T.C.
EGE ÜNİVERSİTESİ
Fen Bilimleri Enstitüsü

WZ SGE TÜRÜ KATAKLİSMİK DEĞİŞEN YILDIZLAR

Yüksek Lisans Tezi

Elif KÖKSAL

Astronomi ve Uzay Bilimleri

İzmir
2019

T.C.
EGE ÜNİVERSİTESİ
Fen Bilimleri Enstitüsü

WZ SGE TÜRÜ KATAKLİSMİK DEĞİŞEN YILDIZLAR

Elif KÖKSAL

Prof. Dr. Belinda Kalomeni

Astronomi ve Uzay Bilimleri Anabilim Dalı
Astrofizik Yüksek Lisans Programı

İzmir
2019

Sge türü kataklismik
ğitim ve Öğretim
Yönergesi'nin ilgili
değer bulunmuş ve
aday oybirliği ile

İmza

EGE ÜNİVERSİTESİ FEN BİLİMLERİ ENSTİTÜSÜ

ETİK KURALLARA UYGUNLUK BEYANI

EÜ Lisansüstü Eğitim ve Öğretim Yönetmeliğinin ilgili hükümleri uyarınca Yüksek Lisans Tezi olarak sunduğum "WZ Sge türü kataklismik değişen yıldızlar" başlıklı bu tezin kendi çalışmam olduğunu, sunduğum tüm sonuç, doküman, bilgi ve belgeleri bizzat ve bu tez çalışması kapsamında elde ettiğimi, bu tez çalışmasıyla elde edilmeyen bütün bilgi ve yorumlara atıf yaptığımı ve bunları kaynaklar listesinde usulüne uygun olarak verdiğimi, tez çalışması ve yazımı sırasında patent ve telif haklarını ihlal edici bir davranışımın olmadığını, bu tezin herhangi bir bölümünü bu üniversite veya diğer bir üniversitede başka bir tez çalışması içinde sunmadığımı, bu tezin planlanmasından yazımına kadar bütün safhalarda bilimsel etik kurallarına uygun olarak davrandığımı ve aksinin ortaya çıkması durumunda her türlü yasal sonucu kabul edeceğimi beyan ederim.

29 / 07 / 2019



Elif Köksal

ÖZET

WZ Sge TÜRÜ KATAKLİSMİK DEĞİŞEN YILDIZLAR

KÖKSAL, Elif

Yüksek Lisans Tezi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Anabilim Dalı

Tez Danışmanı: Prof. Dr. Belinda KALOMENİ

29 Temmuz 2019, 73 sayfa

Bu tezde, kataklismik değişen yıldızların WZ Sge türü cüce novaların genel özellikleri incelenmiştir. WZ Sge sisteminin uzun dönemli ve kısa dönemli ışık değişimlerini çalışmak amacıyla TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi (TUG) T60 ve T100 teleskopları kullanılarak WZ Sge sistemi gözlenmiştir. Bu tür sistemlerde gözlenen ışık değişimlerinin ardındaki olası mekanizmalar literatürden derlenerek özet halinde sunulmuştur. Ayrıca TUG teleskopları kullanılarak PX And nova benzeri değişen de gözlenmiş elde edilen ışık değişimleri sunulmuştur.

Anahtar sözcükler: kataklismik değişenler, cüce novalar, WZ Sge türü kataklismik değişenler, WZ Sge sistemi, PX And sistemi.

ABSTRACT

WZ Sge-TYPE CATACLYSMIC VARIABLE STARS

KÖKSAL, Elif

MSc in Astronomy.

Supervisor: Prof. Dr. Belinda KALOMENİ

July 29, 2019, 73 pages

In this thesis, general behaviors of WZ Sge type cataclysmic variables are investigated. To study long-term and short-term light variations of WZ Sge, it was observed with TÜBİTAK National Observatory (TUG) T60 and T100 telescopes. The possible mechanisms that causes these variations are summarized from the literature. In addition, a nova like variable PX And was observed with TUG telescopes and its light variations are also presented.

Keywords: Cataclysmic variables, dwarf novae, WZ Sge type cataclysmic variables, WZ Sge, PX And.

ÖNSÖZ

WZ Sge türü kataklismik değişen yıldızlar, gözlenen özelliklerinin ardındaki fiziğin tam olarak açıklanamamış olması ve literatürde yeteri kadar çalışma olmaması dolayısıyla ilginç çift yıldızlardır. Bu sistemlerin gözlemsel olarak çalışılması gözlenen ışık değişimlerinin ardındaki fiziği anlamak, önerilen senaryoları test etmek için önemlidir. Diğer taraftan kataklismik değişen yıldızların evrim çalışmalarında da WZ Sge sistemlerinin gözlemsel olarak incelenmesi önemlidir. Bu tez çalışması kapsamında WZ Sge sistemi TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi (TUG) T60 ve T100 teleskopları kullanılarak gözlenmiştir. WZ Sge sisteminin süper patlama çevrimi nedeniyle yakın bir zamanda süper patlama sergilemesi beklenmektedir. Ancak henüz bu patlama gerçekleşmediği için tez çalışmasına eklenememiş olup gözlemlerimiz devam etmektedir. Gözlemlerin ve analizlerin tamamlanması ile elde edilen sonuçların uluslararası bir dergiye yayınlanmak üzere gönderilmesi amaçlanmaktadır. Yapılan gözlemlerin ön değerlendirmesinin yanı sıra bu yüksek lisans tezi literatürde bu alandaki çalışmalarının derlemesini içermektedir.

İZMİR

29/07/2019

Elif KÖKSAL

İÇİNDEKİLER

Sayfa

İÇ KAPAK ii

KABUL ONAY SAYFASI iii

ETİK KURALLARA UYGUNLUK BEYANI v

ÖZET vii

ABSTRACT ix

ÖNSÖZ xi

İÇİNDEKİLER DİZİNİ xiii

ŞEKİLLER DİZİNİ xv

SİMGELER VE KISALTMALAR DİZİNİ xxi

1. GİRİŞ 1

2. KATAKLİSMİK DEĞİŞEN YILDIZLAR 5

3. MANYETİK OLMAYAN KATAKLİSMİK DEĞİŞENLER 15

3.1 Klasik ve Tekrarlayan Novalar 15

3.2 Nova Benzeri Değişenler 17

3.3 Cüce Novalar 18

4. GÖZLEMLER 25

İÇİNDEKİLER (devam)

Sayfa

4.1 PX And.....25

4.2 WZ Sge 31

4.2.1 WZ Sge tayfı 31

4.2.2 Sakin evre ve patlama ışık eğrisi.....32

4.2.3 Süper hump,erken süper hump, geç süper hump 37

4.2.5 Patlama mekanizması.....46

4.2.6 Yörünge evrimi 58

4.2.7 WZ Sge sisteminin gözlem ve analizi.....61

5. SONUÇ VE TARTIŞMALAR 64

KAYNAKLAR DİZİNİ 66

TEŞEKKÜR.....72

ÖZGEÇMİŞ……73

ŞEKİLLER DİZİNİ

Şekil Sayfa

2.1 Bir kataklismik çift sistemin şematik görünümü (Warner,1995) 5

2.2 Yakın bir çift sistemin kataklismik öncesi evrim senaryosudur. a) Uzun dönemli ilkel bir çift yıldız, b) kütle transferi aşaması, c) evrimleşmemiş bileşen üzerine süper kritik toplanma aşaması, d) ortak zarf içine gömülen bileşen yıldızlar, e) ekvatoral kuşakta açısal momentum ve f) ortak zarftan kısa dönemli olarak beliren kataklismik öncesi beyaz cüce-kırmızı cüce çiftine dönüşümün gösterimi (Webbink and Politano, 1993).....7

2.3 Yörünge dönemine karşı bileşen yıldız kütlesinin değişimi gösterilmektedir. Her sistemde kütle toplayan yıldız beyaz cücedir. Renklendirme, her bir piksel için, hesaplanmış evrim zamanının logaritmik değeridir (Kalomeni et al., 2016) 12

2.4 Kataklismik değişenler için minimum yörünge dönemine karşı bileşen yıldızın çekirdeğindeki Helyum katkı oranıdır (Kalomeni et al.,2016) 14

3.1 Nova patlaması evriminin şematik gösterimi (Hachisu and Kato, 2006) 16

3.2 Isısal sınır çevrim kararsızlığının şematik gösterimi a) S biçimli ısısal denge eğrisi ve b) daha karmaşık ısısal denge eğrisi (Osaki, 1996).....20

ŞEKİLLER DİZİNİ (devam)

Şekil Sayfa

3.3 P_{orb}-$\dot{M}$ diyagramı manyetik olmayan kataklismik değişenlerin farklı patlama davranışlarını göstermektedir. Paralel çizgiler arasında kalan bölge dönem boşluğunu gösterir. Kesikli çizgi ısısal olarak kararlı ve kararsız disk arasındaki sınırı gösterir. Şekildeki kısaltmalar, NL: nova benzeri yıldızlar, ZC: Z Cam yıldızlar, UG: U Gem yıldızlar, PS: kalıcı süper hump sistemleri, ER: ER UMa yıldızlar, SU: SU UMa yıldızlar ve WZ: WZ Sge yıldızlardır (Osaki, 1996). 23

4.1 PX And sisteminin (a) Han et al. (2018) çalışmasında elde edilen ışık değişimi (b) Hellier and Robinson (1994) çalışmasından V bandında elde edilen ışık değişimi 29

4.2 PX And sisteminin TUG T100 teleskobunda 11, 12 13 ve 15 Ekim gecelerinde (a) V bandında elde edilen ışık değişimi (b) R bandında elde edilen ışık değişimi 30

4.3 Sakin ve süper hump durumunda sistemin şematik gösterimi (Zharikov and Tovmassian, 2015) 33

4.4 WZ Sge sisteminin (a) Patterson et al. (2018) çalışmasında elde edilen V bandında ışık değişimi (b) Pavlenko et al. (2010) çalışmasında elde edilen R bandında ışık değişimi (c) Kitsionas et al. (2005) çalışmasında elde edilen 2002 ve 2003 yıllarında R band gözlemlerinin birleştirilmiş ışık eğrisidir. 34-35

4.5 WZ Sge süper patlamalarının kıyaslamasıdır. 2001 verileri Ishioka et al. (2002) çalışmasından alınmıştır, 1978 verileri AAVSO gözlemleridir. 1913 verileri Mayall (1946) çalışmasından alınmıştır, 1946 gözlemleri de Mayall (1946) ve AAVSO verileridir (Kato, 2015). 37

ŞEKİLLER DİZİNİ (devam)

Şekil Sayfa

4.6 O-C diyagramı, O-C değişimi A'dan C'ye üç kademede incelenmektedir. Veriler SU UMa yıldızının 2000 süper patlamasını içerir. Üst panel: süper hump maksimumunun O-C diyagramıdır. Üç farklı kademe (A-uzun süper hump dönemli evrim kademesi, B-orta kademe ve C-kısa döneme geçişten sonraki kademedir) ve B kademesi ile C kademesi arasında kırılma dönemi konumu gösterilmiştir. Süper hump genliği A kademesinde artmıştır. Alt panel: ışık eğrisidir (Kato and Osaki, 2013). 39

4.7 Erken süper humpın ortalama profilleri. OT J012059 ve EZ Lyn sisteminde sıfır evre tutulmaya karşılık gelir. Diğer cisimlerde 0.6 evre civarında güçlü hump konumlandığı için sıfır evre olarak seçilir. Çoklu patlama kaydedilen sistemlerde, ilgili cisimlerden sonra yıl eklenmiştir (Kato, 2015).....41

4.8 Erken süper hump evresinde WZ Sge sisteminin disk SPH simülasyonu (a) iki kollu spiral yapı (b) evre analizi yapılmış pseudo ışık eğrisi (Kunze and Speith, 2005).....43

4.9 Süper hump maksimumu zamanında diskteki viskoz dağılımı, bileşen yıldız görüntüde sol kısımdadır. Geç süper humpın sıcak leke bölgesi kaynağının simülasyonudur (Kunze, 2004).....45

4.10 WZ Sge türü cüce novalarda geç süper hump dönemine karşılık gelen disk yarıçapları. Lobe sınırı yörünge düzleminde minimum Roche lobe yarıçapıyla belirlenmiştir. Üç WZ Sge türü sisteminin disk yarıçapları çekim sınırına yakın konumlanmıştır (Kato et al., 2008).....45

4.11 AL Com sisteminin 2013 yılındaki süper patlamasıdır, tür A yeniden parlama gösterir, veriler süper patlama başlangıcının 0.019 gününden süper patlamanın 1 gün sonrasına kadardır (Kato, 2015).....46

ŞEKİLLER DİZİNİ (devam)

Şekil Sayfa

4.12 WZ Sge sisteminin 2001 yılındaki süper patlamasıdır, tür A/B yeniden parlaması olarak sınıflandırılmıştır, veriler süper patlama başlangıcının 0.019 gününden süper patlamanın 1 gün sonrasına kadardır (Kato, 2015). 47

4.13 EZ Lyn sisteminin 2010 yılındaki süper patlamasıdır, tür B yeniden parlaması, veriler süper patlama başlangıcının 0.019 gününden, BJD 2455509 öncesi, süper patlamanın 1 gün sonrasına kadardır (Kato, 2015). 47

4.14 FL Psc sisteminin 2004 yılındaki süper patlaması, tür C yeniden parlaması, veriler süper patlamanın başlangıcının 0.019 gününden itibarendir (Kato, 2015). 48

4.15 GW Lib sisteminin 2007 yılındaki süper patlamasıdır, tür D yeniden parlaması, veriler süper patlama başlangıcının 0.019 gününden itibarendir (Kato, 2015). 48

4.16 OT J184228 siteminin 2011 yılındaki süper patlamasıdır, tür E yeniden parlaması sergiler, veriler süper patlama başlangıcının 0.019 gününden itibarendir (Kato, 2015). 49

4.17 Σ_A ve Σ_B kritik değeri ile r uzaklığının fonksiyonu olarak yüzey yoğunluğu evrimidir. Üst panel: standart cüce nova patlama çevrimidir. Üst eğri soğuk duruma geçiş olduğunda patlamadaki azalmadır, alt eğri patlama sona erdiğinde disk soğuk duruma geçer, bileşen yıldızdan kütle transfer miktarı $10^{15.7}$ g/s'dir. Alt Panel: disk soğuk duruma geçmeden önce içe doğru yayılan soğuk dalganın Σ_B değerine ulaşması durumunda patlamadaki azalma ve soğuk dalganın yansımasıdır. Kütle transfer oranı $10^{15.9}$ g/s'dir (Meyer and Meyer-Hofmeister, 2015). 50

ŞEKİLLER DİZİNİ (devam)

Şekil Sayfa

4.18 Denge eğrisinin şematik gösterimi. Eğrideki küçük kararsız kısım kırmızı renk ile belirtilmiştir, kısa sürekliliğe ve küçük genlikli limit çevrim davranışına neden olur (Meyer and Meyer-Hofmeister, 2015) 53

4.19 WZ Sge türü cüce novalar için süper hump dönem değişimine karşı yörünge dönemi çizilmiştir. Semboller patlama türünü belirtir: tür A içi dolu daireler, tür B içi dolu kareler, tür C içi dolu üçgenler, tür D açık daireler ve tür E içi dolu yıldızlardır. Sağ kenarda hesaplanmış kütle oranları gösterilmektedir. Evrim diyagramı olarak temsil edilmiştir (Kato, 2015).....55

4.20 Kataklismik değişen türlerinin şematik dağılımıdır. Kütle oranı ve kütle transfer miktarına karşı yörünge dönemini göstermektedir (Zharikov and Tovmassian, 2015) 60

4.21 WZ Sge sisteminin TUG T60 teleskobunda V bandından elde edilen ışık değişimi 61

4.22 WZ Sge sisteminin uzun dönemli ışık değişimi TUG T60 verileri mavi renk, AAVSO (American Association of Variable Star Observers) verileri kırmızı renk ile gösterilmiştir. 62

4.23 WZ Sge sisteminin TUG T100 teleskobunda a) 13-15 Ekim 2018 gecelerinde elde edilen V (kırmızı) ve R (lacivert) bantlarındaki ışık değişimi, b) 13-15 Ekim 2018 gecelerinde elde edilen V ve R bantlarındaki ışık değişiminin evre uzayında değişimi, c) 24 Haziran 2019 gecesi elde edilen V (kırmızı) ve R (lacivert) bantlarındaki ışık değişimi, d) 24 Haziran 2019 gecesi elde edilen V ve R bantlarındaki ışık değişiminin evre uzayında değişimi 63

SİMGELER VE KISALTMALAR DİZİNİ

Simgeler	Açıklama
α	Viskozite parametresi
$\dot{M}$	Bileşen yıldızdan transfer edilen kütle miktarı
$M_{\odot}$	Bir Güneş kütlesi değeri
j	Açısal momentum kaybı (değişimi)
J	Açısal momentum
P_{orb}	Yörünge dönemi
P_{dot}	Dönem değişimi
$\epsilon_{-/+}$	Negatif/pozitif süperhump eksikliği/fazlalığı
P_{sh}	Süperhump dönemi
P_{prec}	Presesyon dönemi
ω	Açısal frekans

Kısaltmalar	Açıklama
CVs	Cataclysmic Variables-Kataklismik Değişenler
TÜBİTAK	Türkiye Bilimsel ve Teknolojik Araştırma Kurumu
AAVSO	The American Association of Variable Star Observer

1. GİRİŞ

Yakın çift yıldızlar, bileşenleri evrimleşirken kütle transferinin gerçekleştiği yakın yıldız sistemleri olarak tanımlanmaktadır (Paczynski, 1971). Kuiper (1941), yakın çift yıldız sistemlerinin dinamik evriminde Roche Geometrisi'nin önemine dikkat çeken ilk araştırmacıdır. Kopal (1955) yakın çift yıldız sistemlerini her iki bileşeni Roche lobe'undan daha küçükse **ayrık**, bileşenlerinden biri Roche lobe'unu doldurursa **yarı ayrık**, her iki bileşeni de Roche lobe'unu doldurmuşsa **değen** sistemler olmak üzere üç gruba ayırmıştır.

Kataklismik değişen yıldızlar (CV) genellikle geri tayf türü bir yıldız ve bileşeninden kütle alan beyaz cüceden oluşan etkileşen yarı ayrık çift yıldız sistemleridir (Warner, 1995). Standart modele göre kataklismik değişenler evrimleştikçe bileşen yıldızın kütlesi, manyetik frenleme aniden kesilmediği sürece, sürekli azalır ve dolayısıyla çift yıldızın yörünge dönemi azalır. Bileşen yıldızın kütlesi $0.1M_{\odot}$'e ve daha küçük kütle değerlerine ulaştığında bileşen yıldızın ısısal zaman ölçeği önemli miktarda uzar ve yörünge dönemi artar (Kalomeni et al., 2016).

Kataklismik değişenler, kütle toplayan beyaz cüce (WD), beyaz cüce etrafındaki toplanma diskinin davranışına göre ya da kimyasal kompozisyon veya kütle alan beyaz cüce üzerine kütle transfer miktarına göre sınıflandırılabilir. Buna göre kataklismik değişenler, **cüce novalar** (U Gem, Z Cam, SU UMa), **polarlar** (DQ Her, AM Her yıldızları), **süper yumuşak X-ışın kaynakları** (SXS), **nova benzeri değişenler**, **tekrarlayan novalar**, **klasik novalar**, **SW Sextantis yıldızları** ve aşırı sıkışık **AM CVn** çiftleri olmak üzere farklı özelliklerine göre incelenmektedir (Kalomeni et al., 2016). Bu tez çalışması kapsamında çalışılan WZ Sge türü kataklismik değişenler cüce novaların bir alt sınıfıdır. Cüce novalar, patlama sırasında genellikle 2^m-5^m kadar parlaklık artışı gösteren, birden fazla

patlama gözlenen, diskli kataklismik değişenlerin bir sınıfıdır (Warner, 1995). Cüce nova patlama teorisi en iyi disk kararsızlık modeli ile anlaşılmıştır. Toplanma diski, sıcak iyonize durum (patlamaya karşılık gelir) ve soğuk iyonize olmayan durum (sakin evreye karşılık gelir) arasında ısısal salınıma maruz kalır. Patlama esnasındaki kütle transfer miktarı sakin evreden 1000 kat daha fazladır. Patlamalar için, disk kararsızlığı (disk viskozitesindeki ani artışın toplanmayı tetiklemesi), kütle transferi kararsızlığı (bileşenden kütle aktarımında düzensiz patlamalar) ve nükleer yanma kararsızlığı (beyaz cüce üzerinde kararsız Hidrojen yakma) olmak üzere üç teori önerilmiştir (Patterson et al., 1981). WZ Sge türü yıldızlarda çok düşük viskozitenin nedeni, bileşenin soğuk yozlaşmış yıldız olması nedeniyle manyetik alanın yokluğu gösterilmektedir (Osaki, Meyer and Meyer-Hofmeister, 2001).

Cüce nova türü olan WZ Sge sistemi, 77^{o}'lik yörünge açısı ile 81 dakikalık kısa yörünge dönemine ve düşük kütleli bileşen yıldıza ($M_2 < 0.11M_\odot$) sahip bir çift yıldız sistemidir (Han et al., 2017). WZ Sge sisteminin cüce nova olarak sınıflandırıldığına ilişkin gözlemsel kanıtlar arasında, yaklaşık 32.5 yıl süren uzun patlama çevrimi ve ışık değişiminde 30 gün süren parlaklık düşüşlerindeki kızıllaşma olmaması gösterilmektedir (Patterson et al., 1981). Evrimleşmemiş geri tür yıldızdan transfer edilen kütle, Lagrange noktası boyunca kesikli bir şekilde transfer olur ve beyaz cüce etrafında toplanma diski oluşturur, bu da optik kalın disk soğurma çizgilerinin gözlenmesine neden olur. Transfer edilen kütlenin toplanma diskine çarptığı noktada **parlak leke** oluşur. Tayfta toplanma diskine ilişkin sadece Hidrojen çizgileri saptandığı için, Chandrasekhar ve Schönberg limitine göre bileşen yıldızın çekirdeğinin sahip olabileceği maksimum kütle sınırının $0.2\text{-}0.3M_\odot$ aralığında olması gerektiği önerilmektedir (Robinson et al., 1978).

Warner (1995), WZ Sge türü cüce novaları, SU UMa türü cüce novaların alt sınıfı olarak tanımlamıştır ancak takip eden çalışmalarda WZ Sge türü sistemlerin SU UMa türü cüce novalardan farklı davranışlar sergilediği tespit edilmiştir. Işık eğrisindeki tümsekler **hump** olarak adlandırılır (Patterson et al., 1981), sakin evrede ve patlama süresince farklı tür periyodik humplar gözlemlenmiştir (Osaki and Meyer, 2002). SU UMa türü cüce novalar **kısa, normal patlama** ve **süper patlama** (uzun süreli, parlak patlama (Kato et al., 2008)) göstermesiyle bilinir, **süper hump**lar süper patlama sürecinde oluşur (Kato, 2015) ve hump dönemi SU UMa türü yıldızlar için yörünge döneminden %8 daha büyük olması nedeniyle süper hump olarak adlandırılmıştır (Patterson et al., 1981). Sakin evrede en iyi bilinen yörüngesel humplar, çiftin yörünge dönemiyle aynıdır (Osaki and Meyer, 2002). Erken hump, bazen tekrarlamalı yeniden parlama, pozitif dönem değişimine yakın süper hump ve ışık eğrisinde uzun-sürekli sönme kuyruğunun varlığı gibi özellikler sergilemesi nedeniyle WZ Sge türü sistemler, SU UMa türü sistemlerden farklılık sergilemektedir (Kato et al., 2008). Erken hump, çok düşük kütle oranına sahip çift sistemin toplanma diskinde çekimsel **2:1 rezonans**ın sonucudur. WZ Sge türü cüce novalarda erken hump, patlamanın ilk 10 gününde gözlemlenmiştir, erken hump dönemi çift sistemin yörünge dönemine çok yakın bir değere sahiptir ve sonraki patlama evrelerinde sıradan süper humplar görünür (Osaki and Meyer, 2002). Erken süper hump yüksek yörünge eğimine sahip sistemlerde gözlenir. Tutulma gösteren bütün sistemler yüksek genlikli erken süper humpa sahiptir. WZ Sge sisteminde, patlama evresinin belirli bir döneminde tutulma gözlenir. WZ Sge sistemlerinde yörünge eğim açısı 75^{o}'den daha büyük olanlar örten sistem olarak gözlemlenmiştir. Sakin evrede daha fazla tutulma göstermeleri beklenir (Kato, 2015).

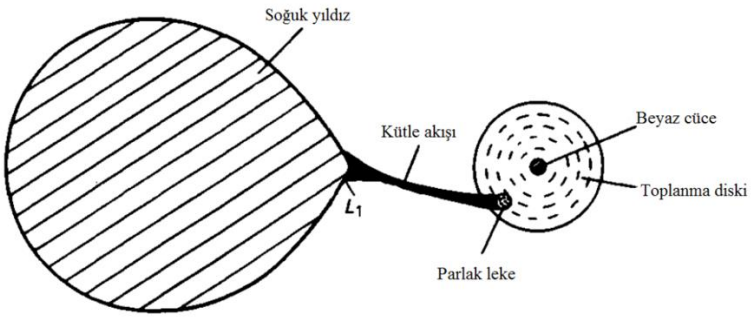
WZ Sge türü sistemler süper patlamadan sonra **yeniden parlama** gösterir, İlerleyen bölümlerde ayrıntıları tartışılacak olan yeniden parlamaları Imada et al. (2006) dört kategoride sınıflandırmıştır. Kato et al. (2014) çalışmasından sonra

sınıflamaya yeni bir patlama türü dâhil etmiştir. Bu tür sistemlerde gerçekleşen kararsızlıklardan bir tanesi de toplanma diskinin dolanma dönemi, bileşenin dolanma döneminin üçte biri olduğu durumda gerçekleşen kararsızlıktır. Meyer and Meyer-Hofmeister (2015), 3:1 rezonansı madde depolamasında kaynak olarak göstermiş ve dış bölgeden sürekli kütle akışının gerekliliğini önermiştir. Isısal dengenin "S" biçimli eğrisinde orta durumun sonucu olarak mini-yeniden parlamayı açıklar.

Süper hump döneminin sistematik olarak değiştiği bilinmektedir. SU UMa türü cüce novalarda dönem değişimi için süper hump üç kademeye ayrılarak sınıflandırılmıştır. Süper humpın başlangıç kademesi ile WZ Sge tür cisimlerin kütle oranı hesaplamaları Kato and Osaki (2013) tarafından incelenmiştir. WZ Sge türü cisimlerde kütle oranı ve süper hump değişim dönemleri arasındaki ilişki kullanılarak evrim yolları hesaplanabilir. Kato and Osaki (2013), hesaplamaları WZ Sge türü cüce novalarda (WZ Sge'nin kendisi de dâhil olmak üzere) bileşen, düşük anakol ve kahverengi cüce arasında kütle oranı ile sınırlandırılmıştır. WZ Sge türü sistemlerin 0.054-0.056 gün yörünge dönemi ve 0.06-0.08 kütle oranı civarında konumlandığı önerilmektedir. Diğer bir deyişle, WZ Sge türü sistemlerin minimum dönem civarında konumlandığı öngörülmektedir. Kataklismik değişen yıldızların evrim zamanı Hubble zamanından önemli miktarda daha kısadır. Bu nedenle birçok kataklismik değişen yıldızın minimum dönemi geçmiş olması gerekir. Minimum yörünge dönemine doğru evrimleşen sistemler için en iyi belirteç sistemin süper patlama göstermesidir (Kato, 2015).

2. KATAKLİSMİK DEĞİŞEN YILDIZLAR

Bölüm 1'de kataklismik değişen yıldızlar ve alt sınıfları kısaca tanıtılıp, bu tezde çalışılan WZ Sge türü sistemlerin genel özellikleri özetlenmiştir. Bu bölümde kataklismik değişen yıldızlara ilişkin detaylı bilgi, literatürde yer alan gözlemsel ve kuramsal çalışmaların kısa bir derlemesi sunulacaktır. Kataklismik değişen yıldızlar, genellikle geri tayf türü kütle veren bir yıldız ve madde toplayan beyaz cüceden oluşan kısa dönemli yarı-ayrık çift yıldız sistemleridir. Bu sistemlere ilişkin şematik görünüm Şekil 2.1'de verilmektedir. Kataklismik değişenler, farklı fiziksel süreçlerin çalışılıp anlaşılmasında ve kısa yörünge dönemlerine sahip olmaları nedeniyle yıldız evrimi çalışmalarında önemli çift yıldız sistemleridir.

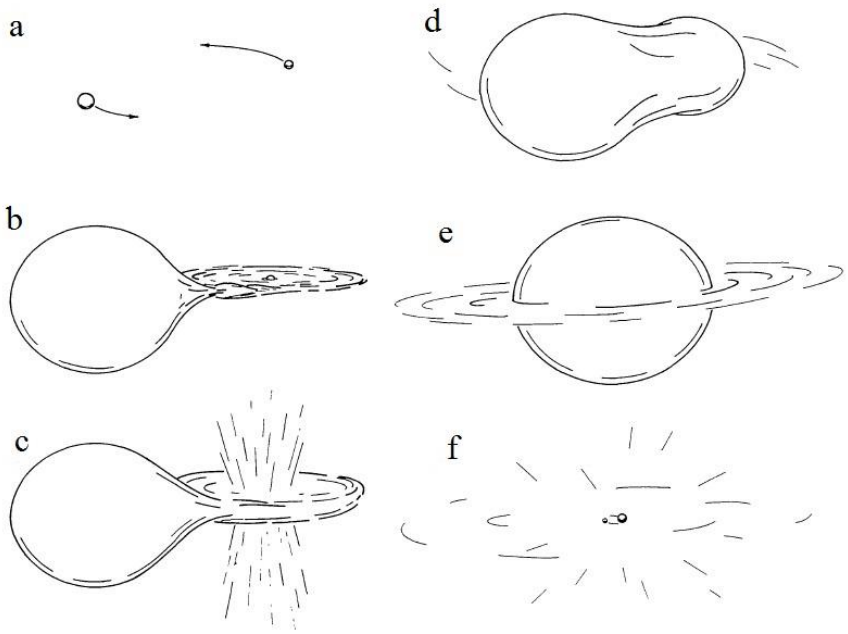


Şekil 2.1 Bir kataklismik çift sistemin şematik görünümü (Warner, 1995).

Kataklismik değişen yıldızlar ve düşük kütleli X-ışın çiftleri üzerine ayrıntılı bir çalışma Patterson (1984) tarafından ele alınmıştır. Kataklismik değişen sistemlerde bileşenin sıfır yaş anakol yıldızı (**Z**ero **A**ge **M**ain Sequence **S**tar-ZAMS) olduğu önerilmektedir. Yörünge dönemi 9 saatten küçük olan bütün sistemlerde bileşen yıldızın ZAMS yıldızları ile çok benzer olduğu, yörünge dönemi 9 saatten büyük yıldızların az da olsa evrimleştiği tartışılmıştır. Kütle transfer miktarının ($\dot{M}$) bilinmesi, gözlemsel özelliklerinin ve evrimlerinin çalışmasında önemli bir parametredir.

Kataklismik değişen yıldızlarda bileşen yıldız ya düşük kütleli anakol yıldızı ya da yozlaşmış cüce olmalıdır. Her iki durumda da bileşenin nükleer evrimi önemsizdir, bu nedenle bileşen yıldızın genişlemesi yerine Roche lobe'u büzülerek, Roche lobe'unu doldurabilir. Roche lobe'unun büzülmesi için ise sistem açısal momentum kaybetmelidir. Açısal momentum kaybına neden olan mekanizmalar şu şekilde sıralanabilir; a) çekimsel ışıma, b) manyetik rüzgârlar, c) dış Lagrangian noktası boyunca kütle akışı, d) boşaltım diskleri ve e) ortak zarf. Bu mekanizmalardan c, d, e ile belirtilenler kısa dönemli kataklismik değişenler için geçerli görünmemektedir. En uygun mekanizmalar manyetik rüzgârlar ve çekimsel ışımadır. Manyetik rüzgârların etkin olabilmesi, bileşen yıldızın dış konvektif katman özelliklerine bağlıdır (Paczynski, 1981).

Szkody and Gaensicke (2012), kataklismik değişenlerin atasının iki anakol yıldızından oluşan ayrık çift sistem olduğunu önermiştir. Daha büyük kütleli yıldız dev aşamasına geçerek sistemi saran ortak zarf oluşturur. İki yıldızın yörünge ayrıklığı azalır ve yörünge dönemi günlerden saatlere düşer, kütle transferi olmaksızın bir anakol yıldızı ve bir beyaz cüceden oluşan sistem durumuna evrimleşir, devamında bileşenden frenleme rüzgârı yoluyla momentum kaybeder ve bileşen Roche lobe'unu doldurana kadar yörünge dönemi azalır bu esnada beyaz cüceye kütle transferi gerçekleşir. Sistem bu aşamada artık bir kataklismik değişen yıldızdır (Szkody and Gaensicke, 2012). Beyaz cüce üzerine kütle transferi gerçekleşene kadar olan senaryo Şekil 2.2'de gösterilmektedir.



Şekil 2.2 Yakın bir çift sistemin kataklismik öncesi evrim senaryosudur. a) Uzun dönemli ilkel bir çift yıldız, b) kütle transferi aşaması, c) evrimleşmemiş bileşen üzerine süper kritik toplanma aşaması, d) ortak zarf içine gömülen bileşen yıldızlar, e) ekvatoral kuşakta açısal momentum ve f) ortak zarftan kısa dönemli olarak beliren kataklismik öncesi beyaz cüce-kırmızı cüce çiftine dönüşümün gösterimi (Webbink and Politano, 1993).

Iben (1991) çalışmasında, çift sistemin başlangıç durumundan son evrim aşamasına kadar nasıl evrimleştiğini açıklayan bir senaryo önermiştir. Kataklismik değişen yıldız için önerilen bu senaryoda, çekimsel torkun bileşenin yörünge frekansında dönmesini sağlayacak kadar yörünge ayrıklığı küçük olmalıdır. Bu durumda açısal momentum kaybı, bileşen yıldızın merkezinde Hidrojen varken Roche lobe'unu doldurmasına neden olur. Kataklismik evriminin son aşamasında kütle veren yıldızın gezegene benzer cisme dönüşerek beyaz cüce tarafından yakalandığı önerilmektedir (Iben, 1991).

Yakın çift sistemlerde yörünge dönem değişimi gözlemlerinden açısal momentum değişimi, j, hesaplanabilir. Düşük kütleli bileşenden büyük kütleli bileşene korunumlu kütle transferi dönem artışına neden olur. Dönem azalmasına

neden olan mekanizma açısal momentum kaybıdır. Tutulma gösteren sistemlerde $v_{rot} = 130\ km/s$ hızla dönen anakol yıldızları için j(M) ilişkisi K- ve M- tayf türünden yıldızlar için kullanışlı değildir bu nedenle j(M, v) olarak düzeltilmiştir (Patterson, 1984);

$$j = 10^{37} \left(v / 130 kms^{-1} \right)^{3.7} \left(M / M_{\odot} \right)^{4.0} erg \qquad (2.1)$$

Klasik kataklismik değişen sistemlerde bileşen yıldızın çekirdeği önemli miktarda evrimleşmeden önce kütle transferi başlar. Bileşen yıldız, kütle toplayan beyaz cüceye kütle aktararak evrimleşir. Bileşen yıldızdan **R**oche **L**obe **O**verflow (RLO) kütle kaybı, manyetik frenleme nedeniyle açısal momentum kaybı, çekimsel ışıma ve sistemden kütle kaybı gerçekleşir (Kalomeni et al., 2016).

Kataklismik değişenlerde düşük toplanma miktarına neden olan bazı tedirginlikler söz konusudur. Bu tedirginlikler, kütle kaybı etkisi, ZAMS'tan ayrılma, ısısal denge kaybı ve yıldız rüzgârlarının kesilmesidir. Kütle kaybı, açısal momentum kaybına neden olur ve belirli bir oranda sistemin ayrıklığının azalmasına yol açar. Bu durumda bileşen anakolda ise bileşenden kütle kaybı söz konusudur. Bileşenden kaybedilen kütlenin tamamı yoğun cisim üzerine düşmez. Bu nedenle kaybedilen kütle, toplanan kütle miktarından fazladır. Sistemden kütle kaybı için önerilen senaryolar, kendi kendine frenlenmiş yıldız rüzgârlarında kütle kaybı, klasik nova patlamaları ve yoğun cisim üzerinde yüksek hızlı rüzgârlar ya da diskin dış kısmında fırlatmadır. Bu mekanizmaların her biri oldukça önemlidir, yavaş evrime ve düşük toplanma oranına neden olur ve kaybolan kütlenin j/M oranı için evrimi geciktirmesi veya ivmelendirmesiyle beklenen toplanma oranı azalır. Bir diğer tedirginlik etkisi ise bileşen yıldızın ısısal denge kaybıdır, açısal momentum kaybı sebebiyle Roche lobe'u büzülür bu da yüksek oranda kütle kaybına yol açar. Kataklismik değişenlerdeki ZAMS bileşenlerin ısısal denge kaybı

sınırında olduğu öngörülür, ısısal dengeden çıktığı esnada hızlı bir şekilde kütle kaybeder ve yarıçapı, ZAMS yarıçapına göre artar. Geri tür yıldızlarda dinamo manyetik aktivite için teorik kanıttır, dış konvektif katman ile radyatif çekirdek arasında bulunur, bileşen yıldız radyatif çekirdeğini kaybettiği zaman yıldız rüzgârları ile frenleme durur ve sistem dönem boşluğunda evrimine devam eder (Patterson, 1984).

Kütle-yarıçap ilişkisi uzun yörünge dönemine ve yüksek kütle transfer miktarına sahip sistemlerde gözlemlerle uyumlu iken kısa yörünge dönemine sahip sistemlerde bu ilişki az anlaşılabilmiştir (Patterson, 2001). Klasik kataklismik değişenlerde beyaz cüce kütlesi bileşen yıldızın kütlesinden daha büyüktür, evrimi tipik kütle transfer oranı ile manyetik frenleme tarafından sürdürüldüğü varsayılır. Manyetik frenlemenin kesildiği ya da önemli miktarda azaldığı durumda bileşen yıldız tamamen konvektiftir ve ısısal dengede değildir. Bu durumda kütle transferi sona erer. Kataklismik değişenlerde dönem aralığı 2-3 saat civarında bulunan dönem boşluğu olarak da adlandırılan durum için uygun bir açıklamadır (Rappaport, Verbunt and Joss, 1983; Kalomeni et al., 2016). Süper hump gösteren tüm kataklismik değişenler dönem boşluğu civarında yer alırlar. Düşük kütleli bileşen yıldızların konvektif olması ve hızlı dönmesi nedeniyle manyetik rüzgârlar önemlidir. Manyetik aktiviteye sahip tek yıldızlar geri-tür yıldızlar olsa da manyetik aktivitenin gözlemsel belirteci olan flare ve koronal X-ışın salmaları en soğuk yıldızlar olarak bilinen kahverengi cücelerde de gözlenir. Çekimsel olarak bağlı olan sistemlerde bileşen yıldızlar çok hızlı dönmeye (~130 km/s) eğilimlidir bu durumda manyetik rüzgâr konveksiyon ve dönmeye bağlıdır (Patterson, 2001).

Dönem boşluğuna ilişkin ilk çalışmalar arasında yer alan Webbink hipotezine göre (Webbink, 1979), yörünge dönemindeki çatallaşma CV evriminde, kütle alan yıldızın kırmızı dev evresi esnasında oluşmuştur (Patterson, 1984). Başlangıç yörünge dönemi 2 yıldan küçük ise kütle alan yıldız kırmızı dev koluna ilk

yükseldiği (Case B) aşamada Roche lobe'una ulaşarak zarfını kaybeder, böylece beyaz cüceye evrimleşir. Yörünge döneminin uzun olması durumunda, Roche lobe'unu dolduramaz, Helyum flaş geçirir ve yatay kol üzerinde evrimine devam eder. Yıldız en sonunda kırmızı dev koluna tırmanır (Case C) ve yörünge dönemi 2-100 yıl aralığında ise Roche lobe'una erişir (Paczynski, 1971). Yatay kol yaşam süresi kısadır, çekirdek ışıtması çok yüksektir, evrimin bu aşamasında yozlaşmış çekirdek kütlesi önemli miktarda artar. Böylece sistem Case B kütle transferine geçerek düşük kütleli Helyum beyaz cücesine $\left(\leq 0.45 M_{\odot}\right)$ sahip olur, Case C ağırlıklı olarak yüksek kütleli CO beyaz cücelerinde $\left(\geq 0.55 M_{\odot}\right)$ etkindir. Bu durumda, dönem boşluğunun her iki tarafında beyaz cüce kütlesi sistematik olarak farklıdır. Bir diğer alternatif ise tamamen konveksiyonun başlangıcıdır, bileşenin ZAMS yıldızı olduğu varsayımında yörünge dönemi 3 saat olan sistemlerde bileşen yıldızın kütlesi $0.3 M_{\odot}$'dir. Konvektif zarf kütlesi artan bir şekilde daha geri tayf türüne doğru derinleşir ve son olarak Hidrojen yakan çekirdeğe erişir. Nükleer yanma bölgesi aniden zarf ile karışır, çekirdek içine yeni He^3 sağlanması yıldız yarıçapının artmasına ve dinamik kütle transferine yol açar. Sistemin dönem boşluğu boyunca çok hızlı evrimleşmesine ve gözlenme olasılığının düşük olmasına neden olur. Bu yaklaşımda bazı problemler bulunmaktadır. D'Antona ve Mazzitelli modeli, başlangıç koşullarına bağlı olarak büyük davranış farklılığı sergiler. Model, bileşen yıldızdan kütle kaybı miktarını sabit varsayar, kütle kaybı çok anlaşılabilmiş değildir (Patterson, 1984). Diğer bir çalışmada Robinson et al. (1981) dönem boşluğunu, çok az ya da hiç kütle transferinin olmadığı durumda sönümlenen aktivite olarak yorumlamıştır. Bu açıklama için, çok düşük kütle transferi miktarına ulaşan sistemin, dönem boşluğunun yakınında gözlenmesi bir kanıttır.

Uzun dönemli sistemlerde evrim manyetik frenleme ile sürdürülür, bileşen yıldızın ısısal dengede olmaması ~3-6 saat yörünge dönemine denk gelir. Açısal

momentum kaybı oranı ile dönem boşluğu için farklı öneriler ortaya koyulmuştur. Bunlardan biri Paczynski (1981) çalışmasında, sabit j varsayımıdır ve $P_{min} = 1.45 m_1^{0.23} (j / j_{GR})^{0,34}$ saat ile verilen dönemde sistemin yörünge döneminin uzayacağını göstermiştir. Örneğin $j / j_{GR} = 10$ durumunda $P_{min} = 3.2 \text{saat}$ tir, sistem uzun döneme doğru evrimleşir. İkincisi j'nin düzenli azalmasıdır, manyetik frenleme modellerinin tamamında, $M_2 \leq 0.6 M_{\odot}$ için, j güçlü bir şekilde M_2'ye bağlıdır, j bileşen kütlesi ile düzgün bir şekilde azalır. Dönem boşluğunun oluşması için, $P \sim 3$ saat sistemlerde j'nin bileşen yıldız kütlesi ile azalması gerekir. Bileşen yıldızın ısısal dengeden ayrılmasının doğal bir sonucudur ve ~M4'den daha geri tayf türü yıldızlar için manyetik rüzgâr kesilir.

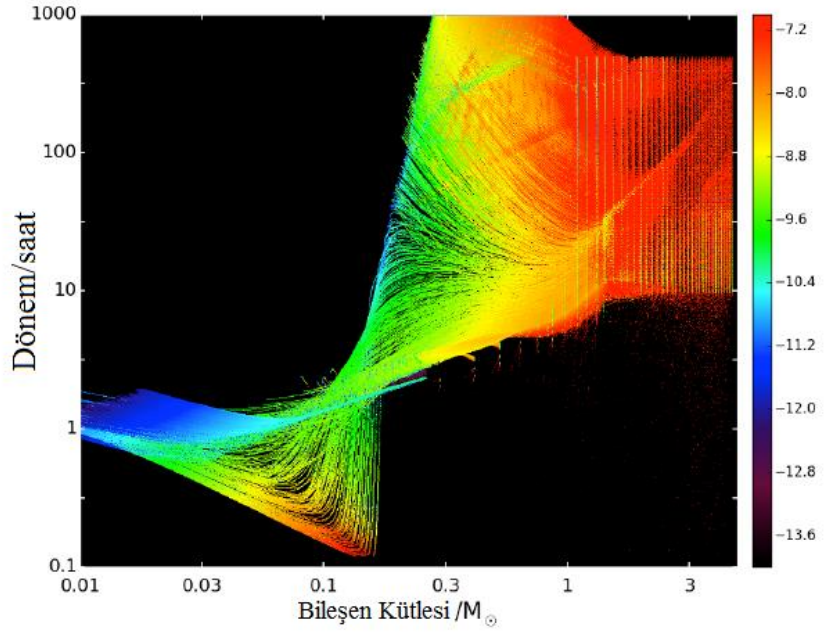
Çekimsel ışıma ile sürdürülen sistemler için boşluğu geçme zamanı (Patterson, 1984);

$$\Delta_t \approx 10^7 \text{yıl} \frac{m^{1/3}}{m_1 m_2} \left[(P_i / \text{saat})^{8/3} - (P_f / \text{saat})^{8/3} \right] \qquad (2.2)$$

burada P_i ve P_f sırasıyla başlangıç ve son yörünge dönemidir. Δ_t Galaksi yaşıyla kıyaslanınca oldukça kısadır, bu nedenle birçok uzun dönemli sistemin boşluğu geçerek, düşük kütle toplanma oranına sahip kısa dönemli sistem olması beklenir.

Bütün bu çalışmalar ışığında, ısısal denge dışında olan bileşen yıldızdan frenleme rüzgârının hızla tükenmesi sonucunda dönem boşluğu anlaşılabilmiştir. $2.0 - 2.7$ saat aralığında dönem boşluğu olması beklenir, bileşen yıldızın tamamen konvektif olması için gerekli kütle $M_2 \sim 0.2 - 0.3 M_{\odot}$, yıldız rüzgârlarının kesilmesi için gerekli kütle ile uyumludur (Patterson, 1984). Kataklismik

değişenlerdeki dönem boşluğunu bozulmuş manyetik frenleme senaryosu ile açıklayan kanıtlar Kalomeni et al. (2016) çalışmasında sunulmuştur.



Şekil 2.3 Yörünge dönemine karşı bileşen yıldız kütlesinin değişimi gösterilmektedir. Her sistemde kütle toplayan yıldız beyaz cücedir. Renklendirme, her bir piksel için, hesaplanmış evrim zamanının logaritmik değeridir (Kalomeni et al., 2016).

Şekil 2.3'de kırmızı bölge, CV yolu boyunca çok düşük bileşen yıldız kütlesine doğrudur, çok yavaş evrimleşir. Kısa yörünge dönemine doğru, yörünge evrimini çekimsel ışıma gerçekleştirir.

Çekimsel ışıma yolu ile Roche Lobe'u içine geri getirilen yörüngeden sonra kütle transferi tekrar başlar. Bu sırada evrim büyük miktarda çekimsel ışıma ile sürdürülür, yozlaşma başladığında bileşen yıldız kütle kaybı nedeniyle hızla temas etmez ve yörünge genişlemeye başlar. Bir Hubble zamanı sonra bileşen yıldız kütlesi ≈20 Jüpiter kütlesi olan tipik kahverengi cüceye dönüşür.

Kataklismik değişen yıldızların evriminde Kalomeni et al., (2016) çalışmasında kütle veren yıldızın merkezi Helyum miktarının bir fonksiyonu olarak minimum yörünge dönemi ilişkisine bakılmıştır. Güneş bolluğu durumunda minimum yörünge dönemi ~70 dakika hesaplanmıştır. Şekil 2.4'de de görüleceği gibi merkezi Helyum miktarı 1'e yaklaştıkça yörünge dönemi 10 dakika gibi küçük değerlere azalır (Kalomeni et al., 2016).

Soğuk elektron yozlaşmalı yıldızlar için, ilgili kütle aralığında yarıçapı kütleye bağlıdır (Nelson and Rappaport, 2003),

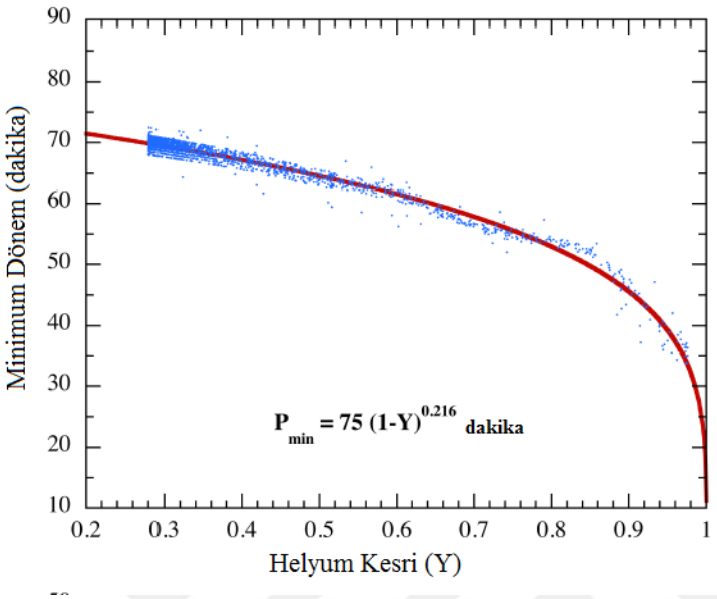
$$R_{don} \propto (1+\mathrm{X})^{5/3} M_{don}^{-1/3} . \tag{2.3}$$

Roche lobe'unu doldurmuş bileşen yıldıza sahip çift sistemin yörünge dönemi yaklaşık olarak $R_{don}^{3/2} M_{don}^{-1/2}$ ile orantılıdır, böylece minimum yörünge dönemi (Kalomeni et al., 2016);

$$P_{orb,min} \propto (1+\mathrm{X})^{5/2} M_{don}^{-1/2} . \tag{2.4}$$

Kataklismik değişen yıldızlar, birinci bölümde de bahsedildiği gibi cüce novalar (U Gem, Z Cam, SU UMa), polarlar (DQ Her, AM Her yıldızları), süper yumuşak X-ışın kaynakları (SXS), nova benzeri değişenler, tekrarlayan novalar, klasik novalar, SW Sextantis yıldızları ve ultra kompakt AM CVn çiftleri olmak üzere farklı özelliklerine göre incelenmektedir (Kalomeni et al., 2016). Beyaz cücenin manyetik alan yeğinliği nedeniyle manyetik kataklismik değişenler intermediate polarlar (IP) ve polarlar olarak sınıflandırılmıştır (Kalomeni, 2012). Polarlar kütle toplayan beyaz cüce ve geç tür aktif yıldız içerir, kısa dönemli etkileşen çift sistemlerdir. Manyetik alan nedeniyle beyaz cüce etrafında toplanma diski yoktur ve bileşeni senkronizedir. DQ Her sistemlerinde (IP) polarlardaki gibi

güçlü manyetik alan yoktur bu nedenle bozulmuş toplanma diski oluşumu vardır ve asenkronize dönme söz konusudur (Kalomeni, 2012).



Şekil 2.4 Kataklismik değişenler için minimum yörünge dönemine karşı bileşen yıldızın çekirdeğindeki Helyum oranıdır (Kalomeni et al., 2016).

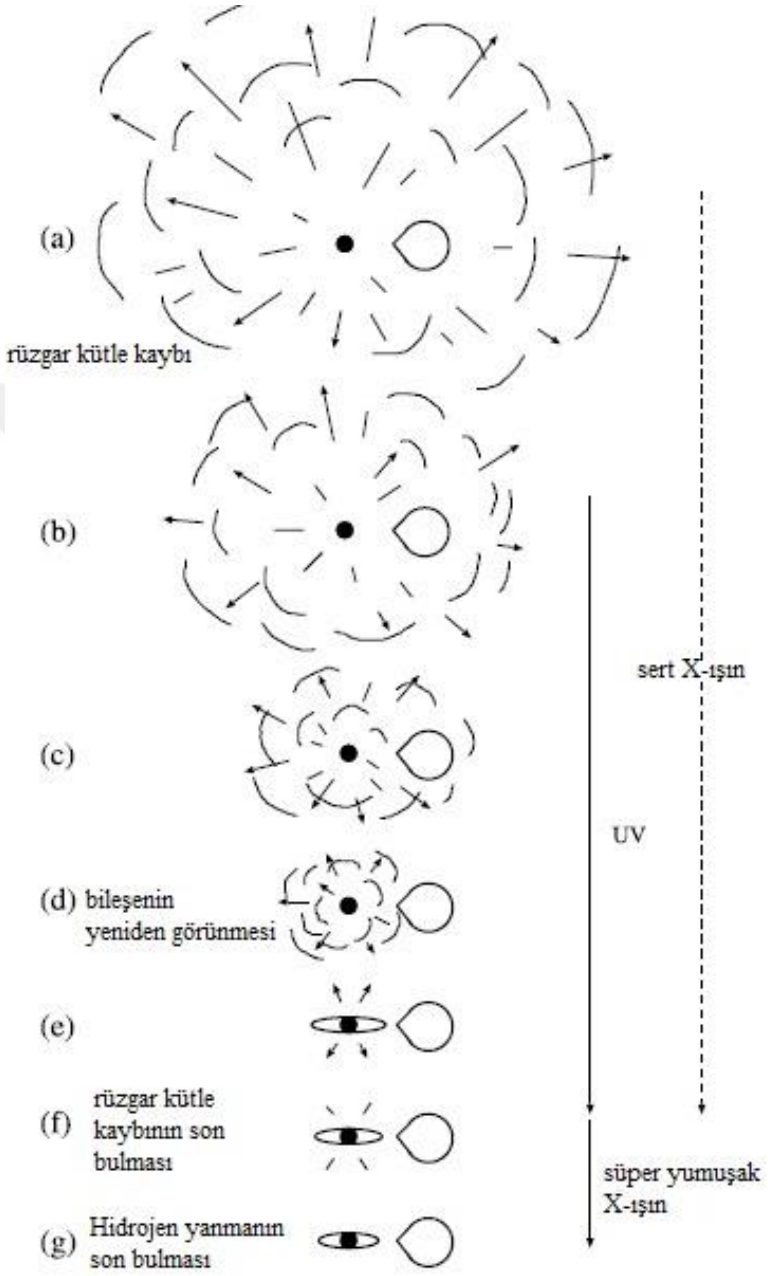
3. MANYETİK OLMAYAN KATAKLİSMİK DEĞİŞENLER

Bu bölümde manyetik olmayan kataklismik değişen sistemlerin genel özelliklerine kısaca değinilecektir. Manyetik olmayan kataklismik değişen yıldızlar, **nova benzeri** sistemler, **cüce novalar**, **klasik novalar** ve **tekrarlayan novalar**dır. Klasik novalarda, gözlenmiş bir patlama vardır, beyaz cüce yüzeyinde toplanan Hidrojence zengin maddenin kaçak termonükleer yanması sonucunda patlama gerçekleşir. Tekrarlayan novalar, daha önce bilinen klasik nova patlamasının tekrarlanmasıdır, cüce novalar ile tayfsal olarak farklıdır, tekrarlayan novalarda (klasik novalarda olduğu gibi) kabuk yüksek hızlarda atılır. Nova benzeri değişenler, genellikle patlama gözlemlenmemiş kataklismik değişenleri içerir. Cüce novalar, 2-5 kadir genlikli patlamaya sahiptir, bazı cisimlerde (WZ Sge) parlaklık değişimi 8^{m} kadar yükselir, ışık eğrisi morfolojisine göre kendi içinde sınıflandırılmıştır (Warner, 1995).

3.1 Klasik ve Tekrarlayan Novalar

Düşük kütleli soğuk bileşenden beyaz cüce yüzeyine kararlı kütle transferi gerçekleşen yakın çift sistemlerde nova patlaması oluşur (Munari, 2012). Kütlede zamanla gerçekleşen kararlı artış ve elektron yozlaşma koşulunda toplanmış zarf, kritik değere kadar toplanmaya devam eder. Beyaz cücenin, Hidrojence zengin zarf kütlesi kritik değere ulaştığı zaman, zarfın en altındaki Hidrojen ateşlenerek Hidrojen kabuk flaşa neden olur ve nova gerçekleşir. Beyaz cüce zarfının fotosferik yarıçapı dev boyutuna genişler ve nova tayfı, optik maksimum yakınında F-süper devinin tayfına benzer. Optik maksimumdan sonra, yıldız rüzgârları ile kütle kaybı nedeniyle, zarf kütlesi azalarak fotosfer daha derin katmanlara doğru geriler. Yıldız rüzgârları ile kütle kaybı kademeli olarak azalır ve nova süper yumuşak X-ışın evresine girmeden önce optik kalın rüzgâr son bulur. Hidrojen kabuk yanması

tükendiği zaman nova patlaması sona erer (Hachisu and Kato, 2014). Klasik nova patlamasının evrim yolu Şekil 3.1'de gösterilmektedir.



Şekil 3.1 Nova patlaması evriminin şematik gösterimi (Hachisu and Kato, 2006).

Patlama, maksimum parlaklığa hızlı yükselme ile karakterize edilir. 8-16 kadir arasında büyük genliğe sahiptir, kütle yüksek hızlarda fırlatılmıştır (100-1000 km/s). Novaların en belirgin özelliği bir patlama gözlemlenmiş olmasıdır fakat birkaç sistem (U Sco, RS Oph ve T CrB) birden daha fazla patlama geçirmiş, tekrarlayan nova olarak sınıflandırılmıştır (Munari, 2012).

Novaların optik ışık eğrisi zaman ölçeği ve biçim olarak geniş değişime sahiptir (Hachisu and Kato, 2014). Beyaz cüce kütlesi, zarfın kimyasal komposizyonu ya da optik ve kızılötede gözlemlenmiş dalgaboyu bantlarına bakmaksızın teorik nova ışık eğrisi evrensel azalma yasasına $F_\lambda \propto t^{(-\alpha)}$ sahiptir, yani λ dalgaboyundaki akı, patlama zamanının kuvveti ile orantılı bozulur (Hachisu and Kato, 2006).

3.2 Nova Benzeri Değişenler

Nova benzeri değişenler, nova ya da cüce nova türü patlama gözlemlenmemiş kataklismik değişen yıldızlar olarak tanımlanmıştır. Nova benzeri (NL) sistemler ve diğer kataklismik değişenler arasındaki en önemli farklılıktan biri kütle toplanma oranıdır. Patlamada cüce nova ve nova benzeri sistemlerin her ikisinde de kütle toplanma oranı benzerdir ve sakin evrede cüce novalardan çok daha yüksek toplanma oranı gösterir. Nova benzeri sistemlerde kütle toplanması disk boyunca sabittir, diskte yarıçap ile kütle toplanma oranı artar. Bu artış uzun dönemli manyetik olmayan nova benzeri sistemler için düşüktür, fakat dönem aralığı 3-4 saat olan sistemlerde önemlidir.

Yüksek eğim açısına sahip nova benzeri sistemlerin ışık eğrisi, yörünge zaman ölçeğinde tutulma ve parlak leke nedeniyle yörüngeye bağlı **hump** değişimleri gösterir. Cüce novanın patlama ışık eğrisinde benzer yörüngesel değişim vardır. Manyetik olmayan nova benzeri sistemlerin tutulma ışık eğrisi,

biçim ve derinlik olarak, çevrimden çevrime değişim gösterir (bkz. PX And; Thorstensen et al., 1991). Disk genellikle simetriktir, merkezinde sınırlardan daha parlaktır ve parlak leke sistemden sisteme farklılık gösterir. Nova benzeri sistemler cüce novaların sakin evrede ve patlama evresindeki optik tayfında, salma çizgisinden soğurma çizgi tayfına uzanan değişim aynıdır. Patlamada düşük eğimli cüce novalar, düşük eğimli nova benzeri sistemler gibi güçlü soğurma çizgileri gösterir, yüksek eğim açısına sahip cüce novalar, yüksek eğim açısına sahip nova benzeri sistemler gibi güçlü salma çizgileri gösterir (Dhillon, 1996).

3.3 Cüce Novalar

Cüce novalar 2-6 kadir genliğe sahip tekrarlayan patlamalar gösteren değişen yıldızlardır. Patlama süresi birkaç-20 gün ve tekrarlama zamanları 20-300 gündür (Osaki, 1996). Farklı sistemler, zaman ölçekleriyle tanımlanır. Cüce novalar ışık eğrisi morfolojisine göre üç alt sınıfa ayrılmıştır (Warner, 1995). Bunlar; 1) **U Gem** türü (ya da SS Cyg türü), 2) **Z Cam** türü ve 3) **SU UMa** türüdür. SU UMa türü kataklismik değişenler, birkaç gün süren kısa normal patlama ve yaklaşık 2 hafta süren uzun süper patlama olarak iki farklı patlama gösterir. **WZ Sge** yıldızları nadir ve yaklaşık 6-8 kadir büyük genlikli patlama sergilerler. WZ Sge yıldızları, SU UMa türü cüce novaların uç sınıfı olarak düşünülmüştür (Osaki, 1996). SU UMa yıldızlarının bir diğer uç türü de **RZ LMi** yıldızları veya **ER UMa** yıldızları olarak sınıflandırılan çok kısa süper patlama çevrimi sergileyen sistemlerdir (Osaki, 1996).

Cüce nova patlaması, beyaz cüce üzerinde artan toplanma miktarı nedeniyle toplanma diskinin aniden parlamasıdır. Beyaz cüce üzerine kesikli bir şekilde madde toplanmasının açıklanması için 1970'li yıllarda iki model önerilmiştir:

1) **Kütle transfer patlama modeli** (Bath, 1973): Toplanma diskinde enerjinin serbest kalması nedeniyle cüce nova patlaması olduğu önerilmiştir. Bu

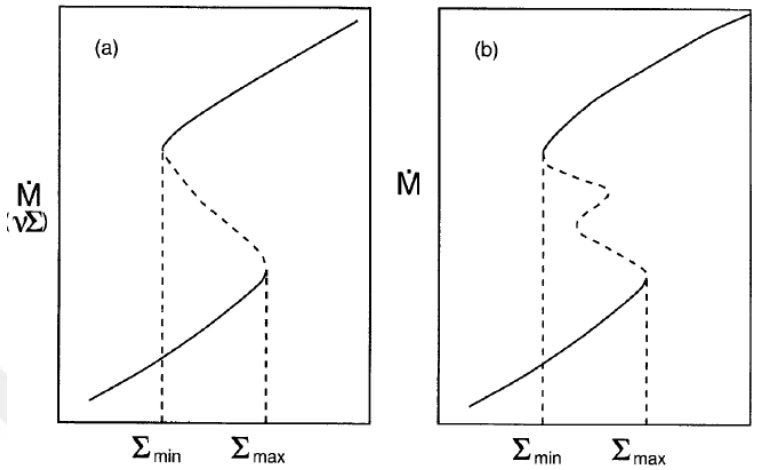
modelde bileşen yıldızdan kütle transfer miktarı kararsızdır ve dolayısıyla beyaz cüce üzerinde kütle toplanma miktarı değişir.

2) **Disk kararsızlık modeli** (Osaki, 1974): Disk içindeki kararsızlık nedeniyle beyaz cüce üzerine kesikli kütle transferi sonucu cüce nova patlaması oluşmasıdır. Bu modelde bileşen yıldızdan kütle transfer miktarı her zaman sabit varsayılır fakat bileşenden transfer edilmiş kütle sakin evrede merkezi beyaz cüce üzerine toplanmamıştır, diskin dış kısmında saklanmıştır. Böylece saklanmış kütle kritik miktara ulaşırsa disk içinde bazı tür kararsızlıklar başlar ve kütlenin önemli bir miktarı aniden beyaz cüce üzerine toplanması cüce nova patlaması olarak açıklanır. Cüce nova patlaması için disk kararsızlık modeli olarak adlandırılan ilk öneridir (Osaki, 1996).

Cüce nova sistemlerinde disk geometrik olarak ince ve eksensel simetrik varsayılmaktadır. Zamana bağlı küresel disk yapısının temel denklemleri, kütlenin korunumu, açısal momentumun korunumu ve enerji denklemleri temelinde çözümlemeler yapılmaktadır. Yüzey yoğunluğunun zamana göre evrimi çekim torku tarafından taşınan açısal momentumu ve bileşen yıldızdan diske aktarılan kütleyi kapsar.

Tamamen sınırlı çevrimsel kararsızlık Meyer and Meyer-Hofmeister (1981) tarafından önerilmiştir. Konvektif taşınan enerji hesaplamalarında toplanma diskinin düşey yapısını çözümlemişlerdir. “S” biçimli ısısal denge eğrisi olarak bilinen ısısal sınır çevrim kararsızlığı ile cüce nova patlaması açıklanmaktadır (Osaki, 1996). Isısal limit çevriminin temeli, “S” biçimli ısısal denge eğrisine dayanır. “S” biçimli ısısal denge eğrisi Şekil 3.2’de gösterilmektedir. Σ_{min} kritik yüzey yoğunluğu altında kalır, sıcak yüksek viskozite çözümü yoktur, Σ_{max} soğuk, düşük viskozite çözümü yoktur. Isısal limit çevrim kararsızlığı sabit viskozite parametresi (α) altında bölgesel olarak çalışır, sıcak ve soğuk durum için farklı α

değeri seçilmesi gerekir, soğuk durumdaki viskozite parametresi daha belirsizdir (Osaki, 1996).



Şekil 3.2 Isısal sınır çevrim kararsızlığının şematik gösterimi a) "S" biçimli ısısal denge eğrisi ve b) daha karmaşık ısısal denge eğrisi (Osaki, 1996).

Cüce nova sistemlerinde dönem rezonansı olarak bilinen kararsızlık mevcuttur. Bu, akışkan madde ile çift hareketi arasında 3:1 rezonansdır. Çekimsel olarak sürülen basık kararsızlık için 3:1 rezonansı önemlidir. Çekimsel kesme yarıçapına uzanan 3:1 rezonans bölgesi için çift sistemin kütle oranı üst limiti $q \simeq 0.25$'dir. Çekimsel kararsızlık oluşumu için herhangi bir alt kütle oranı limitinin olup olmadığı bilinmemektedir (Osaki, 1996). Cüce novalar kararsızlık yarıçaplarına göre; çekimsel kesme yarıçapı 3:1 rezonans yarıçapından küçükse yüksek kütle oranına ($q=M_1/M_2$) sahip sistemler (U Gem türü cüce novalara karşılık gelir), çekimsel kesme yarıçapı 3:1 rezonans yarıçapından büyükse orta kütle oranına sahip sistemler (SU UMa türü cüce novalara karşılık gelir, çekimsel kesme yarıçapı 2:1 rezonanstan daha küçüktür), 2:1 rezonans yarıçapı, çekimsel kesme yarıçapı ve 3:1 rezonans yarıçapı arasındaysa düşük kütle oranına sahip sistemler

(WZ Sge türü cüce novalara karşılık gelir) olarak sınıflandırılmaktadır (Osaki and Meyer, 2002).

Smak (1984) disk kararsızlık modelinde iki tür patlama önermiştir. **Tür A** patlamasında ateşleme diskin dış kısmında oluşur ve ısı dıştan içe doğru yayılır, dıştan içe patlama olarak adlandırılır. **Tür B** patlamasında ateşleme diskin iç kısmında oluşur ve ısı içten dışa doğru yayılır, içten dışa patlama olarak adlandırılır. Bileşen yıldızdan kütle transfer miktarı patlama oluşum türünü belirler: kütle transfer miktarı yüksek (düşük) ise dıştan içe (içten dışa) patlama oluşur. Sakin evre esnasında diskin dış kenarında kütle birikmesiyle açıklanmıştır; kütle transfer miktarı yüksek ise bu durumda ilk olarak dış kenarda kritik yüzey yoğunluğuna ulaşır. Diğer yandan, kütle transfer miktarı düşük ise soğuk diskte viskoz dağılımı disk içinde kütlenin yeniden dağılımında önemli olur.

Manyetik olmayan kataklismik değişenlerin farklı patlama davranışlarını açıklamak için bu sistemlerde toplanma diskini karakterize eden iki parametre, sistemin yörünge dönemi ve bileşen yıldızdan kütle transfer miktarıdır. Verilen bir yörünge dönemi için (verilen disk yarıçapı için) bileşen yıldızdan kütle transfer miktarı toplanma diskinin ısısal kararlılık doğasını belirler. Yüksek kütle transfer miktarı sıcak kararlı diske işaret eder; nova benzeri sistemlere karşılık gelir. Kütle transfer miktarı kritik değerin altındaysa ısısal olarak kararsız diske karşılık gelir, cüce nova patlaması gerçekleşir (Osaki, 1996).

Kritik kütle transfer miktarı disk kararsızlık modelinde (Smak 1983)

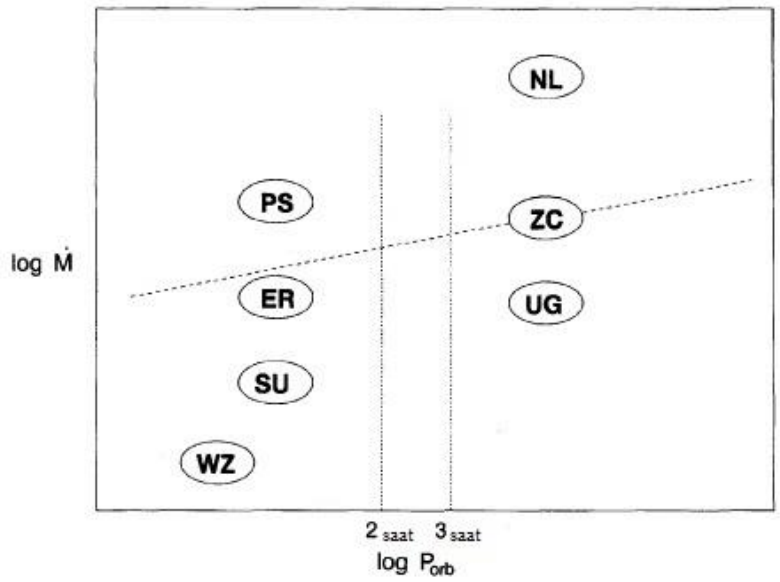
$$\dot{M}_{crit} = (8\pi/3)\sigma T_{eff,crit}^{4} R_d^3 / GM_1 \qquad (3.1)$$

σ, Stefan- Boltzmann sabiti ve G gravitasyonel sabit, R_d disk yarıçapı ve $T_{eff,crit}$ sıcak durum olmadığında toplanma diskinin kritik etkin sıcaklığıdır. Smak (1983)

çalışmasında $\log T_{eff,crit} = 3.9 - 0.1 \log R_{d,10}$, $R_{d,10} = R_d / 10^{10} cm$ (R_d=0.35A, A çift ayrıklığı olmak üzere) kullanılarak ve $M_1+M_2=1M_\Theta$ varsayılarak $\dot{M}_{crit} \simeq 2.7 \times 10^{17} g s^{-1}$ bulunmuştur (Osaki, 1996).

Kataklismik değişen yıldızların, yörünge dönemi bileşen yıldızın kütlesiyle yakın ilişkilidir, bileşen yıldız düşük kütleli anakol yıldızına yakın olduğu sürece, uzun (kısa) yörünge dönemi yüksek (düşük) bileşen kütlesini belirtir. Çekimsel olarak kararlı sistemler dönem boşluğunun üzerindedir, çekimsel olarak kararsız sistemler dönem boşluğunun altındadır. Şekil 3.3 temel olarak toplanma diskinde iki kararsızlık davranışının farklı kombinasyonları ile 4 bölgeye ayrıldığını göstermektedir. Bu dört bölgeye göre manyetik olmayan kataklismik değişenlerde patlama davranışının farklı türleri bulunmuştur. Nova benzeri sistemler Şekil 3.3'de sıcak diske sahip kararlı kütle toplayan sistemlerdir. Bu yıldızlar ısısal ve çekimsel olarak kararlıdır. Sıradan U Gem türü cüce novalar düzensiz cüce nova patlaması sergilerler. Bu yıldızlar diyagramda sağ alt bölgede konumlanmıştır, toplanma diski ısısal olarak kararsız fakat çekimsel olarak kararlıdır. Z Cam yıldızları bazen duraklama gösterirler. Isısal olarak kararlı nova benzeri yıldızlar ile ısısal olarak kararsız U Gem yıldızları arasında sınır durumunda konumlanmışlardır.

Sürekli süper hump gösteren sistemler nova benzeri yıldızlardır, sıcak ısısal olarak kararlı diske sahip olduğu düşünülür fakat sürekli süper hump sergilerler. Bu yıldızlar diyagramda sol üst bölgede konumlanmıştır. Isısal olarak kararlı fakat çekimsel olarak kararsızdır. SU UMa yıldızları süper patlama ve süper hump sergiler. Bu yıldızlar hem ısısal olarak hem de çekimsel olarak kararsızdır.



Şekil 3.3 P_{orb}-$\dot{M}$ diyagramı manyetik olmayan kataklismik değişenlerin farklı patlama davranışlarını göstermektedir. Paralel çizgiler arasında kalan bölge dönem boşluğunu gösterir. Kesikli çizgi ısısal olarak kararlı ve kararsız disk arasındaki sınırı gösterir. Şekildeki kısaltmalar, NL: nova benzeri yıldızlar, ZC: Z Cam yıldızlar, UG: U Gem yıldızlar, PS: kalıcı süper hump sistemleri, ER: ER UMa yıldızlar, SU: SU UMa yıldızlar ve WZ: WZ Sge yıldızlardır (Osaki, 1996).

SU UMa yıldızları için disk kararsızlık modeli ısısal-çekimsel kararsızlık olarak adlandırılmıştır. SU UMa yıldızları süper patlamadan önce birkaç kez kısa normal patlama gösterir. Art arda iki süper patlama arasındaki çevrim süper çevrim olarak adlandırılır. Süper çevrimin erken evresinde disk yoğundur ve ısısal kararsızlık düzensiz toplanma bölümü üretir, bu gözlemlenmiş normal patlamadır, fakat her normal patlamada toplanmış kütle diskten açısal momentumun çekimsel taşınımı yetersizliği nedeniyle sakin evrede transfer edilmiş olandan daha azdır. Patlama oluşması için, disk yarıçapı 3:1 rezonans için kritik yarıçapı aşana kadar genişler; son normal patlama çekimsel kararsızlığı tetikler ve presesyon yapan basık disk oluşturur (süper hump olarak gözlemlenmiştir). Basık disk nedeniyle çekim

torku artırılmıştır (süper patlama üretir). Süper patlama sona erdikten sonra disk başlangıç yoğun durumuna geri döner.

Cüce novaların küçük bir grubu olan ER UMa yıldızları ya da RZ LMi yıldızları tekrarlama zamanı 20-45 gün süren çok kısa süper çevrimli sistemlerdir. SU UMa yıldızlarının uç türlerinden biridir. SU UMa yıldızlarının bir diğer uç türü WZ Sge yıldızlarıdır. Bu sistemlerin SU UMa olarak düşünülmesinin bir diğer nedeni de çok düşük kütle transfer miktarıdır (Osaki, 1996). Çok uzun tekrarlama zamanı (30 yıl) olan WZ Sge sistemi için azalan kütle transfer miktarı ile süper patlama açıklaması yetersiz olup ayrıca soğuk durumda azalan viskozite parametresi de gereklidir. 0.03 viskozite parametresi değeri için 30 yıl kadar uzun süren viskoz sürüklenme zamanı elde edilmemiştir ancak çok düşük viskozite değeri 0.001 seçilirse 30 yıl tekrarlama süresi elde etmek mümkün olabilir. WZ Sge sisteminde neden bu kadar düşük viskozite değeri olduğu bilinmemektedir (Osaki, 1996).

Z Cam sistemleri duraklama olarak adlandırılan olayla karakterize edilmektedir. Tekrarlayan patlama çevrimi, patlama maksimumu ve minimumu arasında orta seviye ile sabit parlaklık evresi tarafından kesilmiştir. Duraklama sürekliliği farklı yıldızlarda farklılık gösterir. Süreklilik aralığı birkaç haftadan birkaç yıla zaman ölçeğindedir. Z Cam sistemleri U Gem ile kıyaslandığında daha az kararsız yıldızlar olarak bilinmektedir ve diskten merkezi beyaz cüceye daha az ya da daha fazla toplanma olması nedeniyle duraklama gerçekleşir. Çekimsel dalga ışınımı tarafından kaybedilen açısal momentum temelinde standart kataklismik değişen sistemlerin evriminden beklenenden çok daha yüksek kütle transfer miktarına sahip sistemlerdir. Süper patlama ve süper humpla karakterize edilmiştir. Ancak 20-45 gün süren çok kısa süper çevrimleri vardır. Süper çevrim uzunluğu kütle transfer miktarıyla ters orantılıdır sıradan SU UMa yıldızlarından çok daha yüksek kütle transfer miktarını destekler (Osaki, 1996).

4. GÖZLEMLER

4.1 PX And

PX Andromedae sistemi **Palomar Green Survey**'de keşfedilmiş, hayli uyarılmış salma çizgileri gösteren bir sistemdir. Bazı çalışmalarda bu sistemdeki düşük uyarılmış çizginin SW Sex yıldızına benzer 0.5 evre soğurmasının rol oynadığı önerilmektedir (Still, Dhillon and Jones, 1995). Tayfsal gözlemler PX And sisteminin 0.146 gün yörünge dönemine sahip örten kataklismik değişen olduğunu göstermektedir. Birçok nova benzeri cisim disk merkezi ile uyuşmayan tek pikli salma profili gösterir (Han et al., 2018). Süper hump dönemi ~0.142 gün ve geri disk presesyon dönemi 4.43666 gündür. Kataklismik değişen yıldızların alt sınıfı olan SW Sextantis olarak bilinen karmaşık davranışlar sergileyen sistemlerin bir üyesidir (Thomas et al., 2010). Still et al. (1995) tek pikli salma çizgisinin toplanma diski (soğurma) ile uyumsuz olduğunu önermiştir. Stanishev et al. (2002) fotometrik çalışmalarla, tutulma dışında ışık eğrisinde güçlü flickering (kısa dönemli parlaklık değişimi) ve tutulmada değişen biçim ve derinlik tespit etmişlerdir.

Bu sistemlerde 0.5 evrede gözlenen soğurma diske toplanma akışını ve tutulma esnasında salma çizgilerinin davranışını açıklayabilir. SW Sex türü yıldızların intermediate polarlara (manyetik alan şiddeti nedeniyle bozulmuş disk yapılı sistemler) benzer manyetik kataklismik değişen yıldızlar olduğu önerilmektedir. Daha sonra alternatif olarak, salma çizgilerinin toplanma diskindeki rüzgârdan kaynaklandığı ve salma çizgilerinin kaynağının disk merkezi olduğu ancak rüzgâr tarafından saçıldığı öngörülmüştür. Modellerin hiçbiri bütün cisimlerin gözlemlenmiş özelliğini başarılı bir şekilde açıklamamıştır. Tutulma sırasında salma çizgisi davranışını açıklamak için iki olası model vardır:

i. **Rüzgâr nedeniyle salma modeli**: Yüksek hızlı toplanma diski rüzgârlarının varlığı birçok düşük eğim açısına sahip nova benzeri sistemde ve cüce novalarda patlama esnasında çeşitli yöntemlerle doğrulanmıştır. PX And durumunda eğer çizgiler merkezi beyaz cüceye yakın bölgeden kaynaklanıyorsa ve görece düşük yörünge eğimine sahip ise He II çizgilerinde tutulma gözlemlenmemesi rüzgâr modeli ile uyumlu olur. He II, 1.0 evrede tamamen nasıl soğurulduğunu anlamak zordur, bu nedenle bu davranışın rüzgâr kaynaklı olmadığı düşünülmektedir.

ii. **Manyetik toplanma modeli:** PX And sistemi ve benzer iki sistem SW Sex ve V1315 Aql için ölçülmüş çift yıldız parametreleri ile manyetik model gösterilmiştir. Toplanma diskinin iç kenarında toplanan madde Alfvén yarıçapına ulaştığı zaman nokta kaynağın manyetik basıncı, iki kutuplu manyetik alanın kuvvet çizgilerini takip eden akışı bozar. Tutulma esnasında manyetik alan çizgilerini takip eden madde akışının görünür olmasıyla salma çizgilerini açıklamaya çalışan modeldir. Bu model diske sahip SW Sex ve V1315 Aql sistemlerine uygulandığında disk yapısının oluşmamasıyla sonuçlanmıştır. PX And sistemi için salma çizgisi dağılımını açıklamamıştır.

Disk rüzgârı ve manyetik toplanma modeli, bazı gözlemlenmiş özellikleri açıklayabilir (Still, Dhillon and Jones, 1995).

Hellier and Robinson (1994) çalışmasında PX And sisteminin salma çizgi profilinin beklenmeyen davranışları gösterilmiştir. Daha parlak diske sahip olduğu önerilmiştir. Bu nedenle SW Sex yıldızlarının karakteristik soğurma özelliği oluşmaktadır. Akıntı etkileşimi ve diskten gelen salma bazı evrelerde tek pikli çizgi profili oluşturur. Alternatif olarak böyle profiller disk rüzgârı nedeniyle gerçekleşen ilave salma bileşeni gerektirebilir (Hellier and Robinson, 1994).

Kataklismik değişen yıldızların bazı türlerinde negatif süper hump gözlemlenmektedir yani dönemdeki modülasyon çift sistemin yörünge döneminden

yüzde birkaç değerinde daha kısadır. Negatif süper hump kaynağının en iç disk halkasından ek ışık olduğu düşünülmektedir, bu ilave ışık bileşen yıldızın yörüngesinden akan gaz miktarıyla değişkenlik gösterir. Negatif süper hump oluşması için gerekli olan minimum eğilme açısı 4^{o}'dir. Eğilmiş disk ters yönde presesyon yapar ve bileşen yıldız yörünge döneminden biraz daha kısa bir zamanda yörünge üzerinde düğüm çizgileriyle karşılaşır, bu sistemler negatif süper hump gösterir. Negatif süper hump eksikliği ε-, süper hump fazlalığı ilişkisine benzer olarak tanımlanmıştır. Eğilmiş disk süper hump döneminden başka gözlemsel sonuçlara da sahiptir (Thomas et al., 2010).

Stanishev et al. (2002) çalışmasında, PX And sisteminde tutulma derinliği ve negatif süper hump arasındaki olası ilişki incelenmiştir. Tutulma dışında ortalama PX And parlaklığı büyük değişim gösterir. PX And sistemi 0.1415 gün dönemli negatif süper hump ve 4-5 gün dönemli çevrim gösterir. Tutulmalar presesyon çevriminin minimumunda en derindir. Negatif süper humpın kaynağı hâlâ açık bir sorudur. En uygun model eğilmiş toplanma diskinin ters presesyonudur. Bir kez eğilmiş geri yönde presesyon yapmaya başlayan toplanma diski, P_{prec} eylemsiz koordinat sistemlerinde ve çift ile birlikte dönen sistemlerdeki zaman olmak üzere iki ilave zaman verir. Sırasıyla birincisi tipik olarak birkaç gündür diğeri yörünge döneminden biraz daha kısadır (Stanishev et al., 2002).

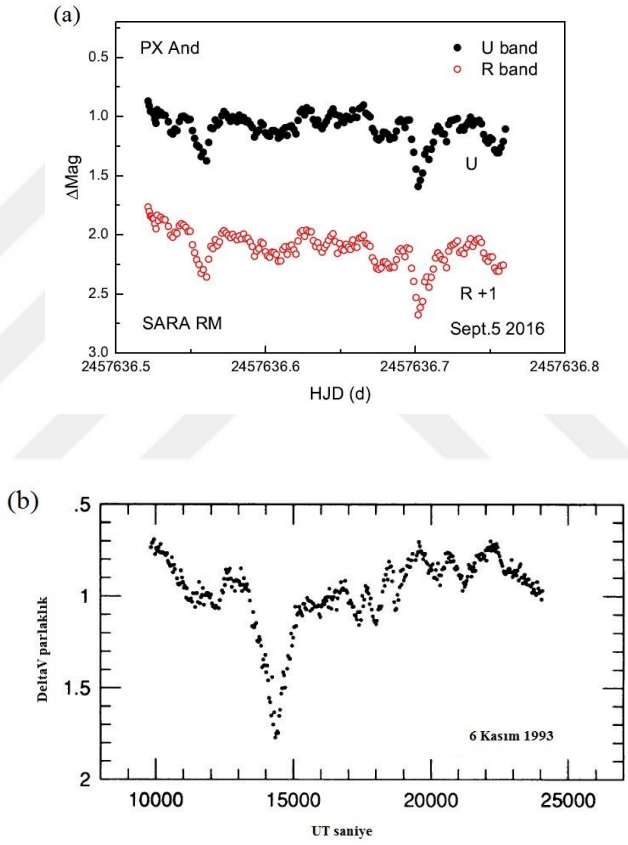
Presesyon yapan eğilmiş toplanma diskine sahip sistemlerde, Roche lobe'undan taşan akıntıdaki gaz miktarı ile negatif süper hump dönemi değişecektir. Leke yeğinliği, Roche lobe'undan taşan akıntının diske yeniden çarptığı yerde oluşmuştur, negatif süper hump ışık kaynağı olabilir. Disk, yörünge düzlemi dışında presesyon yapıyorsa sıcak leke presesyon çevrimi süresince farklı konumlarda olacaktır. Disk, yörünge düzlemi dışında olduğu zaman, düzlem içinde olduğu zamandan daha fazla beyaz cüceye yakın olur. Böylece çekimsel enerji miktarı,

presesyon evresi ile değişen sıcak lekedeki ışıma leke yeğinliğine kısmen katkı sağlayacaktır (Boffin et al., 2003).

Tutulma derinliğinin sığ olması diskin tamamının tutulmadığını belirtir, ışık kaynağı önemli miktarda sabit ise tam tutulma gerçekleşir. Tutulma derinliği farklı presesyon evresinde tutulmaya ve sistemden salınmış toplam ışığın farklı kısımlarına göre değişir. En derin tutulma, gözlemlendiği gibi presesyon çevriminin minimumunda beklenir. Sabit ışık kaynağı tutulmalıdır, bu kaynağın konumu beyaz cüceye yakındır. Beyaz cücenin toplam sistem ışığına önemli bir katkısı yoktur. Diskin iç sıcak kısmı en uygun aday olarak gösterilmektedir. Diskin iç kısmındaki salmanın neden sabit olduğu ise açık değildir. Bunun için olası açıklama iç kısmının eğilmemiş ya da dış kısmından daha az eğilmiş olduğudur. Bir diğer sabit ışık kaynağı ise disk ve beyaz cüce yüzeyi arasındaki sınır katmandan gerçekleşen salmadır. Sınır katman sıcaklığı optik dalga boyunda beklendiği gibi yüksek salma göstermemiştir. Presesyon çevrimi ile değişen tutulma derinliği olasılığı da vardır. Bazı flickering pikleri tutulma sırasında oluşursa (PX And toplanma diskinin tamamen tutulmaması nedeniyle) gözlemlenmiş tutulma derinliği azalacaktır. Süper hump ışık kaynağı disk yüzeyi üzerinde eş dağılmamış olduğunda ve toplanma diski tamamen tutulmadığında süper hump ışık kaynağı için i) tamamen örtülmüş ve ii) hiç örtülmemiş olmak üzere iki uç olasılık vardır. Süper hump ışık kaynağı tamamen örtülmüşse, en derin tutulma, süper hump maksimumu ile tutulma kesiştiği zaman gözlemlenir. Süper hump ışık kaynağı hiç örtülmemişse tutulma derinliği süper hump minimumu ile tutulma kesiştiğinde en derin olur (Stanishev et al., 2002).

Diskin iç kısmındaki salmanın diskin dış kısmının eğilmiş iç kısmının eğilmemiş olması nedeniyle sabit olduğu varsayımında, Boffin et al. (2003) basit eğilme olayından ziyade diskin deforme olmasıyla açıklamaktadır. Genellikle diskin deforme olması kataklismik değişenlerin özelliği değildir. Kataklismik

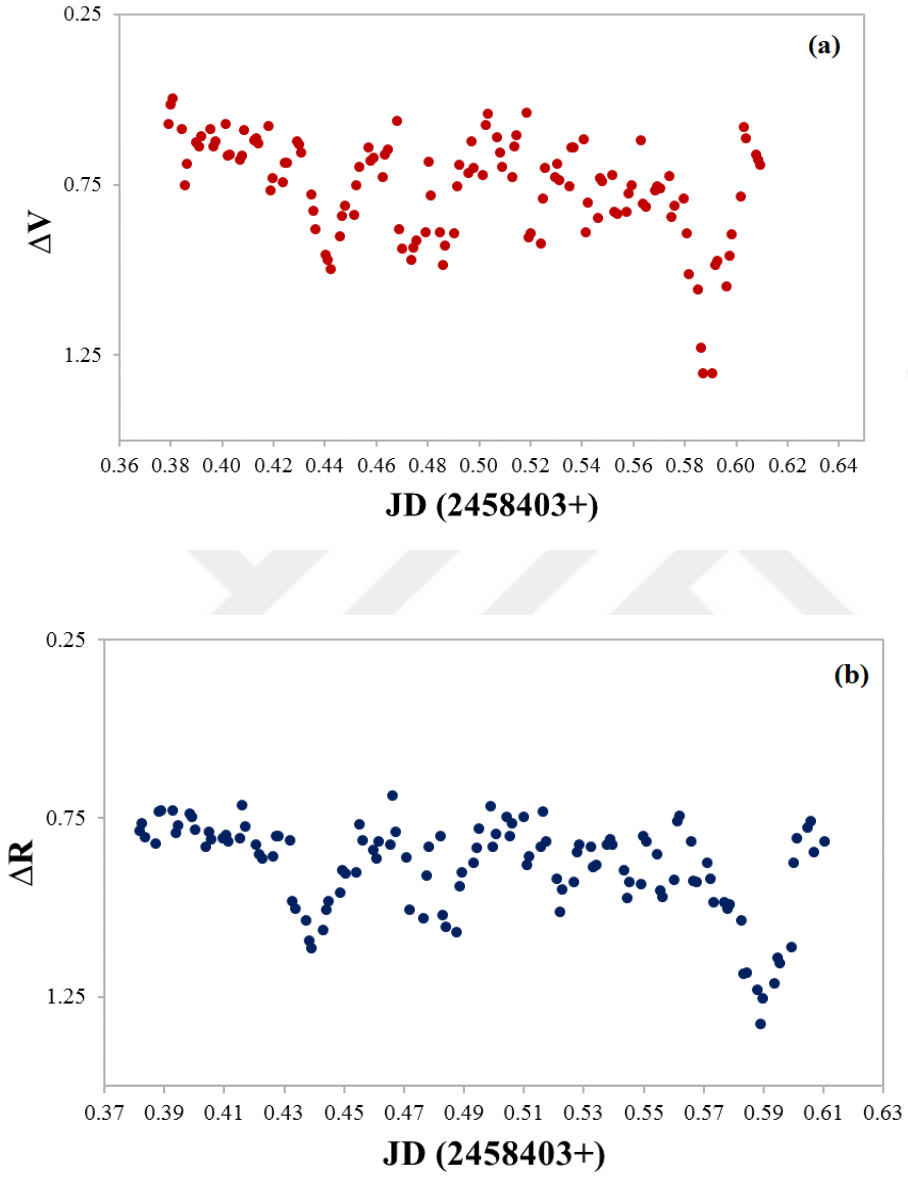
değişenlerin toplanma diskinin deforme olma nedeni olarak bileşen yıldızın manyetik alanın potansiyel rol oynadığını önerilmektedir. Boffin et al. (2003) çalışmasında, bileşen yıldızın manyetik alanının dış diski etkilediği ve diskin deforme olduğu gösterilmektedir. Deforme diskin tutulması Boffin et al. (2003) çalışmasında basit modelde yaklaşık olarak temsil edilmiştir. Bu basit model tutulma derinliği değişimini ~0.16 verir, PX And sisteminde gözlenmiş değere yakındır. Sistem eğim açısı $74^{o} \pm 4^{o}$'dir (Boffin et al., 2003).



Şekil 4.1 PX And sisteminin (a) Han et al. (2018) çalışmasından elde edilen ışık değişimi (b) Hellier and Robinson (1994) çalışmasından V bandında elde edilen ışık değişimi.

TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi'nde PX And sisteminin (TUG) T100 teleskobunda 11-12-13-15 Ekim 2018 tarihlerinde V ve R bandlarında gözlemi

yapılmıştır. Bu bölümde gözlemler sonucundaki ışık eğrisi (Şekil 4.2) ve literatürde yer alan gözlem sonuçları (Şekil 4.1) sunulacaktır.



Şekil 4.2 PX And sisteminin TUG T100 teleskobunda 11, 12, 13 ve 15 Ekim gecelerinde (a) V bandında elde edilen ışık değişimi (b) R bandında elde edilen ışık değişimi.

Han et al. (2018) gözlemlerinin sonucunda ışık eğrisinde güçlü flickering tespit edilmiştir. Güçlü flickering kaynağı disk ya da yıldız rüzgârı olarak yorumlanmaktadır. Hellier and Robinson (1994) 'un V bandındaki ışık eğrisinde ise baskın flickering (çok kısa dönemli parlaklık değişimi) etkisi olduğu ve tutulmaların değişken yapılı profiller gösterdiği öngörülmektedir.

4.2 WZ Sge

Bu bölümde WZ Sge türü sistemlerin genel özelliklerinin yanı sıra WZ Sge sisteminin literatürdeki gözlem verilerinden yola çıkarak, tayfı, fotometrik çalışmalardan elde edilen yörünge ışık eğrisi ve patlama ışık eğrisi, WZ Sge sisteminde bulunan beyaz cüce özellikleri ve bütün bu çalışmalar doğrultusunda önerilen fiziksel süreçlerin modellemesi hakkında kısa bir literatür derlemesi TUG teleskopları ile elde edilen gözlem sonuçlarıyla birlikte sunulacaktır.

WZ Sge türü sistemlerin kısa yörünge dönemli, geri tayf türünde bileşene sahip kataklismik değişenler olduğu önerilmektedir. Nadiren ~20-30 yıl ve büyük genlikte süper patlama gösterirler, normal patlama (SU UMa tür sistemlerde olduğu gibi) yoktur (Zharikov and Tovmassian, 2015).

4.2.1 WZ Sge tayfı

Sion, Leckenby and Szkody (1990) sakin evrede WZ Sge sisteminin tayf ölçümleriyle beyaz cücenin tayf sınıflamasını oluşturmaya yönelik çalışmasında, beyaz cüce fotosferinde güçlü Karbon soğurması elde edilmiştir. Beyaz cüce tayf sınıflamasında DA beyaz cücesi yorumlaması enerji dağılımı ve geniş Lymann α profili için uygun olsa da güçlü C I özelliklerinin ve Si II soğurma çizgilerinin sakin evre tayfında bulunması nedeniyle beyaz cüceyi DAQZ5 tayfsal sınıflamasına dâhil eder. Sıcaklığı 20000 K'nin altında Karbon ve Silikon içeren çizgi tayfına sahip

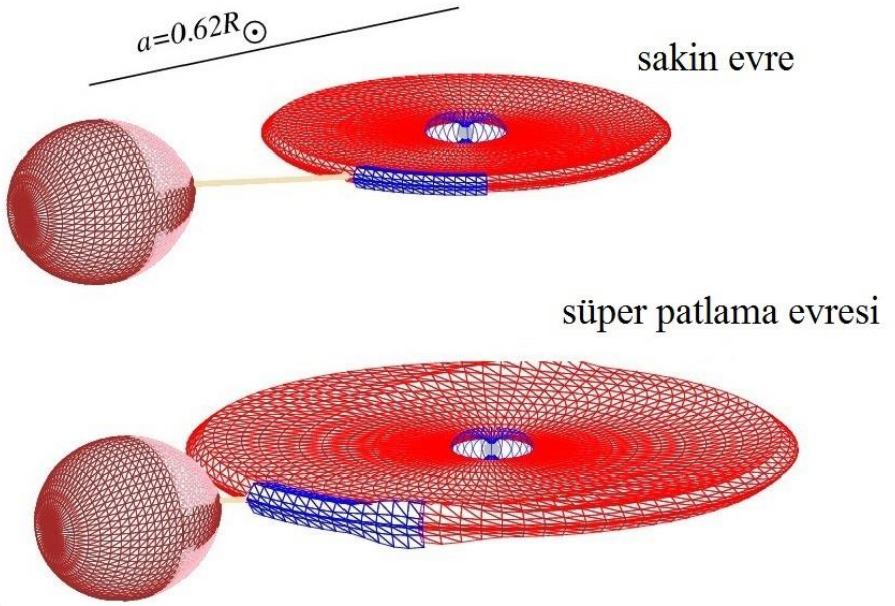
cisimlerin kuramsal modellemesi bulunmadığından, WZ Sge sisteminde DAQZ5 beyaz cücenin varlığını öne süren metalik özelliklerin fotosferde bulunma nedeni; kütle transferi sonucunda uyarılma veya **dregde-up** (maddelerin nükleer füzyona uğradığı katmanlara kadar genişleyen yüzey konveksiyon bölgesine sahip yıldızın evriminde bir dönemdir, füzyon sonucunda açığa çıkan madde dış atmosfer katmanları içine karıştırılır) olarak önerilmektedir (Sion et al., 1990).

Robinson et al. (1978) zayıf soğurma çizgilerinin DA beyaz cücesine benzer olduğunu önermektedir. Beyaz cücenin sistem ışıtmasına katkısının küçük olması nedeniyle geniş Hidrojen soğurma çizgisinin kaynağı beyaz cüce değildir (Robinson et al., 1978). Sakin evrede tayfı, toplanma diskinden kaynaklanan geniş soğurma ve beyaz cüce tarafından oluşturulmuş güçlü çift pikli Balmer salma çizgileri gösterir (Zharikov and Tovmassian, 2015). Yüksek eğimli sistemlerde, He II ve Bouver kompleks (C III/N III) salma çizgileri WZ Sge türü cüce novalarda özellikle erken evrede, oldukça fazla gözlenmiştir. Bazı durumlarda daha yüksek dereceden uyarma çizgileri C IV ve N IV tespit edilmiştir, diğer tür cüce novalarda henüz tespit edilmemiştir. WZ Sge tayfında en dikkat çekici özellik NaD soğurmasının varlığıdır. Patlamanın erken evresinde tespit edilmiştir. NaD soğurması, diskte soğuk bölgenin varlığını gösterir (Kato, 2015).

4.2.2 Sakin evre ve patlama ışık eğrisi

Sakin evrede en iyi bilinen yörüngesel humplar, çiftin yörünge dönemiyle aynıdır (Osaki and Meyer, 2002). Optik ışık eğrisi bazen süper patlama sergiler ve sakin evrede çift humplıdır. Süper patlama esnasında ışık eğrisi uzun-sürekli süper hump gösterir. Süper patlama esnasında diskte spiral kol formu varlığına ilişkin kanıt vardır. Sakin evrede toplanma diski asimetriktir, parlak leke bölgesinin kütle transfer akıntısı boyunca genişlediği görünür (Zharikov and Tovmassian, 2015; Robinson et al., 1978). Sakin evre ışık eğrisinde yörünge dönemi ile eş evreli

humplar gözlenmektedir, bu humpların nedeni parlak lekedir (Patterson et al., 1981). Geç tür yıldız sıcak lekeyi örterek tutulma gösterir, ışık eğrisinde lekenin konumu ve boyutuna göre değişim gerçekleşecektir (Robinson et al., 1978).

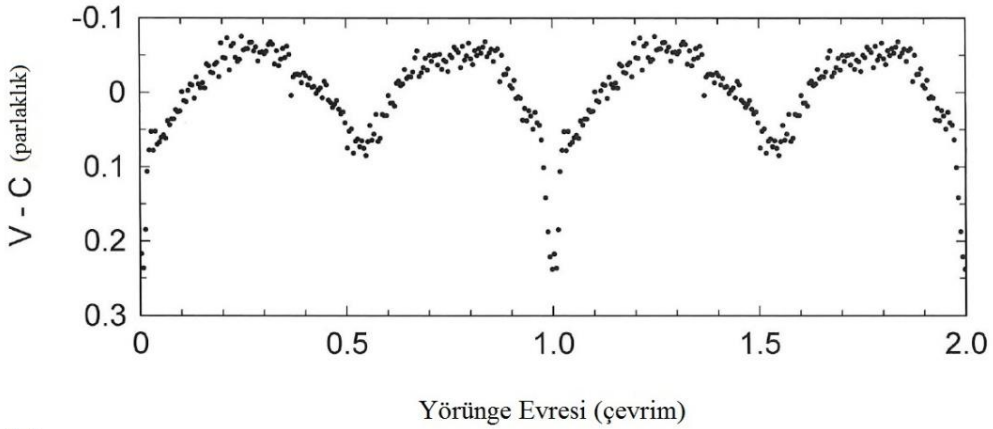


Şekil 4.3 Sakin ve süper hump durumunda sistemin şematik gösterimi (Zharikov and Tovmassian, 2015).

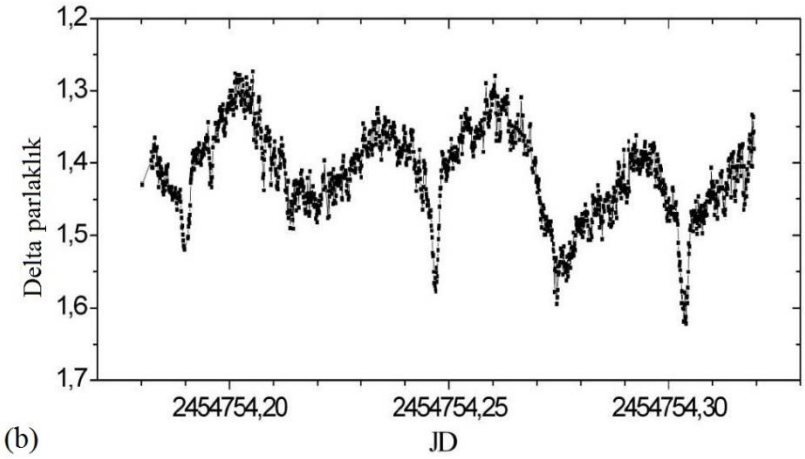
WZ Sge sistemi gibi düşük kütle oranına sahip sistemlerde bileşen yıldızın çekim kuvveti çok zayıftır. Yoğun disk üzerinde bileşen yıldızın çekim kuvvetine nazaran viskozite ile açısal momentum etkin bir şekilde taşınmıştır. Düşük kütle oranına sahip sistemler disk genişlemesine izin verir, patlamanın erken evresinde disk önemli bir şekilde genişler (Şekil 4.3). WZ Sge sisteminde erken süper hump farklı genlikli iki maksimum içerir (Kato, 2002). Toplanma diskinin dış katmanı düşük yoğunluk ve düşük sıcaklıkta (~3000K) olmalıdır. Sakin evre esnasında diskin iç kısmındaki boşluklu yapı diskin dairesel halka biçimli olduğunu ifade eder. Sakin evrede diskin dış yarıçapı, yaklaşık 3:1 rezonans yarıçapındadır

$\left(r_{disk} \leq R_{3:1}\right)$ ve süper patlama esnasında 2:1 rezonans yarıçapına $\left(r_{disk} \leq R_{2:1}\right)$ erişir (Zharikov and Tovmassian, 2015).

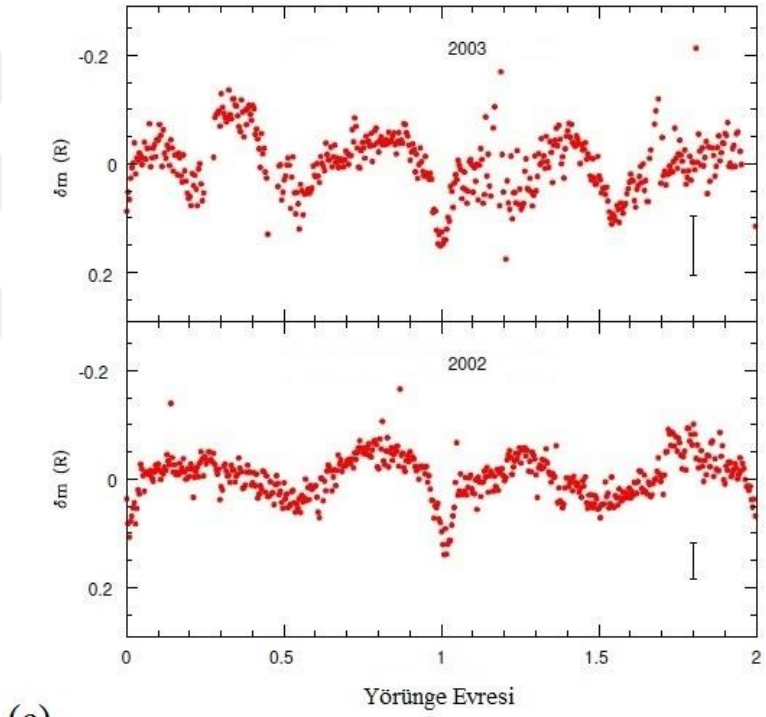
Sakin evrede parlaklık değişimi yörünge modülasyonu sergilenmektedir. Şekil 4.4 (b) WZ Sge sisteminin çift humplı ışık eğrisini ve hump genliklerinin çevrimden çevrime değiştiğini göstermektedir (Pavlenko et al., 2010). Çift humplı değişim için kabul gören yorum, sıcak lekeden iki yönde ışığın kaçmasıdır, düşük kütle transfer oranı nedeniyle toplanan diskin yarı geçirgenliğinin sonucudur (Kato, 2015). Kitsionas et al. (2005) çalışmasında da ışık eğrisinin çift humplı değişim sergilediği gösterilmektedir. 2002 gözlemlerinde (Şekil 4.4 (c)) 0.3 ve 0.8 evrelerinde oluşan maksimum ile disk ışığının değişimi 2003 gözlemlerinde (Şekil 4.4 (c)) farklıdır (Kitsionas et al., 2005). Tutulmalar sığ fakat keskindir, yörünge dönemi ile değişir (Şekil 4.4 (a)). Tutulmalar asimetriktir ve rastgele flickering sergiler (Patterson et al., 2018).



(a)



(b)



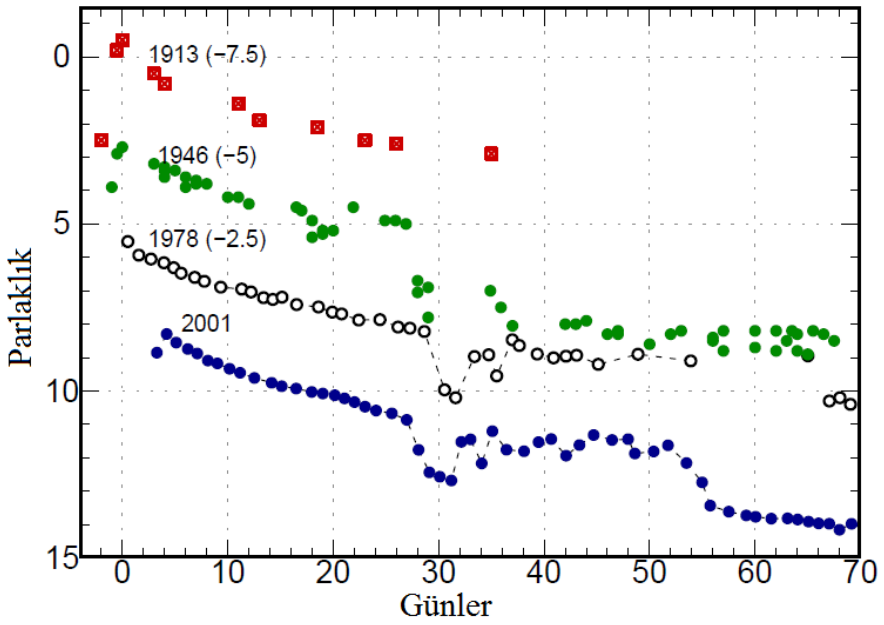
(c)

Şekil 4.4 WZ Sge sisteminin (a) Patterson et al. (2018) çalışmasında elde edilen V bandında ışık değişimi (b) Pavlenko et al. (2010) çalışmasında elde edilen R bandında ışık değişimi (c) Kitsionas et al. (2005) çalışmasında elde edilen 2002 ve 2003 yıllarında R band gözlemlerinin birleştirilmiş ışık eğrisidir.

WZ Sge ışık eğrisinde, 28.98 ve 27.87 saniye dönemine sahip salınımlar tespit edilmiştir. Bu salınımlara beyaz cücenin dönmesi yoluyla beyaz cüce üzerindeki lekenin neden olduğu varsayımında beyaz cücenin diferansiyel dönmeye sahip olması gerekir. Beyaz cüce diferansiyel dönmeye sahipse leke imha edilecek ve salınımlar yüksek evre değeri almayacaktır. Bu nedenle sistemdeki salınımlara beyaz cüce zonklaması neden olmalıdır. Radyal zonklama olsaydı dönemi yüzlerce saniye mertebesinde olurdu, bu nedenle radyal olmayan zonklama olmalıdır, radyal olmayan g-mod zonklayan beyaz cüce varlığı önerilmektedir (Robinson et al., 1978). 1978 süper patlamasından önceki iki yılda tespit edilen bu salınımlar patlamadan sonra 1995 yılında ve X-ışında tespit edilmiştir (Robinson et al., 1978; Patterson at al., 1998; Kuulkers et al., 2011). Salınımların düzenli tespit edilmemesi nedeniyle manyetik beyaz cüce varlığı tamamen kabul edilebilir değildir. Salınımların nedeni olarak önerilen beyaz cüce zonklamasının boşluk yapı nedeniyle gözlemlenemediği, boşluk yapı kaybolduğunda tekrar gözlemlenebileceği düşünülmektedir (Kuulkers et al., 2011).

Süper patlama başlangıç kısmı genelde dik azalışa sahiptir (bu dönem erken süper hump dönemi ile uyumludur) eksponansiyelden daha hızlı azalır, bu evreden sonra patlama, eksponansiyel azalma kademesine geçer, bu kısım sıradan SU UMa türü cüce novalara benzerdir. Bölüm 1'de de bahsedildiği gibi patlama ışık eğrisi süper hump ve yeniden parlama özellikleri göstermektedir. Şekil 4.5 WZ Sge sisteminin farklı yıllarda sergilediği süper patlama ışık eğrisidir. Bu ölçümlerde her bir süper patlamanın başlangıç evresindeki ve süper patlama uzunlukları arasındaki fark incelenmiştir. 1978 ve 2001 yıllarında gerçekleşen süper patlamalar uzun yeniden parlamayla benzerlik gösterirken 2001 süper patlamasının başlangıç kısmı daha kısadır. Patterson et al. (1981) çalışmasında 1946 ışık eğrisinde yeniden parlamanın olmadığı görünmektedir. Kato (2015), bu eksikliğin Mayall (1946) çalışmasında 8 günlük gözlem boşluğu sonucunda olduğunu önermektedir. Bu boşluk süresince yeniden parlama olasılığı göz önünde bulundurulmalıdır. 1913 yılı

gözlemleri çok iyi olmadığından diğer üç süper patlamalara bakıldığında, 24-29 gün hızlı sönme gerçekleştiği görünmektedir (Kato, 2015).



Şekil 4.5 WZ Sge süper patlamalarının kıyaslamasıdır. 2001 verileri Ishioka et al. (2002) çalışmasından alınmıştır, 1978 verileri AAVSO gözlemleridir. 1913 verileri Mayall (1946) çalışmasından alınmıştır, 1946 gözlemleri de Mayall (1946) ve AAVSO verileridir (Kato, 2015).

4.2.3 Süper hump, erken süper hump, geç süper hump

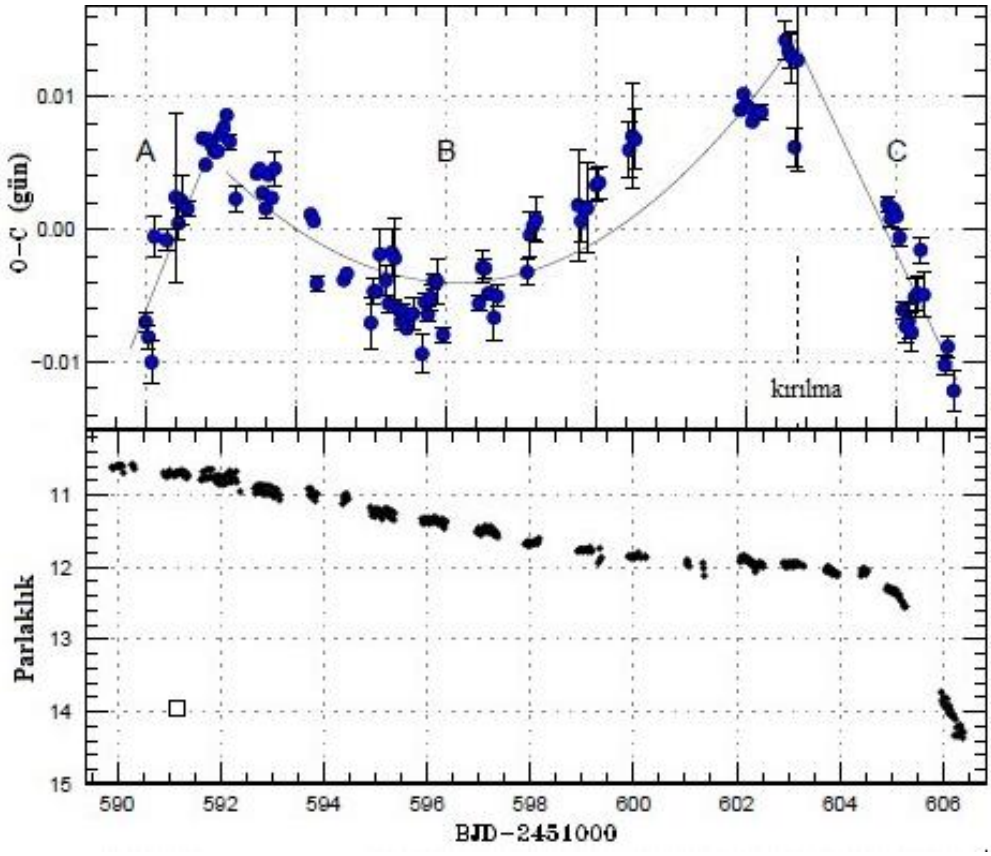
Süper patlamada, cüce novalar süper hump değişimi gösterir. Süper hump mekanizmasına Bölüm 1 ve Bölüm 3.3'de değinilmektedir. Süper hump dönem fazlalığı ve basık diskin eksensel presesyonunun yörünge açısal frekansına oranıyla elde edilen bir diğer dönem fazlalığı kullanılarak kütle oranı belirlenebilir. Ancak bu yaklaşımda, süper patlama esnasında süper hump dönemi zamanla değişir; böylece ϵ-q ilişkisine uygulanacak evrenin ne olması gerektiği sorusu doğar. Süper hump dönem değişimi SU UMa türü cüce novaları için O-C diyagramında A-B-C

ile gösterilen bir tür sınıflama ile belirtilir. Bu sınıflamada; 1) **A kademesi** büyüyen süper humpı ifade eder, süper hump dönemi diğer kademelerden daha uzundur; 2) **B kademesi** kısa süper hump dönemlidir, kısa yörünge dönemine sahip sistemlerde dönem değişimi $P_{dot} \equiv \dot{P}/P$ pozitiftir, yani bu kademede süper hump dönemi artar; 3) **C kademesi** B kademesinden daha kısa süper hump dönemlidir (Şekil 4.6). B kademesi başlangıcında süper hump dönemi (ya da kesirsel süper hump fazlalığı) 3:1 rezonansta presesyon oranını belirtir. Basınç etkisi basık diskin eksensel presesyonunu azaltır. Gözlemlerin açıklanabilmesi için basınç etkisi önemlidir. SU UMa türü cüce novalarda süper hump büyüme aşaması (kademe A süper hump) esnasında süper hump dönemi kullanılarak çiftin kütle oranı belirlenmesi için dinamik yöntem önerilmektedir.

SU UMa yıldızlarında süper humpın büyüme kademesinde en uzun süper hump dönemi (ve bu yüzden en yüksek eksensel presesyon oranı) oluşur. Dönem, 3:1 rezonans yarıçapında dinamik presesyon oranına uygun olarak verilir. Süper hump döneminde hızlı azalma (A kademesinden B kademesine geçiş) basık dalganın diskin iç kısmına yayılmasıyla anlaşılmaktadır, diskin büyük kısmı için bütün diskte belirlenen presesyon oranı kullanılır. ϵ süper hump dönem fazlalığıdır, $\epsilon^* = \omega_{pr} / \omega_{orb} = 1 - P_{orb} / P_{sh}$, basık diskin eksensel presesyon oranının yörünge açısal frekansına oranıdır, $\epsilon^* = \epsilon/(1+\epsilon)$ ya da $\epsilon = \epsilon^*/(1-\epsilon^*)$ ilişkisi vardır. A kademesi süper hump ϵ^* dinamik yolu ile *q* doğrudan hesaplanabilir (Kato and Osaki, 2013).

Kademe A süper humpından ve sakin evrede tutulma gözlemlerinden q belirleme arasındaki kıyaslamada kademe A gözlemleri tutulma nedeniyle düşük kalitededir. Bu yüzden alternatif yaklaşım olarak Kato and Osaki (2013) çift sistemin yörünge dönemi P_{orb} ve kademe A süper humpından belirlenmiş kütle oranı q arasındaki ilişkiyi tutulma gösteren ve tutulma göstermeyen SU UMa

yıldızlarında incelemiştir. Çekim etkisi yüksek kütle oranına sahip sistemlerde daha güçlüdür ve basık bölge düşük kütle oranına sahip sistemlerden daha hızlı yayılır.



Şekil 4.6 O-C diyagramı, O-C değişimi A'dan C'ye üç kademede incelenmektedir. Veriler SU UMa yıldızının 2000 yılı süper patlamasını içerir. Üst panel: süper hump maksimumunun O-C diyagramıdır. Üç farklı kademe (A-uzun süper hump dönemli evrim kademesi, B-orta kademe ve C-kısa döneme geçişten sonraki kademedir) ve B kademesi ile C kademesi arasında kırılma dönemi konumu gösterilmiştir. Süper hump genliği A kademesinde artmıştır. Alt panel: ışık eğrisidir (Kato and Osaki, 2013).

Kato and Osaki (2013) sonuçları, Patterson (2011) çalışmasıyla kıyaslandığında büyük kütle oranına sahip cisimler için uyumludur, düşük kütle oranına sahip cisimler için q değerleri hatalıdır. Bunun nedeni Patterson (2011) çalışmasında kademe B süper hump kullanılmasıdır. WZ Sge sistemi için Patterson (2011) çalışmasında kütle oranı değeri q=0.046 iken Kato and Osaki (2013)

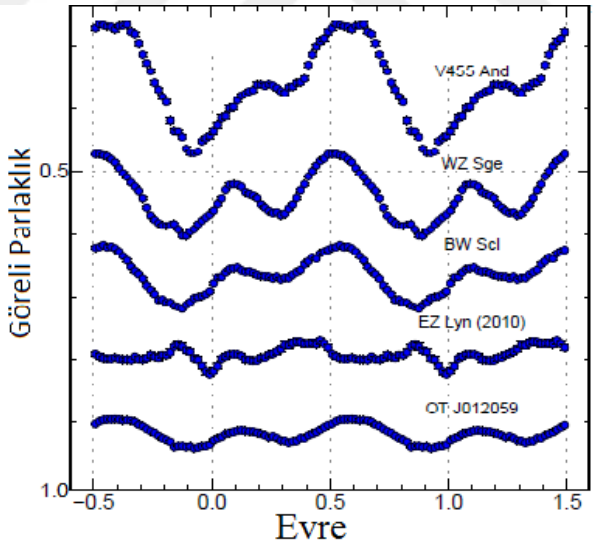
çalışmasında kütle oranı değeri q=0.078 elde edilmiştir. Patterson (2011) çalışmasında kademe B süper humpı kullanılmıştır. Düşük kütle oranına sahip cisimler güçlü basınç etkisi altında kalır. Patterson (2011) düşük kütle oranı değeri için doğrusal ϵ-q ilişkisini kullanmıştır ve q=0 için ϵ=0 varsayılmıştır. Bu basınç etkisi sistematik olarak küçük kütle oranı değerine dönüşür. Bu sistematik yönelim düşük kütle oranı değerine sahip sitemlerin evrimini etkiler. Diğer bir deyişle cisimler minimum dönem yakınında veya minimum dönemi geçmiştir (Kato and Osaki, 2013).

Kato and Osaki (2013) çalışmasında kıyaslanan bu iki kütle oranı değerinde kademe A süper humpından elde edilen değer sakin evrede tutulma gözlemlerinden elde edilenler kadar doğrudur. Kademe A, 3:1 rezonans yarıçapında dinamik presesyon yansımasıdır. Düşük kütle oranına sahip sistemlerde ya da kısa dönemli sistemlerde (WZ Sge türü cüce novalar) kademe A süper humplarından belirlenen kütle oranı değerleri ile kademe B süper humplarından belirlenen kütle oranı değerleri arasında çok büyük farklılık vardır.

Fotometrik humplardan farklı olan erken humplar ilk kez Patterson et al. (1981) tarafından 1978 yılında WZ Sge patlamasında keşfedilmiştir. Patlama esnasında bileşen yıldızdan artan kütle transferi sonucu sıcak leke parlaması olarak yorumlanmaktadır. Süper sıcak leke, patlamada sakin evredeki konumundan 60^o yer değiştirmiştir (Patterson et al., 1981). Erken hump dönemi yörünge dönemiyle tekrarlar fakat WZ Sge türü cüce novalarda sadece patlamanın erken evresinde görünür ve patlamanın daha geç evresinde sıradan süper humpla değişmiştir (Osaki, 2002; Kato, 2002). Kütle oranı $q= M_2/M_1<0.3$ sistemlerde 3:1 rezonans yarıçapı çekimsel dağılımın disk büyümesini engellediği çekimsel kesme yarıçapı içinde kalır. Çok düşük kütleli bileşene sahip sistemlerde 2:1 rezonans yarıçapı kütle alan yıldızın Roche lobe'u içinde kalır. Bu yarıçapta disk maddesi bileşen yıldızın bir

yörüngesi esnasında kütle alan yıldız etrafında iki kez yörüngesini tamamlayacaktır (Kunze and Speith, 2005).

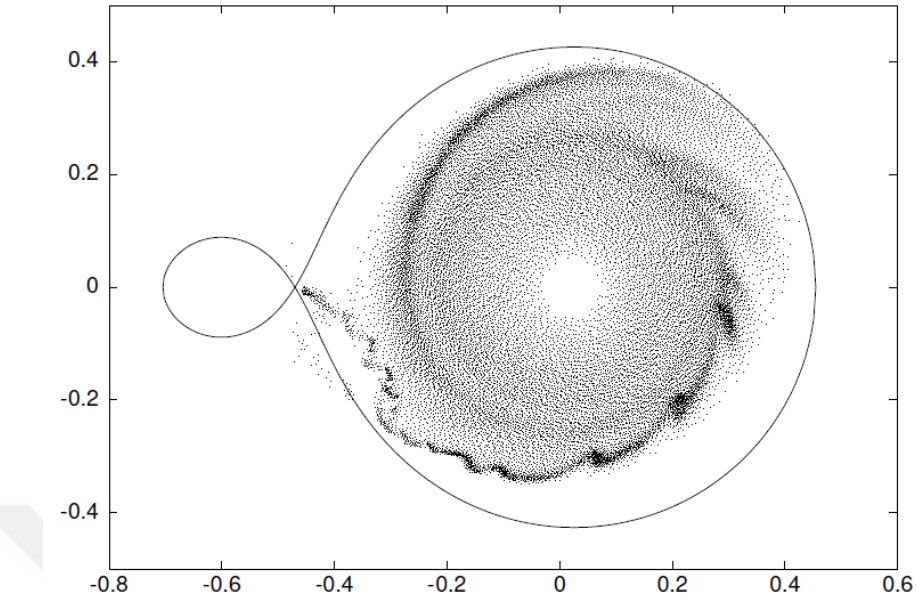
WZ Sge sistemi, 2001 yılındaki patlamasında maksimum yakınında başlangıç genliği 0.5 olan büyük genlikli periyodik hump sergilemiştir. Açısal momentum taşınımı nedeniyle disk 3:1 rezonans yarıçapı ile genişlemelidir, böyle bir durumda çok düşük kütle oranına sahip çift sistemlerde toplanma diski 2:1 rezonans yarıçapta kesilmiştir (Osaki and Meyer, 2002). WZ Sge sistemi çok düşük kütle oranına q~0.1 sahiptir. Süper patlama başladığında disk kenarı genişler ve 2:1 rezonans bölgesine ulaşır. Disk 2:1 rezonans sonucunda iki kollu spiral yapı oluşturur (Lin and Papaloizou, 1979). 3:1 rezonansın büyüme oranının düşük kütle oranına sahip sistemlerde çok yavaş olduğu gibi sıradan süper humplar daha sonra 2:1 rezonans modeli bittiğinde görünür (Kunze and Speith, 2005). WZ Sge türü sistemlerin erken süper hump örnekleri Şekil 4.7'de gösterilmektedir.



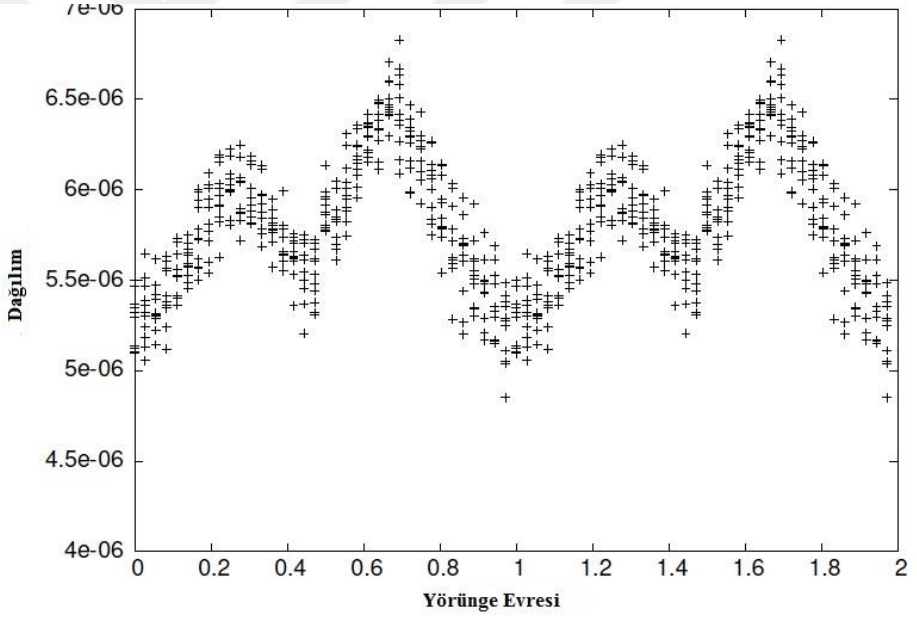
Şekil 4.7 Erken süper humpın ortalama profilleri. OT J012059 ve EZ Lyn sisteminde sıfır evre tutulmaya karşılık gelir. Diğer cisimlerde 0.6 evre civarında güçlü hump konumlandığı için sıfır evre olarak seçilir. Çoklu patlama kaydedilen sistemlerde, ilgili cisimlerden sonra yıl eklenmiştir (Kato, 2015).

Smoothed Particle Hydrodynamics (SPH), hidrodinamik denklem çözümleri için bir Lagrangian yöntemdir (Kunze, 2004). Bu yöntem kullanılarak Kunze (2004) tarafından $q<0.25$ çok düşük kütle oranına sahip cüce nova sistemlerinde toplanma diski simülasyonu yapılmıştır. Kunze and Speith (2005) çalışmasında simülasyon parametreleri beyaz cüce kütlesi için $0.7M_{\odot}$, bileşen yıldız için $0.056M_{\odot}$ seçilmiştir, böylece kütle oranı $q=0.08$'dir. Başlangıçta disk boş kabul edilerek, 10^{-9} $M_{\odot}$ /yıl oranında maddenin biriktiği kabul edilmektedir. 50 yörünge dönemi sonrasında diskin 2:1 rezonans alanına genişlediği tespit edilmiştir ve beklenen iki kollu spiral yapılar gelişmiştir (Şekil 4.8 (a)). Bu 50 000 parçacıklı bir simülasyondur. Spiral kollardaki çekimsel dağılan enerjinin yarısının radyal ışıma yaptığı ve disk kenarı doğrultusunda incelendiği varsayılmaktadır, simülasyon verisinden evre analizli pseudo ışık eğrisi örneği oluşturmuşlardır (Şekil 4.8 (b)). Bu ışık eğrisi 0.7 evrede güçlü pik göstermiştir ve 0.2 evrede daha az baskındır, gözlemlerle (bkz. Şekil 4.7) çok benzerdir. Sonuç olarak WZ Sge yıldızlarında erken süper hump için sorumlu mekanizma 2:1 rezonanstır. Simülasyon devamında, disk basık hale gelerek presesyon oluşturmuş ve süper humpa yol açmıştır (Kunze and Speith, 2005).

Bazı sistemlerde parlaklığın dönemsel değişimi sakin evreye döndükten sonra da normal süper humpa göre ~0.5 evre kaymasına ve daha küçük genlikli olmasına rağmen tespit edilmiştir (Kunze, 2004). Geç süper humplar, süper patlama platosu esnasında, süper patlama sonrası evreye geçişte O-C diyagramındaki bozunumla ifade edilir. Süper patlama sonrası evre esnasında 0.5 evre kayması gösteren süper humplar, geç süper humplardır. 0.5 evre kayması yüksek kütle transferi gösteren sistemlerle sınırlandırılmıştır (Kato, 2015).



(a)



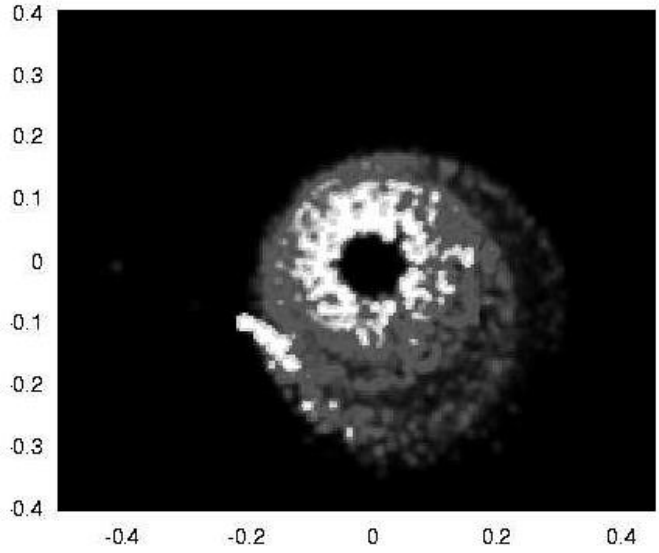
(b)

Şekil 4.8 Erken süper hump evresinde WZ Sge sisteminin disk SPH simülasyonu (a) iki kollu spiral yapı (b) evre analizi yapılmış pseudo ışık eğrisi (Kunze and Speith, 2005).

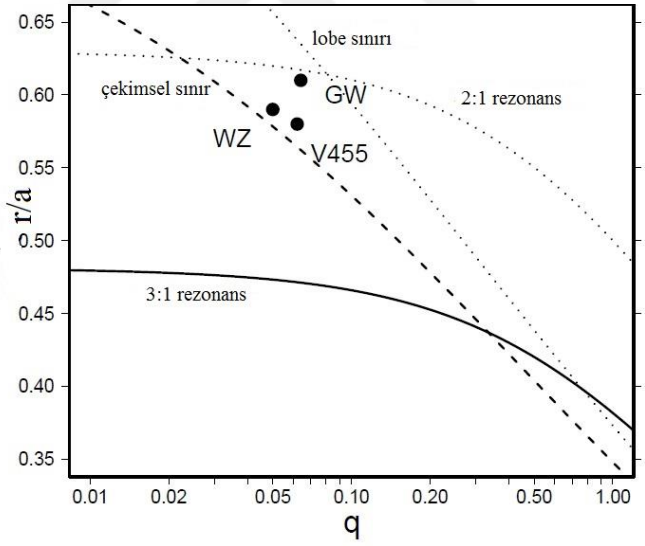
Geç süper hump ışık kaynağı sıcak leke bölgesi olarak tanımlanmaktadır. Rochle lobe'u taşması yoluyla beslenen toplanma diski göz önüne alınarak Kunze

(2004) çalışmasında SPH ile simülasyon yapılmıştır (Şekil 4.9). Bu simülasyonda 80 yörünge dönemi sonra disk presesyona başlar. Güçlü çekimsel etkileşim beyaz cüce üzerinde artan toplanmaya ve disk maddesinin azalmasına neden olur. Sakin evreye dönen sistemlerin diski düşük viskozite ile modellenmektedir. Sakin evrede disk presesyonu devam eder. Bu yüzden presesyon, disk kenarı ve akıntı hızına bağlı olan sıcak leke bölgesinde sıcak leke parlaklığının süper hump dönemi ile modülasyonuna yol açar (Kunze, 2004).

Geç süper hump dönemi sıradan süper hump döneminden daha uzundur. GW Lib, V455 And ve WZ Sge sistemi için hesaplamalar sonucunda disk yarıçapı çekim sınırına yakın bulunmuştur (Şekil 4.10). Geç süper hump kaynağı olarak 3:1 rezonanstan daha büyük yarıçap önerilmektedir (Kato et al., 2008). Klasik yorumlamada geç süper humplar, eliptik disk üzerindeki sıcak lekeden yükselen süper humplardır. WZ Sge sisteminde düşük kütle transferi olmasına karşın 0.5 evre kayması tam olarak anlaşılmış değildir (Kato, 2015).



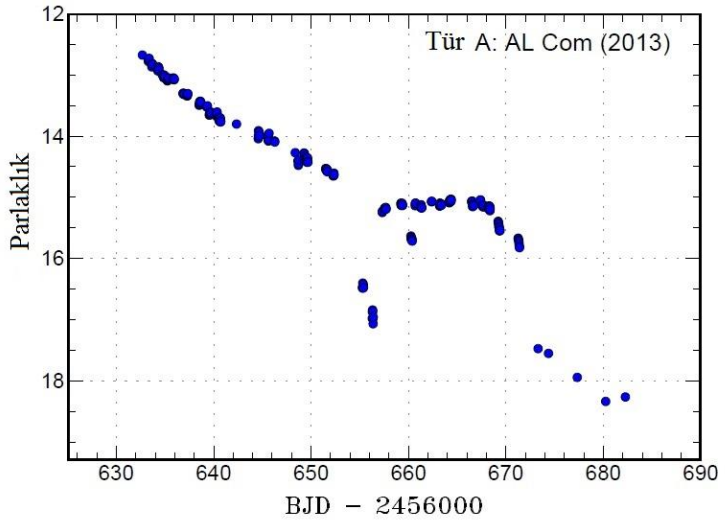
Şekil 4.9 Süper hump maksimumu zamanında diskteki viskoz dağılımı, bileşen yıldız görüntüde sol kısımdadır. Geç süper humpın sıcak leke bölgesi kaynağının simülasyonudur (Kunze, 2004).



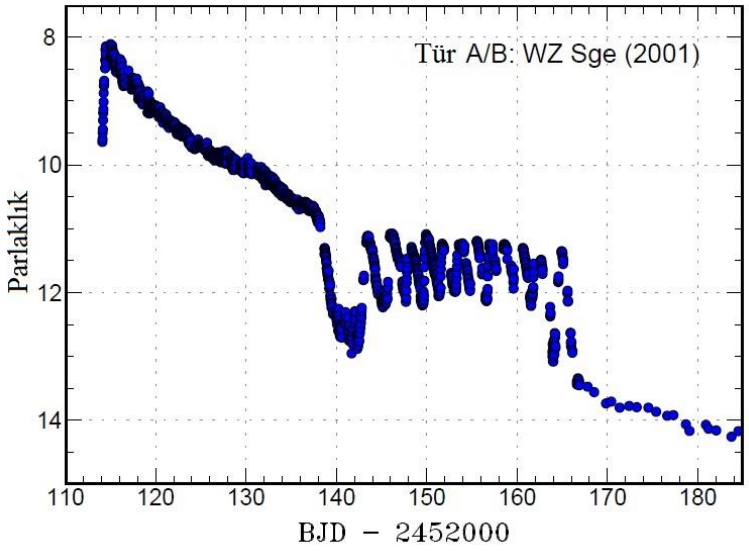
Şekil 4.10 WZ Sge türü cüce novalarda geç süper hump dönemine karşılık gelen disk yarıçapları. Lobe sınırı yörünge düzleminde minimum Roche lobe yarıçapıyla belirlenmiştir. Üç WZ Sge türü sisteminin disk yarıçapları çekim sınırına yakın konumlanmıştır (Kato et al., 2008).

4.2.4 Yeniden parlama

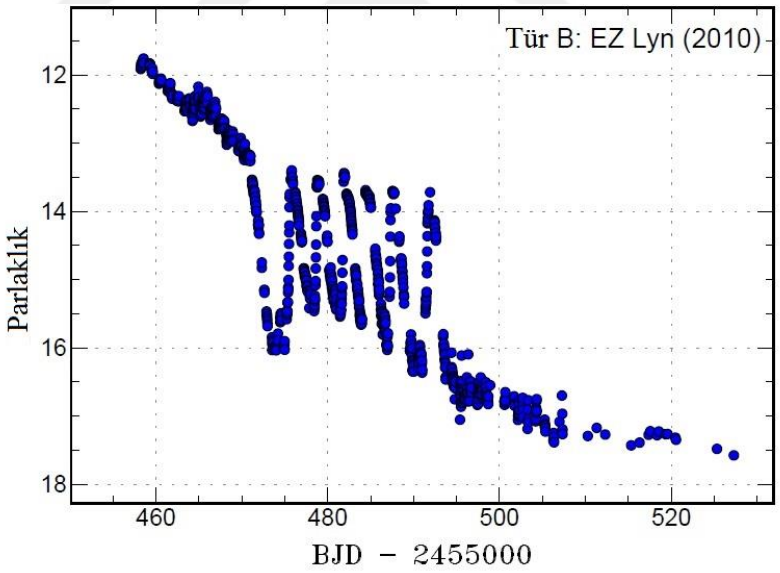
WZ Sge türü sistemlerin yeniden parlama morfolojisi; **Tür A** patlaması (uzun-sürekli yeniden parlama, Şekil 4.11), **Tür B** patlaması (çoklu yeniden parlama, Şekil 4.13), **Tür C** patlaması (tek bir yeniden parlama, Şekil 4.14), **Tür D** patlaması (yeniden parlama yok, Şekil 4.15) olmak üzere dört kategoride sınıflandırılmıştır (Imada et al., 2006). Kato et al. (2014), çift süper patlama gösteren iki cismin tespitinden sonra **Tür E** patlaması sınıflamaya dâhil etmiştir (Şekil 4.16). WZ Sge sisteminin 2001 yılındaki patlaması, düşük genlikli çoklu yeniden parlama göstermiştir, Tür A ve Tür B patlaması düzgün süreklilik göstermektedir, bu nedenle Tür A/B patlaması için uzun yeniden parlama ile düşük genlikli çoklu yeniden parlama (Şekil 4.12) önerilmektedir. Çoklu yeniden parlamanın fiziksel mekanizması ve sıradan SU UMa türü cüce novaların çoklu yeniden parlama gösterip göstermeyeceği bilinmemektedir (Kato, 2015).



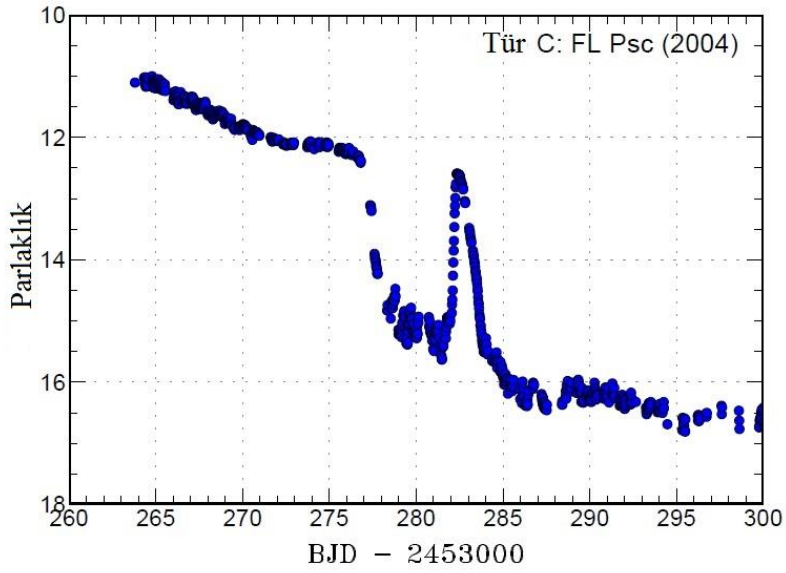
Şekil 4.11 AL Com sisteminin 2013 yılındaki süper patlamasıdır, Tür A yeniden parlaması gösterir, veriler süper patlama başlangıcının 0.019 gününden süper patlamanın 1 gün sonrasına kadardır (Kato, 2015).



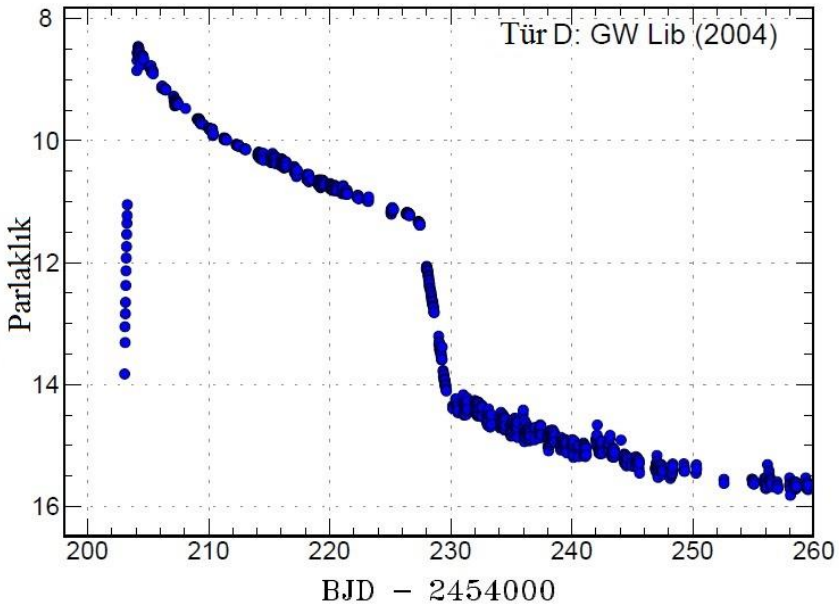
Şekil 4.12 WZ Sge sisteminin 2001 yılındaki süper patlamasıdır, Tür A/B yeniden parlaması olarak sınıflandırılmıştır, veriler süper patlama başlangıcının 0.019 gününden süper patlamanın 1 gün sonrasına kadardır (Kato, 2015).



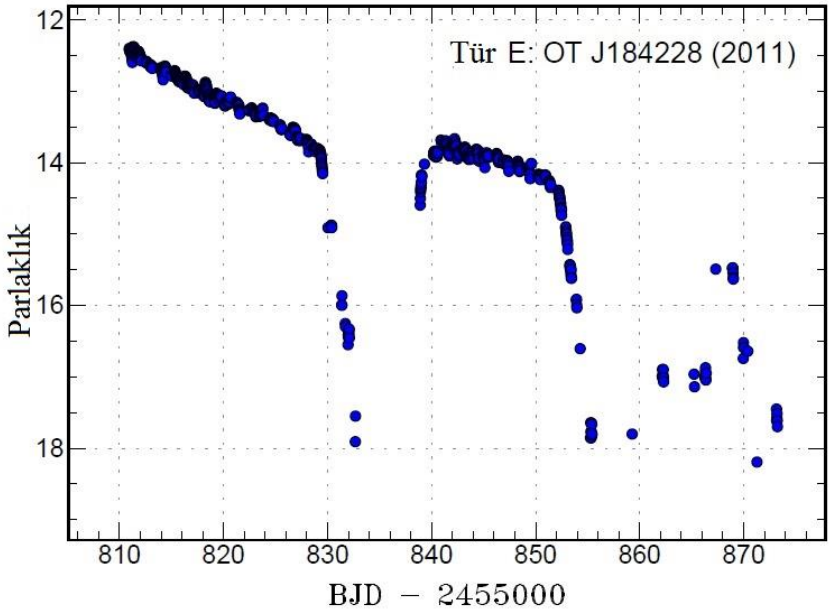
Şekil 4.13 EZ Lyn sisteminin 2010 yılındaki süper patlamasıdır, Tür B yeniden parlaması, veriler süper patlama başlangıcının 0.019 gününden, BJD 2455509 öncesi, süper patlamanın 1 gün sonrasına kadardır (Kato, 2015).



Şekil 4.14 FL Psc sisteminin 2004 yılındaki süper patlaması, Tür C yeniden parlaması, veriler süper patlamanın başlangıcının 0.019 gününden itibarendir (Kato, 2015).



Şekil 4.15 GW Lib sisteminin 2007 yılındaki süper patlamasıdır, Tür D yeniden parlaması, veriler süper patlama başlangıcının 0.019 gününden itibarendir (Kato, 2015).

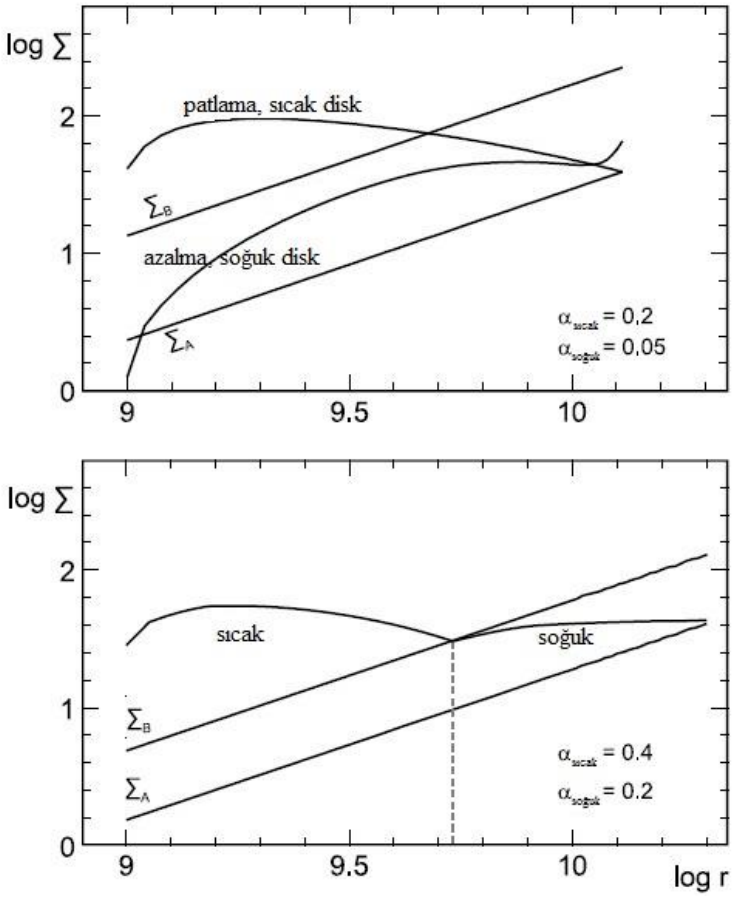


Şekil 4.16 OT J184228 siteminin 2011 yılındaki süper patlamasıdır, Tür E yeniden parlaması sergiler, veriler süper patlama başlangıcının 0.019 gününden itibarendir (Kato, 2015).

Osaki, Meyer and Meyer-Hofmeister (2001), yeniden parlamayı, toplanma diskinin sıcak ve soğuk durumu arasındaki değişim nedeniyle, dış disk bölgesinde ileri ve geri hareket eden dalgaların geçişlerinin tekrarlayan yansıması olarak yorumlamaktadır. Bu yoruma göre diskin iç kısmı yeniden parlama süresince sıcak kalır (Kato, 2015). Meyer and Meyer-Hofmesiter (2015) çalışmasında tekrarlayan yeniden parlamalar dış disk alanında geçiş dalgalarının çoklu yansıması olarak yorumlanmaktadır. Yeniden parlama görünümü, uzun süper patlama esnasında devam eden toplanma diskinde manyeto-dönme kararsızlığının oluşturduğu dinamo hareketi (dönen, konvektif ve elektriksel iletken akışkanın manyetik alan üretmesini sağlayan süreç olarak tanımlanmaktadır) nedeniyle artan viskozite sonucudur.

Disk evrimi esnasında sıcak ve soğuk durum birlikte var olmaz; bunun yerine dalgalar çift kararlı bölgenin bir tarafından diğerine hareket ederek soğuk durumdan sıcak duruma ortam değiştirir. Çift kararlı bölge sınırına ulaşan dalga devam

edemez ve ters tür dalga olarak yansır. Standart cüce nova patlama çevriminde sakin evrede biriken kütle kritik yüzey yoğunluğuna Σ_B ulaşana kadar bütün uzaklıklarda yüzey yoğunluğunun artmasına neden olur ve geçiş dalgaları dışa doğru ve içe doğru yayılır, bütün diskte sıcak iyonize olmuş duruma değişir.



Şekil 4.17 Σ_A ve Σ_B kritik değeri ile r uzaklığının fonksiyonu olarak yüzey yoğunluğu evrimidir. Üst panel: standart cüce nova patlama çevrimidir. Üst eğri soğuk duruma geçiş olduğunda patlamadaki azalmadır, alt eğri patlama sona erdiğinde disk soğuk duruma geçer, bileşen yıldızdan kütle transfer miktarı $10^{15.7}$ g/s'dir. Alt Panel: disk soğuk duruma geçmeden önce içe doğru yayılan soğuk dalganın Σ_B değerine ulaşması durumunda patlamadaki azalma ve soğuk dalganın yansımasıdır. Kütle transfer oranı $10^{15.9}$ g/s'dir (Meyer and Meyer-Hofmeister, 2015).

Sıcak diskte kütle akışı yüksektir, yüzey yoğunluğu diskin dış kenarında kritik değere Σ_A ulaşana kadar azalır ve soğuyan dalganın yayılması ile disk soğuk duruma geçer, sakin evre olarak görünür.

Standart viskozite değerinde (Şekil 4.17, üst kısımda yer alan görüntü) kritik değerler birbirine uzaktır ve içe doğru hareket eden soğuk dalga artan kritik yüzey yoğunluğuna Σ_B ulaşmaz ve bütün disk soğuktur, sakin evreye geçer. Artan viskozite değeri için (Şekil 4.17, alt kısımda yer alan görüntü) kritik değerler birbirine yakın olur ve soğuk dalga bazı iç noktalarda artan kritik yüzey yoğunluğu değerine Σ_B ulaşır ve ısınan dalganın dışa doğru yayılması olarak yansır, diskte yeniden parlama olarak sonuçlanır. Bu ısınan dalga diskin dış kenarına ulaştığı zaman yüzey yoğunluk dağılımı soğuk dalga olarak yansımış kritik azalma Σ_A (3:1 yarıçapı olarak alınmıştır) değerinin altına gitgide azalır. Bu noktada bütün disk sıcak durumda ve parlaklık maksimumdadır.

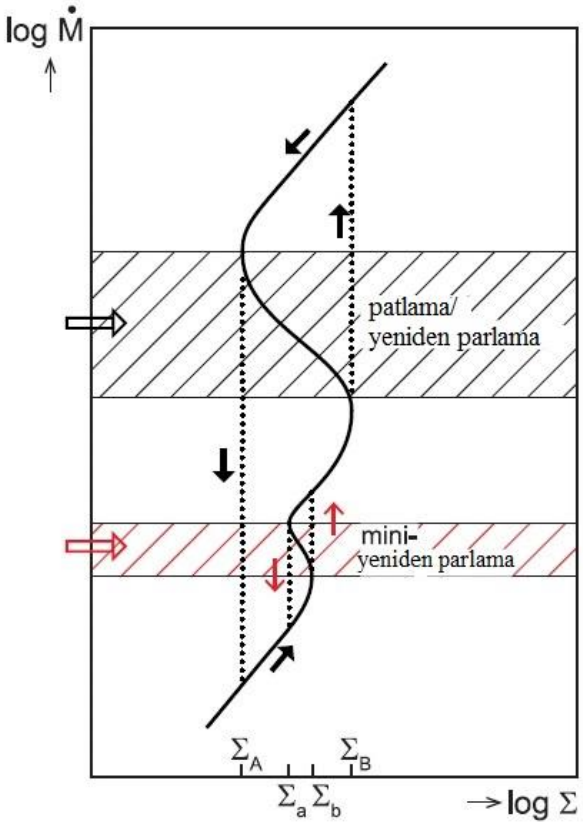
Hızlı parlaklık artışı ve yavaş parlaklık azalması, hızlı hareket eden ısınmış dalga ve daha yavaş hareket eden soğumuş dalga belirtecidir. Sıradan cüce nova patlamasının artması ve azalması aynı modelle açıklanmaktadır. Eğer uzun süren süper patlama büyük ölçekli manyetik alan üretirse ve süper patlama sona erdikten sonra uzun zaman için devam ederse, birbirini takip eden viskozite artışı uzun kalır ve çok sayıda yeniden parlamaya neden olur. Viskozite artışı büyük ölçekli manyetik alanın çakışması nedeniyle daha büyük olursa, soğuk dalga yansıması daha erken oluşur ve bölge her zaman sıcak durumda kalır yani minimum parlaklık büyür. Böylesi davranış uzun süren süper patlamayla WZ Sge yıldızlarında baskındır. WZ Sge yıldızının kendisinde en uzun yeniden parlama evresi ve yüksek minimum parlaklık bulunmuştur (Meyer and Meyer-Hofmeister, 2015).

WZ Sge türü cüce nova olan EG Cancri, 1996/97 yılındaki patlamanın sonunda yaklaşık yedi gün aralıkta 6 mini patlama göstermiştir (Osaki, Meyer and

Meyer-Hofmeister, 2001). Düşük parlaklık ve küçük genlik değişimi nedeniyle mini yeniden parlama farklı bir özelliktir. Meyer and Meyer-Hofmeister (2015) çalışmasında küçük sınır çevrim nedeniyle ısısal denge eğrisinin soğuk optik kalın bölgesinde küçük bir kısmında negatif eğim sebebiyle mini yeniden parlama oluştuğunu önermektedir. Bölüm 3.3'de anlatılan "S" biçimli ısısal denge eğrisinin alt kısmında yer alan küçük çevrim kararsızlığı (Şekil 4.18) ile açıklanmaktadır. Cüce nova patlaması için sorumlu sıcak ve soğuk durum arasında büyük çevrim esnasındaki limit çevrim davranışına benzerdir, çok daha düşük sıcaklıklarda geçiş dalgaları iki evre arasında ortam değiştirir. Geçiş dalgalarının hızı viskozite α değerinin ses hızıyla çarpılmış mertebesindedir, soğuk ve sıcak geçiş dalgaları arasında küçük farklılığa neden olur. Mini yeniden parlamanın kısa dönemli ve küçük genlikli olmasının belirteci bu kararsızlıktır (Meyer and Meyer-Hofmesiter, 2015).

EG Cnc sisteminde soğuk diskteki viskozite, ardışık mini patlamalar sürecinde yüksek kalır fakat altı mini patlamanın bitiminden sonra çok küçük değere düştüğü varsayılır. Manyetik alan bozunumu, sıcak durumdaki yüksek değerden düşük değere viskozitenin kademeli değişimine neden olur. EG Cnc sisteminin ardışık 6 mini patlamasının ani kesilmesi küçük ölçekli dinamo bozunumu, soğuk disk maddesinin sonlu iletkenliği nedeniyle manyetohidrodinamik (MHD) çalkantı viskozite oluşturması sonucundadır. EG Cnc sisteminde yalnızca dıştan içe patlama işlemi vardır, bu da torus kritik değere ulaştığında patlama oluştuğunu gösterir. Mini patlama ateşlenmesi daha çok orta kısımda oluşmuş olabilir, diskin dış kısmı yakınında olması şart değildir. Viskozite yayılması yoluyla disk dışından ateşleme noktasına kütle tedarik edilmesi olarak yorumlanabilir. Yüksek sıcaklıkta toplanma diskindeki viskozite nedeni olarak MHD çalkantı teorisine bu model güçlü destek sağlamaktadır. Sıradan cüce novalarla kıyaslandığında WZ Sge yıldızlarında sakin evredeki disk için çok düşük

viskozite kavramını da desteklemektedir (Osaki, Meyer and Meyer-Hofmeister, 2001).



Şekil 4.18 Denge eğrisinin şematik gösterimi. Eğrideki küçük kararsız kısım kırmızı renk ile belirtilmiştir, kısa sürekliliğe ve küçük genlikli limit çevrim davranışına neden olur (Meyer and Meyer-Hofmeister, 2015).

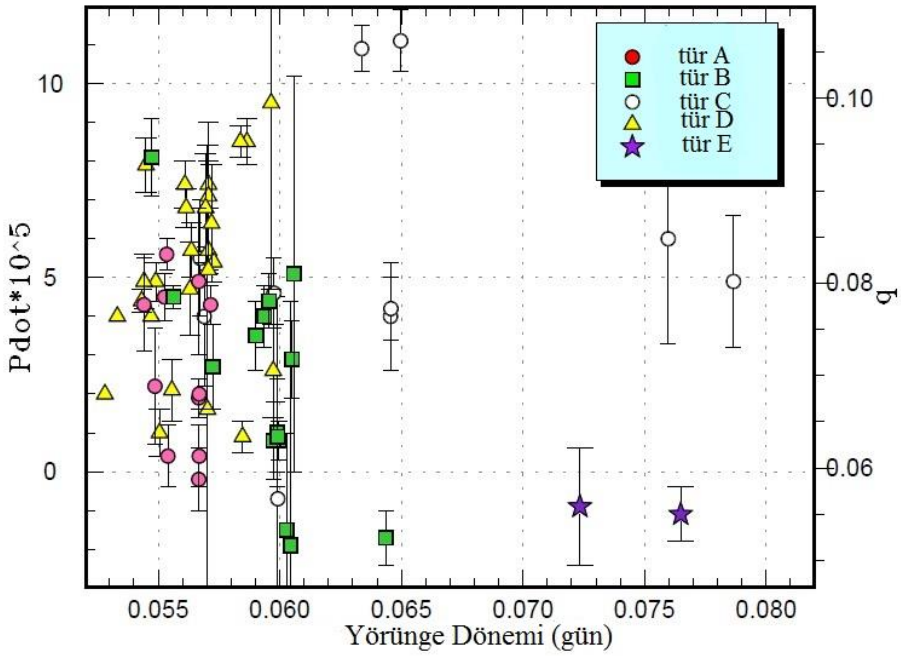
Kato (2015) çalışmasında yeniden parlama türü ile süper hump dönem değişimi arasındaki ilişki incelenmiştir. Tür A ve tür D patlamaları kısa yörünge dönemine sahip sistemlerde gerçekleşme eğilimindedir. Tür A genellikle küçük, tür D daha büyük süper hump dönem değişimine sahiptir. Tür B patlama orta değerli yörünge dönemine sahip cisimlerde oluşur ve bu cisimler görece küçük süper hump dönem değişimine sahiptir. Tür C patlama genelde uzun yörünge dönemine sahip sistemlerde oluşur ve büyük süper hump dönem değişimine sahiptir. Tür C

patlaması gösteren sistemler SU UMa türü cüce novalara daha yakındır (Kato, 2015).

WZ Sge türü cisimlerin süper hump gecikme zamanı 10 gün civarında maksimuma sahiptir. Tür A patlaması bu maksimum civarında görünür. Tür D patlaması daha geniş yayılmıştır, daha az gözlemlenmiş patlama olabilir (yani, yeniden parlama cismin sönüklüğü nedeniyle kaybolmuş olabilir). Tür C patlaması kısa gecikme zamanına sahip olarak görünür. Tür B patlamasının farklı gecikme zamanına sahip, 5 günün altında ve 12 günden daha fazla, iki türü vardır. Gecikme zamanının SU UMa türünden farklı olması 3:1 rezonansın büyüme zamanının $1/q^2$ bağlılığının sonucu olabilir. Kısa gecikme zamanlı tür B patlaması gösteren cisimler kritik olarak 2:1 rezonansa ulaşır bu nedenle minimum yörünge dönemini geçmiş sistemler (bknz., Bölüm 4.2.6) için iyi aday değildir.

Şekil 4.19'da üst koldaki cisimler (yozlaşmamış, düşük anakol yıldızı bileşene sahip, sıradan SU UMa türü cüce novalara yakındır), tür C patlaması göstermeye eğilimlidir. Minimum döneme yakın fakat üst kolda bulunan cisimlerde tür D patlama baskındır. Minimum dönem civarında cisimler tür A patlaması sergiler. Tür B patlaması daha geniş yayılmıştır ancak sıfıra yakın ya da negatif süper hump dönem değişimi gösteren sistemler minimum yörünge dönemini geçmiş sistemlere iyi adaydır.

Kademe A süper humpı kullanılarak belirlenen kütle oranı (*q)* yöntemi ile patlama türleri evrim yollarının türü olarak kabul edilmektedir (Şekil 4.19, tür C→ D→ A→ B→ E, bazı tür B cisimleri dışında) (Kato, 2015).



Şekil 4.19 WZ Sge türü cüce novalar için süper hump dönem değişimine karşı yörünge dönemi çizilmiştir. Semboller patlama türünü belirtir: tür A içi dolu daireler, tür B içi dolu kareler, tür C içi dolu üçgenler, tür D açık daireler ve tür E içi dolu yıldızlardır. Sağ kenarda hesaplanmış kütle oranları gösterilmektedir. Evrim diyagramı olarak temsil edilmiştir (Kato, 2015).

4.2.5 Patlama mekanizması

WZ Sge sisteminin patlama mekanizması diğer tür cüce nova patlamalarıyla kıyaslandığında daha belirsizdir. Patterson et al. (1981) WZ Sge sisteminin 1978-1979 yılındaki patlamasında başlangıç gecelerinde yüksekçe artan yörünge değişimi (erken süper hump) tanımlamıştır. Yörüngesel hump genliğini temel alarak patlama esnasında kütle transfer miktarının 60-1000 kat arttığını belirlemiştir. Bu gözlem WZ Sge türü patlama için kütle transfer patlaması modelini destekler (Kato, 2015). Ishioka et al. (2002) sistem hala parlakken erken süper hump gelişimi tespit etmiştir, bu da ani kütle transfer patlaması ile başlatılan patlama olasılığını dışta bırakır. Osaki and Meyer (2003) artan yörüngesel humpı

süper hump ışık kaynağının dağılım modelini temel alarak modellenen ışık eğrisi ile yüksek eğimli sistemlerde açı (bakış) etkisi olarak yorumlamıştır.

WZ Sge türü patlamayı açıklayabilmek için disk kararsızlık modeli ve kütle transfer patlaması türü etkisiyle yeniden gözden geçirilmiş disk kararsızlığı modelinin ikisi de önerilmektedir. Disk kararsızlık modelinin en önemli sonucu çok düşük sakin evre viskozitesi gerekliliğidir, bu viskozite değerine sakin evre esnasında viskoz difüzyonundan kaynaklanan içten dışa patlamanın engellenmesiyle çok uzun patlama aralığını açıklamak için ihtiyaç vardır (Kato, 2015). Disk kararsızlık modelinde sakin evre viskozitesi çok küçük olduğu için transfer edilen madde difüzyon ile yayılmaz, diskin dış kısmında depolanır. Bu koşul maddenin iç diske yayılmasını engeller ve dolayısıyla içten dışa patlamayı engellemesine neden olur ki, bu da gözlemler tarafından desteklenmemiştir. Birikme zamanı yeterince uzunsa ve depolanan açısal momentum önemli miktardaysa disk 3:1 rezonansın ötesine genişler, bir kez patlama gerçekleşir ve patlama süper patlamadır (Osaki, 1996). Diskte depolanan madde büyük olduğu için 3:1 rezonans çalışmaya başladığında uzun viskoz bozunumu ile patlama gerçekleşir, süper hump gelişir ve patlama sıradan SU UMa türü cüce novaların süper patlama evrimini takip eder. Bu modelde sıradan SU UMa türü cüce novalardan temel farklılık normal patlama olmaması ve süper patlama başlangıcında uzun viskoz bozunumu varlığıdır. Bu modelde erken süper hump kaynağı bilinmemekle birlikte 2:1 rezonans göz önünde bulundurulmamıştır. Daha sonra bu viskoz bozunum evresinin 2:1 rezonans tarafından yönetildiği ve bu rezonansın 3:1 rezonansın büyümesini engellediği bulunmuştur (Kato, 2015).

Ne disk kararsızlık modeli ne de artan kütle transfer modeli WZ Sge türü cüce nova patlamalarını tam olarak açıklamamaktadır (Kuulkers et al., 2011). Diskin iç kısmındaki boşluk yapı uzun tekrarlama zamanını ve içten dışa patlama sergilenmemesini açıklar, bu merkezi boşluk beyaz cücenin manyetik alanı

tarafından oluşturulur (Patterson et al., 1998). Warner et al. (1996) iç diskin beyaz cücenin manyetik alanıyla kesildiğini önermektedir ve kütle transfer miktarı kritik değerin biraz üzerindedir. Bu modelde patlama oluşumu için artan kütle transferine gerek yoktur. Uzun tekrarlama zamanı başarılı bir şekilde oluşturulurken standart sakin evre viskozitesi bir problemdir, depolanan kütle kabaca viskoziteyle ters orantılı olduğu için gerçeğinden daha kısa patlama sürekliliği ile sonuçlanır (Kato, 2015). 10^5 G altında manyetik alan değerine sahip beyaz cücelerde Zeeman yarılmasından tayfsal çizgi elde edilemediği için manyetik kuvvetin ortak olduğu düşünülür. Bu nedenle WZ Sge sisteminde bulunan beyaz cücenin de zayıf manyetik alana sahip olduğu önerilmektedir. Böylesi bir durumda merkezi boşluğun oluşabilmesi için hızlı dönme etkili olabilir. Zayıf manyetik alan ve hızlı dönme toplanmaya ek bariyer olarak karşı koyar, böylece sadece merkezi boşluk oluşumu (içten dışa patlamayı baskılayan) değil aynı zamanda toplanmayı engelleyen merkezkaç bariyeri (gözlemlerde de bulunduğu gibi sakin evrede sistemin daha sönük olması) elde edilir. Böylece hızlı dönme istenen karakteristiğe sahip sistemi destekler (Patterson et al., 1998). Kuulkers et al. (2011) WZ Sge sistemi için zayıf manyetik alana sahip görece hızlı dönen beyaz cüce varlığı sonucunda manyetik "pervane" modeliyle diskin iç kısmında boşluk yapı oluşumunu açıklamaktadır. Merkezi boşluğun, iç disk maddesinin çoğu beyaz cüce üzerine toplandığında, patlamanın hemen sonrasında oluştuğu beklenmektedir. WZ Sge sisteminde boşluk yapının birkaç yılda kapanması beklenirken iç diskin buharlaşması boşluk yapının on yıl içinde kapanmasına olanak tanır. Patlamada manyetik pervaneleme baskılanır ve disk beyaz cüce yüzeyine kadar genişler, patlama sonunda disk soğuk kademeye geri dönerek viskozite değeri düşer, böylece baskılanan manyetik pervaneleme işleminin gerçekleşmesine izin verir. Merkezi boşluk oluşumu için gerekli olan zaman ölçeği hesaplamalarında Kuulkers et al. (2011) boşluk sürekliliğinin 10 yıl olması ve boşluk yarıçapının 10^{10} cm varsayılması durumunda sakin evre viskozite değeri 0.006 elde edilmiştir. Bu

durumda cüce nova patlaması için önerilen modellerde sakin evre viskozite değeriyle kıyaslanabilir bir sonuç bulunmaktadır. Sakin evre özelliklerinin (geniş band akı evrimi, yörünge ışık eğrisi değişimi, sakin evre aralığında disk yarıçapı değişimi) detaylı çalışılması için WZ Sge türü sistemlerin gözlemleri yapılmalıdır, örneğin sakin evrede tutulma gözlemleri iç bölge ve beyaz cüce ile ilgili olarak dış disk evrimini yorumlamada yardımcı olabilir (Kuulkers et al., 2011).

4.2.6 Yörünge evrimi

Bölüm 2'de anlatıldığı gibi kataklismik değişen yıldızların evrimi süresince yörünge dönemi genelde azalır. Bileşen yıldız yozlaştığı zaman sistem minimum döneme ulaşır ve bileşenin ısısal zaman ölçeğinin kütle transfer zaman ölçeğinden büyük olması ve yozlaşmış yıldızın kütle yarıçap ilişkisinin ters olması nedeniyle yörünge dönemi daha sonra artar (Kato, 2015).

Han et al. (2017) çalışmasında sistemlerin minimum yörünge dönemini geçmiş olarak adlandırılması için yıldız-altı bileşene sahip olması dışında daha fazla kanıt gerektiğini önermiştir. WZ Sge sisteminin yüksek eğime sahip olmasının sonucunda tutulma göstermesi nedeniyle O-C diyagramından yörünge değişimi incelenerek yörünge döneminin azaldığı tespit edilmiştir. Minimum yörünge dönemini geçen sistemlerin yörünge döneminin artması gerekir. Han et al. (2017) çalışmasında gözlemlenmiş yörünge dönem değişiminin çekimsel ışımanın neden olduğu azalmadan ~1.53 kat daha büyük olduğu bulunmuştur. Bu nedenle minimum dönemi henüz geçmemiş sistem olduğu düşünülmektedir. Patterson et al. (2018), Han et al. (2017) verilerini kullanarak O-C diyagramındaki dalgalanmaların yörünge dönemiyle doğrudan bağlantılı olmadığını, evre değişimi olabileceğini önermektedir. Toplanma diski tutulma ile birlikte hızlı hareket eden çoklu salma çizgileri gösterir, O-C diyagramındaki dalgalanmanın nedeni olarak yorumlanmaktadır. Çekimsel ışıma ile açısal momentum transferinin baskın olması

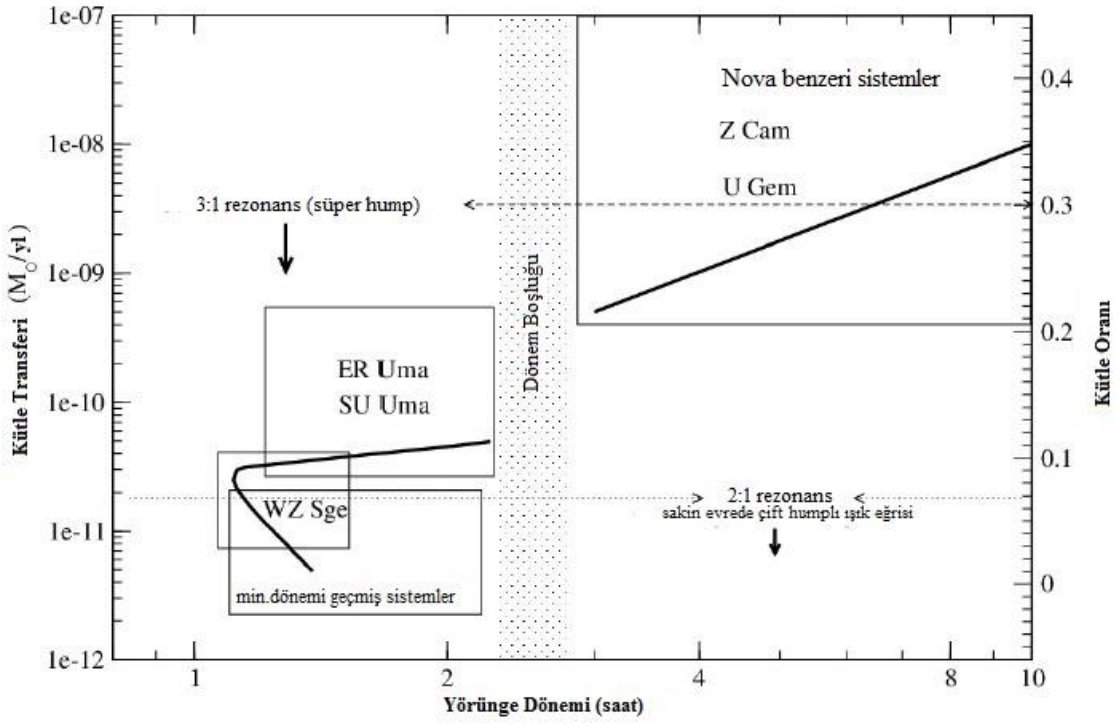
yörünge döneminin artmasına yol açar. Bu nedenle WZ Sge sisteminin minimum yörünge dönemini geçtiği kabul edilmektedir.

Nakata et al. (2014), minimum yörünge dönemini geçmiş sistemlerin adayı olan iki cisim (SSS J122221 ve OJ J184228) arasında ortak olan özellikler tespit etmiştir. Bu özellikler; çok düşük sönme miktarıdır (0.05 kadir/gün), çok uzun-süreklilik evresi (100-200 çevrim, kademe A) ve uzun süper hump dönemidir (0.065 günden daha büyük). Standart evrim modeli temelinde açısal momentumun kaynağının çekimsel ışınım olması varsayımında, minimum yörünge dönemini geçmiş sistemlerin teorik olarak beklenen miktarı için SU UMa türü cüce novalar arasında aday olanların bir kısmı keşfedilmiştir (Kato, 2015).

Kataklismik değişen sistemlerin %70'i yörünge minimum dönemini geçmiş, 80-100 dakika yörünge dönemine sahiplerdir. Tayfsal olarak benzer olsalar da her WZ Sge türü cismin minimum dönemi geçmiş olması gerekmez. Şekil 4.20 aynı zamanda beklenen minimum yörünge dönemini geçmiş, 80-100 dakika dönem aralığındaki sistemlerin konumlarını gösterir. Bu sistemlerde toplanma diskinin soğuk olduğu ve optik ışık eğrisinde sürekli çift humplı değişim gösterdiği düşünülmektedir.

Minimum dönemden sonra kütle transferinin önemli miktarda azalması nedeniyle zayıf manyetik alana sahip beyaz cücenin manyetosfer boyutu, $\dot{M}$ azalması ile artar. Görece zayıf ($\leq$1MG) manyetik alan, toplanma diskinin iç kısmında boşluk yapı oluşturmak için yeterli olacaktır. Sistem minimum dönemi geçtiğinde disk yapısı değişmelidir, minimum dönemden önce kütle transfer oranı daha yüksektir bu nedenle toplanma diski daha sıcak ve daha küçüktür. Dönem limitinden sonra disk daha büyür ve soğuktur, diskin iç kısmı boşluğa sahiptir ve sürekli spiral kollar vardır. Spiral kollar diskin kalanından daha sıcak ve daha yoğundur. Dönem minimumundan daha büyük yörünge dönemi ile birlikte sistemin

sakin evre durumunda çift humplı ışık eğrisi ve kütle oranının q<0.08 olması WZ Sge sisteminin hali hazırda minimum yörünge dönemini geçtiğinin göstergesidir (Zharikov and Tovmassian, 2015).

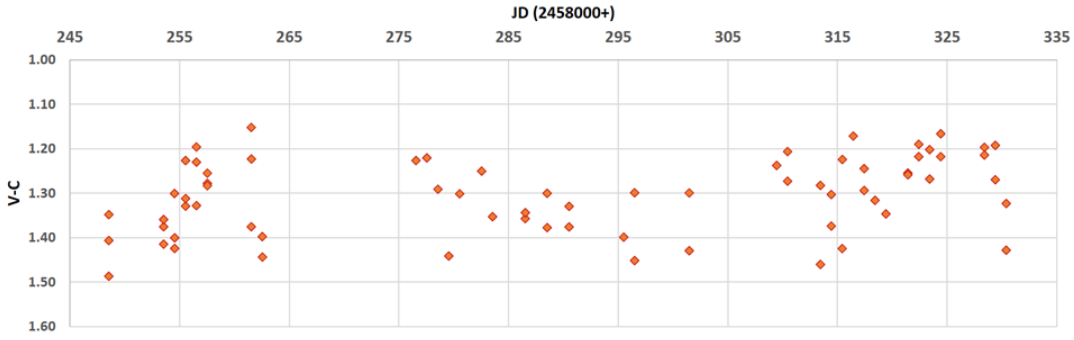


Şekil 4.20 Kataklismik değişen türlerinin şematik dağılımıdır. Kütle oranı ve kütle transfer miktarına karşı yörünge dönemini göstermektedir (Zharikov and Tovmassian, 2015).

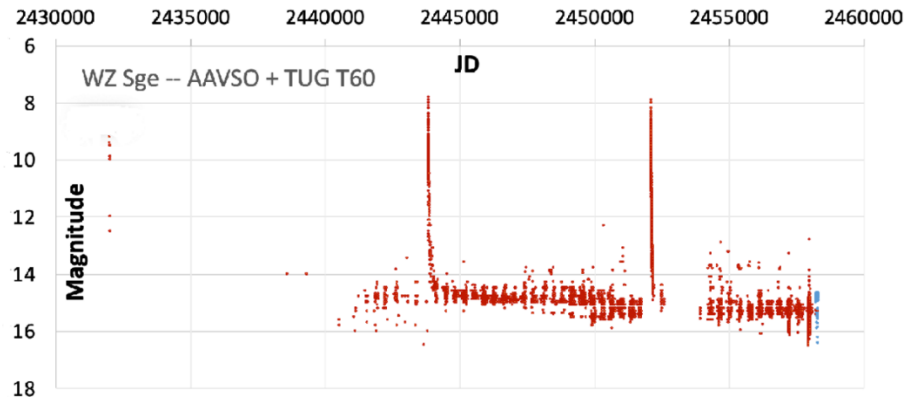
Sistemlerin araştırılmasının devam etmesi ve bu ölçütlerin kullanılması minimum yörünge dönemini geçmiş sistemlerin ve kataklismik değişen yıldızların evrimini daha iyi anlamak için önemlidir (Kato, 2015).

4.2.7 WZ Sge sisteminin gözlem ve analizi

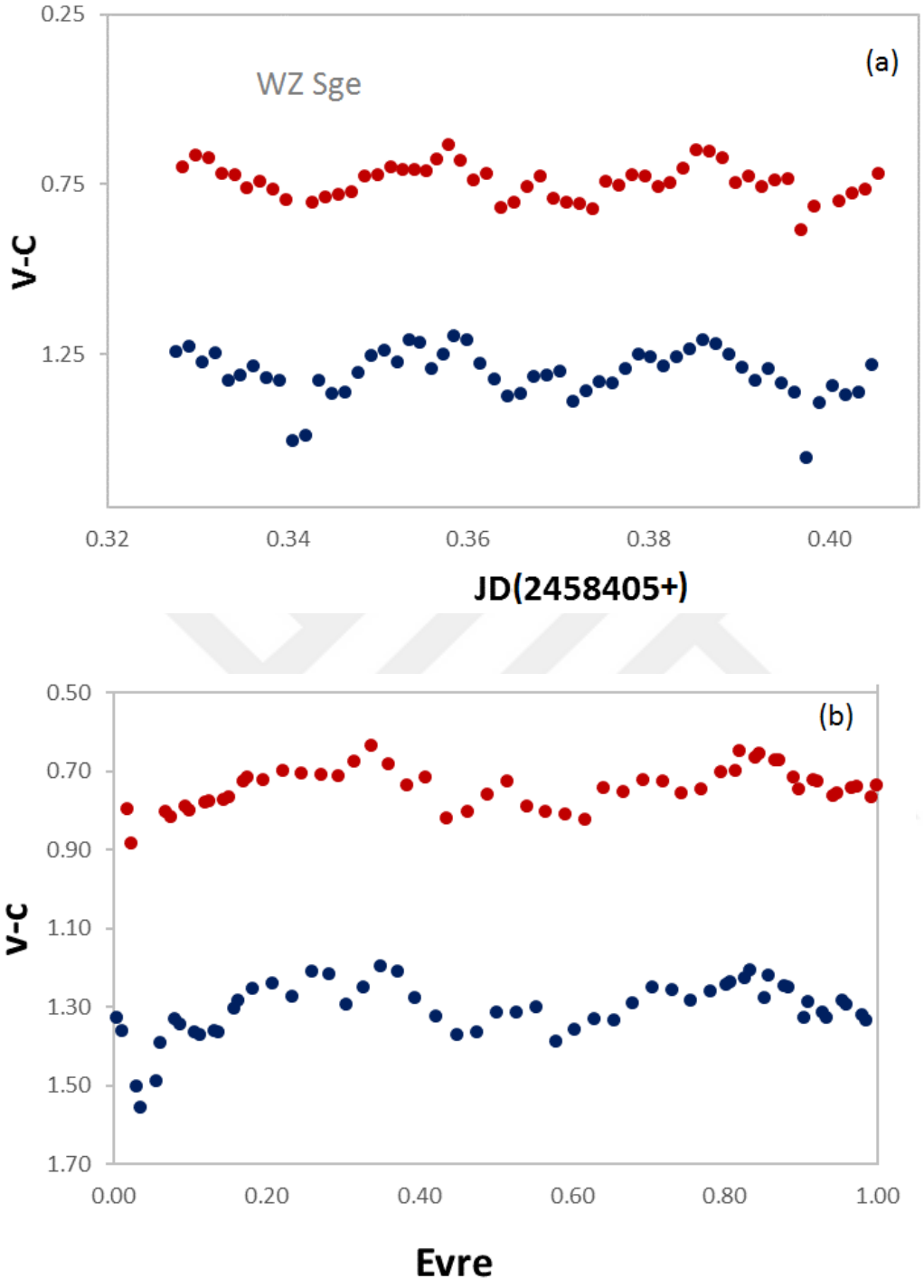
WZ Sge sisteminin kısa dönemli ışık değişimi için TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi'nde (TUG) T100 teleskobunda 13,15 Ekim 2018 ve 24 Haziran 2019 tarihlerinde V ve R bandlarında gözlenmiştir. Sistemin uzun dönemli ışık değişimini çalışmak için T60 teleskobu V, R, I bandlarında gözlenmiştir. Bu bölümde elde edilen ışık değişimleri (Şekil 4.21, 4.23) literatürde elde edilen gözlemlerle birlikte (Şekil 4.22) tartışılacaktır.

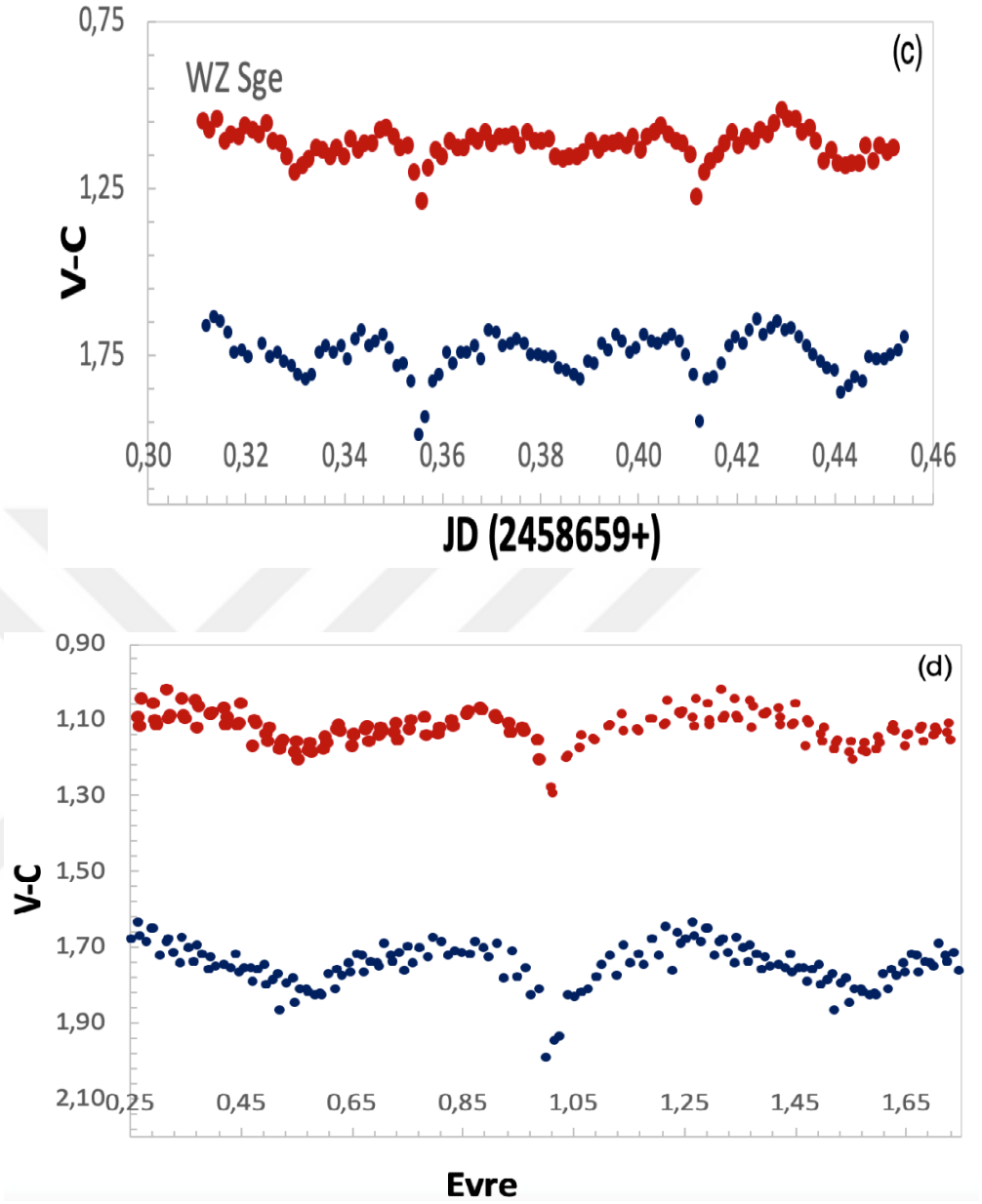


Şekil 4.21 TUG T60 teleskobunda V bandında elde edilen ışık değişimi.



Şekil 4.22 WZ Sge sisteminin uzun dönemli ışık değişimi TUG T60 verileri mavi renk, AAVSO (American Association of Variable Star Observers) verileri kırmızı renk ile gösterilmiştir.


WZ Sge
(a)
0.25
0.75
1.25
V-C
0.32
0.34
0.36
0.38
0.40
JD(2458405+)
(b)
0.50
0.70
0.90
1.10
1.30
1.50
1.70
V-C
0.00
0.20
0.40
0.60
0.80
1.00
Evre



Şekil 4.23 WZ Sge sisteminin TUG T100 teleskobunda a) 13-15 Ekim 2018 gecelerinde elde edilen V (kırmızı renk ile belirtilen noktalar) ve R (lacivert ile belirtilen noktalar) bantlarındaki ışık değişimi, b) 13-15 Ekim 2018 gecelerinde elde edilen V ve R bantlarındaki ışık değişiminin evre uzayında değişimi, c) 24 Haziran 2019 gecesi elde edilen V (kırmızı renk ile belirtilen noktalar) ve R (lacivert renk ile belirtilen noktalar) bantlarındaki ışık değişimi, d) 24 Haziran 2019 gecesi elde edilen V ve R bantlarındaki ışık değişiminin evre uzayında değişimi.

5. SONUÇ VE TARTIŞMALAR

WZ Sge türü sistemler uzun tekrarlama zamanlı büyük patlama genliğine sahip cüce nova sistemleridir. Beklenmedik davranışları nedeniyle diğer tür cüce novalardan farklı bir türde sınıflandırılmıştır. Süper patlama sonrası ışık eğrisinde yeniden parlamalar sergilemektedir ancak fiziksel mekanizması henüz anlaşılmamıştır. Bu sistemlerin toplanma diskinde çok düşük viskozite varlığının nedeni de henüz çözülmemiş bir problemdir. Literatürde yer alan birtakım çalışmalarda zonklayan beyaz cüce varlığı ve manyetik beyaz cüce varlığı incelenmiştir. Manyetik beyaz cüce varlığı önerisi toplanma diskinin IP'lere benzer olduğu düşüncesini de beraberinde getirmektedir. Bu özelliklerin daha iyi anlaşılabilmesi için bu sistemlerin ayrıntılı çalışmalarının devam etmesi önemlidir.

Bulunduğu sınıf içinde "tuhaf" özelliğe sahip olan bir diğer sistem ise PX And sistemidir. Nova benzeri değişen olarak tanımlanan bu sistemin salma çizgisi davranışını açıklayan bir model bulunmamakla birlikte disk yapısının IP'lere benzer olduğu düşünülmektedir.

Bu çalışmada kataklismik değişen yıldızların genel özellikleri, alt türleri arasındaki farklılıklar ve WZ Sge türü kataklismik değişen yıldızların kuramsal ve gözlemsel özellikleri literatürde yer alan çalışmalar incelenerek özet halinde sunulmuştur. WZ Sge sistemi TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi'nde (TUG) T60 ve T100 teleskopları kullanılarak gözlenmiş ve elde edilen ilk sonuçlar sunulmuştur.

Devam eden gözlemlerde WZ Sge sistemine ilişkin olası süper patlamanın yakalanması ve sistemin literatürde yer alan ışık değişim verilerini de kullanarak ışık değişimlerinin ardındaki fiziği, fiziksel büyüklüklerle ilişkisinin çalışılması planlamaktadır.

KAYNAKLAR DİZİNİ

Bath, G. T., 1973, Periodicities and disks in dwarf novae, *Nature Physical Science*, 246, 84-87p.*

Boffin, H. M. J. et al., 2003, A Warped Accretion Disc in PX And?, Interplay of Periodic, Cyclic and Stochastic Variability in Selected Areas of the H- R Diagram, APS Conference Series, edited by C. Sterken, 292, 297p.

Dhillon, V., 1996, The Nova-like Variables, IAU Colloq. 158: Cataclysmic Variables and Related Objects, Astrophysics and Space Science Library, edited by A. Evans and Janet H. Wood, 208, 3p.

Hachisu, I. and Kato, M., 2006, A universal decline law of classical novae, *Astrophysical Journal Supplement Series*, 167, 59-80p.

Hachisu, I. and Kato, M., 2014, The UBV color evolution of classical novae. I. Nova giant sequence in the color- color diagram, *The Astrophysical Journal*, 785, 97p.

Han, Z.-T. et al., 2017, WZ Sge: an eclipsing cataclysmic variable evolving towards the period minimum, *New Astronomy*, 56, 22-27p.

Hellier C. and Robinson, E. L., 1994, PX Andromedae and the SW Sextantis phenomenon, *ApJ*, 431, L107-L110p.

Iben, I., 1991, Single and binary star evolution, *The Astrophysical Journal Supplement Series*, 76, 55-114p.

Imada, A. et al., 2006, Discovery of a new dwarf nova, TSS J022216.4 + 412259.9: WZ Sge-type dwarf nova breaking the shortest superhump period record, *PASJ*, 58, L23-L27p.

Ishioka, R. et al., 2002, First detection of the growing humps at the rapidly rising stage of dwarf novae AL Com and WZ Sge, *A&A*, 381, L41-44p.

KAYNAKLAR DİZİNİ (devam)

Kalomeni, B., 2012, Short and long time-scale variability in magnetic cataclysmic variables: long-term monitoring of polars, *MNRAS*, 422, 1601-1608p.

Kalomeni, B. et al., 2016, Evolution of cataclysmic variables and related binaries containing a white dwarf, *Astrophysical Journal*, 22, 09p.

Kato, T., Maehara, H., Monard, B., 2008, Late superhumps in WZ Sge-type dwarf novae, *Publications of the Astronomical Society of the Japan*, 60, L23-L26p.

Kato,T. and Osaki, Y., 2013, New method of estimating binary's mass ratios by using superhumps, *PASJ*, 65, 115p.

Kato, T. et al., 2014, Survey of period variations of superhumps in SU UMa-type dwarf novae. V: The fifth year (2012–2013), *PASJ*, 66, 30p.*

Kato, T., 2015, WZ Sge-type dwarf nova, Publications of the Astronomical Society of the Japan, 67, 108p.

Kistionas, S. et al., 2005, Long Term Monitoring of WZ Sge in Quiescence, Astrophysics of Cataclysmic Variables and Related Object, ASP Conference Series, edited by J.-M. Hameury and J.-P. Lasota, 330, 377p.

Kopal, Z., 1955, The classification of close binary systems, *Annales d'Astrophysique*,18, 379p.*

Kuiper, G. P., 1941, On the interpretation of β Lyrae and other close binaries, *ApJ*, 93, 133p.*

Kunze, S., 2004, SPH Simulations of Early and Late Superhumps, IAU Colloquium 194-Compact Binaries in the Galaxy and Beyond, Rev.Mex.AA, edited by G. Tovmassian and E. Sion, 20, 130-131p.

KAYNAKLAR DİZİNİ (devam)

Kunze, S. and Speith, R., 2005, SPH Simulations of the 2:1 Resonance in Accretion Disks, The Astrophysics of Cataclysmic Variables and Related Objects, ASP Conference Series, edited by J.-M. Hameury and J.-P. Lasota, 330, 389p.

Kuulkers, E. et al., 2011, Secular changes in the quiescence of WZ Sagitte: The development of cavity in the inner disk, *AA*, 528, A152p.

Lin, D. N. C. and Papaloizou, J., 1979, Tidal torques on accretion discs in binary systems with extreme mass ratios, *MNRAS*, 186, 799-812p.

Mayall, M. W., 1946, Nova Sagittarii 1913, 1946, Harvard College Observatory Bulletin, 918, 3-5p.

Meyer-Hofmeister, E. and Meyer, F., 2001, The change from accretion via a thin disk to a coronal flow: dependence on the viscosity of the hot gas, *A&A*, 380, 739-744p.

Meyer, F., and Meyer-Hofmeister, E., 2015, SU UMa stars: rebrightenings after superoutburst, *PASJ*, 67, 52p.

Munari, U., 2012, Classical and recurrent novae, *JAAVSO*, 40, 582p.

Nakata, C. et al., 2014, OT J075418.7+381225 and OT J230425.8+062546: Promising candidates for the period bouncer, *PASJ*, 66, 116p.*

Nelson, L.A. and Rappaport, S., 2003, Theoretical considerations on the properties of accreting millisecond pulsars, *ApJ*, 598, 431-445p.*

Osaki, Y., 1974, An accretion model for the outburst of U Geminorum stars, *PASJ*, 26, 429-436p.*

Osaki, Y., 1996, Dwarf-nova outbursts, *Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, 108, 39-60p.

KAYNAKLAR DİZİNİ (devam)

Osaki, Y. and Meyer F., 2002, Early humps in WZ Sge stars, *A&A*, 383, 574-579p.

Paczynski, B., 1971, Evolutionary process in close binary system, *Ann. Rev. Astr. Ap.*, 9, 183-208p.

Paczynski, B., 1981, Evolution of cataclysmic binaries, *Acta Astronomica*, 31, 1p.

Patterson, J., et al., 1981, A photometric study of the dwarf nova WZ Sge in outburst, *The Astrophysical Journal*, 248, 1067-1075p.

Patterson, J., 1984, The evolution of cataclysmic and low-mass x-ray binaries, *The Astrophisical Journal Supplement Series*, 54, 443-493p.

Patterson, J., et al., 1998, Rapid oscillations in cataclysmic variables XIII. WZ Sagittae revisted , *PASP*, 110, 403-414p.

Pattterson, J., 2001, Accretion-disk precession and substellar secondaries in cataclysmic variables, *Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, 113, 736-747p.

Patterson, J., 2011, Distances and absolute magnitudes of dwarf novae: murmurs of period bounce, *MNRAS*, 411, 2695-2716p.*

Patterson, J., Stone, G., and Kemp, J., 2018, Orbital period changes in WZ Sagittae, *Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, 130, 064202p.

Pavlenko, E. et al., 2010, Activity of Five WZ Sge-Type Systems in A Few Years After Their Outbursts, American Institute of Physics Conference Series, 1273, 332-337p.

KAYNAKLAR DİZİNİ (devam)

Rappaport, S., Verbunt, F. and Joss, P. C., 1983, A new technique for calculations of binary stellar evolution, with application to magnetic braking, *ApJ*, 275, 713-731p.*

Robinson, E. L., 1978, A photometrıc study of the recurrent nova WZ Sagittae at minimum light, *The Astrophysical Journal*, 219, 168-182p.

Robinson et al., 1981, MV Lyrae : Spectrophotometric properties of minimum light : or on MV Lyrae off, *The Astrophysical Journal*, 251, 611-619p.*

Sion, E.M., Leckenby, H.J. and Szkody, P., 1990, Discovery of strong neutral atomic carbon absorption lines in the spectrum of DAQZ5 white dwarf in the ultra short period dwarf nova WZ Sge during quiescence, *ApJ*, 364, L41-44

Smak, J., 1983, On the nature of dwarf novae, *ApJ*, 272, 234-237p.*

Smak, J., 1984, Outburst of dwarf novae, *PASP*, 96, 5-18p.*

Stanishev, V. et al., 2002, PX Andromedae: Superhumps and variable eclipse depth, *A&A*, 394, 625-632p.

Still, M. D., Dhillon, V. S. and Jones, D. H. P., 1995, Emission-line variations of the nova-like variable PX Andromedae (= PG 0027+ 260), *Mon. Not. R. Astron. Soc.*, 273, 863-876p.

Szkody, P. and Gaensicke, B. T., 2012, Twenty-eight years of CV results with the AAVSO, *JAAVSO*, 40, 94p.

Thorstensen, J. R. et al., 1991, PG0027 +260: An example of a class of cataclysmic binaries with mysterious, but consistent, behavior, *The Astronomical Journal*, 102, 272p.*

KAYNAKLAR DİZİNİ (devam)

Thomas, N. L. et al., 2010, SuperWASP observations of long timescale photometric variations in cataclysmic variables, *A&A*, 514, A30p.

Warner, B., 1995, Cataclysmic Variable Star, Cambridge University Press

Warner, B., Livio, M. and Tout, Christopher A., 1996, Dwarf nova outbursts in truncated accretion discs: down with low alphas, *MNRAS*, 282, 735-738p.

Webbink, R. F., 1979, The Formation of White Dwarfs in Close Binary Sysytem, White Dwarfs and Variable Degenerate Stars, *IAU Colloquium 53*, edited by H. M. Van Horn and V. Weidemann, 426-447pp.*

Webbink, R. F. and Politano, M., 1993, On The Origin of Cataclysmic Variables, New Frontiers in Binary Star Research, ASP Conference Series, edited by J. C. Leung and I.-S. Nha, 38, 186p.

Whitehurst, R., 1988, Numerical simulations of accretion disks I. Superhumps- a tidal phenomenon of accretion disks, *MNRAS*, 232, 35-51p.*

Zharikov, S. and Tovmassian, G., 2015, CVs around the minimum orbital period, *Acta Polytechnica CTU Proceedings*, 2, 41-45p.

* ile işaretlenmiş kaynaklar tarafımca okunmamıştır.

TEŞEKKÜR

Bu tez çalışmasında kullanılan yeni gözlemler TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi'nde (TUG) bulunan T100 ve T60 teleskopları kullanılarak elde edilmiştir. 18CT100-1403 ve 18CT60-1387 nolu projelerin yürütülmesi için sağlanan destekten dolayı TUG'a teşekkür ederim. IRAF kullanımı konusunda yardımından dolayı İbrahim AKÖZ'e teşekkür ederim.

Tez içeriğinin hazırlanmasında, yapılan gözlemlerin analizlerinde ve çalışma yöntemlerinin belirlenmesinde bilgi ve tecrübelerinden yararlandığım, ilgisini ve zamanını esirgemeyen, bugüne kadar yapmış olduğumuz çalışmalarda fazlasıyla katkı sağlayan tez danışmanım sayın Prof. Dr. Belinda KALOMENİ'ye teşekkürü bir borç bilirim.

29 / 07 / 2019

Elif KORSAL

ÖZGEÇMİŞ

1992 yılında İstanbul, Türkiye'de doğdu. 2015 tarihinde Ege Üniversitesi Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü'den lisans derecesiyle mezun oldu. Lisansüstü eğitimine ise 2017'de başladı.