşluğunu altındaki sistemlerde görülen pik, dönem boşluğu olarak bilinen aralıktaki CV sayısının azlığı, ~ 4 *sa* yörünge dönemindeki daha düşük olan ikinci pik ve uzun dönem sistemlerin sayısının yavaş yavaş azalması.

Tüm CV'lerin ~ %45'ni dönem boşluğunu altında yer alan kısa dönemli sistemler oluşturmaktadır. Dönem boşluğunun üstündeki sistemlerin yarısını nova benzeri sistemler oluştururken, U Gem ve Z Cam alt türü cüce novalarında bu aralıkta yer aldığı görülmektedir. Dönem dağılımında farklı alttürlerin belli dönem aralıklarında yığılma göstermesinin sebebi kütle aktarım miktarları ile ilişkili olduğunu göstermektedir. CV'lere yönelik gökyüzü taramalarıyla çok sönük sistemlerin keşfi ile birlikte ($m < 17^m$) bu dönem aralığındaki yıldızların sayısında önemli bir artış olmasına rağmen, dönem boşluğu hala belirgindir. Günümüzde bu dönem aralığındaki yıldızların tüm CV'lerin % 7'sini oluşturduğu görülmektedir. Gansicke (2004) bilinen CV'leri keşfedilmesine yol açan dört kritere (parlaklık değişimi, X-ışın salması, olağandışı renkler (genellikle mavi) ve tayfsal özellikler (salma çizgileri, bileşik tayf) göre sınıflara ayırarak dönem dağılımını incelediğinde, dönem boşluğu ve minimum dönemin her dört grupta da yer aldığını belirlemiştir. Sonuç olarak CV'lerin yörünge dönem dağılımda gözlenen dönem boşluğunun, gözlemsel seçim etkisinin bir sonucu olmadığı söylenebilir.

Ancak alt türlerin dağılımları ayrı ayrı incelendiğinde dönem boşluğunun CV'lerin tüm alt türlerinde belirgin biçimde görülmediği anlaşılmaktadır. PCEB'lerin yörünge dönemi dağılımı genel olarak $1.5\ sa < P_{yör} < 10\ gün$ aralığında yer almaktadır. Gözlem seçim etkisinin bir sonucu olarak uzun dönemli sistemlerin dönemlerinin belirlenmesindeki zorluklar nedeni ile sistemlerin çoğu *2 gün* altında yörünge dönemlerine sahiptir.

CV'lerin yoldaş yıldızları, alan yıldızlarından farklı olarak sahip oldukları çevresel faktörlerin temel parametreler (kütle, yarıçap, tayf türü) üzerindeki etkileri de bu çalışmada araştırılmıştır. $P \leq 1.5\ sa$ dönemli sistemler diyagramdan sapma gösteren bir kaç sistemin dışında M6 tayf türünden daha geri tayf türlerinde (L0-L8) yıldızlar olduğu belirlenmiştir. $1.5\ sa < P < 4.5\ sa$ dönemli CV'lerde gözlemsel hata değerleri içerisinde aynı dönemli anakol yıldızları ile benzer bir dağılım gösterdiği söylenebilir. $P > 6-7\ sa$ dönemli CV'lerde dönem arttıkça ikinci bileşenlerin tayf türü daha ön tayf türlerine doğru kaymaktadır. Bu aralıkta aynı dönemli anakol yıldızları ile karşılaştırıldığında, CV'lerin bir kısmının benzer dağılım gösterdiği ancak önemli bir kısmının da anakol yıldızlarına göre daha soğuk yani daha geri tayf türlerinde yer aldığı görülmektedir. Baraffe and Kolb (2000) tarafından geliştirilen düşük kütleli yıldızlar için evrim modellerine göre $P \sim 3-6\ sa$ dönem aralığında gözlenen geri tayf türleri, kütle aktarımı ile ilişkili olarak yıldızın ısısal dengeden ayrılmasının bir sonucu olabilir. Ancak bilinen açısal momentum mekanizmaları ile benzer sistemlerin neden bu kadar farklı miktarlarda kütle kaybına yol açtığı ve $P \geq 6\ sa$ dönemli sistemlerdeki geri tayf türleri bu model ile açıklanamamaktadır. Uzun dönemli CV'lerde gözlenen bu durumun için önerilen bir diğer açıklama, düşük kütleli evrimleşmiş M yada K tayf türünden yoldaş yıldızlar olması gerektiğidir (Smith & Dhillon, 1998; Beuermann et al., 1998). Kütle aktarımının başlangıcından önce ikinci bileşenin ZAMS'tan büyük ölçüde evrimleştiği ve küçük kütle aktarım miktarlarındaki modeller ile $P \geq 6\ sa$ dönemli sistemlerdeki gözlenen geri tayf türleri elde edilebilmiştir. $P_{yör} > 9\ sa$ dönemli BV Cen, J1730-0559, J1951+3716, UY Pup, EY Cyg, V442 Cen, DX And'ın K, G tayf türlerinde yer alması ve diğer CV'lerin dağılımına göre daha geri tayf türlerinde yer alması ikinci bileşenin evrimleşmiş olması ile açıklanabilir.

Yörünge döneminin ikinci bileşenin kütlesine göre değişimi incelendiğinde dönem boşluğunun üzerinde ($P > 3\ sa$) yer alan UU Aqr, RW Tri, V1309 Ori, AT Ara, NY Lup, EY Cyg, DX And, BV Cen ve SS Cyg'nin benzer dönemli CV'lere göre ~ 2 kat daha küçük kütleli olduğu belirlenmiştir. Bu yıldızlardan bir

kısmının aynı zamanda tayf türü – dönem ilişkisinde gözlenen, anakol yıldızlarına göre daha soğuk yıldızlar oldukları dikkati çekmektedir. $M_2 < 0.06\ M_\odot$ kütlelere sahip J1433, J1035 ve J1501 dizgelerinin hem dönem-kütle hem de kütle yarıçap ilişkisinde belirgin biçimde kısa dönemli CV'lerden ayrılmaktadır. Bu sistemler için önerilen minimum yörünge döneminin ötesine evrimleşmiş sistemler olma durumu tartışılmıştır. Sonuçta bu sistemlerin diyagramlardaki konumu CV evrim senaryosunun son aşamasını temsil eden bu yıldızların belki de kütle-yarıçap ve kütle-dönem gibi parametre ilişkileri ile belirlenebileceğini göstermektedir. Ancak yeni keşfedilen sönük bu sistemlere ilişkin bu öneriler, ileride yapılacak gözlemlerde *O-C* değişimlerinin incelenmesi ile test edilebilir.

Kütle-yarıçap diyagramında dönem boşluğunun üzerinde yer alan bazı CV'lerin ikinci bileşenlerin benzer kütleli anakol yıldızlarına ve CV'lere göre büyük yarıçaplar gösterdikleri belirlenmiştir ve neden olabilecek üç durum tartışılmıştır: (1) ikinci bileşen yıldızın ısısal dengede olmaması (2) manyetik aktivite ile ilişkili olarak yıldızın yüzeyini kaplayan lekelerden dolayı enerjinin üst katmanlara aktarılamaması (3) kütle aktarımından önce ikinci bileşenin evrimleşmesi. İkinci bileşenden kütle aktarımının sonucunda ısısal dengeden ayrılma durumu için yapılan modellerde $P < 5-6\ sa$ dönemli sistemlerde gözlenen büyük yarıçaplar ısısal dengeden ayrılmanın bir sonucu olabilir ancak bu modeller $P > 6\ sa$ dönemli sistemlerde gözlenen büyük yarıçapları açıklayamamaktadır. Geri tayf türünden düşük kütleli bu yıldızların yüzeylerinin büyük oranda soğuk yıldız lekeleri ile kaplı olması ve konvektif ısı taşınımındaki verimliliğin azalması durumu için geliştirilen modellerde yarıçaplar denge durumundan ~ 1.1-1.3 kat daha büyük elde edilebilmektedir. CV'lerin ikinci bileşen yıldızlarının hızlı dönen yıldızlar olması nedeniyle, kuvvetli manyetik aktiviteye göstermesi beklenir. $0.2 < M_2 < 0.8\ M_\odot$ aralığında gözlenen bazı CV'lerin anakol yıldızlarına göre daha soğuk ve daha büyük yarıçaplı olması bu yolla açıklanabilir. Yörünge dönemi-tayf türü ilişkisinde dönem boşluğunun üzerinde dönemlere sahip anakol yıldızlarına göre daha geri tayf türleri gösteren bazı ikinci bileşenlerin ($P > 5-6\ sa$) evrimleşmiş yıldızlar olduğunu öneren çalışmalardaki kuramsal evrim modelleri beklenen eğri ile gözlemsel değerler arasındaki ayrılmayı açıklayabilmektedir. Diyagramda olağan dışı yarıçaplara sahip CV'lerin büyük bir kısmının sistemin temel parametrelerinin referans alındığı çalışmalar incelendiğinde gözlenen bu durumun olası nedeni olarak kütle aktarımından önce ikinci bileşen yıldızın evrimleşmesi önerildiği görülmektedir.

CV'lerin atası olduğu düşünülen ortak zarf evriminin sonunda oluşan PCEB'lerin yörünge dönemi, tayf türü ve kütle arasında bir ilişki belirlenemiştir. İkinci bileşenlerinin kütle-yarıçap diyagramında anakol yıldızları ile hemen hemen aynı değişimleri gösterdiği, yalnızca RR Cae, UU Sge ve V477 Lyr'in CV'lere benzer olarak, olağan dışı büyüklükte bir yarıçapta ikinci bileşene sahip olduğu görülmektedir. Afşar & İbanoğlu (2008) UU Sge ve V477 Lyr'in ısısal dengede olmadığı, RR Cae'de gözlenen büyük yarıçapın manyetik aktivite ile ilişkili olabileceği belirtilmektedir.

Kataklismik değişen yıldızlarda kütle aktarımının hala gözlemlenebiliyor olsa bile, çekimsel dalgalar ya da manyetik frenleme gibi açısal momentum kayıp mekanizmalarının CV evriminde çok önemli bir yeri olduğunu göstermektedir. Bileşen yıldızların dönme açısal momentumu ile sistemin toplam açısal momentumu karşılaştırıldığında, kısa yörünge dönemli sistemler için $J_{dön} \sim 0.001\ J_{top}$, daha uzun dönemlerde bu oran ~ 0.01 olarak elde edilmiştir. Yörünge açısal momentumunun sistemin toplam kütlesine göre değişiminde dönem boşluğunun altında ve üstünde yörünge dönemlerine sahip yıldızların belirgin biçimde birbirinden ayrıldığı belirlenmiştir. Yörünge ve birim kütle başına düşen açısal momentumun karşılık gelen özgün açısal momentum miktarları, bileşenlerin ayrı ayrı kütlesine ve sistemin toplam kütlesi göre değişimi incelenerek tartışılmıştır. Sonuçta evrimin uzun dönemli CV'lerden, kısa dönemli CV'lere ve daha sonra AM CVn türü sistemlere doğru daha küçük kütle oranlı ve daha kısa dönemli yıldızlara, doğru olacağı görülmektedir. Etkileşen yakın çift sistemlerde yörünge açısal momentumu evriminin uzun dönemli ayrık çiftlerden kütle aktarım yoluyla yarı-ayrık dizgelere ve sonra da değen dizgelere doğru olduğu düşünülürse bu sistemlerin evriminin sonunda CV'lerden daha fazla yörünge açısal momentumuna sahip olduğu söylenebilir. Kataklismik değişen yıldızların bir önceki evrim basamağını temsil eden PCEB türü sistemler ile karşılaştırıldığında aynı kütle oranlarına sahip PCEB türü bir sistem CV'ye göre daha fazla yörünge açısal momentumuna sahiptir. CV'lerde gözlemsel özellikler kullanılarak elde edilen açısal momentum miktarının dağılımı, farklı mekanizmalar ile açısal momentum kaybına dayanan CV evrim senaryolarının açıklanabildiği görülmekte ve bu da gittikçe daha küçük ölçekli sistemlere dönüştüğünün bir göstergesidir.

KAYNAKLAR DİZİNİ

Afsar, M.and Ibanoglu, C., 2008, MNRAS, 391, 802.

Ak, T., Özkan, M.T., Mattei, J.A., 2001, A&A, 369, 882.

Ak, T.,1999, Doktora Tezi, İstanbul Üniversitesi, Fen Bil. Ens., İstanbul.

Ak, T. et al., 2010, New Astronomy, 15, 491-508.

Applegate, J.H., 1992, ApJ, 385, 621.

Bailey, J., Ferrario, L.and Wickremasinghe, D.T., 1991, MNRAS, 251, 37.

Baliunas, S.L., et al.,1995, ApJ, 438, 269.

Baptista, R., Catalan, M.S., Costa, L., 2000, MNRAS, 316, 529.

Baptista, R., et al., 2002, MNRAS, 335, 75.

Baptista, R., et al., 2003, MNRAS, 345 889.

Baraffe, I., Kolb, U., 2000, MNRAS, 318, 354-360.

Beuermann, K., et al., 1998, Astron. Astrpphys., 339, 518-524.

Bond, I.A. and Freeth, R.V., 1998, MNRAS, 232, 753.

Borges, B.W., et al., 2008, A&A, 480, 481-487.

Brunch, A., 2003, A&A, 409, 647.

Chabrier, G., et al., 2005, in *Resolved Stellar Populations*, ed. D.Valls-Gaband, preprint (arXiv: 0509798).

Chabrier, G., et al., 2007, A&A, 17-20.

de Marfino, D., et al., 2006, A&A, 449, 1151.

Duerbeck, H.W., 1987, Space Sci., Rev., 45, 1.

Eccheverria, J., et al., 2007, A&A, 462, 1069.

Echevarria, J., 1983, Rev. Mex. Astron. Astrofis., 8, 109.

Echevarria, J.and Alvarez M., 1993, A&A, 275, 753.

Eggleton, P.P., 1976, IAU Semp., 73, 209.

Faulkner, J., Flannery, B.P., Warner, B., 1972, ApJ., 175, 79-83.

Friend, M.T., et al., 1990b, MNRAS, 654-667.

Friend, M.T., Martin, J.S., Smith, R.C., Jones, D.H.P., 1990a, MNRAS, 246,637.

Gansicke, B.T., 2000, Rev. in Mod. Ast., 13, 151.

Gansicke, B.T., 2009, MNRAS, 397, 2170.

Giovannelli, F., 2008, Chin. J. Astron. Astrophys., 8, 237.

Gray, D.F., 1992, "*The Observation and Analysis of Stellar Photospheres*", Cambridge Uni. Pres., Cambridge.

Hameury, J.M., et al., 1988, ApJ., 327, 77-79.

Hawley, S.L., 1993, PASP, 105, 955.

KAYNAKLAR DİZİNİ (Devam)

Hellier, C., 2001, "Cataclysmic Variable Stars", Springer.

Hilditch, R.W., 1995, MNRAS, 273, 675-680.

Hind, J.R., 1848, MNRAS, 8, 146.

Hirose, M. and Osaki, Y., 1990, PASJ, 42, 135.

Howell, S.B., et al., 1997, MNRAS, 287, 929.

Howell, S.B., et al., 2001, ApJ, 550, 867.

Howell, S.B., Hauschildt, P., Dhillon, V.S., 1998, ApJ, 494, L223

Iben, I.J.and Livio, M., 1993, PASP, 105, 1373.

Ichikawa, S. and Osaki, Y., 1994, in *Theory of Acc. Disks*, Kluwer Academic Publisher, 169.

Ibanoglu, C., et al., 2005, MNRAS, 360, 1077.

Ibanoglu, C., et al., 2006, MNRAS, 373, 435.

Kalogera et al., 1998, ApJ, 504, 967.

Kilkenny, et al., 1998, MNRAS, 296, 329.

King, A.R., Royal Ast. Soc., Quarterly Journal, 29, 1.

Knigge, C., 2006, MNRAS, 373, 484.

Kolb, U. and Baraffe, I., 1999, MNRAS, 309, 1034.

Kolb, U., 1993, A&A, 271, 149.

Kolb, U. and Baraffe, I., 2000, New Ast., 44, 99-103.

Kraft, R.P. et al., 1962, ApJ, 136, 312.

Littlefair, S.P. et al., 2003, MNRAS, 340, 264.

Littlefair, S.P. et al., 2006, MNRAS, 371, 1435.

Littlefair, S.P. et al., 2008, MNRAS, 389, 1771.

Livio, M., 1989, SSRv, 50, 299.

Lubow, S.H., 1991, ApJ, 381, 268.

McDermott, P.N. and Taam, R.E., 1989, ApJ, 342, 1019.

Mennickent, R.E., et al., 2004, MNRAS, 347, 1180.

Mestel, L., 1968, MNRAS, 138, 359.

Meyer, F., Meyer-Hofmeister, E., 1979, A&A, 78, 167.

Morales, J.C., et al., 2008, A&A, 478-507.

Nelemans, G. and Tout, C., 2005, MNRAS, 356, 753.

Neustroev, V.V. and Zhakirov, 2008, MNRAS, 386, 1366.

Ostriker, J.P., 1975, IAU Semp., 73.

Paczynski, B. and Sienkiewicz, R., 1983, ApJ, 268, 825.

KAYNAKLAR DİZİNİ (Devam)

Paczynski, B., 1971, Ann. Rev. of Ast. Astroph., 9, 183.

Paczynski, B., 1976, IAU Semp., 73, 75.

Paczynski, B.and Sienkiewicz, R., 1981, ApJ., 248, 27.

Patterson, J., 1984, ApJS, 54, 443.

Patterson, J., 2001, PASP, 113, 736.

Patterson, J.et al, 1998, PASP, 110, 1132.

Patterson, J.et al, 2002, PASP, 114, 721.

Podsiadlowski, P., Han Z.and Rappaport, S., 2003, 340, 1214-1228.

Politano, M., 1996, ApJ, 465, 338.

Popper, D.M., 1980, Ann. Rev. Astron. Astrophys., 18, 115.

Rappaport, S. et al., 1983, 275, 713.

Rappaport, S., Joss, P.C. and Webbink, R.F., 1982, 254, 616.

Rassio, F.A. and Livio, M., 1996, ApJ., 471, 366.

Ribas, I., 2006, Ap&SS, 304, 304, 89.

Ritter, H. and Kolb, U., 1992, A&A, 259, 159.

Ritter, H., 1983, ASSL, 101, 257.

Ritter, H., 1983, in Livio M., IAU Colloq. 72, *Cataclysmic Variable and Related Object*, 257.

Ritter, H., 1985, Astron. Astrophys., 145, 227-231.

Ritter, H., 2008, preprint (arXiv: 0809.1800)

Ritter, H.and Kolb, U., 2009, "*Cataclysmic Variable and Related Object*", yCat, 102018.

Rubenstein, E.P., Patterson, J.and Africano, J.L., 1991, PASP, 103, 1258.

Savonije, G.J., 1986, A&A, 155, 5.

Schreiber, M.R. and Gansicke, B.T., 2003, A&A, 406, 305.

Shafter, A.W., Misselt, K.A.and Neal, J.M., 1993, PASP, 105, 853.

Sion, E.M., 1999, PASP, 111, 532.

Smak, J., 1993, Acta Astr., 43, 101.

Smith, D.A. and Dhillon, V.S., 1998, MNRAS, 301, 767-781.

Smith, D.A. and Dhillon, V.S.,Marsh, T., 1998, MNRAS, 296, 456.

Spruit, H.C. and Ritter, H., 1983, A&A, 124, 267.

Staude, A., et al., 2001, A&A, 374, 588.

Szkody, P. et al., 2003, AJ, 126, 1499.

Szkody, P. et al., 2006, AJ, 131, 973.

KAYNAKLAR DİZİNİ (Devam)

Taam, R.E.and Bodenheimer, P., 1989, ApJ., 337, 849.

Taam, R.E.and Spruit, H.C., 1989, 345, 972.

Thorstensen, J.R., et al., 2002, ApJ, 567, 49.

Thorstensen, J.R., et al., 2002, PASP, 114, 1117.

Torres, G. and Ribas, I., 202, ApJ, 567, 1140.

Verbunt, F. and Zwann, C., 1981, A&A, 100, 7.

Verbunt, F., 1984, MNRAS, 209, 227-240.

Wade, R.A.and Home, K., 1988, ApJ., 324, 411.

Warner, B. and Nather, R.E., 1971, MNRAS, 152, 219.

Warner, B., 1988, Nat., 336, 129.

Warner, B., 1995a, "*Cataclysmic Variable Stars*", Cambridge Uni. Press, Cambridge.

Warner, B.,1995b, Ap&SS, 232, 89.

Watson, C.A., et al., 2007, MNRAS, 382, 1105.

Webbink, R.F., Wickramasinghe, D.I., 2002, MNRAS, 335, 1.

Whitehurst, R., 1988, MNRAS, 233, 529.

Wickramasinghe, D.T., et al., 1991, MNRAS, 251, 28.

Willems, B., et al., 2005, ApJ., 635, 1263-1280.

Wolf, S. et al., 1993, A&A, 154, 197.

Wolfe, M.A. et al., 2003, preprint (arXiv: 0305607)

Wood, J.H. and Saffer, R., 1999, MNRAS, 305, 820.

Wood, J.H., Irwin, M.J., Pringle, J.E., 1985, MNRAS, 214, 475.

Zengin Çamurdan, D., İbanoğlu, C., Çamurdan, C.M., 2010, New Astronomy, 15, 476-482.

EKLER

Ek 1 Kataklismik yıldızların yörünge dönemi-tayf türü değişimi için kullanılan parametreleri

Ek 2 PCEB yıldızların parametreleri

Ek 3 Kataklismik yıldızların ikinci bileşenin kütle-yarıçap değişimi için kullanılan parametreleri.

Ek 4 Kataklismik değişen yıldızların dönme ve yörünge açısal momentum miktarları

Ek 1 Kataklismik yıldızların yörünge dönemi-tayf türü değişimi için kullanılan parametreleri

Yıldız	*Türü*	$P_{yör}$ *(sa)*	*Tayf Türü*	*Yıldız*	*Türü*	$P_{yör}$ *(sa)*	*Tayf Türü*
EI Psc	SU	1.0696	K4-K6	V1432 Aql	AM	3.3657	M4/5
J0137-0912	SU	1.3284	M1	QQ Vul	AM	3.7085	M4/5
J0025+1217	SU	1.3450	M9	IP Peg	UG	3.7969	M3-4/5
EF Eri	AM	1.3504	L4-5	LX Ser	VY	3.8024	M2/5
V455 And	SU	1.3514	~L2	VY For	AM	3.8064	M4.5/5
V1108 Her	SU	1.3646	L1	CY Lyr	UG	3.8184	M3.5/5
J1035+0551	WZ	1.3682	>L0	KT Per	ZC	3.9038	M3/5
HV Vir	SU	1.3697	L5:	MN Hya	AM	3.3899	M3-4/5
J1339+4847	ZZ	1.3754	>M8	VZ Sex	UG	3.5832	M0-3/5
J1031+2028	AM	1.3920	>M6	WY Sge	DN	3.6872	M4/5
J1212+0136	AM	1.4739	L7-8	CN Ori	UG	3.9168	M4/5
BC UMa	SU	1.5026	M6-7/5	UU Aql	UG	3.9248	M4/5
VY Aqr	SU	1.5142	M9.5	UU Aqr	UX	3.9313	K7-M0/5
EQ Cet	AM	1.5469	M6/5	Leo 7		3.9372	M2-4/5
IX Dra	SU	1.5950	M2	X Leo	UG	3.9456	M2-3/5
BZ UMa	SU	1.6318	M5-6/5	DO Dra	IP	3.9690	M3-5/5
HS Cam	AM	1.6370	M4-6/5	0922+1333	AM	4.0395	M3.5/5
EX Hya	IP	1.6376	M3-5/5	V1043 Cen	AM	4.1902	M2-3/5
VV Pup	AM	1.6739	M6-7/5	J2048+0050	AM	4.2000	M3/5
J1928-5001	AM	1.6839	M5/5	GY Cnc	UG	4.2106	M3/5
V834 Cen	AM	1.6920	M5-8/5	WW Cet	IP	4.2192	M2.5/5
HT Cas	SU	1.7675	M5.5/5	CW Mon	UG	4.2384	M3/5
IY UMa	SU	1.7738	M4/5	U Gem	UG	4.2457	M6/5
VW Hyi	SU	1.7825	L0	V405 Peg		4.2634	M4/5
Z Cha	SU	1.7880	M5.5/5	J1216+29	UG	4.3008	M2-4
RZ Leo	SU	1.8249	M5/5	BD Pav	UG	4.3032	M5-8/5:
V503 Cyg	SU	1.8648	M6	TW Vir	UG	4.3841	M5-6/5
V2301 Oph	AM	1.8828	M6/5	SS Aur	UG	4.3872	M3-5/5
CU Vel	SU	1.8840	M5/5	MQ Dra	AM	4.3913	M5/5
MR Ser	AM	1.8912	M8/5	HM Leo		4.4832	M2-4/5
BL Hyi	AM	1.8940	M3-4/5	CG Dra	UG	4.5274	K3-7/5:
ST LMi	AM	1.8981	M6/5	AI Tri	AM	4.6019	M2.5/5
WW Hor	AM	1.9248	M6/5 :	DQ Her	DQ	4.6469	M3/5
AR UMa	AM	1.9320	M5-6/5	UX UMa	UX	4.7201	M0-4/5
QZ Ser	DN	1.9959	K2-6	AT Cnc	ZC	4.8264	K7-M0/5
EF Peg	SU	2.0088	M5/5	J0911+0841		4.9296	M2/5
DV UMa	SU	2.0605	M4.5/5	TW Tri	ZC	4.9820	M1/5
HU Aqr	AM	2.0837	M4/5	RX And	ZC	5.0374	K5/5
UZ For	AM	2.1088	M4.5/5	EX Dra	UG	5.0385	M1-3/5
UW Pic	AM	2.2234	M4.5/5	AR Cnc	UG	5.1504	M4-6/5
V381 Vel	AM	2.2344	M4.5/5:	CZ Ori	UG	5.2536	M1-3/5
QS Tel	AM	2.3325	M4.5/5	EZ Del	UG	5.3616	M1-2/5
J1702+3229	SU	2.4020	M1.5/5	TV Col	IP	5.4864	K1-5/5
AP CrB	AM	2.5311	M4/5	RW Tri	UX	5.5652	M0/5
PZ Vir	AM	2.6400	M6	V347 Pup	SW	5.5665	M0.5/5
WX LMi	AM	2.7822	M4.5/5	J0742-1049		5.7072	K9-M1/5
AM Her	AM	3.0942	M4/5	TX Col	IP	5.7192	M0-1/5
MV Lyr	VY	3.1760	M5/5	AH Eri	UG	5.7384	M3-5/5
J0837+3830	AM	3.1800	M5/5	RW Sex	UX	5.8817	K5/5
TT Ari	VY	3.3012	M3.5/5	LL Lyr	UG	5.9777	M1-4/5

Ek 1 (Devamı)

Yıldız	*Türü*	$P_{yör}$ *(sa)*	*Tayf Türü*	*Yıldız*	*Türü*	$P_{yör}$ *(sa)*	*Tayf Türü*
XY Ari	IP	6.0647	M0/5	V1309 Ori	AM	7.9827	M0-1/5
AH Her	ZC	6.1948	K7/5	BT Mon	SW	8.0115	G8/5
BV Pup	UG	6.3600	K3/5	MU Cen	UG	8.2080	K3-5/5
TT Crt	UG	6.4421	K5-M0/5	CH UMa	UG	8.2364	K5-9/5
CM Phe		6.4536	M5/5	GY Hya	UG	8.3337	K4-5/5
J0644+3344		6.4650	K8/5	QZ Aur		8.5799	G8-K2/5
BF Eri	UG	6.5011	K2-4/5	RU Peg	UG	8.9904	K3/5
LY UMa		6.5107	K5-M0/5	AT Ara	UG	9.0120	K2/5
SS Cyg	UG	6.6031	K4-5/5	SY Cnc	ZC	9.1200	M0/5
V426 Oph	ZC	6.8472	K5/5	NY Lup	IP	9.8640	K0-4/5
J0813+4528	UG	6.9360	K5-7/5	DX And	UG	10.5720	K0/5
Z Cam	ZC	6.9562	K7/5	EY Cyg	UG	11.0238	K0-5/5
EM Cyg	ZC	6.9818	K3/5	V442 Cen	UG	11.0400	G4-8/5
AC Cnc	UX	7.2115	K1-3/5	UY Pup	ZC	11.5025	K2-6/5
RY Ser		7.2216	K4-6/5	J1951+3716		11.8080	M0/5
V363 Aur	UX	7.7098	G5-9/5	BV Cen	UG	14.6683	G8/5
AF Cam	UG	7.7760	K4-M0/5	J1730-0559	IP	15.4200	G0-4/5
V392 Hya	UG	7.7988	K4-6/5				

Ek 2 PCEB yıldızların parametreleri
(Schreiber and Gansicke, 2003)

Yıldız	$P_{yör}$ *(sa)*	*Tayf Türü*	M_1 $(M_\odot)$	M_2 $(M_\odot)$	R_2 $(M_\odot)$
HR Cam	2.472	MV	0.467	0.095	0.189
NN Ser	3.12	M5-M6 V	0.57	0.12	0.166
MS Peg	4.176	M3-M5 V	0.48	0.22	0.27
CC Cet	6.816	M5 V	0.39	0.18	0.21
RR Cae	7.296	M6	0.467	0.096	0.189
GK Vir	8.256	M3-M5 V	0.51	0.1	0.15
UU Sge	11.16	M V	0.63	0.29	0.53
V471 Tau	12.504	K2V	0.84	0.93	0.98
HZ9	13.536	M5 V	0.51	0.28	0.296
PG 1026+002	14.328	M4 V	0.65	0.22	0.25
V477 Lyr	11.32		0.508	0.145	0.463

Ek 3 Kataklismik yıldızların ikinci bileşenin kütle-yarıçap değişimi için kullanılan parametreleri.

Yıldız	*Türü*	*$P_{yör}$ (sa)*	*M_1*	*Hata (±)*	*M_2*	*Hata (±)*	*R_2*
EI Psc	DN	1.0696	0.65	0.11	0.13	0.03	0.1236
J1433+1011	DN	1.3018	0.868	0.007	0.06	0.003	0.1089
GG Leo	NL	1.3313	1	0.2	0.09		0.1265
AL Com	DN	1.3600			0.18		0.1617
WZ Sge	SU	1.3605	0.85	0.04	0.078	0.006	0.1224
SW UMa	DN	1.3636	0.71	0.22	0.1	0.01	0.1331
J1501+5501	DN	1.3642	0.8	0.03	0.053	0.003	0.1078
J1035+0551	DN	1.3682	0.94	0.01	0.052	0.002	0.1073
QZ Vir	DN	1.4117	0.16	0.04	0.11	0.01	0.1406
J1502+3334		1.4138	0.82	0.03	0.09	0.004	0.1317
J0903+3300	DN	1.4178	0.96	0.03	0.112	0.004	0.1419
XZ Eri	DN	1.4678	0.77	0.02	0.084	0.002	0.1319
V4140 Sgr	DN	1.4743	0.73	0.08	0.09	0.02	0.1354
DP Leo	NL	1.4967	1.2	0.2	0.14	0.02	0.1585
V2051 Oph	DN	1.4983	0.78	0.06	0.15	0.03	0.1623
V436 Cen	DN	1.5000	0.7	0.1	0.17		0.1693
EK TrA	DN	1.5091	0.46	0.1	0.09	0.02	0.1375
J1227+5139	DN	1.5110	0.81	0.03	0.096	0.004	0.1406
OY Car	DN	1.5149	0.64	0.04	0.086	0.005	0.1358
J1524 + 2209	DN	1.5600			0.102		0.1466
J1152 + 4049		1.6250			0.084		0.1412
HS Cam	NL	1.6370	0.75	0.1	0.13	0.05	0.1641
EX Hya	NL	1.6376	0.79	0.026	0.108	0.008	0.1543
VV Pup	NL	1.6739	0.73	0.05	0.1	0.02	0.1526
EP Dra	NL	1.7437	0.43	0.07	0.13		0.1712
OU Vir	DN	1.7455	0.89	0.2	0.16	0.04	0.1836
HT Cas	DN	1.7675	0.61	0.04	0.09	0.02	0.1528
IY UMa	DN	1.7738	0.79	0.04	0.1	0.01	0.1586
VW Hyi	DN	1.7825	0.67	0.22	0.11	0.03	0.1643
Z Cha	DN	1.7880	0.84	0.09	0.125	0.014	0.1718
WX Hyi	DN	1.7955	0.9	0.3	0.16	0.05	0.1871
V893 Sco	DN	1.8231	0.89		0.175		0.1947
CU Vel	DN	1.8840	1.23	0.23	0.15	0.03	0.1890
ST LMi	NL	1.8981	0.76	0.3	0.17	0.07	0.1981
WW Hor	NL	1.9248	1.1	0.2	0.19	0.02	0.2075
EF Peg	DN	2.0088	0.65		0.17		0.2057
DV UMa	DN	2.0605	1.04	0.02	0.157	0.004	0.2038
YZ Cnc	DN	2.0832	0.82	0.08	0.17		0.2108
HU Aqr	NL	2.0837	0.61		0.15		0.2022
J0750+ 1411		2.2359			0.354		0.2821
J1702+3229	DN	2.4020	0.94	0.01	0.2	0.01	0.2446
V348 Pup	NL	2.4441	0.65		0.2		0.2475
HY Eri	NL	2.8553	0.45	0.09	0.36		0.3340
MV Lyr	NL	3.1760	0.73	0.1	0.3		0.3374
J0809+3814	NL	3.2160	1	0.2	0.3	0.1	0.3402
BG CMi	NL	3.2340	0.8	0.2	0.38		0.3695
SW Sex	NL	3.2385	0.5		0.3		0.3418
DW UMa	NL	3.2786	0.77	0.07	0.3	0.1	0.3446
V603 Aql	Na	3.3168	1.2	0.2	0.29	0.04	0.3434
V1315 Aql	NL	3.3526	0.73	0.3	0.3	0.01	0.3498
V1223 Sgr	NL	3.3659	0.93	0.12	0.33	0.08	0.3620
RR Pic	Nb	3.4806	0.95		0.4		0.3947
J0537-7034	SS	3.5280	0.6	0.2	0.35	0.02	0.3809

Ek 3 (Devamı)

Yıldız	*Türü*	$P_{yör}$ *(sa)*	M_1	*Hata (±)*	M_2	*Hata (±)*	R_2
V425 Cas	NL	3.5904	0.86	0.32	0.31	0.02	0.3701
V380 Oph	NL	3.6986	0.58	0.19	0.36	0.04	0.3968
QQ Vul	NL	3.7085	0.66		0.42		0.4185
OY Ara	Na	3.7312	0.82	0.12	0.34	0.01	0.3916
IP Peg	DN	3.7969	0.94	0.1	0.42	0.08	0.4251
LX Ser	NL	3.8024	0.41	0.09	0.36	0.02	0.4042
CM Del	NL	3.8880	0.48	0.15	0.36	0.03	0.4103
KR Aur	NL	3.9072	0.59	0.17	0.35	0.02	0.4078
CN Ori	DN	3.9168	0.74	0.1	0.49	0.08	0.4569
UU Aqr	NL	3.9313	0.67	0.14	0.2	0.07	0.3398
V1776 Cyg	NL	3.9537	0.6		0.37		0.4187
DO Dra	DN	3.9690	0.83	0.1	0.38	0.01	0.4235
V1043 Cen	NL	4.1902	0.4	0.1	0.45	0.1	0.4646
GY Cnc	DN	4.2106	0.99	0.12	0.38	0.06	0.4405
WW Cet	DN	4.2192	0.83	0.16	0.41	0.07	0.4524
U Gem	DN	4.2457	1.2	0.05	0.42	0.04	0.4580
BD Pav	DN	4.3032	1.15	0.07	0.73	0.06	0.4600
TW Vir	DN	4.3841	0.91	0.25	0.4	0.02	0.4604
SS Aur	DN	4.3872	1.08	0.4	0.39	0.02	0.4567
DQ Her	Na	4.6469	0.6	0.07	0.4	0.05	0.4786
IX Vel	NL	4.6542	0.82	0.14	0.53	0.09	0.5262
UX UMa	NL	4.7201	0.47	0.07	0.47	0.1	0.5103
RX And	DN	5.0374	1.14	0.33	0.48	0.03	0.5367
EX Dra	DN	5.0385	0.75	0.02	0.56	0.02	0.5650
HR Del	Nb	5.1400	0.67	0.08	0.55	0.03	0.5692
HL CMa	DN	5.2029	1		0.45	0.1	0.5367
TV Col	NL	5.4864	0.75	0.15	0.56		0.5981
RW Tri	NL	5.5652	0.55	0.15	0.35	0.05	0.5162
V347 Pup	NL	5.5665	0.63	0.04	0.52	0.06	0.5891
VY Scl	NL	5.5752	1.22	0.22	0.43	0.13	0.5535
RW Sex	NL	5.8817	0.8		0.6		0.6410
XY Ari	NL	6.0647	1.04	0.13	0.62		0.6614
AH Her	DN	6.1948	0.95	0.1	0.76	0.08	0.7180
J0644+3344	NL	6.4650	0.66	0.03	0.52	0.03	0.6509
BF Eri	DN	6.5011	1.28	0.05	0.52	0.01	0.6534
SS Cyg	DN	6.6031	0.81	0.19	0.55	0.13	0.6726
V426 Oph	DN	6.8472	0.9	0.19	0.7	0.14	0.7468
Z Cam	DN	6.9562	0.99	0.15	0.7	0.03	0.7547
EM Cyg	DN	6.9818	1	0.06	0.77	0.08	0.7810
V838 Her	Na	7.1432	0.87	0.12	0.74	0.01	0.7825
AC Cnc	NL	7.2115	0.76	0.03	0.77	0.05	0.7980
V363 Aur	NL	7.7098	0.9	0.06	1.06	0.11	0.9282
V1309 Ori	NL	7.9827	0.7	0.12	0.5	0.1	0.7395
BT Mon	Na	8.0115	1.04	0.06	0.87	0.06	0.8915
MU Cen	DN	8.2080	1.2	0.2	0.99	0.03	0.9459
CH UMa	DN	8.2364	1.95	0.3	0.96	0.01	0.9384
QZ Aur	Na	8.5799	1.05	0.23	1.05	0.05	0.9936
RU Peg	DN	8.9904	1.21	0.19	0.94	0.04	0.9879
AT Ara	DN	9.0120	0.53	0.14	0.42	0.1	0.7565
NY Lup	NL	9.8640	0.5		0.6	0.2	0.9048
DX And	DN	10.5720			0.8		1.0430
EY Cyg	DN	11.0238	1.1	0.09	0.49	0.09	0.9108
BV Cen	DN	14.6683	1.24	0.22	1.1	0.19	1.4428

Ek 4 Kataklismik değişen yıldızların dönme ve yörünge açısal momentum miktarları

Yıldız	*log $J_{dön}$ (cgs)*	*log $J_{yör}$ (cgs)*	*$J_{dön}$ / J_{top}*	*Yıldız*	*log $J_{dön}$ (cgs)*	*log $J_{yör}$ (cgs)*	*$J_{dön}$ / J_{top}*
EI Psc	48.417	50.6059	0.006	V348 Pup	48.807	50.9002	0.008
J1507+5230	47.902	50.3683	0.003	HY Eri	49.253	51.0253	0.017
J1433+1011	47.940	50.3990	0.003	MV Lyr	49.137	51.1368	0.010
GG Leo	48.176	50.6165	0.004	J0809+3814	49.137	51.2416	0.008
WZ Sge	48.104	50.5102	0.004	BG CMi	49.309	51.2622	0.011
SW UMa	48.265	50.5600	0.005	SW Sex	49.140	51.0119	0.013
J1501+5501	47.881	50.3287	0.004	DW UMa	49.142	51.1591	0.010
J1035+0551	47.847	50.3690	0.003	V603 Aql	49.117	51.2908	0.007
WX Cet	47.836	50.1690	0.005	V1315 Aql	49.144	51.1446	0.010
J1502+3334	48.197	50.5652	0.004	V1223 Sgr	49.213	51.2626	0.009
J0903+3300	48.334	50.7053	0.004	VZ Scl	50.262	51.8329	0.026
XZ Eri	48.164	50.5225	0.004	RR Pic	49.356	51.3502	0.010
V4140 Sgr	48.202	50.5358	0.005	J0537-7034	49.263	51.1455	0.013
DP Leo	48.482	50.8747	0.004	V425 Cas	49.177	51.2215	0.009
V2051 Oph	48.544	50.7706	0.006	V380 Oph	49.290	51.1514	0.014
V436 Cen	48.633	50.7878	0.007	QQ Vul	49.401	51.2547	0.014
EK TrA	48.213	50.3965	0.007	OY Ara	49.249	51.2478	0.010
J1227+5139	48.245	50.5982	0.004	IP Peg	49.404	51.3784	0.011
OY Car	48.163	50.4805	0.005	LX Ser	49.294	51.0336	0.018
HS Cam	48.457	50.7122	0.006	CM Del	49.297	51.0927	0.016
EX Hya	48.332	50.6514	0.005	KR Aur	49.277	51.1545	0.013
VV Pup	48.283	50.5982	0.005	CN Ori	49.520	51.3605	0.014
EP Dra	48.469	50.5452	0.008	UU Aqr	48.876	50.9788	0.008
OU Vir	48.607	50.8604	0.006	V1776 Cyg	49.318	51.1831	0.013
HT Cas	48.220	50.5070	0.005	DO Dra	49.338	51.3042	0.011
IY UMa	48.285	50.6308	0.004	V1043 Cen	49.469	51.1196	0.022
VW Hyi	48.355	50.6205	0.005	GY Cnc	49.347	51.3713	0.009
Z Cha	48.437	50.7438	0.005	WW Cet	49.402	51.3425	0.011
WX Hyi	48.609	50.8680	0.005	U Gem	49.420	51.4753	0.009
V893 Sco	48.674	50.9036	0.006	BD Pav	49.822	51.6773	0.014
CU Vel	48.562	50.9444	0.004	TW Vir	49.390	51.3693	0.010
ST LMi	48.661	50.8479	0.006	SS Aur	49.371	51.4161	0.009
WW Hor	48.736	51.0114	0.005	DQ Her	49.398	51.2360	0.014
EF Peg	48.670	50.8064	0.007	IX Vel	49.602	51.4506	0.014
DV UMa	48.612	50.9249	0.005	UX UMa	49.517	51.2112	0.020
YZ Cnc	48.672	50.8853	0.006	T Aur	49.734	51.4563	0.019
HU Aqr	48.582	50.7408	0.007	RX And	49.541	51.5357	0.010
J1702+3229	48.805	51.0154	0.006	EX Dra	49.653	51.4516	0.016

Ek 4 (Devamı)

Yıldız	*log $J_{dön}$ (cgs)*	*log $J_{yör}$ (cgs)*	*$J_{dön}$ / J_{top}*
HR Del	49.643	51.4080	0.017
HL CMa	49.499	51.4715	0.011
TV Col	49.665	51.4639	0.016
RW Tri	49.328	51.1815	0.014
V347 Pup	49.614	51.3770	0.017
VY Scl	49.476	51.5294	0.009
RW Sex	49.725	51.5224	0.016
XY Ari	49.753	51.6303	0.013
AH Her	49.904	51.6782	0.017
J0644+3344	49.635	51.4151	0.016
BF Eri	49.636	51.6425	0.010
SS Cyg	49.679	51.5109	0.015
V426 Oph	49.859	51.6432	0.016
Z Cam	49.861	51.6789	0.015
EM Cyg	49.930	51.7185	0.016
V838 Her	49.905	51.6578	0.017
AC Cnc	49.935	51.6251	0.020
V363 Aur	50.176	51.8112	0.023
V1309 Ori	49.637	51.4517	0.015
BT Mon	50.039	51.7975	0.017
MU Cen	50.136	51.8994	0.017
QZ Aur	50.185	51.8795	0.020
RU Peg	50.111	51.8964	0.016
AT Ara	49.529	51.3066	0.016
NY Lup	49.800	51.4280	0.023
AE Aqr	49.450	51.3325	0.013
EY Cyg	49.669	51.6453	0.010
BV Cen	50.296	52.0339	0.018
CI Aql	50.522	52.1353	0.024

ÖZGEÇMİŞ

Adı-Soyadı : Dicle ZENGİN ÇAMURDAN

Doğum Tarihi : 1979

Cinsiyeti : Bayan

Uyruğu : T. C.

Medeni Hali : Evli

Ünvanı : Arastırma Görevlisi

Yabancı Dili : İngilizce (ÜDS İngilizce Yabancı Dil Sınav Puanı 76, 2009)

ÖĞRENİM DURUMU

1985 – 1990 : Atatürk İlkokulu, Pendik- İSTANBUL

1991 – 1994 : Kılıçarslan İlköğretim Okulu, Pendik- İSTANBUL

1994 – 1997 : Pendik Süper Lisesi, Pendik- İSTANBUL

1998 – 2002: Lisans Ege Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri

Diploma Çalışması, "Manyetik Yeniden Birleşme", Danışman: Prof.Dr. R.Pekünlü

2002 – 2004: Yüksek Lisans (Ege Üniversitesi Fen Bilimleri Enstitüsü Astronomi ve Uzay Bilimleri Anabilim Dalı-Astrofizik Bilim Dalı)

2005- ----- : Doktora –Tez Asaması (Ege Üniversitesi Fen Bilimleri Enstitüsü Astronomi ve Uzay Bilimleri Anabilim Dalı- Astrofizik Bilim Dalı)

BULUNDUĞU GÖREVLER

2005 – Bugün : E.Ü. Fen Fakültesi Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü'nde Arastırma Görevlisi

2005 – Bugün : E.Ü. Fen Fakültesi Program-Yönetmelik-Yönerge –İntibak Komisyonu Üyeliği

BİLİMSEL FAALİYETLER

I) ARASTIRMA ALANI : Çift Yıldızlar, Kataklismik Değişen Yıldızlar, CCD Fotometri ve Tayf Analizi.

II) UYGULAMA OLARAK GİRİLEN DERSLER:

2005-2006 Öğretim Yılı Güz Yarıyılı, Kümeler ve Oymaklar

2005-2006 Öğretim Yılı Bahar Yarıyılı, Yıldız Atmosferleri

2006-2007 Öğretim Yılı Güz Yarıyılı, Çift Yıldızlar

2006-2007 Öğretim Yılı Bahar Yarıyılı, Yıldız Evrimi

2007-2008 Öğretim Yılı Güz Yarıyılı, Çift Yıldızlar, Astronomide Veri Analizi I

2007-2008 Öğretim Yılı Bahar Yarıyılı, Yıldızlararası Madde, Bilgisayar

2008-2009 Öğretim Yılı Güz Yarıyılı, Astronomide Veri Analizi I, Güneş Fiziği

2008-2009 Öğretim Yılı Bahar Yarıyılı, Astronomide Veri Analizi II, Astrofiziğe Giriş

2009-2010 Öğretim Yılı Güz Yarıyılı, Astronomide Veri Analizi I, Güneş Fiziği

2009-2010 Öğretim Yılı Bahar Yarıyılı, Astronomide Veri Analizi II, Küresel Astronomi, Tayf Bilim

III) YÜKSEK LİSANS

Değen Dizgelerin Parametreleri Arasındaki İlişkiler, 2004, Ege Üniversitesi, Fen Bilimleri Enstitüsü, Bornova-İZMİR, Danısman: Prof. Dr. Cafer İbanoğlu.

IV) DOKTORA

Kataklismik Değişen Yıldızların Yapısı ve Evrimi, Danışman: Prof. Dr. C. Akan, II. Tez Danışmanı: Prof. Dr. Cafer İbanoğlu, 2005 Yılı Güz Yarıyılında Ege Üniversitesi Fen Bilimleri Enstitüsü Astronomi ve Uzay Bilimleri Anabilim Dalı Astrofizik Bilim Dalında Doktora öğrenimine baslamıs olup tez savunma asamasındadır.

V) KAZANDIĞI BURSLAR VE ÖDÜLLER

1) **Bölüm Birinciliği**, Ege Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 2002

2) **TÜBİTAK-BAYG** Doktora Bursu, TÜBİTAK, 2005-2009.

3) Yayın Teşvik, **TÜBİTAK** , 2008-2010 (5 kez).

VI) YAYINLARI

(SCI, SSCI, AHCI indekslerine giren dergilerde yayınlanan makaleler)

1) **Zengin Çamurdan, D.**, İbanoglu, C., "*On Fundemental Parameters Relations of Cataclysmic Variables*", 2010, hazırlık aşamasında.

2) **Zengin Çamurdan, D.**, İbanoglu, C., C.M. Çamurdan, "*Observation of faint eclipsing cataclysmic variables*", 2010, New Astronomy, 15,476-482.

3) İbanoglu, C., Evren, S., Taş, G., Çakırlı, Ö., Bozkurt, Z., Afsar, M., Sipahi, E., Dal, H.A., Özdarcan, O., **Zengin Çamurdan, D.**, Çamurdan, M. and Frasca, A., "*Spectroscopic and photometric observations of the selected Algol-type binaries - IV. V799Cassiopeiae, BX Piscium and HD 172189*", 2009, MNRAS,392,757.

4) İbanoglu, C., Evren, S., Taş, G., Çakırlı, Ö., Bozkurt, Z., Afsar, M., Sipahi, E., Dal, H.A., Özdarcan, O., **Zengin Çamurdan, D.**, Çamurdan, M. and Frasca, A., "*Spectroscopic and photometric observations of the selected Algol-type binaries - III. LL Aquarii, MP Delphini and NSV 20913*", 2008,MNRAS,390, 958.

5) İbanoglu, C., Evren, S., Taş, G., Çakırlı, Ö., Bozkurt, Z., Afsar, M., Sipahi, E., Dal, H.A., Özdarcan, O., **Zengin Çamurdan, D.**, Çamurdan, M., "Spectroscopic and Photometric Observations of the Selected Algol-Type Binaries: II. V2080 Cygni and V2365 Ophiuchi", 2008, MNRAS, 384, 331.

6) İbanoglu, C., Evren, S., Taş, G., Çakırlı, Ö., Bozkurt, Z., Afsar, M., Sipahi, E., Dal, H.A., Özdarcan, O., **Zengin Çamurdan, D.**, Çamurdan, M., "Spectroscopic and Photometric Observations of the Selected Algol-Type Binaries: I. V1665 Aquilae and AG Arietis", 2007, MNRAS, 380, 1422.

(Diğer dergilerde yayınlanan makaleler)

1) Pekünlü, E.R., Tığrak, E., **Zengin, D., "***Collapse of Interstellar Molecular Clouds, Turkish Jornal of Physics*", 26,289-298, 2002.

(Hakemli konferans/sempozyumların bildiri kitaplarında yer alan yayınlar)

1) **Zengin Çamurdan D.,** Çamurdan M., İbanoğlu C., "*Sönük Kataklismik Değişen Yıldızların Fotometrik Gözlemleri*", XVI. Ulusal Astronomi Toplantısı, Çanakkale 18 Mart Üniversitesi,Çanakale, Türkiye,p: 338-348, 2008.

2) İbanoğlu, C., Evren, S., Taş, G., Çakırlı, Ö., Bozkurt, Z., Afşar, M., E.Sipahi, H.A.Dal, O.Özdarcan, **D.Zengin Çamurdan**, M.Çamurdan, "*Algol Türü Örten Çift Yıldızların IşıkÖlçümü ve Tayfsal Gözlemleri*", XVI. Ulusal Astronomi Toplantısı , Çanakkale 18 Mart Üniversitesi,Çanakale, Türkiye,p: 661-688, 2008.

3) **Zengin, D**.,Pekünlü, E. R.,Tigrak, E., The Magnetized Interstellar Medium, Proceedings of the conference, held in Antalya, Turkey, September 8 - 12, 2003, Eds: B. Uyaniker, W. Reich, and R. Wielebinski, Copernicus GmbH, Katlenburg-Lindau., p. 133-136, 2004.

4) **Zengin, D.,** İbanoğlu C., "*Değen Dizgelerin Parametreleri Arasındaki İlişkiler*", XIV.Ulusal Astronomi Toplantısı ve III. Ulusal Astronomi Öğrenci Toplantısı, 2004, Editörler: F.F. Özeren, İ. Küçük, Erciyes Üniversitesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, Kayseri Türkiye, p:299-304, 2004.

5) Tığrak, E**., Zengin**, D., Pekünlü, E. R., "*Yıldızlararası Molekül Bulutlarının Çökmesi*", XIII. Ulusal Astronomi Toplantısı ve II. Ulusal Astronomi Öğrenci Toplantısı, Akdeniz Üniversitesi Fizik Bölümü,Antalya, Türkiye, p:329, 2002.

6) **Zengin, D.,**Pekünlü, E.R., "*Manyetik Yeniden Birleşme*", XIII. Ulusal Astronomi Toplantısı ve II. Ulusal Astronomi Öğrenci Toplantısı, 2002,

Editör: Zeki Aslan, Akdeniz Üniversitesi,Antalya, Türkiye, p:323-328, 2002.

VII) ARAŞTIRMA PROJELERİ

1) Seçilmiş Algol Türü Örten Çiftlerin Işıkölçüm ve Tayfsal Gözlemleri, Tübitak Araştırma Projesi, Proje No: **105T267**, 2005-2007.
2) Kataklismik Değişen Yıldızların Yapısı ve Evrimi, E.Ü. Rektörlüğü Araştırma Fon Saymanlığı, Proje No: **2006 / FEN / 003**, 2006-2009.
3) Yeni Keşfedilen Sönük SDSS Kataklismik Değişen Yıldızların Gözlemi, Tübitak Ulusal Gözlemevi Gözlem Projesi, Proje No: **RTT150.07.361**, 2008 (3 gece).
4) Sönük Kataklismik Değişen Yıldızların Gözlemi, Tübitak Ulusal Gözlemevi Gözlem Projesi, Proje No: **09ARTT150-449-0**, 2009 (2 gece).

VIII) BİLİMSEL TOPLANTILAR

(Ulusal Toplantılar)

1) XI. Ulusal Astronomi Kongresi, 7-10 Ağustos 1999, Elazığ, Türkiye.
2) XII. Ulusal Astronomi Kongresi, 4-8 Eylül 2000, Izmir, Türkiye.
3) XIII. Ulusal Astronomi Toplantısı, TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi, Antalya, 2002, **Bildiri**, "Manyetik Yenidenbirleşme".
4) XIV. Ulusal Astronomi Toplantısı, Erciyes Üniversitesi, Kayseri, 2004 **Bildiri**, "Değen Dizgelerin Fiziksel Parametreleri Arasındaki İlişkiler".
5) XV. Ulusal Astronomi Toplantısı, Kültür Üniversitesi, İstanbul, 28 Ağustos- 1 Eylül, 2006.
6) XVI. Ulusal Astronomi Toplantısı, Çanakkale 18 Mart Üniversitesi, Çanakale, **Bildiri**, Türkiye, 2008.
7) Eğitbilim Işığında Köy Enstitütüleri Sempozyumu, 16 Nisan 2009, Ege Üniversitesi, İzmir, düzenleyen; EGÖDER, düzenleme komitesi.

8) Gökbilim Terimlerinde Dil Birliği Sempozyumu, Ege Üniversitesi, 4 Aralık 2009, İzmir.

9) Astrofizikte Manyetik ve Hidrodinamik Süreçler I. Çalıştayı, Ege Üniversitesi, İzmir, 1-3 Şubat 2010.

(Uluslararası Toplantılar)

1) New Directions for Close Binary Studies: The Royal Road to the Stars, Workshop, Çanakkale 18 Mart Üniversitesi, TURKEY, 2002.

2) CCDs in Astronomy, Workshop, Çanakkale 18 Mart Üniversitesi, TURKEY, 2003.

3) The Magnetized Interstellar Medium Conference, 8-12 September 2003, Antalya, Turkey, supported by the Max-Planck-Institut für Radioastronomie and the Akdeniz Üniversitesi. **Bildiri**, Collapse of Interstellar Molecular Cloud.

IX) Bilimsel ve Popüler Konferanslar

- Bölüm Semineri, 09.06.2004, "*W UMa Yıldızlarının Evrimi*".
- Bölüm Semineri, 16.06.2006, "*Kataklismik Değişen Yıldızların Yapısı ve Evrimi*".
- "*Güneş Sistemi ve Evren*" konulu seminer; 26 Şubat 2007, Ege Üniversitesi Biyoloji Bölümü.
- Bölüm Semineri, 30.03.2009, "*Seçilmiş Algol Türü Yıldızların Işıkölçüm ve Tayfsal Gözlemleri IV- V1470 Aql, BX Psc ve CP Psc*".
- O.D.T.Ü. "Dünyadan Evrene " etkinliğinde "*Takımyıldızlar ve Gökyüzünde Hareket*" konulu seminer, 08.10.2009, Ankara

Bölüme ziyaretçi olarak gelen birçok ilköğretim ve lise öğrencilerine güncel konferans ve seminerler.