

**SDSS J214354+124457 KATAKLİSMİK DEĞİŞEN
YILDIZININ FOTOMETRİK ANALİZE DAYALI
FİZİKSEL ÖZELLİKLERİNİN İNCELENMESİ**

**Yüksek Lisans Tezi
Emre Mustafa BEKTÖRE
Eskişehir, 2017**

**SDSS J214354+124457 KATAKLİSMİK DEĞİŞEN YILDIZININ
FOTOMETRİK ANALİZE DAYALI FİZİKSEL ÖZELLİKLERİNİN
İNCELENMESİ**

Emre Mustafa BEKTÖRE

YÜKSEK LİSANS TEZİ

**Uzaktan Algılama Ve Coğrafi Bilgi Sistemleri Anabilim Dalı
Danışmanı: Yard. Doç. Dr. Metin ALTAN**

**Eskişehir
Anadolu Üniversitesi
Fen Bilimleri Enstitüsü
Mayıs, 2017**

JÜRİ VE ENSTİTÜ ONAYI

Emre Mustafa BEKTÖRE'nin "SDSS J214354+124457 Kataklistik Değişen Yıldızının Fotometrik Analize Dayalı Fiziksel Özelliklerinin Belirlenmesi" başlıklı tezi 26/05/2017 tarihinde aşağıdaki jüri tarafından değerlendirilerek "Anadolu Üniversitesi Lisansüstü Eğitim-Öğretim ve Sınav Yönetmeliği"nin ilgili maddeleri uyarınca, Fizik Anabilim dalında Yüksek Lisans tezi olarak kabul edilmiştir.

	<u>Unvanı-Adı Soyadı</u>	<u>İmza</u>
Üye (Tez Danışmanı)	: Yard. Doç. Dr. Metin ALTAN	
Üye	: Doç. Dr. Hasan H. ESENOĞLU	
Üye	: Yard. Doç. Dr. Hakan UYGUÇGİL	

Enstitü Müdürü

ÖZET

SDSS J214354+124457 KATAKLİSMİK DEĞİŞEN YILDIZININ FOTOMETRİK ANALİZE DAYALI FİZİKSEL ÖZELLİKLERİNİN İNCELENMESİ

Emre Mustafa BEKTÖRE

Uzaktan Algılama ve Coğrafi Bilgi Sistemleri Anabilim Dalı
Anadolu Üniversitesi, Fen Bilimleri Enstitüsü, Mayıs, 2017
Danışman: Yard. Doç. Dr. Metin ALTAN

Bu çalışmada SDSS J214354+124457 kataklismik değişen yıldızının, 28 Temmuz 2012 ve 31 Ocak 2013 tarihleri arasında Ulupınar Gözlemevi'nden ve TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi'nden çok bantlı fotometrik gözlemleri yapılmıştır. Fotometrik gözlemlerin analizleri sonucu, sistemin gösterdiği parlaklık değişimlerinin incelenmesiyle, fotometrik periyotlar tanımlanmıştır. Fotometrik periyotlar literatürdeki değerleriyle de karşılaştırılarak, yörünge dönemlerinin değişimleri incelenmiştir. Sistemin bileşenlerine ait ışık eğrisi biçiminden ve yörünge döneminden elde edilen sonuçlar tartışılmıştır. SDSS_J2143 yıldızının CRTS (Catalina Real-Time Transient Survey) teleskopu ile yapılan gözlemleri de değerlendirilerek sistemin uzun dönemli ışık eğrisinin bir profili çıkarılmış ve yıldızın kataklismik değişen yıldızların hangi alt sınıfına ait olduğu tanımlanmıştır.

Anahtar Sözcükler: Fotometrik Analiz, Kataklismik Değişenler, SDSS, Periyot Analizi.

ABSTRACT

INVESTIGATION PHYSICAL CHARACTERISTICS OF SDSS J214354+124457 CATAclySMIC VARIABLE BASED ON PHOTOMETRIC ANALYSIS

Emre Mustafa BEKTÖRE

Department of Remote Sensing and Geographic Information Systems

Anadolu University, Graduate School of Sciences, May, 2017

Supervisor: Asst. Prof. Dr. Metin ALTAN

In this study, multicolor photometric observations of SDSS J214354+124457 cataclysmic variable star was performed, between 28 July 2012 and 31 January 2013 from Ulupinar Observatory and TÜBİTAK National Observatory. According to the photometric observation results, brightness changes shown by the system were examined and the photometric periods were defined. The photometric periods were also compared with the values in literature and orbital period changes were examined. The results obtained from the shape of the light curve and orbital period of the system components were discussed. A long-term light curve profile of the system was created according to observations of the SDSS_J2143 star by CRTS (Catalina Real-Time Transient Survey) telescope and it is defined the star is belonging to which subclass of cataclysmic variable stars.

Keywords: Photometric Analysis, Cataclysmic Variables, SDSS, Period Analysis.

TEŞEKKÜR

Bu alıőmanın gerçekleőtirilmesi sürecinde her türlü yardımını esirgemeyen sayın danışman hocam Yard. Doç. Dr. Metin ALTAN'a, gerek fiziksel gerekse düőünsel anlamda katkıları bulunan çalışma arkadaşlarım, mer AYYILDIZ, Serdar Utku KARTAL, nder ORAKOĞLU'na, gözlemler esnasında bizi tesislerinde ağırlayan Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi Ulupınar Gözlemevi yönetimi ve personeline, cihazlarını araőtırmamız için bizlere aan İstanbul Üniversitesi Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü yönetimine, 12BT100-328-2 numaralı proje ile desteği için TUBİTAK Ulusal Gözlemevi'ne, Bilimsel Araştırma Projeleri Komisyonu onaylı 1408F375 ve 1506F549 numaralı projeleri ile desteği için Anadolu niversitesi'ne teőekkürü bir borç bilirim.

Emre Mustafa BEKTÖRE

26/05/2017

ETİK İLKE VE KURALLARA UYGUNLUK BEYANNAMESİ

Bu tezin bana ait, özgün bir çalışma olduğunu; çalışmamın hazırlık, veri toplama, analiz ve bilgilerin sunumu olmak üzere tüm aşamalarında bilimsel etik ilke ve kurallara uygun davrandığımı; bu çalışma kapsamında elde edilemeyen tüm veri ve bilgiler için kaynak gösterdiğimi ve bu kaynaklara kaynakçada yer verdiğimi; bu çalışmanın Anadolu Üniversitesi tarafından kullanılan “bilimsel intihal tespit programıyla tarandığını ve hiçbir şekilde “intihal içermediğini” beyan ederim. Herhangi bir zamanda, çalışmamla ilgili yaptığım bu beyana aykırı bir durumun saptanması durumunda, ortaya çıkacak tüm ahlaki ve hukuki sonuçlara razı olduğumu bildiririm.

Emre Mustafa BEKTÖRE

İÇİNDEKİLER

BAŞLIK SAYFASI	i
JÜRİ VE ENSTİTÜ ONAYI.....	ii
ÖZET	iii
ABSTRACT.....	iv
TEŞEKKÜR	v
ETİK İLKE VE KURALLARA UYGUNLUK BEYANNAMESİ.....	vi
İÇİNDEKİLER	vii
TABLolar DİZİNİ	ix
ŞEKİLLER DİZİNİ	x
SİMGE VE KISALTMALAR DİZİNİ	xii
1. GİRİŞ	1
2. KATAKLİSMİK DEĞİŞENLERİN GENEL ÖZELLİKLERİ.....	10
2.1. Kataklistmik Değişenlerin Sınıflanması	10
2.2. Kataklistmik Değişenlerin Bileşenleri.....	14
2.2.1. Beyaz cüce	14
2.2.2. Bileşen yıldız.....	15
2.2.3. Yığılma diski	15
2.2.4. Sınır tabaka	17
2.2.5. Sıcak leke	18
2.2.6. Rüzgârlar.....	18
2.3. Roche Geometrisi.....	20
3. NOVA VE CÜCE NOVA PATLAMALARI.....	25
3.1. Kütle Aktarım Kararsızlığı Modeli	26
3.2. Disk Kararsızlığı Modeli	27
4. MALZEME VE YÖNTEM.....	30
4.1. Fotometrik Analizler	30
4.2. Açıklık Fotometrisi	31
4.3. Gözlemler	32
4.4. Faz Dağılım Minimizasyonu	36
5. BULGULAR, TARTIŞMA VE SONUÇ.....	39

5.1. Yörünge Periyodu	41
5.2. Süperhörgüç Periyodu	42
5.3. Negatif Süperhörgüç Periyodu	43
5.4. Isırma Periyodu	44
5.5. Bir Z Cam Tipi Cüce Nova Olarak SDSS_J2143	46
5.6. Süperhörgüç Periyot Fazlalığı ve Kütle Oranı	48
5.7. Sonuç	49
KAYNAKÇA	50
ÖZGEÇMİŞ	53

TABLolar DİZİNİ

Sayfa

- Tablo 2.1.** Kataklistik değişenlerin sınıflandırılması. Çizelgenin ilk sütunu sınıfları ve bu sınıflara ait alt sınıfları, ikinci sütun patlama genliğini, üçüncü sütun bir patlama sırasında açığa çıkan enerjiyi, dördüncü sütun patlamaların tekrarlama dönemini göstermektedir..... 10
- Tablo 4.1.** SDSS J214354 yıldızı için potansiyel mukayese ve denet yıldızlarının fotometrik değerleri. Burada sırasıyla; “AUID” AAVSO’ya ait benzersiz tanımlayıcı kodu (AAVSO Unique Identifier), “RA” sağ açıklık, “Dec” deklinasyon değeri, “Label” etiket numarası, “U” morötesi filtrede parlaklık değeri, “B” mavi filtrede parlaklık değeri, “V” görsel filtre parlaklık değeri, “B-V” mavi ve görsel filtreler fark parlaklık değeri, “R_c” kırmızı filtre parlaklık değeridir. Kırmızı çerçeveye alınan yıldızlar mukayese ve denet yıldızı olarak kullanılan yıldızlardır..... 34
- Tablo 4.2.** R filtresinde yapılan gözlemlerin kaydı. (a) teleskop bilgisini, (b) gözlem başlangıç zamanını, (c) gözlem bitiş zamanını, (d) gözlem günü için ortalama parlaklığı, (e) poz süresini sonraki değerler sırasıyla filtre (f) ve görüntü (g) sayısını göstermektedir. 35
- Tablo 4.3.** B filtresinde yapılan gözlemlerin kaydı. (a) teleskop bilgisini, (b) gözlem başlangıç zamanını, (c) gözlem bitiş zamanını, (d) gözlem günü için ortalama parlaklığı, (e) poz süresini sonraki değerler sırasıyla filtre (f) ve görüntü (g) sayısını göstermektedir. 35
- Tablo 4.4.** V filtresinde yapılan gözlemlerin kaydı. (a) teleskop bilgisini, (b) gözlem başlangıç zamanını, (c) gözlem bitiş zamanını, (d) gözlem günü için ortalama parlaklığı, (e) poz süresini sonraki değerler sırasıyla filtre (f) ve görüntü (g) sayısını göstermektedir. 36

ŞEKİLLER DİZİNİ

	<u>Sayfa</u>
Şekil 1.1. Galileo'nun Ay topoğrafyası üzerine çizimleri	2
Şekil 1.2. SDSS I, II ve III projeleriyle gözlenen galaksilerin dağılımı.....	4
Şekil 1.3. SDSS projeleriyle üç boyutlu galaksi modeli oluşturulan bölgelerin iki boyutta gösterimi. 1 numaralı resim kuzey yarım kürenin galaktik açıklığını, 2 numaralı resim güney yarım kürenin galaktik açıklığını göstermektedir. Resim üzerindeki her sarı nokta bir galaksiye karşılık gelmektedir.....	5
Şekil 1.4. Manyetik olmayan kataklismik değişen yıldız.....	8
Şekil 1.5. Kataklismik değişenlerin gerçekleştirdiği ışınımlar ve ışınım bölgeleri.....	9
Şekil 1.6. Manyetik (polar) ve yarı manyetik (intermediate polar) kataklismik değişen yıldız.....	9
Şekil 2.1. Cüce novanın şematik ışık eğrisi.....	12
Şekil 2.2. Cüce novaların alt sınıflarına ait ışık eğrileri. SS Cyg, U Gem türü bir yıldızdır.....	13
Şekil 2.3. Kataklismik değişenlerde bileşenlerine ilişkin tayfın şematik gösterimi. Kesikli çizgi diskin iç ve dış bölgelerin arasında farklı sıcaklıklardaki kara cisim ışınımlarının toplamı ile oluşturulmuştur kuramsal bir yaklaşımı göstermektedir.....	14
Şekil 2.4. Cüce nova YZ Cnc'nin tayf örneğinde P Cygni profili okla gösterilmiştir.....	19
Şekil 2.5. P Cygni profilinin şekil üzerinde gösterimi. Üstte solda gösterilen diskten çıkan dışa akımdır. Sağda a ile gösterilen salma bileşenini, b ile gösterilen soğurma bileşenini, en altta a+b ile gösterilen üstteki iki bileşenin toplamı olan P Cygni profilidir.....	19
Şekil 2.6. Çift sistem için eş potansiyel yüzeylerin gösterimi.....	22
Şekil 2.7. Koriolis kuvveti etkisi ile L1 noktasından ayrılmakta olan maddenin izlediği yol.....	23
Şekil 2.8. Çift sistem için eş potansiyel yüzeylerin gösterimi.....	24
Şekil 3.1. Yığılma diski için yüzey yoğunluğu ile sıcaklık arasındaki ilişki çevrimi.....	29

Şekil 4.1. Açıklık fotometrisi için çizilmiş halkalar.....	31
Şekil 4.2. SDSS_J2143 kataklismik değişen yıldızının(Y) mukayese(M) ve denet(D) yıldızıyla görüntüsü.....	32
Şekil 4.3. Mukayese ve denet yıldızlarının AAVSO planında gösterimi.....	33
Şekil 4.4. PDM'de s ve σ varyans değerlerinin grafik üzerinde gösterimi. Burada s , 10'dan fazla bölmedeki s_j değerlerinin toplamıdır. Grafikte apsis fazı ordinat parlaklığı göstermektedir.	38
Şekil 5.1. SDSS_J2143 yıldızının 59 gözleminden çıkarılan ışık eğrisi. Her renk sol alttaki lejantta yapıldığı gözlemeviyle ilişkilendirilmiştir.....	39
Şekil 5.2. SDSS_J2143 yıldızının kısa dönemli ışık eğrisinin kontrol yıldızıyla beraber gösterimi.....	40
Şekil 5.3. SDSS_J2143 yıldızının 0,1g-0,15g aralığında bulunan periyodu ve fazı.....	40
Şekil 5.4. SDSS_J2143 yıldızının 0,12g-0,13g aralığında bulunan periyodu ve fazı. Bu periyot Ritter ve Kolb kataloğunda da verilen yörünge periyoduna oldukça yaklaşmaktadır.....	41
Şekil 5.5. SDSS_J2143 yıldızının V filtresinde PDM analizi ve faz diyagramı ...	42
Şekil 5.6. SDSS_J2143 yıldızının 0,12 hesaplanan değeriyle negatif süperhörgüç periyodu.....	43
Şekil 5.7. SDSS_J2143 yıldızının ısırma periyodu için PDM analiz sonuçları. (a) IST60 (üstteki) ve TUG (alttaki) veri seti için (b) TUG (üstteki) IST60 (alttaki) (c) TUG için.....	45
Şekil 5.8. SDSS_J2143 yıldızının CRTS gözlemleriyle beraber uzun dönemli gösterimi.....	47

SİMGE VE KISALTMALAR DİZİNİ

SDSS	: Sloan Digital Sky Survey
TÜBİTAK	: Türkiye Bilimsel Ve Teknoloji Araştırma Kurumu
TUG	: TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi
ÇAAM	: Çanakkale Astrofizik Araştırma Merkezi
IAU	: International Astronomical Union
GCVS	: General Catalog of Variable Stars
KD	: Katakлизмik değışen
EUV	: Extreme Ultraviolet
UV	: Ultraviolet
IR	: Infrared
JD	: Julian date
CCD	: Charge coupled device
ADU	: Analog-digital units
FWHM	: Full width half maximum
IRAF	: Image reduction and analysis facility
BJD	: Barycentric julian date
PDM	: Phase dispersion minimisation
CRTS	: Catalina real time transient survey
AAVSO	: American Association of Variable Star Observers
G	: Evrensel çekim sabiti
M_{\odot}	: Güneş'in kütlesi
R_{\odot}	: Güneş'in yarıçapı
$M_{yığ}$: Yığılan kütle miktarı
R_{bc}	: Beyaz cüce yarıçapı
M_{bc}	: Beyaz cüce kütlesi
M_{disk}	: Disk kütlesi
R_{disk}	: Disk yarıçapı
\dot{M}	: Aktarılan kütle miktarı
Σ	: Yüzey yoğunluğu

1. GİRİŞ

Günümüzde en genel haliyle; nesnelere doğrudan temas etmeyerek ölçme, gözlemlene ve tanımlama bilimi (sanatı) olan uzaktan algılama terimi, ilk kez 1950'lerde Amerika Birleşik Devletleri Donanma Araştırma Ofisi'nden coğrafyacı Evelyn Pruitt tarafından kullanılmıştır. Bu işlem uzaktaki nesnelere; farklı dalga boylarında yayınlanmış ya da yansıtılmış radyasyonunun tespit ve ölçümüyle maddesel içeriği, davranışı ve konumsal dağılımına göre tanımlanarak sınıflanması olarak açıklanmıştır.

Kavramlar ve tanımların oluşturulması günümüze yakın olsa da uzaktan algılama deneyimleri ve bu deneyimlerden oluşturulan kayıtlar oldukça eskiye dayanmaktadır. Gökcisimlerinin değişimlerine ait ulaşılan en eski kayıtlar, milattan önce 1244 - 1163 yıllarına aittir. Helsinki Üniversitesi'nden Jetsu ve Porceddu'nun antik Mısır papirüslerinde yaptığı araştırmada çıplak gözle yapılan gözlemler sonucu Ay'ın 29,6 günlük ve Algol (Beta Persei) yıldızının 2,85 günlük ışık değişimi periyotlarının belirlendiği ve Kahire Almanakları'nın (Cairo Calendar) 86637 numaralı papirüsünde kayda geçirildiği tespit edilmiştir. Günümüzün hassas ölçüleriyle, 2,867315 günlük periyodun başka bir yıldız tarafından örtülmesiyle gerçekleştiği bilinen 93 ışık yılı uzaklıktaki bir gökcismi için o dönemde yapılmış gözlemler hayranlık vericidir. Bulunan bu periyotlar o dönemde dinsel ve dünyevi ritüellerin bir takvim içinde yer alması amacıyla kullanılmışlardır [1].

Yeni enstrümanların icadı ile birlikte uzaktan algılama deneyimleri ve sonuçları takvim oluşturmadan farklı amaçlarla da kullanılmıştır. Galileo Galilei (1564-1642), Hollandalı Hans Lipperhey'in (1570-1619, Johann Lippershey olarak da bilinir) keşfi olan teleskopu geliştirmesi ve bu cihazı ilk kez, limana gelen ticari gemileri ve taşıdığı yükleri gözlemleyerek yerel market fiyatlarındaki değişimleri önceden tahmin ederek yatırım stratejileri oluşturmasında ve gök cisimlerinde kullanarak Kopernik'in (Nicolaus Copernicus 1473-1543) oluşturduğu Güneş merkezli evren modelinin delillerinin artırılmasında kullanmıştır [2]. Galileo'nun bu yeni cihazla yaptığı çalışmaların en önemlileri arasında Güneş lekelerinin tespiti, Jüpiter'in uydularının keşfi, Venüs'ün evrelerinin görülmesi, Satürn'ün halkalarının gözlenmesi (ancak onları uydu zannetmesi) ve Ay'ın topoğrafyasının çizimleri sayılabilir. Bu çalışmalarını toplayarak 1610 yılında yayınladığı "Sidereus Nuncius" (Yıldızların Habercisi) adlı kitabı ona Floransa'da saray matematikçisi olmanın kapısını açmıştır. Ölçekli, yersel topoğrafya çalışmalarının ilk kez 1670'lerde Cassini (Giovanni Cassini) tarafından yapıldığı düşünülünce, döneminde

gerçekleştirdiği Ay'la ilgili yaptığı topoğrafya çizimleri (Şekil 1.1) ve gölge etkisini düşünerek bir ölçüğe ulaşma çabası ilham vericidir [3]. Galileo gezegen gözlemleri sonucu ulaştığı bilgiyi çağın şartları gereği 1615'te yargılandığı Engizisyon Mahkemesi'nde reddedip canını kurtarsa da papalığın izni ile 1632'de bastırıldığı "Dünyanın İki Esas Sistemi Üzerine Diyaloglar" kitabı ile Güneş merkezli evren modelini tekrar tartışmış ve Engizisyon tarafından 1632'de ömür boyu hapse mahkûm edilmiştir (Bu ceza daha sonra ev hapsine çevrilmiştir).

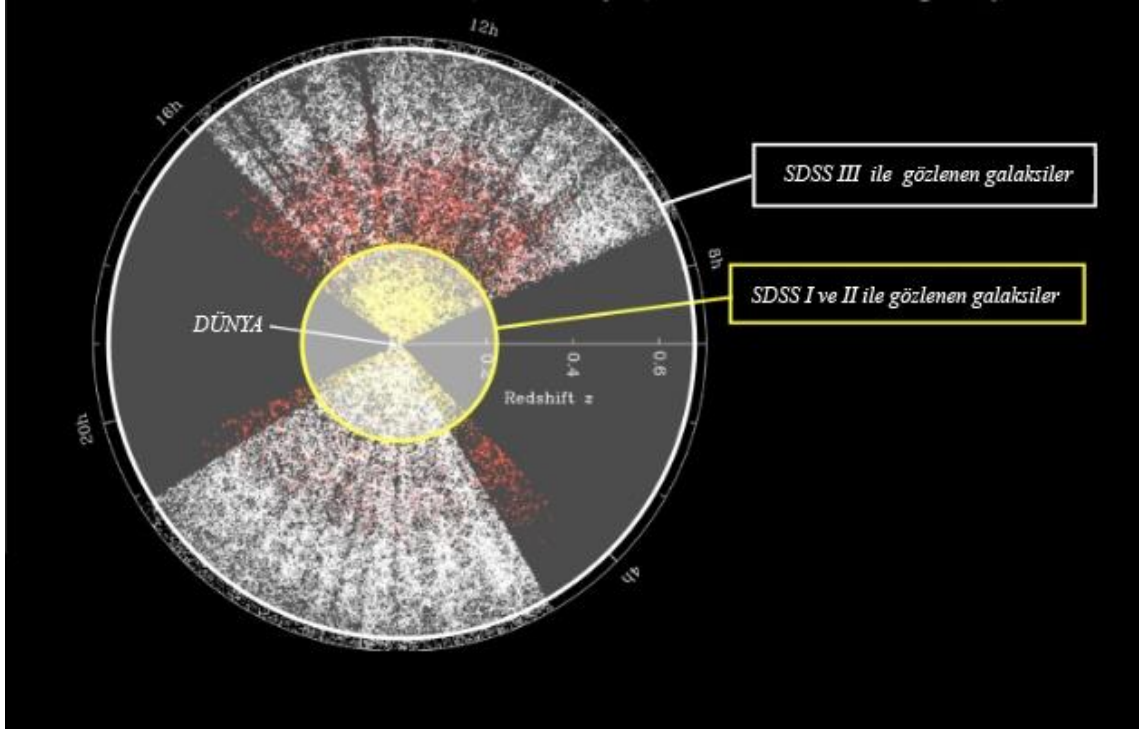


Şekil 1.1. Galileo'nun Ay topoğrafyası üzerine çizimleri [3].

Görüntüleme teknolojisindeki gelişim ile elektromanyetik tayfın görünür bölgenin dışında kalan aralıklarından da gelen ışınımın kaydedilmesi ve incelenmesi mümkün olmuş, optik sistemler ve uydu teknolojilerindeki gelişimle de hem yeryüzünde hem de uzaydaki çok küçük, çok sönük ya da yansıtma değeri çok az olan cisimlerin bile incelenmesi mümkün hale gelmiştir. Konu uzaydaki gök cisimlerinin astronomik gözlemleri olduğunda eldeki en büyük malzeme gök cisimlerinden gelen ışıktır. Bu doğrultuda gözlem hedefleri kinematik, fotometrik ve spektroskopik olmak üzere üçe

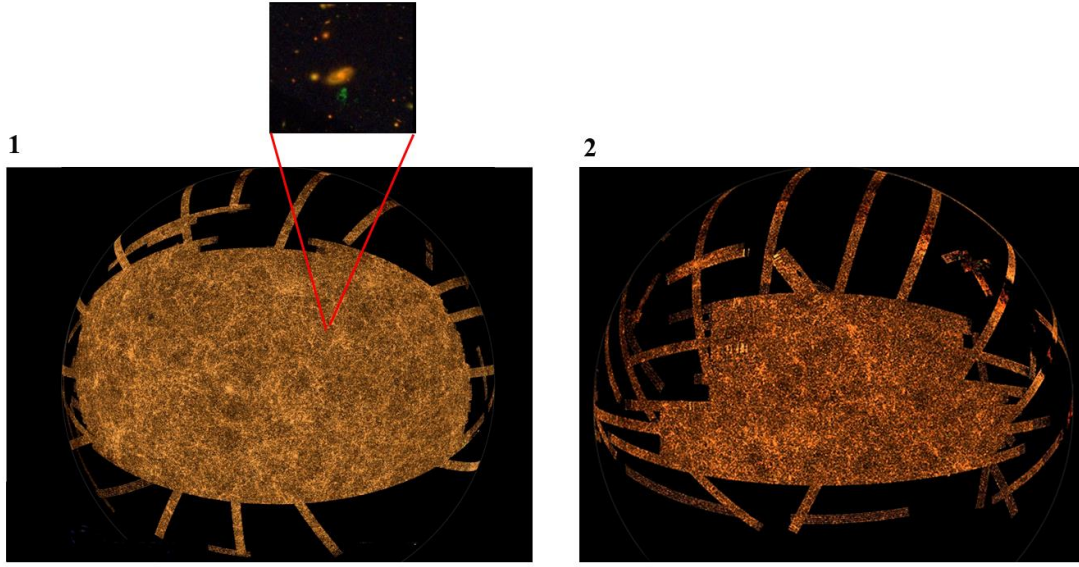
ayrılır. Yapılan gözlemlerin analizleriyle gök cisimlerinin hareketini ve dinamiğini, fiziksel özelliklerini ve kimyasal içeriğini anlayabiliriz.

Bu amaçla kullanılan dünya üzerindeki çok sayıdaki büyük ölçekli teleskoplardan biri de SDSS (Sloan Digital Sky Survey) teleskopudur. 2,5 metre açıklığa sahip teleskopla gerçekleştirilen Sloan Dijital Gökyüzü Araştırması projesi, üstlenilen en iddialı projelerden biridir. Çalışmanın ana amacı, evrenin bir çeyreğinin üç boyutlu modelinin oluşturularak büyük ölçekli desene daha fazla hâkim olmak ve evrenin nasıl evrimleştiğine dair üretilen tezleri sorgulamaktır. 1998 yılında ilk görüntünün alınması sonrasında 2000 yılında başlayan veri toplama süreciyle, yüz milyonlarca gök cisminin pozisyonu ve mutlak parlaklığı tespit edilmiştir. Günümüze kadar gelen süreçte 500 milyondan fazla gök cisminin fotometrik gözlemi, 3 milyondan fazla gök cisminin spektral gözlemi yapılmıştır. Bu insanlık tarihinin yapılan en büyük haritalama çalışmasıdır. SDSS'i önceki geniş alan çalışmalarından ayıran özelliği ilk kez kamera teknolojisi olarak sayısal ışık algılayıcılarının kullanılmasıdır. Fotoğraf plaklarına göre daha hassas ve kesin sonuç veren bu cihazlarla toplanan verinin çalışmanın şu anki aşamasında 116 terabayta (trilyon bayt) ulaştığı belirtilmektedir. Bu boyuttaki veri dünyanın en büyük kütüphanelerine rakip olacak seviyededir. SDSS ile ulaşılan bu büyüklükteki bütün verinin görüntüleri ve görüntülerden oluşturulmuş hassas kataloglar, bilimsel toplulukların ve halkın kullanımına elektronik olarak açıktır.



Şekil 1.2. SDSS I, II ve III projeleriyle gözlenen galaksilerin dağılımı [51].

SDSS ile yapılan çalışmalar dönemlere bölünmüş ve her dönemde farklı kaydedicilerle farklı özellikteki gök cisimlerinin gözlemi gerçekleştirilmiştir (Şekil 1.2). SDSS I 2000-2005 yılları ve SDSS II 2005-2008 yılları arasındaki ilk iki fazında beş optik bantta yapılan çok renkli gözlemlerle 930 bin galaksi ve 120 binden fazla kuasarın üç boyutlu haritalandırılması yapılmıştır (Şekil 1.3). SDSS III ile 2008-2014 yılları arasında teleskopun donanımına eklenen iki yeni cihazla çalışmalar; galaksi kümelerinin haritalanması, uzak evrendeki galaksiler arası gazın incelenmesi, Samanyolu'nun dinamik ve kimyasal evriminin araştırılması ve güneş sistemi dışındaki dev gezegenlerin bulunması ve incelenmesi yönüne çevrilmiştir. SDSS IV 2014-2020 projesiyle günümüzde çalışmalarını; kozmik tarihin erken safhalarının hassas gözlemine, galaksimizin kuzey ve güney yarım küredeki kızılötesi spektroskopik incelemesine ve ilk kez Samanyolu'ndan farklı galaksilerin konumsal analizlerini yaparak, bu galaksileri haritalandırma da sürdürmektedir [51].



Şekil 1.3. *SDSS projeleriyle üç boyutlu galaksi modeli oluşturulan bölgelerin iki boyutta gösterimi. 1 numaralı resim kuzey yarım kürenin galaktik açıklığını, 2 numaralı resim güney yarım kürenin galaktik açıklığını göstermektedir. Resim üzerindeki her sarı nokta bir galaksiye karşılık gelmektedir [51].*

Bu çalışmada, SDSS projesinde keşfedilen sınıflanmamış kataklismik yıldızlardan sıra dışı ışık eğrisi olan bir dizi yıldız seçilmiş, bu yıldızlardan SDSS J214354,59+124457,8 yıldızının, Antalya TÜBİTAK Ulusal Gözlemeviden (TUG) ve Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi Astrofizik Araştırma Merkezi (ÇAAM) Ulupınar Gözlemevi'nden alınan gözlem günlerine göre incelenmesi en efektif yıldız olacağı öngörülerek üzerinde çalışılmaya karar verilmiştir. Yıldızın isminin başındaki SDSS kısaltması keşfin bu teleskop tarafından yapıldığını “J” öntakısı göksel koordinat sisteminin J2000,0'e göre tarif edildiğini, rakamlar ise sırasıyla sağ açıklık ve deklinasyon değerlerini göstermektedir.

Her yıldız, evriminin evreleri sürecinde parlaklık ve renk değişimi gösterir. Bir yıldız “değişen yıldız” olarak tanımlayabilmenin kriteri gösterdiği parlaklık ve renk değişiminin ortalama bir insan ömrü zaman ölçeğinde algılanabilir olmasıdır. Bu değişimlerin süreci; dönemli (düzenli), yarı-dönemli (yarı düzenli) ya da beklenmedik (düzensiz) olabilir. Bu süreç, birkaç dakika mertebesinde, 1 yüzyıl mertebesine kadar olan zaman aralıklarında gerçekleşebilmektedir. Ancak daha uzun zaman ölçekli istisnalar da vardır. Değişen yıldızları sınıflamada temel parametreler; değişimin gerçekleştiği zaman ölçeği, ışık değişiminin genliği ve ışık eğrisinin biçimidir. Bu

parametreler genel olarak ışık ölçüm gözlemlerinden (fotometrik gözlemler) belirlenirler. Değişen yıldızlar sınıflanırken bu özelliklerinin yanında; tayf türü, ışınım sınıfı ve kimyasal bileşim gibi özelliklerinden de faydalanılır ve sınıflamada yardımcı parametreler olarak bilinirler. Değişen yıldızların sınıflanmasındaki ilk ölçüt yıldızın ışık değişiminin yapısal (intrinsic variable) ya da dış kaynaklı (extrinsic variable) bir süreç sonucu gerçekleşmesidir. Yapısal değişenler, yıldızda gerçekleşen fiziksel süreçlerle oluşan değişimleri tarif ederken, dış kaynaklı değişimler yıldızın dışında gerçekleşen fiziksel süreçlerle oluşan değişimleri tarif eder. Sınıflamada alt guruplara gidildikçe, tarihsel süreçte birçok farklı gruplamanın yapıldığı görülecektir. Bu gruplamaların birbirinden farklı olması yıldızların fiziksel mekanizmalarına ait bilgimizin de zamanla değişmesi ve geçmişteki bazı gruplamaların yanlışlığıdır. Bu gün kabul edilen sınıflamanın temelini, IAU'nun sınıflama konusunda görevlendirdiği GCVS'yi hazırlayan grup atmıştır. GCVS grubu değişen yıldızlar kataloğunu görevleri boyunca belirli periyotlarla güncellemişler ve her baskıda sınıflanan gruplar için yeni eklemeler ve değişiklikler yapmışlardır. Kataloğun 2016 yılında çıkan 5.1 sürümü ile değişen yıldızlar aşağıda listelenen şekilde gruplanmaktadır.

- Püsküren değişenler (Eruptive variables)
- Zonklayan değişenler (Pulsating variables)
- Dönen değişenler (Rotating variables)
- Katakлизмik değişenler (Cataclysmic variables)
- Örtün değişenler (Eclipsing variables)
- X-Işın kaynakları (X-Ray sources)

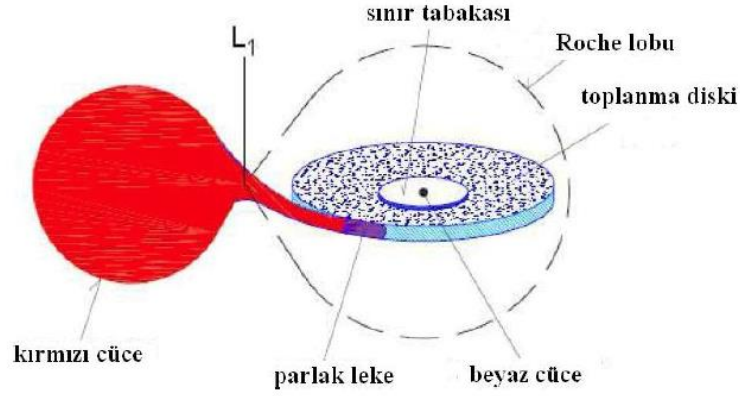
Sınıflamada alt guruplar oluşturulurken bir yıldızda birden fazla değişimin aynı anda gerçekleşiyor olması karışıklığa yol açabilmektedir.

Katakлизмik kelimesi Yunanca bir terim olan, sel, taşkın ve fırtına gibi afetleri tanımlamak için kullanılan kataklysmos kelimesinden (*Κατακλυσμός*) türetilmiştir. KD'lerin gösterdiği etkileyici ışık değişimlerinin bir patlamayı (felaketi) işaret ettiği düşüncesiyle bu davranışı tanımlamada katakлизмik terimi kullanılmıştır.

İlk katakлизмik değişen (KD) yıldız, cüce nova U Gem yıldızının Aralık 1855'de J.R. Hind tarafından gözlenmesiyle belirlenmiştir. Yıldızın aniden parlaklaşması dikkat çekmiş, sonradan sönükleşen yıldızın 100 gün sonra Mart 1856'da yeniden parlaklaşmasıyla, o zamana kadar gözlenen novalardan farklı bir yapıda olduğu düşünülmüştür. Kısa zaman aralıklarıyla tekrarlanan bu parlamaların genlikleri de

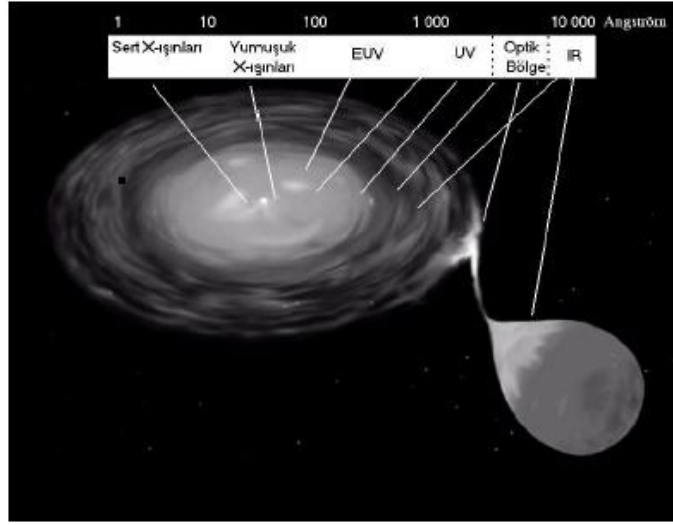
novalara göre düşük olduğu için bu yıldızlara cüce nova denmiştir. İlk keşfedildiği dönemlerde tek yıldız olduğu düşünülen cüce novaların, DQ Her yıldızı üzerinde yapılan çalışmalarla KD'lerin çift bileşenli yapısı ortaya çıkmıştır. DQ Her yıldızının kısa dönemli tutulma gösteren bir çift olduğu, ışık eğrisindeki salınımlardan çift sistemde yoğun bir nesnenin olduğu anlaşılmış ve bu salınımların beyaz cücenin varlığından ($1,2 - 1,38 M_{\odot}$) ve dönmeden kaynaklandığı sonucuna varılmıştır [4]. Günümüzde kataklismik değişkenler için standart model olarak kabul gören kütle transferini öneren model ilk kez AE Aqr incelenmesi ile Crawford ve Kraft tarafından ileri sürülmüştür [5]. Modelde AE Aqr için Roche limitini dolduran bir anakol yıldızı ile küçük ve sıcak bir başka yıldız bileşeniyle yakın bir çift yıldız sistemi önerilmiştir. Aynı dönemde yapılan çalışmalardan Struve bütün kataklismik değişkenlerin çift yıldız olduğunu ileri sürmüştür [6]. Yüksek hızlı atım-sayma fotometrisinin gelişimi ile KD'lerin modellerindeki düzeltmeler ile KD çalışmaları büyük bir hız kazanmıştır. Bu süreçte 1971'de Smak ve yine aynı yılda Warner ve Nather bağımsız olarak birbirlerinden farklı argümanlarla KD'ler için yığılma diskinin ve diskteki sıcak leke yapısına yönelik benzer bir model önermişlerdir [7]. Aynı çalışmada Warner ve Nather, KD'lerin patlama ışık eğrisindeki titreşimleri ortaya koymuş [8] ve Warner 1976'da bu titreşimlerin sıcak leke ile ilişkisini kurmuştur [9]. 1974'de Vogt cüce novalardaki süper patlamaları belirlemiş [10], 1979'da Warner baş yıldızın beyaz cüce olduğu tartışmasını başlatmıştır [11].

Günümüzde KD'lerin karakteristik özelliği olarak, yozlaşmış bir yıldız olan beyaz cüceden ve G, K ya da M tayf türü olan bir anakol yıldızından oluşan çift sistem olduğu gösterilmektedir. Kütlelerinden dolayı beyaz cüceye baş yıldız diğerine ise yoldaş yıldız denmektedir. Yoldaş yıldızın anakol yıldızından farklı olarak kırmızı dev ve beyaz cüce olabildiği durumlar da söz konusudur. Gözlemler KD'lerin gösterdiği patlamaların, sistemin yapısını çok etkilemeyerek yıldızın çökmesine ya da dağılıp gitmesine sebep olmadığını göstermektedir. Bu patlamalar şiddetleri, süreleri ve oluşma sıklıkları ile farklılıklar göstermektedir. KD'lerin bileşenleri arasındaki mesafe çok azdır. Bu ayrıklık ve kütle oranının sonucu, düşük kütleli soğuk yıldız evrimi sırasında genişlerken Roche lobunu doldurur ve beyaz cüceye gaz akışı gerçekleştirir. Bileşen yıldızdan beyaz cüceye doğru madde aktarımı, beyaz cücenin sahip olduğu manyetik alan şiddetine bağlı olarak iki şekilde gerçekleşir.



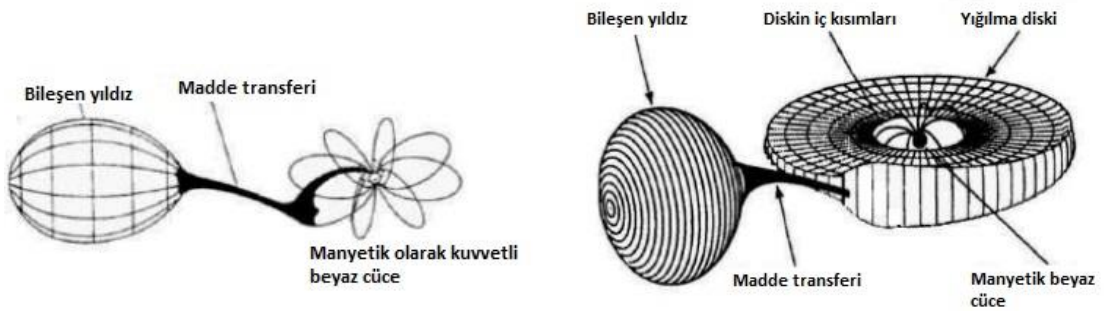
Şekil 1.4. Manyetik olmayan kataklizmik değişen yıldız.

Eğer beyaz cücenin manyetik alanı zayıfsa (10^6 gauss'tan az) aktarılan madde açısal momentumun korunumu gereği doğrudan beyaz cüce üstüne düşmez. Yıldız etrafında bir yörünge çizmeye başlar. Yörüngedeki madde sürekli yeni gelen maddeyle buluşur. Viskoz kuvvetlerinin etkisiyle açısal momentum kaybeden bu madde, sistemin dönme düzleminde bir yığılma diski oluşturacak şekilde yayılır. Diskin iç kenarı beyaz cüceye kadar uzanır. Burada yığılma diski ile beyaz cüce yüzeyi arasında kalan bölgeye sınır tabakası denir. Buraya ulaşan yüksek hızlı madde yıldızın dönme hızına frenlenir ve ışıma salınmasına sebep olur. Devam eden madde akımı diskin dış yüzeyine yüksek hızlarla çarpmakta ve orada bir bölgeyi ısıtmaktadır. Bu bölgeye de "sıcak leke" adı verilir (Şekil 1.4). KD'lerin diskli sistemlerinde, ışıma katkısı olan beş bölgeden söz edilebilir. Bunlar; baş yıldız, yoldaş yıldız, yığılma diski, gaz akışı ve sıcak lekedir. Sistemin her bir bölgesi elektromanyetik tayfın farklı bölgelerinde ışıma yapar. Beyaz cüce ve yığılma diski arasında kalan sınır bölgeden X-ışın dalga boylarında, beyaz cüce ve yığılma diskinden morötesi dalga boylarında, bileşen yıldızdan kızılötesi, optik bölge dalga boylarında, sıcak lekedeki optik bölge dalga boylarında ışıma yayınlanır (Şekil 1.5). Son olarak da radyo ışımasını iyonize olmuş gazlardan ve bazı sistemlerde görülen jetlerden kaynaklanmaktadır.



Şekil 1.5. Katakliksmik değişenlerin gerçekleştirdiği ışınım ve ışınım bۆlgeleeri.

Baş yıldız beyaz cücenin manyetik alanı yeterince kuvvetliyse, aktarılan maddenin manyetik alan çizgilerini takip edeceği bir alan oluşur. Bu bۆlgenin çapına “Alfen apı” denir. Sistemin manyetik alanı 10^7 gauss’tan daha fazlaysa, yoldaş yıldızın Roche lobundan taşan madde disk oluşturamaz ve manyetik alan çizgilerini takip ederek beyaz cücenin kutuplarına dűřer. Gazın yۆnlendięi bۆlgeleerde yığılma meydana gelir ve bu bۆlgede oluşan yapıya “yığılma sűtunları” adı verilir. Manyetik alana sahip sistemlele “Polar” adı verilir ve ışınımın bۆyűk kısmı yığılma sűtunlarından elde edilir. Manyetik sistemlelede ışınım dۆrt bۆlgeden yayınlanır. Bunlar beyaz cűce, yoldaş yıldız, gaz akışı ve yığılma sűtunlarıdır. Eęer cűce yıldız 10^7 gauss’tan daha dűřűk bir manyetik alana sahipse (10^6 - 10^7 gauss) disk oluşumu gۆzlenebilir ancak sınır tabakası oluşmaz ve madde beyaz cűceyle birleşme noktasında yine manyetik alan çizgilerinin doğrultusunda ilerler (Şekil 1.6).



Şekil 1.6. Manyetik (polar) ve yarı manyetik (intermediate polar) katakliksmik değişen yıldız.

2. KATAKLİSMİK DEĞİŞENLERİN GENEL ÖZELLİKLERİ

2.1. Kataklistmik Değişenlerin Sınıflanması

Kataklistmik değişen yıldızların ilk sınıflama yöntemleri ışık eğrisinin morfolojik özelliklerine göre yapılmıştır. Her sınıfın karakteristiğini tanımlayan öncelikli özellik patlamanın genliği ve frekansıdır. Bu sınıflama kataklistmik değişenlerin uzun dönemli fotometrik gözlemlerine dayanılarak oluşturulmuştur. Kataklistmik değişenlerin günümüzde de kullanılan haliyle ana sınıflarını novalar, tekrarlayan novalar, cüce novalar ve nova benzeri yıldızlar oluşturur [12]. Tablo 2.1’de genlik ve frekansa göre sınıfların bir özeti gösterilmiştir.

Tablo 2.1. *Kataklistmik değişenlerin sınıflandırılması. Çizelgenin ilk sütunu sınıfları ve bu sınıflara ait alt sınıfları, ikinci sütun patlama genliğini, üçüncü sütun bir patlama sırasında açığa çıkan enerjiyi, dördüncü sütun patlamaların tekrarlama dönemini göstermektedir [13, 14].*

SINIF	GENLİK (m)	ENERJİ ÇIKIŞI (erg)	TEKRARLAMA DÖNEMİ
NOVA	8-18	$10^{44} - 10^{45}$	Tekrarlama Yok
TEKRARLAYAN NOVA	7-9	$10^{43} - 10^{44}$	10 – 100 Yıl
CÜCE NOVA			
U Gem	2-6	$10^{38} - 10^{39}$	30 – 500 + gün
Su UMa	2-6	$10^{38} - 10^{39}$	10 – 30 + gün
Z Cam	2-6	$10^{38} - 10^{39}$	10 – 50 + gün
NOVA BENZERİ			
UX UMa	---	---	---
Anti-Cüce	2 – 5	---	sönükleşme
DQ Her	---	---	---
Am Her	2 – 5	---	sönükleşme
Am CVn	---	---	---

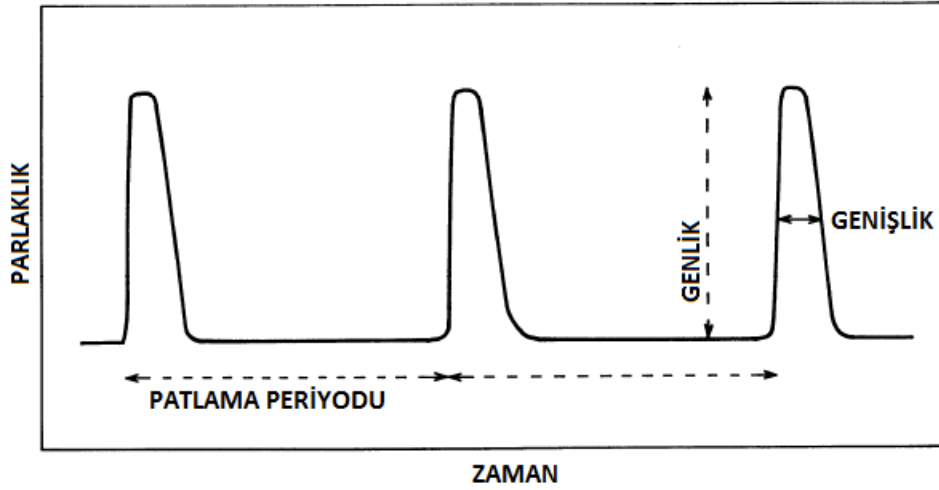
Novalar sadece bir kez patlama aktivitesi gösteren kataklistmik değişenler olarak tanımlanırlar. Patlama genlikleri 8-18 kadir arasında değişebilmektedir. Patlamalar, beyaz cüce yüzeyindeki zincirleme nükleer reaksiyonlar ile tetiklenir [15]. Bileşen yıldızdan beyaz cüce yüzeyine aktarılan hidrojen zengin madde, beyaz cücenin yüksek çekim kuvvetiyle alt tabakalarında çok fazla sıkışır. Oluşan yüksek basınçla elektronlar yozlaşmış olur. Pauli dışlama ilkesi gereği bu basınç elektronları daha yüksek seviyeye çıkarmak ister. Madde aktarımı devam ettikçe sıcaklık, gazın kütlesi ve basınç daha da artar. Hidrojen tabakası için kritik basınç değerine ulaşıldığında, yıldız hidrojen

tabakasının büyük bir bölümünü fırlatır. Beyaz cüce yüzeyinde gerçekleşen bu termonükleer olay nova patlaması olarak adlandırılır. Katakлизмik değişenler arasında en büyük genlikli parlaklık değişimleri bu patlamalar ile gerçekleşir. Bu patlamanın gerçekleşebilmesi için yaklaşık $1 M_{\odot}$ kütleli beyaz cücenin yüzeyinde toplanması gereken hidrojen zengin madde yaklaşık $10^{-4} - 10^{-5} M_{\odot}$ 'dir. Klasik bir nova için belirlenen kütle aktarım miktarı $10^{-9} M_{\odot}/\text{yıl}$ 'dan küçük olduğu hesaba katıldığında böyle bir nova patlamasının tekrarı için geçecek sürenin yaklaşık $10^3 - 10^4$ yıl olacağı hesaplanmıştır [16]. Bu süreç gözlem zamanlarının çok üzerinde olmasından dolayı nova patlamalarının sadece bir kez gözlenebileceği ifade edilir. Nova patlamalarının şiddetini ve hızını belirleyen temel parametre beyaz cücenin kütesidir. Ayrıca bu kütle miktarı, patlamaları tetikleyen madde yığının birikim miktarında da rol oynar. Beyaz cüce ne kadar kütleliyse patlamanın genliği ve patlamadan sonraki parlaklık azalma hızı da o kadar yüksek olur. Novalar, patlama maksimumundan sonraki parlaklığın azalma hızına göre hızlı, yavaş ve çok yavaş novalar olarak sınıflandırılırlar [15].

Tekrarlayan novalar, tekrarlanma zamanları daha kısa olan klasik novalar şeklinde tanımlanırlar. Patlama genlikleri klasik novalara göre daha düşüktür ($7^m - 9^m$). Klasik novalardan farklı olarak daha yüksek kütleli bir beyaz cüceye ($\sim 1,4 M_{\odot}$) ve yüksek kütle transfer oranına sahiptirler ($\sim 10^{-8} M_{\odot}/\text{yıl}$). Bu yüzden patlamalar arası tekrarlama zamanı 10 – 100 yıl arasındadır. Tekrarlayan novaların çoğunda bileşen yıldız dev ya da devlere doğru evrimleşmiş bir yıldızdır [15].

Nova benzeri yıldızlar patlama göstermeyen katakлизмik değişenlerdir. Genel olarak iki grupta değerlendirilirler. Bunlar; madde akışının manyetik alan tarafından yönlendirildiği (polar ve orta seviye [intermediate] polar) ve madde akışının disk oluşturduğu sistemlerdir. “Bu yıldızlarda gözlenen değişimlerin disk kararsızlığı için kritik değeri geçen yüksek kütle aktarım miktarlarından kaynaklandığı düşünülmektedir. Yüksek hal (high state) olarak adlandırılan sürekli bir patlama durumunda olduğu görünümünü veren hemen hemen düzenli parlaklık değişimleri gösterirler” [17]. Diskli yapılar tayfsal özelliklerine göre kendi içinde gruplanırlar. UX UMa türü nova benzerleri soğurma tayf çizgilerine sahipken, RW Tri türü nova benzerleri yalnızca salma çizgileri göstermektedirler. VY Scl türü nova benzerleri kütle transferindeki kesintilerden dolayı parlaklıklarında düşüşler gösterebilmektedir. Bu sönük süreç haftalar ya da daha uzun sürebilmektedir. Bu durumda yıldızın tayfı sakin evredeki bir cüce novaya benzerlik gösterirken, cüce nova patlamaları göstermezler.

Cüce novalar, 2-6 kadirlik parlaklık değişimleri ve tekrar süresi ~10 günden bir kaç yıla kadar değişebilen, düzenli patlamalar gösteren kataklismik değişenlerdir. Bu özellikleriyle patlama şiddetleri klasik novalara göre daha düşük, gerçekleşme süreci daha siktir. Patlamaların tekrarlama sıklığı kütle transfer oranına bağlı olarak değişmektedir. Cüce novalarda patlamaların beyaz cücenin yığılma diskindeki kararsızlıklardan kaynaklandığı düşünölmektedir [18]. Cüce novalar, patlama anındaki ışık eğrilerine göre üç alt sınıfa ayrılırlar. Bunlar; Z Cam, SU UMa ve U Gem türü cüce novalardır. Işık eğrileri değerlendirilirken, üç temel parametrenin karakteristiği incelenir. Bu parametreler patlama periyodu, patlamanın genliği ve patlama eğrisinin genişliğidir (Şekil 2.1).



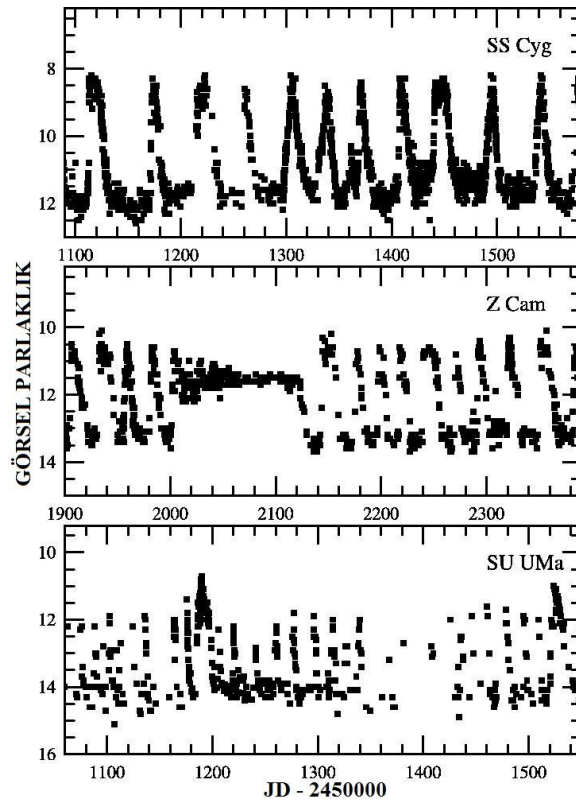
Şekil 2.1. Cüce novanın şematik ışık eğrisi [19].

U Gem (U Geminorum) kataklismik değişenleri yalnızca normal patlama gösteren yıldızlardır. Bu gruba ait cüce novaların ışık eğrileri –görece– tanımlaması en kolay sistemlerdir. Patlamalar yarı periyodiktir (patlamalar arası geçen süreler bir kaç için benzer). Patlama genlikleri belirgin bir biçimde olup yaklaşık 2 – 6 kadir arası değişirken, 30 – 500 gün veya daha uzun aralıklı patlama periyotlarına sahiptirler. Bu yıldızlarda Z Cam ve SU UMa yıldızlarında gözlenen duraksamalar ya da süperhörgüçler gözlenmez (Şekil 2.2).

Z Cam (Z Camelopardalis) türü cüce novaların karakteristiği, U Gem alt tipi davranışın yanı sıra patlama sonrası sakin evreye inerken parlaklıktaki düşüşün aniden durarak bir süre sabit kalmasıdır (Şekil 2.2). Yıldızda bu süreç duraksama (stand still)

olarak adlandırılır. Duraksamalar patlamadan sönükleşmeye geçerken genellikle inişin yarısında meydana gelirler [19]. Bu süreç günlerce veya yıllarca sürebilir.

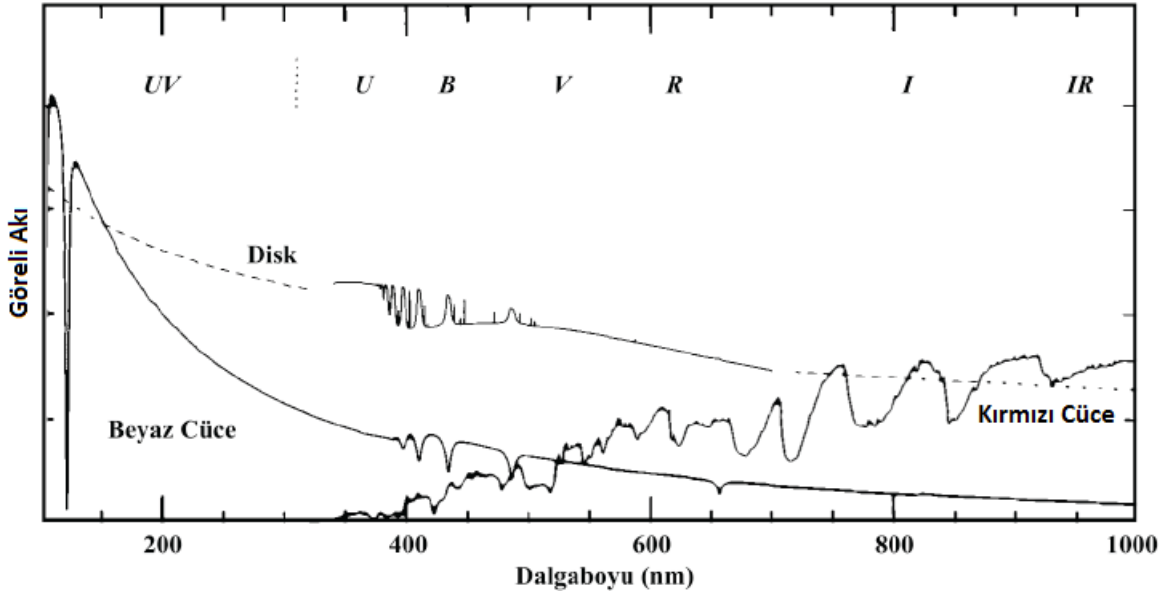
SU UMa (SU Ursa Majoris) yıldızlarını diğer alt tiplerden ayıran özellik iki farklı türde patlama aktivitesi göstermeleridir. U Gem türü patlamalara ek olarak, daha uzun yarı periyoda sahip (10-15 patlamada bir), daha parlak (0,5 – 1 kadir) ve daha uzun süren ve normal patlamalara göre daha düzenli periyotlara sahip süper patlamalar gösterirler [20]. Ayrıca bu yıldızların süper patlamaları boyunca patlamaların maksimumuna yakın ışık eğrisinde kambur bir yapı görülür (superhump). Süperhörgüç olarak adlandırılan bu yapı, yoldaş yıldızın gelgit etkisi ile diskin kararsız hale gelmesinden kaynaklanır. Patlama sonrası diskin tekrar soğumasıyla yapı kararlı hale gelir. Kararsızken eliptik hale evirilen disk yeniden dairesel bir yapıya döner. Süper patlama sırasında eliptik disk yörünge frekansında hareket eder ve frekansını bozması ışık eğrisine süperhörgüç şekli olarak yansır [21]. İki süper patlama arasındaki süreç “süper çevrim” olarak adlandırılır ve yörünge döneminde 200-1000 gün aralığında gözlenir. Süper patlamaların bu karakteri o kadar sıra dışıdır ki normal patlamalar gözlenmeden de sadece süper patlamalar ile bu alt tipe ait yıldızların sınıflanmasına olanak sağlayabilmektedir [19].



Şekil 2.2. Cüce novaların alt sınıflarına ait ışık eğrileri. SS Cyg, U Gem türü bir yıldızdır.

2.2. Kataklistmik Değişenlerin Bileşenleri

Kataklistmik değişenlerin tayfları incelendiğinde üç ana bileşenin etkisi görülür. Bileşenlerin toplam ışınımına katkısı değişkenlik gösterir. Bu bileşenlerden beyaz cüce ve bileşen yıldızda soğurma çizgileri gözlenirken, yığılma diskinde salma çizgileri gözlenir. Her bir bileşenin baskın oldukları dalga boyu bölgeleri de farklıdır. Düşük sıcaklıklı bir bileşen yıldız ($T \sim 3000 \text{ K}^\circ$ sıcaklığında bir kırmızı cüce) tayfı, kızılötesi bölgesinde pik gösterip daha mavi dalga boylarına doğru hızlı bir iniş gösterirken morötesi bölgede ışınım göstermez. Buna karşın daha sıcak bir beyaz cüce ($T > 12000 \text{ K}^\circ$) etkinliğini büyük oranda morötesi dalga boyu bölgede gösterirken kırmızı bölgelere doğru bu etkinliğini kaybetmektedir. Yığılma diskinin görsel bölgede etkin olması ışınımın tayfında beyaz cüce ve bileşen yıldızın belirlenmesini güçleştirmektedir [15].



Şekil 2.3. Kataklistmik değişenlerde bileşenlerine ilişkin tayfın şematik gösterimi. Kesikli çizgi diskin iç ve dış bölgelerin arasında farklı sıcaklıklardaki kara cisim ışınımalarının toplamı ile oluşturulmuştur kuramsal bir yaklaşımı göstermektedir [15].

2.2.1. Beyaz cüce

Kataklistmik değişenlerin baş yıldızı beyaz cücenin yüzey sıcaklıkları 10000 ile 50000 K° arasında değişebilmektedir. Beyaz cücelerin büyük oranda $\sim 12000 \text{ K}^\circ$ den daha yüksek sıcaklıklara sahip olduğu belirlenmiştir [22]. Sahip olduğu diskin yaptığı ışınım yüzünden beyaz cücenin sıcaklığının belirlenmesi güçtür. Sıcaklık sistem eğiminin büyük olduğu ve düşük yığılma hızlarında yani sistemin sakin evresinde

belirlenebilmektedir. Uzun yörünge dönemli çiftlerde kütle aktarım miktarı da yüksek olacağından sıcaklık kısa yörünge dönemli çiftlerden daha fazladır. Beyaz cüceler sıcaklığına bağlı olarak morötesi bölgede ışınım yaparlar, ancak çok sıcak olmadığı durumlarda görsel bölgede de görülmeleri beklenir. Tayfi mavi bölgeye doğru artan bir süreklilik içerisinde geniş hidrojen soğurma çizgileri gösterir (Şekil 2.3). Katakлизмik değişenlerin beyaz cücelerinin kütlelerini de belirlemek zordur. Kütlelerin belirlenebildiği durumlarda gözlemler $0,5M_{\odot} - 1M_{\odot}$ kütle aralığında değerler gösterirken, ortalama bir beyaz cücenin kütlesi $\sim 0,6M_{\odot}$ kadardır [23].

2.2.2. Bileşen yıldız

Katakлизмik değişenlerin ikinci bileşenleri G, K ya da M tayf sınıfında soğuk anakol yıldızlarıdır. Sıcaklıkları yaklaşık $3000 - 5000 K^{\circ}$ arasında değişir. Işınımalarının büyük kısmını kırmızı ve kızılötesi dalga boyunda yaparlar. Düşük kütlelerine rağmen Roche loblarını doldurdukları için benzer kütleyle sahip anakol yıldızlarına göre çapları daha büyüktür. Bir genelleme yapmak gerekirse çapları $1R_{\odot}$ 'ten kütleleri ise $1M_{\odot}$ 'den daha küçüktür (kırmızı cüceler için $\sim 0,15R_{\odot}$, $\sim 0,12M_{\odot}$). Yıldızın sahip olduğu düşük sıcaklıklarda moleküller oluşabildiğinden tayflarında başta TiO olmak üzere CO, VO, MgH, H₂ gibi soğurma bantları görülür [24, 12]. Genelde görsel bölgede görünmeyen bileşen yıldızların yörüngeleri beyaz cüceye çok yakın olduğu durumlarda, beyaz cüceye bakan yüzleri $7500 K^{\circ}$ 'e kadar ısınabilirler. Bu durumda ısınan yüzey görsel bölgede de görünür hale gelir ve beyaz cücenin geçişi sırasında parlaklık artışına neden olurlar. Bu durum yansıma etkisi olarak adlandırılır [15].

2.2.3. Yığılma diski

Katakлизмik değişen yıldızlar disk yapılarının gözlemlerinde ve bunların mekanizmalarının anlaşılması için çok elverişli kaynaklardır. Bu yıldızların çoğunda toplam ışınımına en fazla katkı yığılma diskinden gelmektedir. Disklerin dış kısımları görece olarak soğuk ($\sim 3000 - 5000 K^{\circ}$), iç kısımları ise çekimsel enerjinin salınması ile ısıtılmasından dolayı oldukça sıcaktır ($> 30000 K^{\circ}$). Bu yüzden diskin bütünü tek bir yapı gibi davranmaz. Yığılma diski bir yıldız gibi ele alınmadığı için disk tayfi ancak belirli yaklaşımlarla elde edilir. Bu yaklaşımlardan en geçerli olanı, diski sıcaklığını temsil edebilecek dilimlere ayırarak, her bir dilimin karacisim ışıması yaptığının

varsayılmıştır. Böylesi bir sıcaklık aralığı optik bölgede kırmızı ve beyaz cüceden daha yaygın düz bir sürekli tayf üretir [12]. Diskin ışınım şiddeti çoğu kataklismik değişenin tayfında morötesi bölgede maksimumdayken, daha uzun dalga boylarına doğru düzgün şekilde azalır. Düşük kütle aktarım oranlarına sahip sistemlerde, düşük seviyede iyonize disklerin tayfları diskteki salma çizgilerinin üzerine binmiş hidrojen (Paschen, Balmer, Lyman serileri), helyum (HeI), kalsiyum (CaII), demir (FeII) ve oksijen (OI) salma/soğurma çizgileri gösterirler. Yüksek kütleli aktarım oranlarında disk yüksek seviyede iyonize durumdadır. Böyle bir durumda güçlü HeII çizgileri gösterdiğinden, HeII çizgileri yüksek kütle transfer oranının tespit edilmesinde kullanılır.

Yığılma diskinin dinamiğini anlamak için üç fiziksel kavramın göz önüne alınması gerekir. Birincisi, küçük yörünge üzerindeki madde daha hızlı hareket eder (Kepler kanunundan). İkincisi, küçük yörüngedeki madde düşük bir açısal momentuma sahiptir (burada hızdaki artış, yarıçaptaki azalmayı dengelemektedir). Üçüncüsü ise üst yörüngeden alt yörüngeye geçen madde çekimsel enerji açığa çıkarır [15]. Diskte bulunan her bir parçacık (veya halka) Kepleryen hızla döndüğünden, daha içerdeki madde daha hızlı döner ve dışta bulunan maddeye göre bir kayma hareketi yapar. Maddedeki viskozite bu kayma hareketine karşı koyar ve bitişindeki halkayı birlikte dönmeye zorlar. İçteki halka açısal momentumunu yitirip yavaşlarken, dıştaki halka da kazandığı açısal momentumdan dolayı hızlanır. Böylece viskozite, açısal momentumun dışarıya akmasına neden olur. Maddenin büyük çoğunluğu içeri doğru akarken (çekimsel enerji çıkararak) bir kısmı da açısal momentumu taşımak için dışa doğru yayılmak zorundadır. Diskin dış kısmının uçlarında, bileşen yıldızla gerçekleşen gelgit etkileşimi, açısal momentumun emilerek bileşen yıldızın yörüngesine aktarılmasına neden olur. Bu durum diskin dışa doğru yayılımını sınırlar.

Lynden-Bell ve Pringle, yığılma diski üzerindeki basit iki parçacığın davranışını açıklayan ilk kişilerdir. Diyelim ki m_1 ve m_2 kütleli parçacık büyük bir M kütleli cismin yörüngesinde r_1 ve r_2 uzaklıklarında Kepleryen hızlarda dönüyor olsunlar, bu iki parçacığın açısal momentumu;

$$J = \sqrt{GM} (m_1 r_1^{1/2} + m_2 r_2^{1/2}) \quad (2.1)$$

olacaktır. Bunun diferansiyelini aldığımızda;

$$dJ = \frac{\sqrt{GM}}{2} (m_1 r_1^{-1/2} dr_1 + m_2 r_2^{-1/2} dr_2) \quad (2.2)$$

açısal momentumun korunumu gereği ($dJ=0$) şu durumu gerektirir;

$$dr_2 = -\frac{m_1}{m_2} \left(\frac{r_1}{r_2}\right)^{1/2} dr_1 \quad (2.3)$$

Şimdi sistemdeki iki parçacığın enerjisi;

$$E = -\frac{GM}{2} \left(\frac{m_1}{r_1} + \frac{m_2}{r_2}\right) \quad (2.4)$$

olacaktır. Buradaki 1/2 değeri çekimsel enerji kaybının yarısının yörünge kinetik enerjiye dönüşmesi sebebiyle gelir. Böylece;

$$dE = \frac{GM}{2} \left(\frac{m_1}{r_1^2} dr_1 + \frac{m_2}{r_2^2} dr_2\right) \quad (2.5)$$

olur. Burada dr_2 'yi elimine edersek sonuç;

$$dE = \frac{GMm_1 dr_1}{2r_1^2} \left[1 - \left(\frac{r_1}{r_2}\right)^{3/2}\right] \quad (2.6)$$

olacaktır. Böylelikle sistem, açısal momentum korunurken negatif dE değeriyle daha düşük enerji seviyelerine azalır. Bu durum $r_1 > r_2$ ise pozitif bir dr_1 değeri, $r_1 < r_2$ ise negatif bir dr_1 değeri gerektirir. Bir başka deyişle enerji kaybı, diskin dış kısımlarındaki parçacıkların dışa doğru, diskin iç kısımlarındaki parçacıkların içe doğru hareketini gerektirir [25].

2.2.4. Sınır tabaka

Beyaz cüce yüzeyinin hemen üzerindeki bölgede yığılma diskinin hızı $\sim 3000 \text{ kms}^{-1}$ değerindedir. Ancak beyaz cücenin tipik dönme hızı bundan çok daha azdır ($\sim 300 \text{ kms}^{-1}$). Sınır tabakası olarak adlandırılan bu bölgede yığılan maddenin yüksek hızı, beyaz cücenin hızına yavaşlar. Yavaşlayan maddenin kinetik enerjisi bu bölgede ısıya dönüşür ve yayılarak uzaklaşır. Sıcak sınır tabakası bu ışınımın yarısını yayınlar [15].

“Yığılma hızı düşük seviyelerde iken, sınır tabaka optik olarak incedir ve sert X-ışınımı (0,1 – 4,5 KeV) yayınlar. Akı dağılımı termal Bremsstrahlung ışınımı ile ifade edilir. Buna karşın yüksek yığılma hızlarında (patlama dönemlerinde) sınır tabakadan gelen optikçe kalın ışınım yumuşak X-ışınları (8,18 – 0,5 KeV) bölgesindedir.” [26]

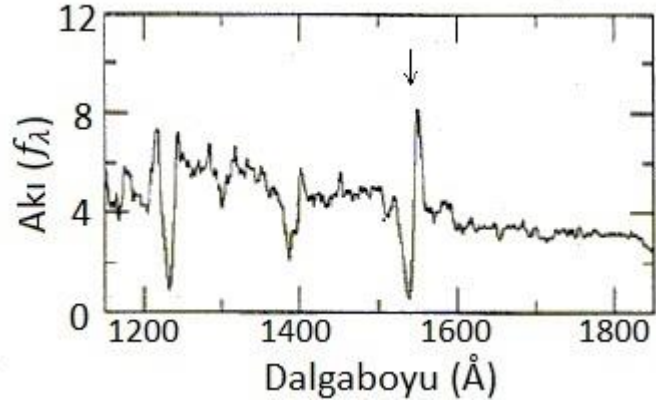
2.2.5. Sıcak leke

Bileşen yıldızdan aktarılan maddenin diskle çarpıştığı nokta sıcak leke olarak adlandırılır. Genellikle görsel bölgede ve seyrek olarak da kızılötesinde görülür. Maddenin diskle çarpışması sonucu oluşan kinetik enerjinin yayınlandığı ışınım, ışık eğrilerinde bir kadirde daha az parlaklıklarda görülebilir. Sıcaklığı 10000 K° 'den küçüktür. Sıcak lekenin konumu, yığılma diskinin boyutu, akıntının izlediği yol gibi sistemin geometrisi ile ilişkilidir. Sıcak lekenin boyutu ve konumu, çarpışma bölgesindeki çalkantılar sonucunda zamanla değişim gösterebilir. Çarpışma bölgesinin parlaklığı, bazı kataklismik değişenlerde toplam ışınımına $\sim\%30$ 'a kadar katkı sağlayabilir [8].

2.2.6. Rüzgârlar

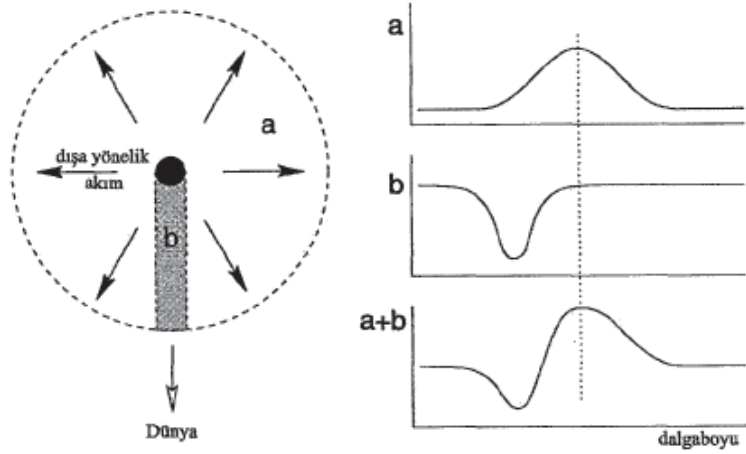
Sınır tabakası yakınındaki bir atom, beyaz cücenin kütle çekim etkisi yüzünden yıldızın doğru çekilecektir. Ama aynı zamanda ters yönde sınır tabakasından dışarı doğru akan enerjik fotonlar tarafından bombardımana maruz kalacaklardır. Bu aşamada atom yeterince foton soğursa, sistemin dışına akan rüzgârın bir parçası olacaktır. Hızlı bir şekilde uyarılan atom fotonun bir kopyasını yayınlayarak taban durumuna geri dönecektir. Sonrasında atom, çevrimi devam ettirerek yeni bir fotonu soğurur ve yayınlar. Uyarılmış ve uyarılmamış arasındaki bu hızlı çevrime rezonans geçişleri adı denir. Oluşturduğu spektral çizgiye de rezonans çizgisi adı verilir. Rüzgârların çalışma mekanizması bu şekilde gerçekleşmektedir [15].

Rüzgârların kataklismik değişenlerdeki tespiti IUE (Internal Ultraviolet Explorer) uydusunun gözlemleriyle gerçekleşmiştir. Birçok kataklismik sistem, patlama sırasında morötesi bölgede $3000 - 5000\text{ kms}^{-1}$ veya daha yüksek hızlarda CIV, NV, SIV kısa dalga boyuna kaymış soğurma bileşeni gösterirler. Bu bileşen "P Cygni" profilini oluşturur (Şekil 2.4). P Cygni profilleri sadece yüksek madde aktarımının gerçekleştiği kataklismik değişenlerde, sistemin eğimi $(i) \leq 65^\circ$ ise görülebilmektedir [27].



Şekil 2.4. *Cüce nova YZ Cnc'nin tayf örneğinde P Cygni profili okla gösterilmiştir [26].*

Beyaz cüceye doğrudan bakıldığında, sıcak sınır tabakasından gelen güçlü bir süreklilik görülür. Süreklilik kaynağı önünde, gözlemciye doğru rüzgar içinde gelen madde, fotonları görüş doğrultusundan dışarı doğru saçtığına, maviye kayan bir soğurma bileşen gösterir. Kaynağın arkasında kalan alanların dışındaki kısımlarından gelen fotonlar ile de salma bileşenini gözleriz. Bu yüzden bütün üst üste binmiş çizgi profilleri, ışınım karakteristiğinde maviye kaymış bir soğurma ve salma çizgi karışımını içerir (Şekil 2.5).



Şekil 2.5. *P Cygni profilinin şekil üzerinde gösterimi. Üstte solda gösterilen diskten çıkan dışa akımdır. Sağda a ile gösterilen salma bileşenini, b ile gösterilen soğurma bileşenini, en altta a+b ile gösterilen üstteki iki bileşenin toplamı olan P Cygni profilidir [29].*

2.3. Roche Geometrisi

Tekil yıldızlar kütle çekimi ile mümkün olan en kompakt konfigürasyon olan küresel yapıdadırlar. Benzer şekilde aralarındaki mesafe kendi büyüklüklerinden çok daha fazla olan uzak çiftlerde küresel yapıdadırlar. Bu durum bir kataklismik değişimde yer alan yıldızlardan beyaz cüce (çapı çift yıldızın ayrıklığının 1/50'si kadardır) için geçerliyken, çok daha büyük kırmızı cüce için geçerli değildir. Kütlece daha hafif ve daha az yoğun olan ikinci bileşenin kabarık katmanları beyaz cücenin çekim etkisiyle çarpıtılır. Bunun sonucunda bileşen yıldıza ait madde iki yıldız arasında kataklismik değişenlerin bir karakteristiği olarak akmaya başlar.

Fiziksel olarak birbirilerine temas eden çiftlerde küresellikten sapmaya sebep olan tedirginlik etkilerini modelleyebilen yapıya Roche modeli denir. Roche modeli dairesel yörüngelerde, kütle merkezi etrafında dolanan iki noktasal kütlelerin oluşturduğu sistemin toplam çekimsel potansiyelini temel almıştır. Kendi çekim alanlarının etkisi altındaki üç cisim problemine bir çözüm üretmek için geliştirilmiştir. Ortak kütle merkezi etrafında dairesel yörüngelerde dolaşan iki cisim ve bu iki cismin kütle çekim alanı içerisinde hareket eden bir üçüncü cisim üzerinden oluşturulan modelde, üçüncü cismin maruz kaldığı ϕ toplam kütle çekim potansiyelinin bir değeri için, üçüncü cismin hareketinin sıfır olduğu bölgeler bulunur. Bu bölgeler Roche modelinde eş potansiyel yüzeyler olarak adlandırılırlar.

Ortak bir kütle merkezi etrafında dairesel bir yörüngede dolanan M_1 ve M_2 kütleleri yakınında, kütlesi ihmal edilebilen çok küçük bir parçacığın hareketi;

$$V^2 = \omega^2(x^2 + y^2) + \frac{2GM_1}{r_1^2} + \frac{2GM_2}{r_2^2} - 2C \quad (2.7)$$

denklemini gösterilir. Burada V parçacığın uzay hızı, C Jacobi integral sabiti, r_1 ve r_2 bileşen yıldızların kütle merkezine olan uzaklıkları, x ve y parçacığın Kartezyen sistemdeki uzaklıkları, ω ise parçacığın açısal hızını ifade eder. Sıfır hız yüzeylerini bulma için denklemde $V=0$ alınarak her bir C değeri için düzlemde hızın sıfır olduğu yüzeyler elde edilir. Bu yüzeyler;

$$C = \frac{\omega^2}{2}(x^2 + y^2) + \frac{GM_1}{r_1^2} + \frac{GM_2}{r_2^2} \quad (2.8)$$

denklemini ile belirlenmektedir. Bu bağıntının sağ tarafındaki terimler sırasıyla dönme nedeniyle oluşan merkezkaç potansiyeli ve kütlelerden kaynaklı çekim potansiyelleridir.

Burada φ toplam kütle çekim potansiyelini her hangi bir nokta için konumunu r vektörüyle gösteren şekilde ifade etmek istersek;

$$\varphi = -\frac{GM_1}{|r-r_1|} - \frac{GM_2}{|r-r_2|} - \frac{1}{2}(\omega \wedge r)^2 \quad (2.9)$$

şeklinde gösterilir. Burada ω yörüngenin açısal frekansıdır.

Bir yıldızın kütle çekim etkisinden bir çerçeve içinde genişleyerek bileşenine madde aktarmanın mümkün hale geldiği kritik noktaya Roche lobu adı verilir. Roche lobu, bir yıldızın kendi kütle çekimi altında tutabileceği maksimum maddenin oluşturduğu hacimdir. Yıldızlar arasında en kolay yolun kullanılarak madde akışının sağlandığı Roche lobunun uç noktasına iç Lagrange noktası (kısaca L_1) denir. Roche loblarının fiziksel boyutu, birincil olarak bileşenler arası uzaklığa ve ikincil olarak da kütle oranlarına bağlıdır. Eşit kütle oranına sahip yıldızların Roche lobları da aynı büyüklükteyken, kütle oranı değiştikçe, büyük kütleli yıldızın Roche lobu genişlemekte, küçük kütleli yıldızın Roche lobu ise daralmaktadır.

Normal bir ayırık çift yıldız sistemi için kütleler, yarıçaplar ve eğim açısı, radyal hız eğrilerinden ve ışık eğrilerinden elde edilebilir. Kataklistik değişenler için de Roche modelinin göz önüne alınmadığı zamanlar bu metot uygulanmıştır. Ancak çok daha doğru sonuçlar Roche geometrisinin uygulanması ile elde edilebilmiştir. Kendi Roche hacmini doldurmuş ve küresel kabul edilen bir bileşen yıldız için Paczynski'nin hesaplamalarına göre;

$$\frac{R_2}{a} \approx 0,462 \left(\frac{q}{1+q} \right)^{1/3} \quad (2.10)$$

bağıntısı yazılabilir. Bu bağıntıda $q=M_2/M_1$ olup M_1 baş yıldızın, M_2 bileşen yıldızın kütleleri, a bileşenlerin yörüngesinin yarı-büyük eksen uzunluğudur [28]. Yıldızın yarıçapı (R_2) Roche lobunun yarıçapına bağlıdır ve $0,1 < q < 0,8$ kütle oranı için ortalama yoğunluk yarıçapı %2 belirsizlikle bulunabilir. Yarı büyük eksen uzunluğu a yörünge dönemine (P) bağlı olarak Kepler'in üçüncü yasasından elde edilebilir.

$$a^3 = \frac{G(M_1+M_2)}{4\pi^2} P^2 \quad (2.11)$$

Paczynski'nin hesaplamalarından sonra Warner, kataklistik çiftler için daha iyi bir sonuç veren bir bağıntı ortaya koymuştur.

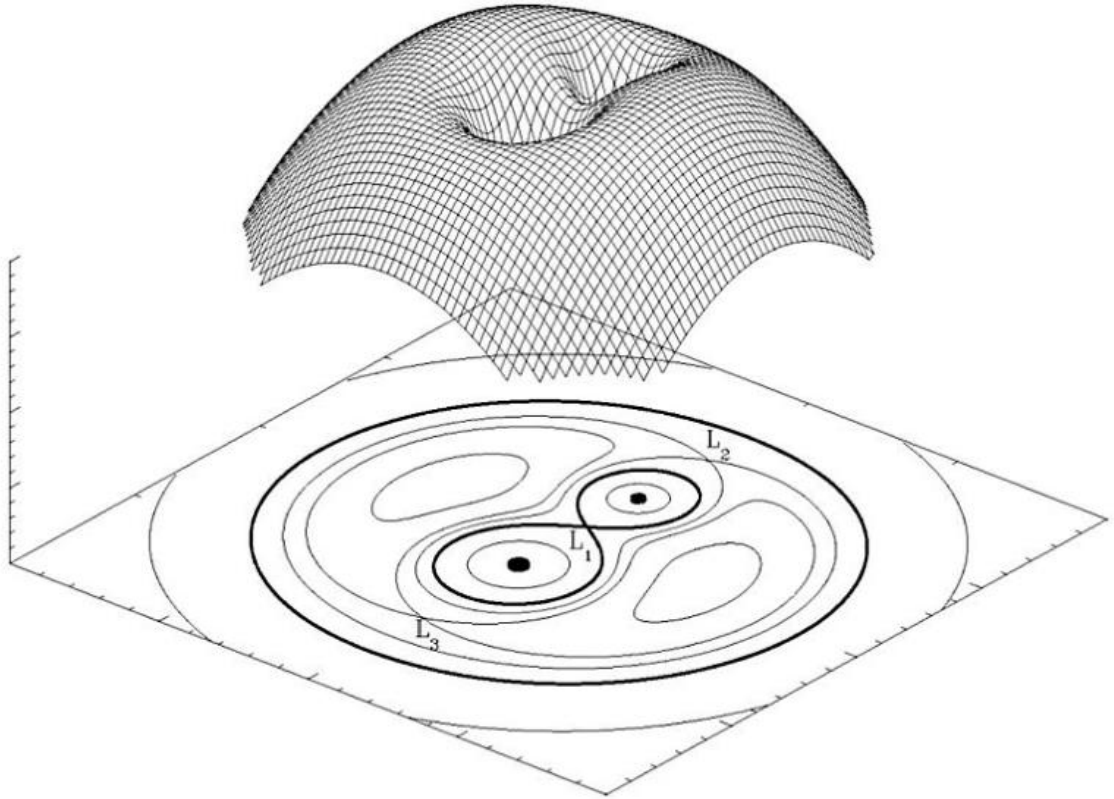
$$\frac{R_2}{R_\odot} = 0,959 \frac{M_2}{M_\odot} \quad (2.12)$$

Bu bağıntı Keplerin üçüncü yasası ile birleştirildiğinde;

$$\frac{M_2}{M_\odot} = 3,18 \times 10^{-5} P(s) \quad (2.13)$$

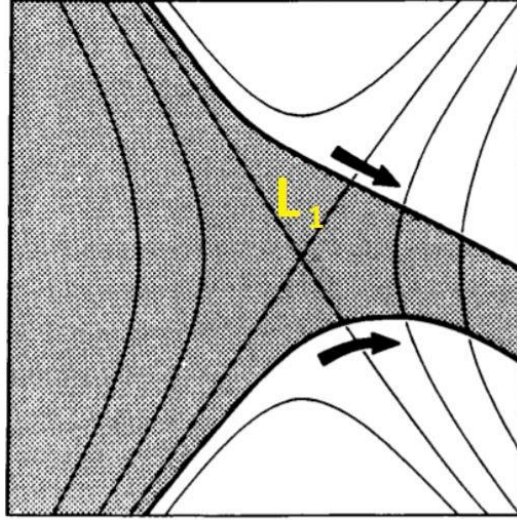
periyotla (saniye biriminde) bileşen yıldız kütlesi arasındaki bağıntı elde edilir [9].

Yakın çift yıldızlar, Roche modeline göre üç ana gruba ayrılmışlardır. Bu gruplar ayırık çiftler, yarı ayırık çiftler ve degen çiftlerdir. Ayırık çiftlerde bileşen yıldızların her ikisi de Roche loblarını doldurmamış sistemlerden oluşurlar. Bileşenler arası bir madde akışı gerçekleşmez. Katakлизмiklerin de dâhil olduğu yarı ayırık sistemlerde bileşenlerden yalnızca biri Roche lobunu doldurmuş durumdadır. Roche lobunu doldurmuş bileşen birinci Lagrange noktasından diğerine doğru madde aktarmaktadır. Değen çift sistemlerde, bileşenlerin her ikisinin de Roche lobu dolmuştur. Bu sistemler artık ortak bir zarfa sahiptirler. Etkileşimin devam etmesi sonucu ortak zarftaki madde diğer bir eş potansiyel yüzeyi dolduracak şekilde L_2 noktasından kaçmaya devam eder. L_2 noktasının karşısında daha yüksek potansiyeldeki maddenin kaçış noktası olarak bilinen L_3 noktası bulunur (Şekil 2.6).



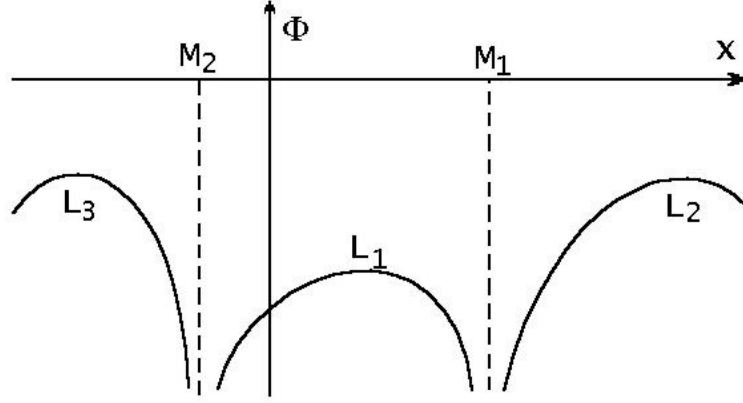
Şekil 2.6. Çift sistem için eş potansiyel yüzeylerin gösterimi.

Kataklismik değişen yıldızlarda bileşen yıldızın Roche lobunu doldurmasının bir sonucu olarak baş yıldızın doğru madde akışı başladığında, akan madde koriolis kuvvetinin etkisiyle bir miktar eğilir (Şekil 2.7).



Şekil 2.7. Koriolis kuvveti etkisi ile L_1 noktasından ayrılmakta olan maddenin izlediği yol.

Beyaz cücenin yeterli manyetik alana sahip olmaması durumunda bu madde baş yıldızın oldukça küçük boyutundan dolayı doğrudan doğruya onun yüzeyine çarpmadan, korunan açısal momentumla beraber baş yıldızın Roche lobu içerisinde bir yörünge çizerek (Kepler Yörüngeleri), tekrar gelmeye devam eden madde ile buluşur. Böylece beyaz cüce etrafında bir halka oluşur. Vizkozite ve çekim kuvvetleri bu halkayı hem beyaz cüce yüzeyine doğru hem de Roche yüzeyinin sınırlarına doğru yayarak bir "Yığılma Diski" oluşturur. Bu oluşum, Roche modeli yardımıyla şöyle açıklanabilir. Roche potansiyeli ϕ , iki yıldız arasındaki uzaklığın bir fonksiyonudur. Şekil 2.8'de görüldüğü gibi, iki yıldız etrafında derin potansiyel kuyuları vardır ve L_1 noktasında potansiyel maksimumdur. Bileşen yıldızın yüzey potansiyeli L_1 noktasındaki potansiyele erişirse, bu noktadan diğer yıldızın potansiyel kuyusuna doğru (Roche lobuna) madde akışı başlar [29].



Şekil 2.8. Çift sistem için eş potansiyel yüzeylerin gösterimi [29].

Madde akışıyla Roche lobunu dolduran kırmızı cüce bileşenin spin dönüşü, yörünge dönüşü ile aynı orana gelir. Bu duruma kütle çekimsel kilitleme denir. Eğer bu durum gerçekleşmeseydi, Roche lobun içindeki yığının enerjisi muazzam derecede artıracak sürekli gelgit akıntılarıyla çalkalanması gerekirdi. Yıldızın hızlı bir şekilde yörüngeye uyacak şekilde dönme süresini ayarlamasıyla aynı materyalin çalkantıyla yer değiştirmemesi sağlanır.

Roche modeli oluşturulurken şu kabuller yapılır [29].

- Yakın çift yıldızların bileşenlerinden kütle kaybeden yıldız hidrostatik dengede iken, kaybedilen bu kütleyi alan bileşen de ısısal denge halindedir.
- Sistemlerin bileşenlerinde merkezi yoğunlaşma çok fazladır.
- Yıldızlarda büyük kütleli konvektif hareketler ve radyal titreşimler yoktur.
- Yörüngeler daireseldir.
- Dönme eksenleri yörünge düzlemine diktir.
- Yıldızların kendi dönme dönemleri ile yörünge dönemi eş zamanlıdır.

3. NOVA VE CÜCE NOVA PATLAMALARI

Kataklismik değişenlerde patlamalar; nova, tekrarlayan nova ve cüce nova alt sınıflarında görülür. Nova ve tekrarlayan novalar için patlama nedenleri benzerlik gösterirken, cüce novalarda farklıdır. Nova patlamalarında patlama nedeni beyaz cüce yüzeyinde gerçekleşen termonükleer süreçlere dayanır. Yıldızların büyük çoğunluğu (%95'i) evrimlerinin sonunda bir beyaz cüce halini alırlar. Hidrojen ve helyumu yakarak yozlaşmış hale gelen beyaz cüce karbon, azot ve oksijen açısından zengin bir yıldız kalıntısıdır. Kütle aktarımının bir sonucu olarak soğuk bileşenden gelen madde beyaz cüce yüzeyi etrafında birikerek hidrojenle oluşmuş bir kabuk yaratır. Kütle aktarımının devamlı olması sonucunda yoğunluk artar ve gaz yozlaşmaya başlar. Sıcaklık ve yoğunluğun yeterince artmasıyla hidrojenin yakıldığı termonükleer süreçler başlar. Beyaz cücenin sahip olduğu karbon, azot ve oksijence zengin madde, bu yanma için katalizör etkisi gösterir. Yanma sonucu gerçekleşen patlamayla yıldız yüzeyinden atılan madde $10^{-5} - 10^{-4} M_{\odot}$ civarındadır [29].

Nova patlamaları için oluşturulan pek çok model; farklı beyaz cüce kütleleri ($0,5-1,25 M_{\odot}$), değişik ışınım güçleri, farklı kütle aktarım miktarları ($10^{-5}-10^{-11} M_{\odot} \text{ yıl}^{-1}$), ve CNO elementleri tarafından zenginleştirilen maddenin değişik değerleri kullanılarak gerçekleştirilmiştir. Nova patlamalarının tayfsal olarak gözlemlerinde bu elementlerin güneşteki bolluklarına göre 10-100 kat daha fazla olduğu belirlenmiştir [29].

Cüce novaların patlamaları esnasında tayfsal davranışları incelendiğinde tayfin görsel bölgesinde çizgilerin klasik ve tekrarlayan novalarda olduğu gibi maviye kaymadığı görülmüştür. Cüce novaların patlamalarında, patlamaların nedeni olarak disk yapısı gösterilmektedir. Cüce nova patlamaları için öne sürülen başlıca iki model söz konusudur: Bunlar disk kararsızlığı modeli ve kütle aktarım kararsızlığı modelidir [29].

İki modelde patlama enerjisinin yığılma kaynaklı olduğunu öne sürer. Patlama enerjisinin 10^{40} erg mertebesinde olduğu kabul edilirse, yığılmadan kaynaklı enerjiyi açıklamak için gereken madde yığılması;

$$\Delta M_{yığ} \geq \left(\frac{ER_{bc}}{GM_{bc}} \right) \geq 2 \times 10^{-11} M_{\odot} \quad (3.1)$$

kadardır. $M_{yığ}$ yığılan kütle miktarını, E yığılma kaynaklı enerjiyi, G evrensel çekim sabitini, R_{bc} beyaz cücenin yarıçapını, M_{bc} ise beyaz cücenin kütlelerini göstermektedir.

Bir kataklismik değişen için kinematik viskozite $v \sim 10^{13} \text{ cm}^2 \text{ s}^{-1}$ 'dir. Yarıçapı $R \sim 10^{10}$ cm olan durağan haldeki bir yığılma diskinin kütlesi

$$M_{disk} \sim \dot{M} \tau_{vis} \quad (3.2)$$

bağıntısıyla bulunur. Burada \dot{M} aktarılan kütle miktarı τ_{vis} viskoz zaman ölçeğini gösterir ve $\tau_{vis} = r_d^2/v$ olarak verilmektedir [30]. Değerler yerine konduğunda $\dot{M} \approx 5 \times 10^{16}$ g/s ve $M_{disk} \sim 10^{-10} M_{\odot}$ bulunur. Buradan diskin kütlesinin bir bölümünün yığılmasının patlamayı tetikleyebileceği görülmektedir. Gözlenen parlaklık değişiminin oluşabilmesi için yığılma oranında bir değişim olması gerekmektedir. Her iki modelde yığılan madde miktarında artış olmasını öngörmekte ancak bu yığılan madde miktarının değişiminin nedenlerinde ayrılmaktadır. Disk kararsızlığı modeli yığılma oranında meydana gelen değişimin, (kütle aktarım oranının sabit kalarak) diskteki viskoziteyi değiştiren bir kararsızlığa bağlı olduğunu öne sürerken, kütle aktarım kararsızlığı modeli, bileşen yıldızdan aktarılan maddenin oranının değiştüğünü söyler.

3.1. Kütle Aktarım Kararsızlığı Modeli

Kataklismik değişenlerin kütle aktarım kararsızlığı modelinde öne sürülen düşünce, bileşen yıldızın atmosferindeki kararsızlıkların, diske transfer edilen kütle miktarında geçici olarak artışa neden olması ve bunun sonucunda da patlamaların gerçekleşmesidir. Kütle aktarım kararsızlığı teorisi temeli dinamik denge halindeki bir yıldızın Roche lobu tarafından sınırlandırılmasına dayanır. Sistemi tek bir yıldız olarak ele alırsak, yıldız yüzeyinden maddenin kaçabilmesi, bu yıldızın çekim gücünün yenilmesine bağlıdır. Oysa yakın çift sistemin Roche modeli ele alındığında, maddenin yalnızca kritik Roche yüzeyinin üzerine kadar çıkarmak yeterli olacaktır. Bu durum tek yıldız sistemine göre daha az enerji gerektirir. Soğuk bir yıldızın Roche lobu ile sınırlanmış atmosferinde iki kararsızlık durumu önemlidir. Bunlar; zarftaki konveksiyon ve gravitasyonel yığılmanın sıfır olduğu L_1 noktası civarındaki hidrojen ve helyum iyonizasyon bölgeleridir. Kütle aktarım kararsızlığında ana fikir, lobunu dolduran yıldızın, iyonizasyon bölgesindeki yeniden birleşme enerjisinin dinamik bir kararsızlığa neden olmasıdır. Bileşen yıldızın atmosferinde Roche lobunun L_1 civarında bir kararsızlığın oluşması, beyaz cücenin Roche lobuna doğru madde transferine, bu transferin bir patlamaya ve patlamayla beraber aynı zamanda beyaz cücenin atmosferinde bir boşalma olmasına dayanır. Kararsızlığın

sağladığı enerji yeterli miktardaki maddeyi beyaz cücenin Roche lobuna taşıyamadığı zaman patlama süreci sona erer. Bundan dolayı bileşen yıldız termal dengenin dışına çıktığından büzülür ve Roche yüzeyinden ayrılır. Bu aşamada sistemin sakin evresi başlamış olup kütle aktarımı ancak düşük seviyedeki yıldız rüzgârları etkisiyle devam eder. Bir süre sonra yıldız derin tabakalarından kaybolan enerjisini kazanmaya başlayarak yeniden termal denge haline ulaşır. Sonrasında genişleyerek bir sonraki kararsızlık sürecini başlatır. Bu sürecin periyodu yani, hesaplanmış patlama periyotları (kararsız atmosferlerin dinlenme zamanları) 10-200 gün, maksimum patlama sırasında kütle transfer miktarları $3,1 \times 10^{-9}$ - $3,1 \times 10^{-11} M_{\odot} \text{ yıl}^{-1}$ ve genlikleri birkaç kadir civarındadır [29].

3.2. Disk Kararsızlığı Modeli

1974 yılında Yoji Osaki cüce nova patlamalarının yığılma diskindeki kararsızlıklardan meydana gelebileceğini ileri sürdü. Osaki'ye göre, bileşen yıldızdan sabit oranda kütle aktarılıyorsa ve bu oran kütlelenin disk içerisindeki viskoz etkileşimleriyle transferinden daha yüksekse, bu kütle bir yığılma oluşturacaktır. Zamanla bu yığılma diski kararsızlığa iterek, viskozitenin artmasına, açısal momentum transferinde büyük artışlara ve yığılan fazla maddenin beyaz cücenin üzerine ve dışına doğru yayılarak bir çalkantı oluşmasına sebep olacaktır. Beyaz cücenin üzerine doğru artan yığılma, sistemin parlaklığını artırırken diskteki maddenin de boşalmasını sağlayacaktır. Bunun sonucunda disk sakin evreye ve düşük viskozite durumuna geçecek ve yeni bir patlama aşamasına kadar kademeli olarak kütle transferiyle dolmaya devam edecektir [31].

Osaki'nin disk kararsızlığı modelindeki temel argüman, parlak lekenin sakin evredeki ışınım gücüyle patlamanın ışınım gücünü karşılaştırılmasına dayanıyordu. Bileşen yıldızdan gelen \dot{M}_{bil} olarak sabit oranda transfer edilen madde parlak lekeye çarptığında;

$$L_{leke} = \frac{GM_{bc}}{R_{disk}} \dot{M}_{bil} \quad (3.3)$$

kadar bir ışınım yapar. (Burada R_{disk} disk yarıçapı, M_{bc} beyaz cüce kütesidir.) Patlama sırasında beyaz cüceye \dot{M}_{pat} ile yığılan maddenin ışınımı ise;

$$L_{pat} = \frac{GM_{bc}}{R_{bc}} \dot{M}_{pat} \quad (3.4)$$

kadardır. Osaki, U Gem’den elde ettiği $R_{\text{disk}} / R_{\text{bc}}$ oranını 32 olarak almış, buradan;

$$\frac{L_{\text{pat}}}{L_{\text{leke}}} \approx 32 \frac{\dot{M}_{\text{pat}}}{\dot{M}_{\text{bil}}} \quad (3.5)$$

elde etmiştir. Patlamalar arasındaki süre olan T ve patlama süresi olan ΔT boyunca bileşenden gelen madde diskte birikir. Buradan kütlelerin süreçlere bağlı değişimlerini eşitlersek;

$$\dot{M}_{\text{bil}}T = \dot{M}_{\text{pat}}\Delta T \quad (3.6)$$

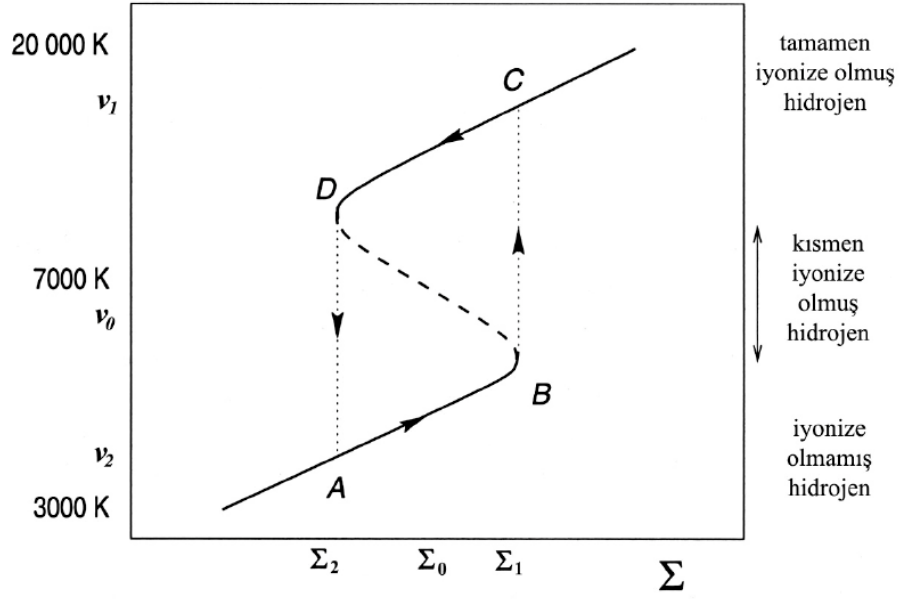
yazılır. ΔT ve T kolaylıkla ışık eğrilerinden elde edilebilir. U Gem için bu değerler sırasıyla ~ 10 ve ~ 100 gündürler. Buradan

$$\frac{\dot{M}_{\text{pat}}}{\dot{M}_{\text{bil}}} \approx 10 \text{ ve } \frac{L_{\text{pat}}}{L_{\text{leke}}} \approx 320 \quad (3.7)$$

bulunur. U Gem’de parlak leke sakin evredeki parlaklığının yarısına sahiptir. Dolayısıyla $L_{\text{pat}} / L_{\text{leke}} = 160$ olur. Bu değer 5,5 kadirlik bir parlaklığa karşılık gelir. Bu parlaklık patlamalarda gözlenen parlaklık artışıyla uyumludur. Bu hesaplamalar disk kararsızlığı hipotezini desteklemektedir [31].

Osaki’nin hipoteziyle diskte meydana gelen olaylar araştırılmaya başlandı. Bileşen yıldızdan gelerek diskte biriken maddenin açısal momentumunu yitirerek beyaz cüce üzerine yığıldığı düşünüldü. Bu çalışmalarda Hoshi (1979) yığılma diski teorisinden iki olası çözüm bulur: Düşük viskoziteye sahip optikçe ince soğuk disk (hidrojen nötral halde) ve yüksek viskoziteli sıcak olan (hidrojen iyonize) disk [32].

Diskin durumu viskozitenin iki kararlı denge değeri arasında değişebilir. Çünkü viskozite ν , disk vasıtasıyla transfer edilen maddenin yeterliliğinden sorumludur. Bu da önemli değişikliklerin yüzey yoğunluğunda (Σ) olduğunu gösterir. Kararlı bir disk için şart $d\nu/d\Sigma \geq 0$ olmalıdır [33]. Eğer Şekil 3.1'deki eğriye benzer bir şart varsa, yüzey yoğunluğu kararlı bir değerde kalmaz ve sonuç sınırlı bir çevrim davranışındır. Şekilde, viskozitenin varsayılan denge değeri ν_0 'dır. Kararlı hali belirleyen viskozite (ν_0, Σ_0) , yüzey yoğunluğunun ulaşılabilir değerine karşılık gelmez. Patlama aktivitesini yönlendiren diskteki şartlar, (ν_1, Σ_1) ve (ν_2, Σ_2) denge değerleri arasında gidip gelecektir.



Şekil 3.1. Yığılma diski için yüzey yoğunluğu ile sıcaklık arasındaki ilişki çevrimi [29].

Görüldüğü gibi, düşük yüzey yoğunluğu, Σ_1 değerine kadar artar. Σ_1 'deki daha fazla artış viskozitede bir sıçramayı gösterir. Viskozite v_1 olduğu zaman (bu sınırlı çevrim oluşması şartıdır) bu değer v_0 'dan yüksektir. Daha fazla madde diskteki bu belirli bölgenin dışına transfer edilerek doyar ve böylece yüzey yoğunluğu Σ_2 değerine kadar azalır. Bundan sonraki artış viskozitedeki diğer bir sıçramayı belirler. Bu anda v_2 , denge değeri v_0 'dan daha düşüktür. Bunun bir sonucu olarak yüzey yoğunluğu yeniden artar ve çevrim devam eder [15].

Yığılma disklerinde yüksek miktardaki kütle belirli bir alanda bulunması yüksek sıcaklık gerektirir. Cüce novalardaki yarı düzenli parlaklık değişimleri, eğer bu sınırlı çevrim aktivitesi bütün diske veya en azından büyük bir kısmına mal edilirse anlaşılabilir. Eğer, diske kütle girişi devamlı ise, bu yüzey yoğunluğunu yeterince yüksek tutar. Kütle girişi ve çıkışı arasında bir viskozite dengesi oluşur ve patlama olmaz. Diskin konvektif halden radyatif hale geçişimi, sınırlı çevrim aktivitesi için fiziksel bir zemin sağlamaya adaydır [34]. Pek çok araştırmacı grubu yığılma diskinin davranışlarını incelerken, hidrojenin iyonizasyonunun disk kararsızlığını yönlendirecek mekanizma olduğunu ve böylece cüce nova patlamalarının oluştuğunu ileri sürmüşlerdir.

4. MALZEME VE YÖNTEM

4.1. Fotometrik Analizler

CCD ile yapılmış gözlem görüntülerinde, herhangi bir piksel için bulunan değerde çeşitli etkenler görülür. Bu etkenlerin bazıları toplam bazıları ise çarpan olarak etkisini gösterir. Toplamı alınmış satır ve sütunların ortalama sayılarının (ADU) değerine, toplamı artırarak katkıda bulunan olaylar; çeşitli elektronik gürültüler, arızalı pikseller, çevre şartları, girişim saçakları, kozmik ışın problemleridir. ADU değerine çarpan olarak katkıda bulunanlar; CCD piksellerinin kuantum etkinliği, optik sistemin geçirgenliği, aktif CCD yüzeyi üzerindeki problemlerdir.

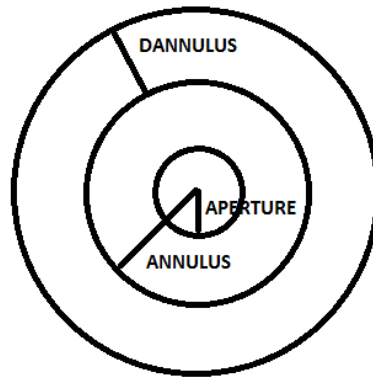
Gözlemlerle elde edilen fotometrik verinin analize hazır hale getirilmesi için okuma gürültüsü, taban gürültüsü ve kara akım gürültüsünden arındırılması, ışık algılayıcı yüzey tarafından verilen ve tekdüze olmayan cevabın modellenerek, gözlemlere etkisinin ortadan kaldırılması ve varsa saçaklanma etkisinin düzeltilmesi gereklidir. Görüntüyü bu etiklerden arındırmak için ön indirgeme denilen bir dizi işlem yapılmaktadır. Bunlar; *biasın* (taban gürültüsünün) çıkarılması, *dark* (kara akım) çıkarma, okuma gürültüsü için *flat-field* (düz-alanın) bölünmesidir. Bir *bias* poz, kameranın diyaframı kapalıyken sıfır zamanlı olarak alınan bir pozdur. Amacı, CCD'ye ait yapısal kararsızlıkları belirlemektir. Genelde birkaç pozum ortalama değeri alınır. Kullanılan kamera için referans olacak alınacak sıfır seviyesinin bilinmesi ve bu görüntülerin bütün pozlardan çıkarılması gereklidir. Kara akım, CCD'de ısısal olarak üretilen elektronlardan kaynaklanır. Etkinin azaltılması için CCD'nin soğutulması gereklidir. Her ne kadar CCD çok iyi soğutulsa da bir kara akım üretir. Bu kara akım, alınan görüntülerin üzerinde ek olarak bulunan, istenmeyen bir gürültüdür. Bu etkiden görüntüleri arındırmak için, görüntülerin alındığı poz süresine eşit sürede fakat CCD dedektör üzerine ışık düşürülmeden görüntü alınması gerekir. Bu görüntülere “*dark*” adı verilir. Bütün CCD dedektörlerinde, her piksel üzerine düşen fotona farklı cevap verir. Yani, bir CCD dedektörün üzerine düşen ışığa verdiği cevap dedektör yüzeyi boyunca tekdüze olmaz. CCD dedektörünün yüzeyi boyunca bir pikselden diğerine tekdüzelikten küçük sapmalar olduğu gibi, CCD'nin bir bölgesinden diğerine de tekdüzelikten daha büyük sapmalarla genellikle karşılaşılır. Pikselden piksele farklar, genellikle piksel boyutlarının tam olarak eşit olmamasından, bölgeden bölgeye farklar ise silikon kalınlığındaki farklardan kaynaklanır. Piksellerin aynı miktarda ışığa farklı tepkiler vermesi değerleri bir çarpan olarak etkiler. Görüntüleri bu sorundan

arındırmak için piksellerin ışığa verdiği tepkiler modellenmelidir. Bunun için CCD yüzeyinin her noktasına aynı miktarda ışık düşürülür. Bu şekilde oluşturulan görüntüye “flat” adı verilir ve içinden kara akım çıkarıldıktan sonra içinden kara akım çıkarılmış ham görüntüye bölünür [35].

Tüm bu işlemler yapıldıktan sonra her bir piksele karşılık gelen akı değeri sayısal olarak okunur ve gözlenmek istenen yıldızın denk geldiği piksellerdeki akılar toplanarak, yıldızın aletsel parlaklığına geçilir. Her bir görüntüde gözlenen yıldız için elde edilen parlaklıklar, mukayese yıldız ve denet yıldızı için elde edilen parlaklıklarla karşılaştırılarak nihai ışık değişimini elde etmek mümkün olur.

4.2. Açıklık Fotometrisi

Açıklık fotometrisi, bir CCD görüntüsü üzerinde, fotometrisi yapılacak kaynağın belirlenmiş orta noktası merkezli, dairesel bir açıklık kullanarak, açıklık içinde kalan piksel sayım değerlerini toplamaktan ibarettir. Bu yöntemde birbiri içine geçmiş üç halka yardımıyla yıldızın ve çevresindeki gökyüzü alanının ışık şiddeti ayrı ayrı ölçülür (Şekil 4.1). En içteki halka (aperture) yıldızı çevreler ve yalnızca yıldızdan gelen ışık şiddetini ölçmek için kullanılırken dıştaki iki halka (annulus, dannulus) ise gökyüzünün ışık şiddetini ölçmek için kullanılmaktadır.



Şekil 4.1. Açıklık fotometrisi için çizilmiş halkalar.

Bununla birlikte, yıldız görüntüleri atmosferik etkiden dolayı saçılmış olarak görünürler. Kaynağın görüntü üzerindeki bu dağınık ışığını temsil eden profile “Noktasal Dağılım Fonksiyonu” adı verilir ve genellikle bir gauss profili ile ifade edilir. FWHM (*full width half maximum*) değeri kullanılacak gauss profilinin yarı yüksekliğinin

genişliğini vermektedir. Yıldız için bir merkez tahmin edilerek içinde bulunduğu 2FWHM x 2FWHM boyutunda bir kare alınır. İçindeki pikseller;

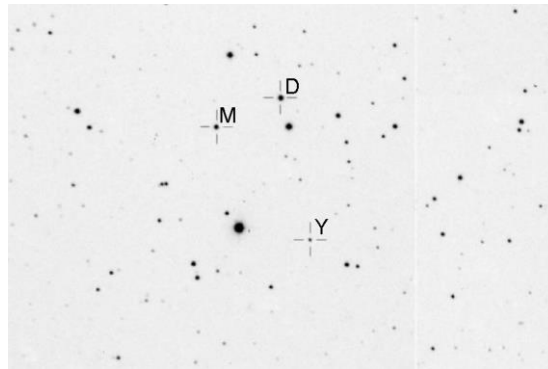
$$\rho(X_i) = \sum_i I_{ij} \quad \rho(y_i) = \sum_i I_{ij} \quad (4.1)$$

şeklinde toplanır. Toplamı alınmış satırların ve sütunların ortalama sayıları (ADU) bulunur ($\langle x \rangle$, $\langle y \rangle$). Bunlar kullanılarak yeni yıldız merkezi aşağıdaki denklem 4.2’de verildiği şekilde hesaplanır. Yeni merkez ilk tahminin bir piksel kadar yakınlığında ise merkez doğrudur. Değilse yeni bulunan merkez ilk tahmin olarak alınarak, işlem doğru merkez bulunana kadar tekrarlanır [36].

$$x_i = \frac{\sum_i (\rho(X_i) - \langle x \rangle) x_i}{\sum_i (\rho(X_i) - \langle x \rangle)} \quad y_i = \frac{\sum_j (\rho(y_j) - \langle y \rangle) y_j}{\sum_j (\rho(y_j) - \langle y \rangle)} \quad (4.2)$$

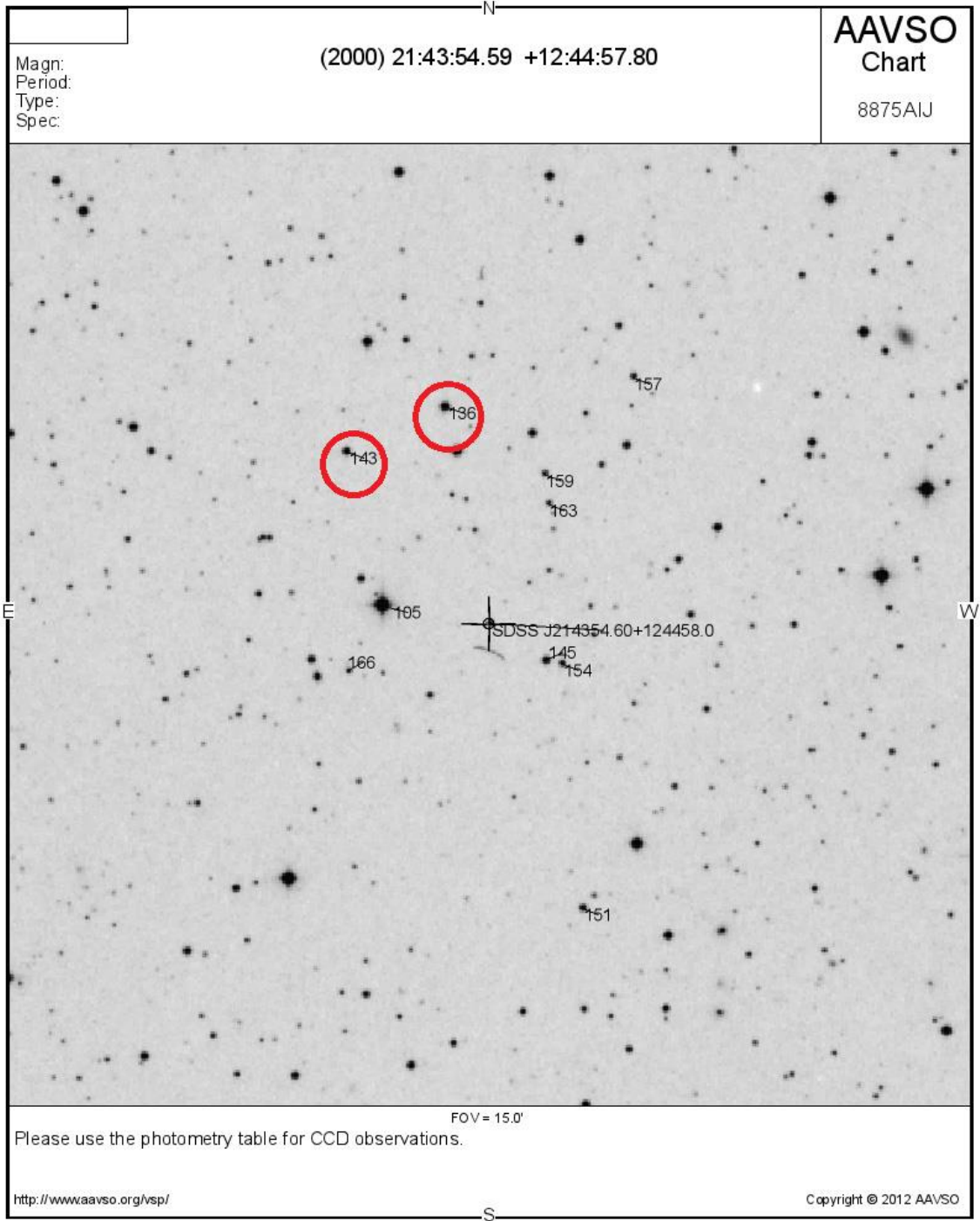
4.3. Gözlemler

Çalışmada SDSS_J2143 için, iki gözlem evinden alınan 28 Temmuz 2012 ile 31 Ocak 2013 arasında elli dokuz gecenin gözlem verileri kullanılmıştır. Gözlem kayıtlarına ait bilgiler Tablo 4.2, Tablo 4.3 ve Tablo 4.4’de verilmiştir. Gözlemevleri ve teleskoplar: Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesinde bulunan IST60 teleskopu ve TÜBİTAK Ulusal Gözlemevinde bulunan T100 teleskopudur. İndirgeme işlemleri, sadece IST60 ve T100 teleskoplarından alınan görüntüler için yapılmıştır. Diğer veriler işlenmiş olarak kullanılmıştır. Gözlemler B, V, R, filtrelerinde ve “clear” (filtresiz) olarak gerçekleştirilmiştir. Seçilen mukayese (M) ve denet (D) yıldızları Şekil 4.2’de gösterilmiştir.



Şekil 4.2. SDSS_J2143 kataklismik değişen yıldızının(Y) mukayese(M) ve denet(D) yıldızıyla görüntüsü.

Mukayese ile denet yıldızının gece boyunca parlaklıklarının farkı gözlem kalitesini gösterecek ve diferansiyel parlaklıkların oluşturulmasında kullanılacaktır. Mukayese ve denet yıldızına ait bilgiler Şekil 4.3 ve Tablo 4.1’de görülebilmektedir.



Şekil 4.3. Mukayese ve denet yıldızlarının AAVSO planında gösterimi.

Tablo 4.1. SDSS J214354 yıldızı için potansiyel mukayese ve denet yıldızlarının fotometrik değerleri. Burada sırasıyla; “AUID” AAVSO’ya ait benzersiz tanımlayıcı kodu (AAVSO Unique Identifier), “RA” sağ açıklık, “Dec” deklinasyon değeri, “Label” etiket numarası, “U” morötesi filtrede parlaklık değeri, “B” mavi filtrede parlaklık değeri, “V” görsel filtre parlaklık değeri, “B-V” mavi ve görsel filtreler fark parlaklık değeri, “Rc” kırmızı filtre parlaklık değeridir. Kırmızı çerçeveye alınan yıldızlar mukayese ve denet yıldızı olarak kullanılan yıldızlardır.

AUID	RA.	Dec.	Label	U	B	V	B-V	Rc
000-BJQ-416	21:44:01.53 [326.00638d]	12:45:14.7 [12.75408d]	105	-	11.004 (0.047) ²⁹	10.516 (0.025) ²⁹	0.488 (0.053)	10.177 (0.025) ²⁹
000-BJQ-527	21:43:57.48 [325.98950d]	12:48:20.8 [12.80578d]	136	-	14.167 (0.016) ¹⁰	13.555 (0.012) ¹⁰	0.612 (0.020)	-
000-BJQ-528	21:44:03.76 [326.01566d]	12:47:38.8 [12.79411d]	143	-	14.902 (0.016) ¹⁰	14.275 (0.010) ¹⁰	0.627 (0.019)	-
000-BJQ-529	21:43:51.01 [325.96255d]	12:44:22.9 [12.73969d]	145	-	15.119 (0.017) ¹⁰	14.472 (0.000) ¹⁰	0.647 (0.017)	-
000-BJQ-530	21:43:48.67 [325.95279d]	12:40:31.6 [12.67544d]	151	-	15.768 (0.021) ¹⁰	15.097 (0.000) ¹⁰	0.671 (0.021)	-
000-BJQ-531	21:43:49.97 [325.95822d]	12:44:20.5 [12.73903d]	154	-	15.967 (0.008) ¹⁰	15.431 (0.006) ¹⁰	0.536 (0.010)	-
000-BJQ-533	21:43:45.43 [325.93930d]	12:48:48.4 [12.81344d]	157	-	16.463 (0.008) ¹⁰	15.720 (0.000) ¹⁰	0.743 (0.008)	-
000-BJQ-532	21:43:51.07 [325.96280d]	12:47:17.6 [12.78822d]	159	-	16.540 (0.009) ¹⁰	15.886 (0.000) ¹⁰	0.654 (0.009)	-
000-BJQ-534	21:43:50.83 [325.96179d]	12:46:49.7 [12.78047d]	163	-	17.140 (0.104) ¹⁰	16.316 (0.000) ¹⁰	0.824 (0.104)	-
000-BJQ-535	21:44:03.60 [326.01501d]	12:44:13.1 [12.73697d]	166	-	17.222 (0.026) ¹⁰	16.609 (0.008) ¹⁰	0.613 (0.027)	-
000-BJQ-536	21:44:02.96 [326.01233d]	12:42:30.1 [12.70836d]	171	-	17.873 (0.094) ¹⁰	17.141 (0.047) ¹⁰	0.732 (0.105)	-

Alınan bütün ham verilerden taban gürültüsü, kara akım ve düz alan görüntüleri çıkarıldıktan sonra, bütün parlaklık eğrileri açıklık fotometrisi ile oluşturulmuştur. Bu işlemler için MaxIm DL ve IRAF yazılımları kullanılmıştır.

Tablo 4.2. *R* filtresinde yapılan gözlemlerin kaydı. (a) teleskop bilgisini, (b) gözlem başlangıç zamanını, (c) gözlem bitiş zamanını, (d) gözlem günü için ortalama parlaklığı, (e) poz süresini sonraki değerler sırasıyla filtre (f) ve görüntü (g) sayısını göstermektedir.

Obs (a)	Start (b)	End (c)	Mag (d)	Exp (e)	Filter (f)	Frames (g)
IST 60	137,469	137,583	15,71	60	Rc	134
IST 60	138,322	138,567	15,74	60	Rc	57
IST 60	139,438	139,544	15,77	60	Rc	26
TUG	172,272	172,429	15,79	40	Rc	66
TUG	173,240	173,595	15,81	40	Rc	122
TUG	174,258	174,596	15,72	40	Rc	126
TUG	182,223	182,560	15,70	40	Rc	119
TUG	183,220	183,568	15,79	40	Rc	128
TUG	184,299	184,562	15,66	40	Rc	93
IST60	191,254	191,505	15,86	120	Rc	167
TUG	228,205	228,393	15,79	40	Rc	73
TUG	229,172	229,395	15,68	40	Rc	82
TUG	230,188	230,371	15,63	40	Rc	62
TUG	236,155	236,404	15,60	40	Rc	89
TUG	237,160	237,395	15,73	40	Rc	88
TUG	238,159	238,400	15,63	40	Rc	90

Tablo 4.3. *B* filtresinde yapılan gözlemlerin kaydı. (a) teleskop bilgisini, (b) gözlem başlangıç zamanını, (c) gözlem bitiş zamanını, (d) gözlem günü için ortalama parlaklığı, (e) poz süresini sonraki değerler sırasıyla filtre (f) ve görüntü (g) sayısını göstermektedir.

Obs (a)	Start (b)	End (c)	Mag (d)	Exp (e)	Filter (f)	Frames (g)
IST 60	138,319	138,564	15,77	120	B	59
IST 60	139,436	139,542	15,84	120	B	27
TUG	172,270	172,444	15,95	90	B	122
TUG	174,257	174,587	15,75	90	B	124
TUG	182,222	182,559	15,90	90	B	121
TUG	183,219	183,567	15,76	90	B	128
TUG	184,298	184,561	15,82	90	B	94
IST60	192,241	192,541	16,02	120	B	57
TUG	192,243	192,543	15,76	90	B	72
TUG	228,215	228,392	15,90	90	B	65
TUG	229,171	229,394	15,77	90	B	83
TUG	230,179	230,353	15,78	90	B	59
TUG	236,154	236,403	15,65	90	B	92
TUG	237,159	237,394	15,81	90	B	89
TUG	238,158	238,399	15,68	90	B	91

Tablo 4.4. *V* filtresinde yapılan gözlemlerin kaydı. (a) teleskop bilgisini, (b) gözlem başlangıç zamanını, (c) gözlem bitiş zamanını, (d) gözlem günü için ortalama parlaklığı, (e) poz süresini sonraki değerler sırasıyla filtre (f) ve görüntü (g) sayısını göstermektedir.

Obs (a)	Start (b)	End (c)	Mag (d)	Exp (e)	Filter (f)	Frames (g)
IST 60	138,321	138,566	16,23	60	V	57
IST 60	139,437	139,544	16,47	60	V	26
TUG	172,272	172,429	16,32	50	V	120
TUG	174,258	174,596	16,17	50	V	125
TUG	182,223	182,560	16,30	50	V	121
TUG	183,220	183,568	16,15	50	V	130
TUG	184,299	184,562	16,22	50	V	91
IST60	192,243	192,539	16,32	60	V	55
TUG	192,244	192,541	16,29	50	V	67
TUG	228,216	228,393	16,25	50	V	63
TUG	229,172	229,395	16,17	50	V	83
TUG	230,180	230,374	16,16	50	V	65
TUG	236,155	236,404	16,09	50	V	92
TUG	237,160	237,395	16,24	50	V	89
TUG	238,159	238,400	16,12	50	V	91

4.4. Faz Dağılım Minimizasyonu

Faz dağılım minimizasyonu, Stellingwerf tarafından geliştirilen özellikle sinüsoidal olmayan ışık eğrilerinde periyot belirleme için kullanılan istatistiksel bir yöntemdir. Sınırlı bir süreçte az sayıda gözlemin bulunduğu çalışmalar için oldukça uygundur.

Faz dağılım minimizasyonu yönteminde (phase dispersion minimisation – PDM) türetilen ışık eğrisi etrafında en az dağılım gösteren periyot seçilir. Bu seçimi, ordinattaki kareler farkının toplamını bir veri noktasından diğerine minimuma indirgeyerek yapar. En küçük toplamla sonuçlanan dönem gerçek periyot olarak belirlenir. Kavramsal olarak, tüm veri noktalarını birbirine bağlayan “en kısa dizge” olarak adlandırılır.

Gözlem verileri, bir kümenin ayrık elemanları olarak parlaklık değerini gösteren x ve gözlem zamanını gösteren t olmak üzere iki vektörle ifade edilebilirler. N tane ($i=1,N$) gözlem verisinin olduğu varsayılırsa i 'nci gözlem (x_i, t_i) olarak ifade edilir. O zaman σ^2 x 'in varyansı olmak üzere:

$$\sigma^2 = \frac{\sum(x_i - \bar{x})^2}{N-1} \quad (4.3)$$

olarak ifade edilir. Burada \bar{x} ortalama olmak üzere; $\bar{x} = \sum x_i / N$ şeklindedir. Burada x_i 'nin herhangi bir alt kümesi için örnek varyans s^2 denklem 4.3'te görüldüğü şekildedir. Seçilen M farklı örnek için varyans değerleri s_j^2 ($j=1,M$) olacak ve n_j kadar veri noktası içerecektir. Bu durumda bütün örneklerle için toplam varyans;

$$s^2 = \frac{\sum(n_j-1)s_j^2}{\sum n_j - M} \quad (4.4)$$

şeklinde denklem 4.3'ten oluşturulabilir. Bu durumda ortalama ışık eğrisine göre verilerin varyansı en aza indirgenmek istenmektedir. Bunun için Π sanal bir periyot olacak şekilde faz vektörü \emptyset

$$\emptyset: \emptyset_i = t_i/\Pi - [t_i/\Pi] \quad (4.5)$$

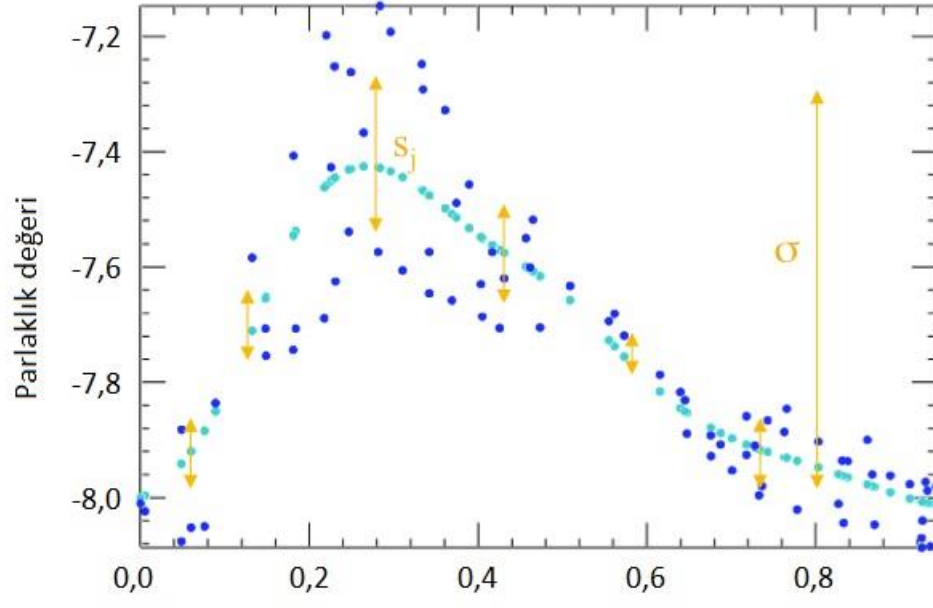
şeklinde gösterilirse (köşeli parantez tam sayı kısmını belirtmektedir), bu denklem 4.6'daki denkleme eşit olacaktır.

$$\emptyset = t \bmod \Pi \quad (4.6)$$

Şimdi x' 'den M örnekleri, j örnekleminin bütün üyelerinin benzer \emptyset_i fazına sahip olma kriterine göre seçilsin. Genellikle tam faz aralığı (0,1) sabit değerli paketlere bölünür ancak örnekler kriteri karşılayan herhangi bir şekilde seçilebilir. Bu aşamada bütün noktaların seçilmesi gerekmez ya da alternatif olarak bir nokta birçok örneğe ait olabilir. Bu örneklerin varyansı, her bir örnekte x_i 'nin ortalama değeriyle tanımlanan ortalama ışık eğrisi etrafındaki saçılmanın bir ölçüsüdür. Bu değer \emptyset 'nin bir fonksiyonu olarak kabul edilir. Bu durumda istatistik, s^2 denklem 4.4'de verildiği şekilde ve σ^2 denklem 4.3'de verildiği şekilde olmak üzere;

$$\theta = s^2/\sigma^2 \quad (4.7)$$

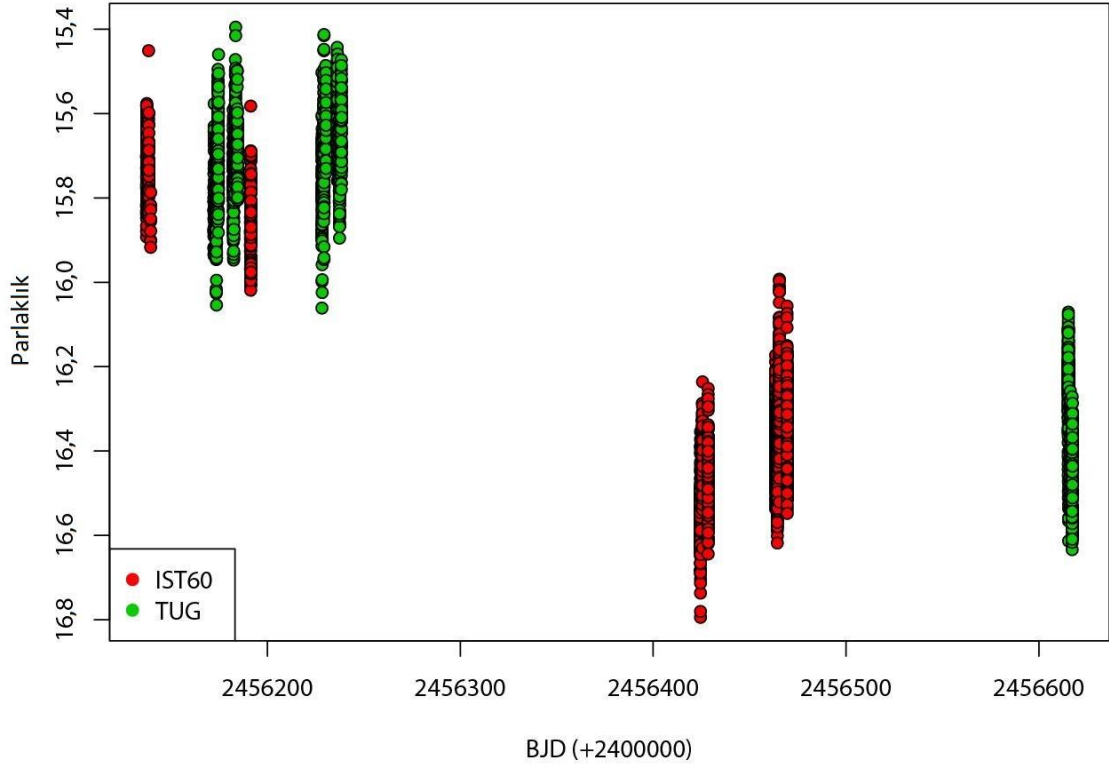
şeklinde gösterilir. Eğer Π gerçek periyot değilse bu durumda $s^2 \approx \sigma^2$ ve $\theta \approx 1$ olacaktır. Eğer Π gerçek periyot ise θ komşu periyotlarla karşılaştırıldığında yerel bir minimum değere (umulan 0'a yakın olmasıdır) ulaşacaktır. Yöntem matematiksel olarak en küçük kareler yöntemiyle bir fit oluşturma tekniğidir (Şekil 4.4). Farklı olarak fiti belirli bir eğriye uydurmaktan ziyade, her bölme vasıtasıyla tanımlanan ortalama eğriye göre oluşturur [37].



Şekil 4.4. PDM'de s ve σ varyans değerlerinin grafik üzerinde gösterimi. Burada s , 10'dan fazla bölmedeki s_j değerlerinin toplamıdır. Grafikte apsis fazı ordinat parlaklığı göstermektedir [37].

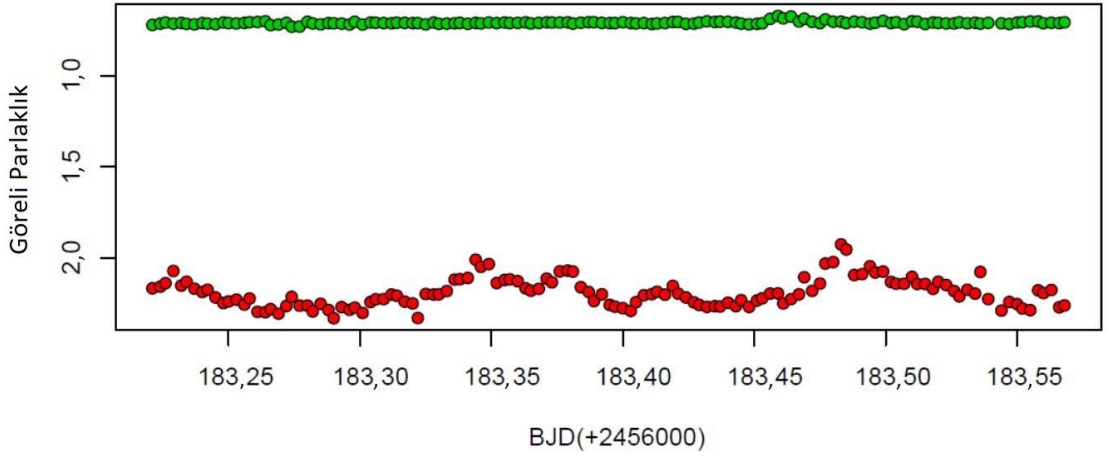
5. BULGULAR, TARTIŞMA VE SONUÇ

SDSS_J2143 yıldızı için, Şekil 5.1’de yıldızın 31 gözleminden çıkarılan ışık eğrisi gösterilmektedir. Bu kapsamlı eğri, cismin ortalama 16 kadirden bir parlaklığa sahip olduğunu ve 0,8 kadir aralığında değişkenliğe sahip olduğunu göstermektedir.



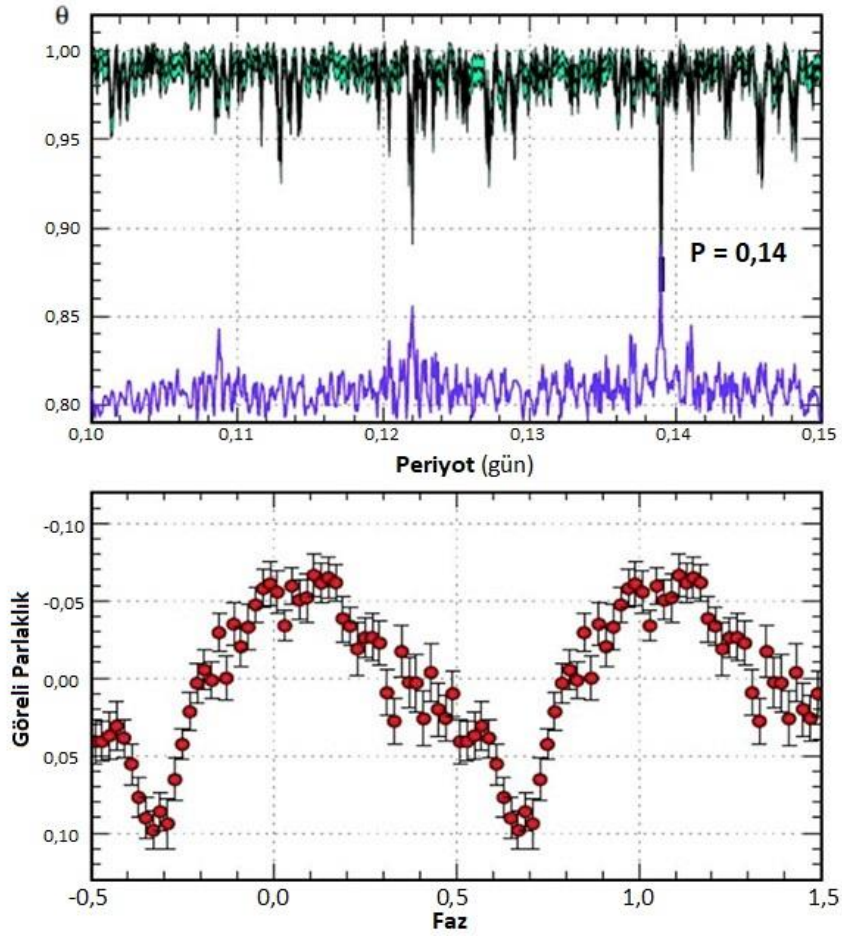
Şekil 5.1. SDSS_J2143 yıldızının 59 gözleminden çıkarılan ışık eğrisi. Her renk sol alttaki lejantta yapıldığı gözlemeviyle ilişkilendirilmiştir.

Bu yıldızın tek gecelik kısa dönemli bir varyasyonu Şekil 5.2’de gösterilmiştir. Şekilde yer alan yeşil ve kırmızı daireler SDSS yıldızı ve kontrol yıldızındaki parlaklık değişimlerinin farkını göstermektedir. Yeşil daireler kontrol yıldızına kırmızı daireler SDSS yıldızına aittir.



Şekil 5.2. *SDSS_J2143* yıldızının kısa dönemli ışık eğrisinin kontrol yıldızıyla beraber gösterimi.

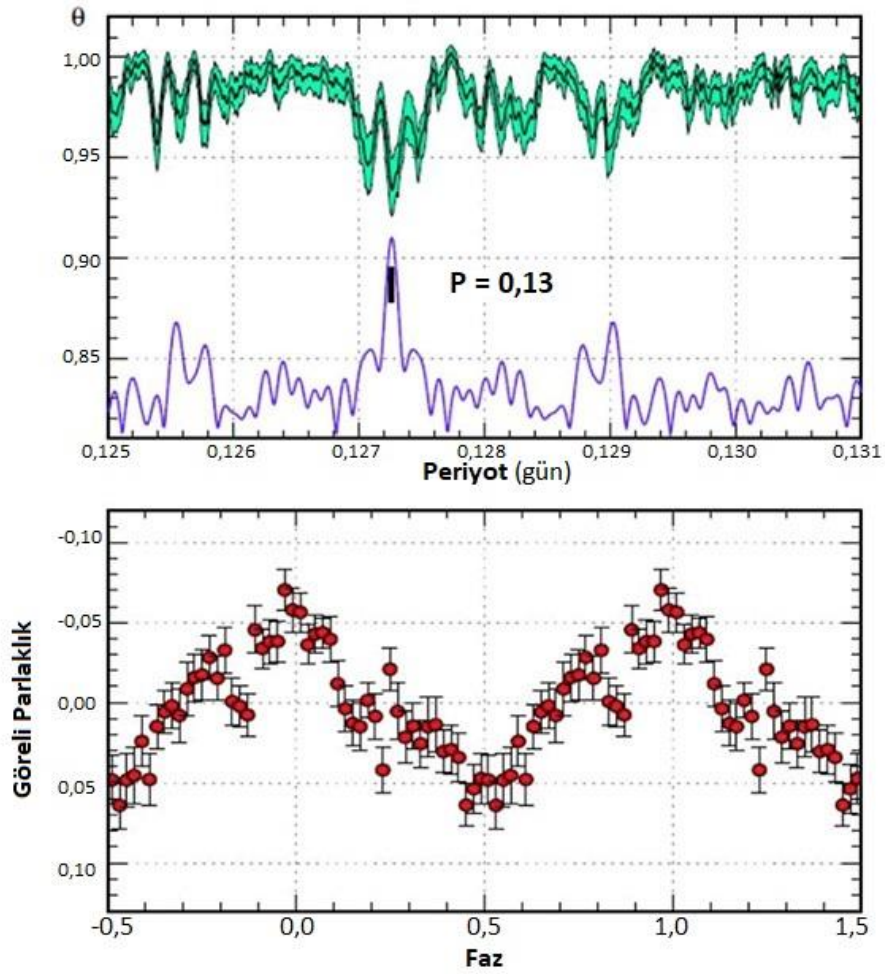
Şekil 5.3, 0,1-0,15 gün aralığında PDM analizi sonucunu (1σ hatası %0,41 ile) göstermektedir.



Şekil 5.3. *SDSS_J2143* yıldızının 0,1g-0,15g aralığında bulunan periyodu ve fazı.

5.1. Yörünge Periyodu

SDSS_J2143 yıldızı için Ritter ve Kolb kataloğu tarandığında 0,126 günlük bir yörünge periyodu verildiği görülmüştür [38]. Şekil 5.4'ün üst paneli kataloğun verdiği yörünge dönemi etrafındaki PDM analiz sonuçlarını göstermektedir. En güçlü sinyal 0,13 dışında diğer bütün sinyaller yankı etkisinin sonucu oluşan sinyallerdir. Böylece 0,13 sinyali gerçek yörünge periyodu olarak (1σ hatası %0,09 ile) belirlenmiştir.

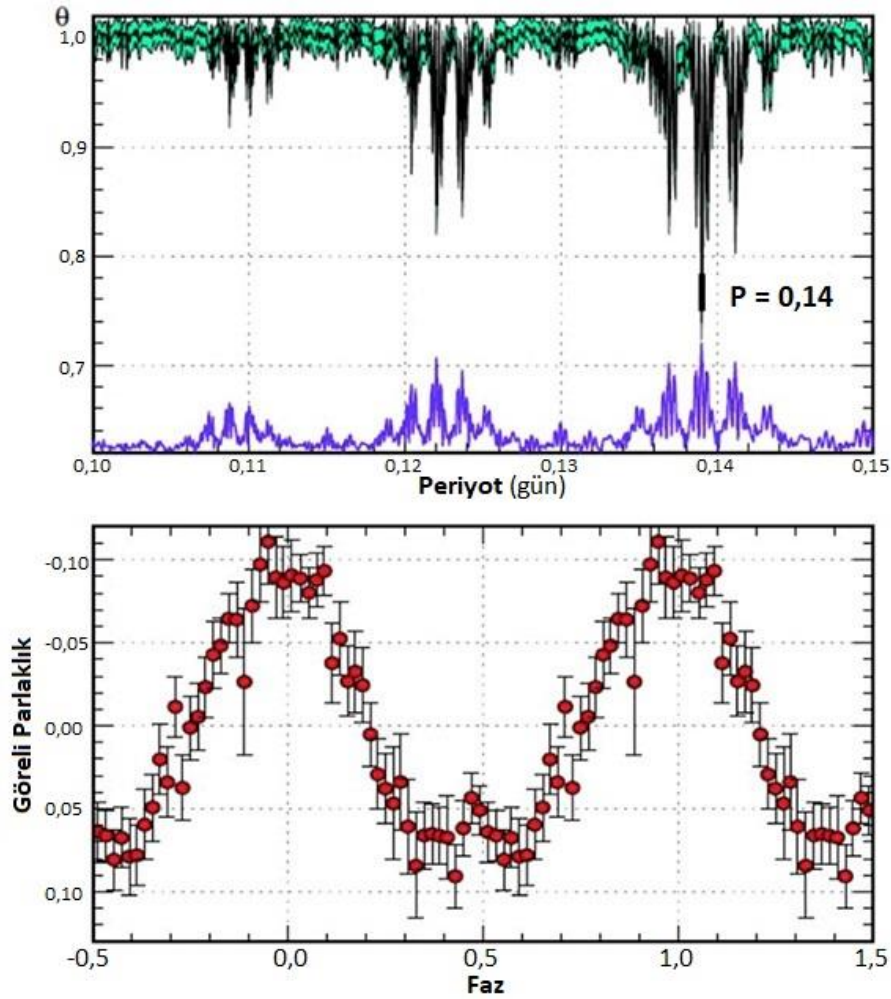


Şekil 5.4. SDSS_J2143 yıldızının 0,12g-0,13g aralığında bulunan periyodu ve fazı. Bu periyot Ritter ve Kolb kataloğunda da verilen yörünge periyoduna oldukça yaklaşımaktadır.

Belirlenen periyodun faz profili Şekil 5.4'ün alt tarafındaki grafikte gösterilmiştir.

5.2. Süperhörgüç Periyodu

En güçlü sinyal için periyot değeri (1σ hatası %0,41 ile) 0,14 olarak belirlenmiştir. Şekil 5.4 ve Şekil 5.5 bu periyot civarındaki, Rc bandı ve V bandı veri setleri için 0,14 ve 0,13 periyotlarını veren PDM analizlerini göstermektedir. 0,14 periyodu, 0,13 yörünge periyodundan ~%10 daha uzundur. Çeşitli kataklismik değişenler incelendiğinde, ~%10 farkla periyotlar göstermesi genellikle (pozitif) süperhörgüçe sahip olduğu şeklinde yorumlanmıştır.



Şekil 5.5. SDSS_J2143 yıldızının V filtresinde PDM analizi ve faz diyagramı.

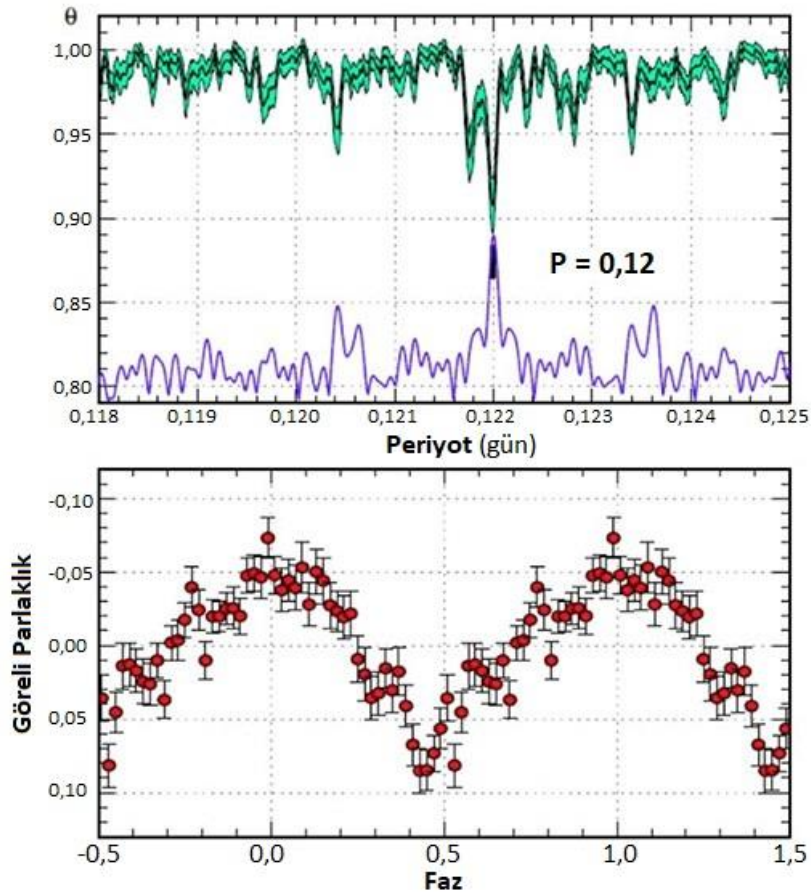
Alternatif olarak 0,14 periyodu (1σ hatası %0,05 ile) beyaz cücenin rotasyonel periyodu olduğu düşünülebilir. Bu durumda beyaz cücenin dönme periyodu yörünge dönemini aşacağından ve bildiğimiz kadarıyla literatürde böyle bir sistem kayıtlı

olmadığından, bunun mümkün olmadığı düşünülür. Bu nedenle 0,14 periyodunun süperhörgüç periyodu olduğuna karar verilmiştir.

5.3. Negatif Süperhörgüç Periyodu

Bazı kataklismik değişenler, yörünge periyotlarından daha kısa süreli periyotlarla çeşitlilik gösterebilmektedir. Bu tarz periyotlar negatif süperhörgüç olarak adlandırılmaktadır. Cüce novalarda, kalıcı süperhörgüç gösteren pek çok ışık eğrisi örneği süperhörgüçün her iki tipini de göstermektedir. Negatif süperhörgüçlerdeki periyot açıklığı, pozitif süperhörgüç periyot fazlalığının yarısı kadardır [39].

Buna göre, SDSS_J2143 yıldızı için 0,12g (1 σ hatası %0,03 ile) periyot değeri ile bir negatif süperhörgüç periyodu hesaplanabilmektedir. Görülmesi beklenen negatif süperhörgüç periyodunun periyot aralığı da eklendiğinde, Şekil 5.6'da görülen PDM sonuçlarında 0,12g de zayıf bir sinyal elde edilmiştir.



Şekil 5.6. SDSS_J2143 yıldızının 0,12 hesaplanan değeriyle negatif süperhörgüç periyodu.

5.4. Isırma Periyodu

Yığılma diskinin iç kısımları dairesel bir formdayken, diskin dış kısımlarına doğru eliptik bir yapının olması söz konusudur. Bu eliptik diskin yörünge hareketiyle aynı yönde P_{beat} periyoduyla devindiğini düşünelim. P_{beat} sürecinde gerçekleşen yörünge çevrim sayısı P_{beat}/P_{orb} olacaktır. Bu süreç içerisinde süperhörgüç çevrim sayısı bu değerden bir değer daha az gerçekleşecektir. Bu yüzden P_{SH} süperhörgüç periyodu olmak üzere;

$$\frac{P_{beat}}{P_{SH}} = \frac{P_{beat}}{P_{orb}} - 1 \quad (5.1)$$

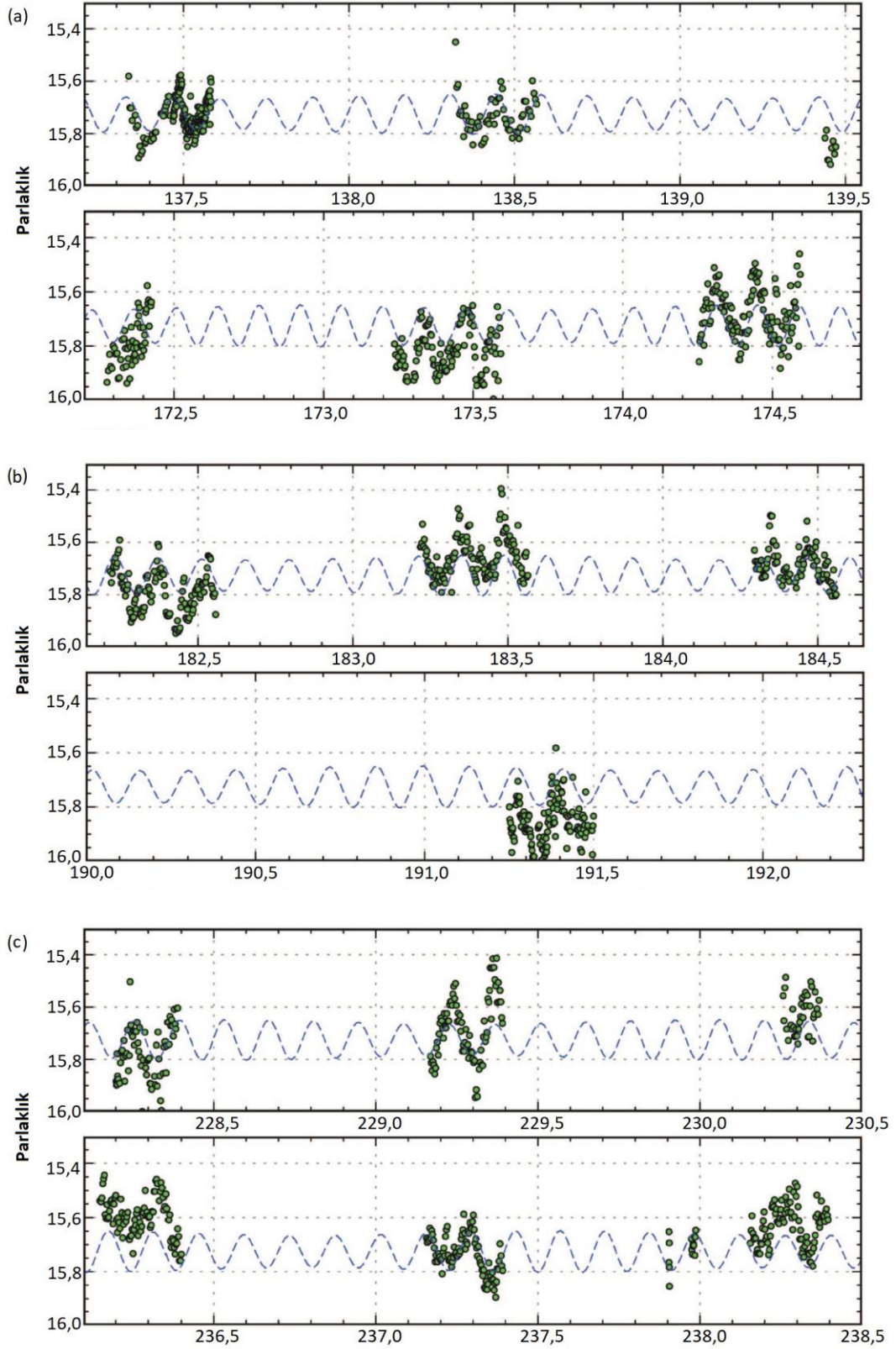
şeklinde ifade edilebilir. Bu ifade düzenlendiğinde

$$\frac{1}{P_{beat}} = \frac{1}{P_{orb}} - \frac{1}{P_{SH}} \quad (5.2)$$

şeklinde olur. Bu ilişki, iki periyot farkından yaratılan üçüncü bir periyodun tanımlanmasıyla sonuçlanır. Bu periyoda ısırma periyodu adı verilir [15].

Süperhörgücün periyodunun saptanması, P_{beat} (ısırma) periyodunun tespitiyle desteklenebilmektedir. Gözlemsel bulgulardan ürettiğimiz P_{orb} ve P_{SH} değerleriyle, P_{beat} periyodu 1,50037g olarak hesaplanmıştır (Şekil 5.7).

Periyotların denetimine ek bir test olarak, Schwarzenberg – Czerny'nin AoV (Analysis of Variance) yöntemi ile bu üç periyotla tutarlı belirsiz sinyaller bulunmuştur [40].

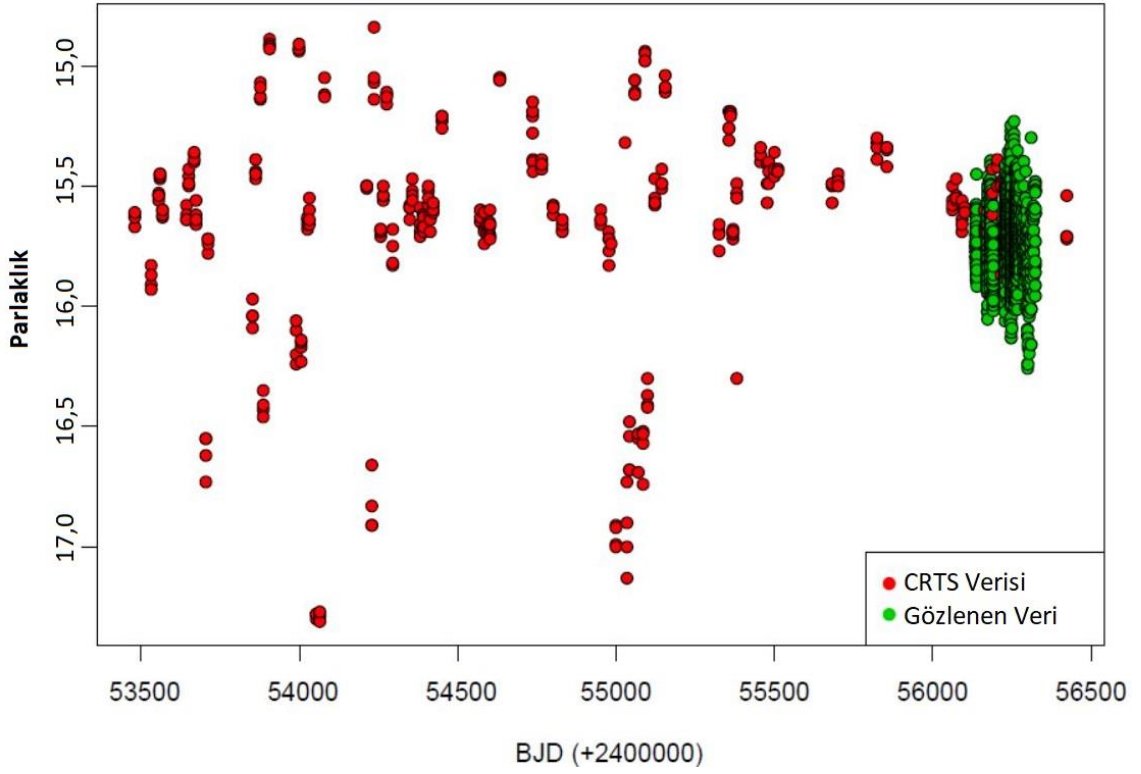


Şekil 5.7. *SDSS_J2143* yıldızının ısırma periyodu için PDM analiz sonuçları. (a) IST60 (üstteki) ve TUG (alttaki) veri seti için (b) TUG (üstteki) IST60 (alttaki) veri seti için (c) TUG veri seti için sonuçlardır.

Kataklismik değişenlerin yörünge dönemlerinin dağılımları incelendiğinde yaklaşık 2 ile 3 saat arası yörünge dönemine sahip sistemlerin sayısında ani bir düşüş gözlenmektedir. Bu duruma dönem boşluğu adı verilir. Knigge, dönem boşluğunun üst ve alt sınırlarını 2,15 ve 3,18 saat olarak belirlemiştir [41]. Kataklismik değişenlerin standart evrim senaryosuna göre, yörünge dönemi dönem boşluğuna gelen sistemlerde kütle transferi kesileceği için bu sistemler aktif sistemler olarak kabul edilmezler. Dönem boşluğu, kataklismik değişenlerde evrimsel bir problemdir. Dönem boşluğu içinde yer alan manyetik olmayan sistemler için birçok açıklama olmasına rağmen bu sorunun cevabı hala aranmaktadır. Bileşen yıldızın manyetik etkinliğinin azalması kütle transferinin kesilmesine sebep olarak gösterilirken, bu değişimin neden ani bir azalış olarak meydana geldiği açıklanamamaktadır [15]. SDSS_J2143, 0,13 günlük yörünge periyoduyla dönem boşluğunun içinde üst sınıra yakın olarak yer almaktadır. Bu nedenle SDSS_J2143, dönem boşluğundaki kataklismik değişenlerin daha iyi anlaşılabilmesi için izlenmesi gereken ayrıcalıklı bir yıldızdır.

5.5. Bir Z Cam Tipi Cüce Nova Olarak SDSS_J2143

Z Cam yıldızları, kendi ışık eğrilerinde, nispeten kısa süreli sakin evre ve duraklamalarla tipik cüce nova patlamaları gösteren yıldızlardır. SDSS_J2143 Drake ve arkadaşları tarafından 2009 yılında Catalina Real-Time Transient Survey (CRTS) teleskopuyla gözlenmiştir. Şekil 5.8'de gözlemlerimizin, CRTS gözlemleriyle birleştirilerek uzun dönemli yapısı gösterilmektedir [42].



Şekil 5.8. *SDSS_J2143* yıldızının CRTS gözlemleriyle beraber uzun dönemli gösterimi.

Bu uzun dönemli ışık eğrisi iki durumu göstermektedir. Birinci durum nispeten 15,5 kadir civarında (BJD2453479-2453673, 2454276-2454999, 2455370-2456247) tutarlı bir parlaklık aralığını, ikinci durum 14,7 ve 17,4 kadir aralığında (BJD 2453674-2454275, 2455000-2455369, 2456347-2456498) hızlı bir değişime sahip olduğunu göstermektedir (Şekil 5.8). Bu davranış iki şekilde yorumlanabilir. Birincisi bu yıldız VY Scp tipi bir nova benzeri olduğu, ikincisi Z Cam tipi bir cüce nova olduğudur. Yıldızın Szkody ve arkadaşlarının önerdiği gibi [43] bir nova benzeri olduğu varsayıldığında, parlaklığın hızlı bir değişim gösterdiği zamanlar nova benzeri yıldızların düşük hal durumuna, parlaklığın sabit kaldığı zamanlar ise yüksek hal durumuna karşılık gelmektedir. Bu yorumun iki olası nedenle mümkün olmadığı düşünülmektedir. Hızlı varyasyonların gözlemlenen zaman ölçeğinin yaklaşık 10 güne eşit ya da küçük olduğu görülmektedir. Bu zaman ölçeği VY ScI yıldızlarının düşük hal durumları için belirlenen zaman ölçeğine göre son derece düşüktür. Bu duruma ek olarak VY ScI yıldızları, düşük hal durumlarında küçük patlamalar gösterirken, SDSS_J2143 yıldızında gözlemlendiği gibi yüksek hal durumundaki parlaklığının üzerine çıkamazlar.

Varsayımımızı SDSS_J2143'ün Z Cam türü cüce nova olduğu yönünde bir senaryoya çevirirsek, bu senaryoda, parlaklığın sabit kaldığı süreç Z Cam türü bir yıldızın

duraklama dönemini, hızlı parlaklık değişimi gösteren süreç ise cüce novanın tipik bir patlama özelliği olarak yorumlanır. SDSS_J2143'ün uzun dönemli ışık eğrisi, Z Cam türüne benzerlik gösterirken bazı küçük farklar da göstermektedir. Normal Z Cam davranışının aksine, duraklama evresi sönükleşmeye geçerken değil, sönükleşmeden sonra parlaklık değerinin artışıyla gerçekleşmektedir. Z Cam türü kataklizmik değişenler; patlama durumuyla sönükleşme durumu arasında 2,3-5 kadir parlaklık değişimi gösterirken, bu fark patlama ve duraklama arasında 1 kadir olarak görülmektedir. Işık eğrisinde duraklama döneminin daha uzun ve sık görülmesi, ortalama kütle aktarım oranının, kritik kütle aktarım miktarına yaklaştığını göstermektedir. (Duraksamalar kütle aktarım oranının kritik kütle aktarım oranından fazla olduğu durumlarda görülür [44]). SDSS_J2143 patlama ve sönükleşme arasında 2,6 kadir parlaklık değişimi gösterirken, patlama ile duraklama arasında 0,7 kadir parlaklık değişimi göstermektedir.

Bütün bu göstergeler ışığında, SDSS_J2143'ün Z Cam yıldızlarının yeni bir üyesi olduğu düşünülmektedir.

5.6. Süperhörgüç Periyot Fazlalığı ve Kütle Oranı

Genel olarak ışık eğrisindeki süperhörgüç yapının patlama esnasında yığılma diskinin eliptik bir hal almasıyla gerçekleştiği düşünülür [21]. Eliptik diskin uzanan kolu, yörünge periyodundan daha uzun bir zaman ölçeğinde kademeli olarak döner. Eliptik diskin uzun dönemli periyodu ile daha kısa dönemli yörünge çevriminin oluşturduğu sinodal periyot süper hörgücün oluşum nedeni olarak görülür. Sinodal periyodun presesyon oranı, bileşen yıldızın gelgit etkisinin gücüyle oranlıdır. Süperhörgüç yapısındaki bu küçük periyodik fazlalık ε , sistemin kütle oranını ölçülmesinde kullanılır [45].

$$\varepsilon = \frac{P_{SH}}{P_{orb}} - 1 \quad (5.3)$$

M_2 bileşen yıldızın kütlesi, M_1 beyaz cücenin kütlesi olmak üzere kütle oranı $q = M_2 / M_1$ ile süperhörgüç periyot fazlalığı arasındaki ilişki birçok şekilde tarif edilmiştir. Bu ilişkinin tarifini Patterson, denklem 5.4 [46] ve sonrasında denklem 5.5'deki [47] şekilde, Kato ve ark. denklem 5.6'daki [48] şekilde ve Knigge denklem 5.7'deki [41] şekilde yapmıştır.

$$\varepsilon = \frac{0,23 \times q}{1+0,27q} \quad (5.4)$$

$$\varepsilon = 0,18q + 0,29q^2 \quad (5.5)$$

$$\varepsilon = 0,16q + 0,25q^2 \quad (5.6)$$

$$q(\varepsilon) = (0,114 \pm 0,005) + (3,97 \pm 0,41) X (\varepsilon - 0,025) \quad (5.7)$$

Gözlemlerden bulunan 0,0904 periyot fazlalığı ile bu denklemler kullanıldığında SDSS_J2143 için kütle oranı $\sim 0,4$ çıkmaktadır. (denklem 5.4'ün çözümünden $\sim 0,453$, denklem 5.5'in çözümünden $\sim 0,325$, denklem 5.6'nın çözümünden $\sim 0,350$, denklem 5.7'nin çözümünden $\sim 0,386$ değerleri bulunmuştur.)

Eski teoriler göz önüne alındığında, yığılma diskinde presesyonun ancak küçük kütle oranına sahip ($q < 0,33$) çiftlerde meydana gelebileceği düşünülürdü [49]. Ancak Retter ve arkadaşları daha yüksek kütle oranına sahip çiftlerinde süperhörgüç oluşturabileceğini tartışmışlardır [50].

5.7. Sonuç

Bu yüksek lisans tez çalışması ile SDSS_J2143'ün gözlem verilerinden bulunanlar özetle şu şekildedir:

- Yörünge periyodu 0,13 gün olarak bulunmuştur.
- Pozitif süperhörgüç periyodu 0,14 gün olarak bulunmuştur.
- Negatif süperhörgüç periyodu olarak 0,12 gün değeri önerilmektedir.
- P_{beat} ısırma periyodu 1,5 gün olarak belirlenmiştir.
- Duraklama göstermesinden dolayı Z Cam türü cüce nova olarak alt sınıfı önerilmiştir.
- Duraklama dönemi için ortalama parlaklık değeri yaklaşık 16 kadir olarak bulunmuştur.
- Sistemin kütle oranı $q \sim 0,4$ olarak bulunmuştur.

KAYNAKÇA

- [1] Jetsu, L., & Porceddu, S. (2015). Shifting milestones of natural sciences: The ancient egyptian discovey of Algol's period confirmed. *Plos One*, 10(12), e0144140. doi:10.1371/journal.pone.0144140
- [2] King, H. C. (1955). *History of telescope*. Newyork: Dover Publications.
- [3] Galilei, G., & Van, H. A. (1984). *Sidereus nuncius, or, The sideral messanger*. Chicago: University of Chicago Press.
- [4] Walker, M. F. (1954). Nova DQ Herculis (1934): an eclipsing binary with very short period. *Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, 66(392), 230.
- [5] Crawford, J. A., & Kraft, R. P. (1956). An interpretation of AE AQUARII. *Astrophysical Journal*(123), 44.
- [6] Struve, O. (1955). The Duplicity of Nova Herculis. *Sky and Telescope*(14), 275.
- [7] Smak, J. (1971). Eruptive binaries. II. U Geminorum. *Acta Astronomica*, 21, 15.
- [8] Warner, B., & Nather, R. E. (1971). Observations of rapid blue variables - II. U Geminorum. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 152, 219-229.
- [9] Warner, B. (1976). Observations of dwarf novae. *Structure and Evolution of Close Binary Systems* (s. 85). Cambridge: International Astronomical Union Dordrecht, D. Reidel Publishing Co.
- [10] Vogt, N. (1974). Photometric study of the dwarf nova VW Hydri. *Astronomy and Astrophysics*, 36, 369-378.
- [11] Warner, B. (1979). White dwarfs in cataclysmic binaries. *IAU Colloq. 53: White Dwarfs and Variable Degenerate Stars* (s. 417-425). New York: Universtiy of Rochester.
- [12] Warner, B. (1995). *Ctacylsmic variable stars*. Cambrdige: Cambridge University Press.
- [13] Robinson, E. L. (1976). The structure of cataclysmic variables. *Annual review of astronomy and astrophysics*, 14, 119-142.
- [14] Ak, T. (1999). *Cüce Novaların Uzun Süreli Davranışları*. Doktora Tezi, İstanbul: İstanbul Üniversitesi, Fen Bilimleri Enstitüsü.
- [15] Hellier, C. (2001). *Cataclysmic variable stars, how and why they vary*. Verlag London: Springer.
- [16] Cassisi, S., Iben, I., & Tornambe, A. (1998). Hydrogen-accreting carbon-oxygen white dwarfs. *The Astrophysical Journal*, 496, 376-385.
- [17] Çamurdan, D. (2010). *Kataklismik değişen yıldızların yapısı ve evrimi*. Doktora Tezi, İzmir: Ege Üniversitesi Fen Bilimleri Enstitüsü.
- [18] Smak, J. (1983). On the nature of dwarf novae. *Astophysical Journal*, 272, 234-237.
- [19] Smak, J. (1984). Accretion in cataclysmic binaries IV - Accretion disks in dwarf novae. *Acta Astronomica*, 34(2), 161-189.
- [20] Vogt, N. (1980). The SU UMa stars - an important sub-group of dwarf novae. *Astronomy and Astrophysics*, 88, 66-76.

- [21] Hirose, M., & Osaki, Y. (1990). Hydrodynamic simulations of accretion disks in cataclysmic variables - Superhump phenomenon in SU UMa stars. *Astronomical Society of Japan*, 42(1), 135-163.
- [22] Sion, E. M. (1999). White dwarfs in cataclysmic variables. *The Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, 111(759), 532-555.
- [23] Ritter, H. (2008). Formation and evolution of cataclysmic variables. eprint arXiv:0809.1800.
- [24] Patterson, J. (1984). The evolution of cataclysmic and low-mass X-ray binarie. *Astrophysical Journal Supplement Series*, 54, 443-493.
- [25] Lynden-Bell, D., & Pringle, J. E. (1974). The evolution of viscous discs and the origin of the nebular variables. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 168, 603-637.
- [26] Uluayazı, C. (2010). *Kataklismik değişenlerde yęılma diskinin yapısal özellikleri*. Doktora Tezi, İstanbul: İstanbul Üniversitesi Fen Bilimleri Enstitüsü.
- [27] Drew, J. E. (1990). Winds from disks. *Physics of Classical Novae. Proceedings of Colloquium No.122 of the International Astronomical Union* (s. 228-235). Berlin: Springer.
- [28] Paczynski, B. (1971). Evolutionary processes in close binary systems. *Annual Review of Astronomy and Astrophysics*, 9, 183.
- [29] Altan, M. (2002). *Cüce novaların x ışını uydu verilerinin analizi*. Doktora Tezi, Eskişehir: Anadolu Üniversitesi Fen Bilimleri Enstitüsü.
- [30] Pringle, J. E. (1981). Accretion discs in astrophysics. *Annual Review of Astronomy and Astrophysics*, 19, 137-162.
- [31] Osaki, Y. (1974). An accretion model for the outbursts of U Geminorum stars. *Astronomical Society of Japan, Publications*, 26(4), 429-436.
- [32] Hoshi, R. (1979). Accretion model for outbursts of dwarf nova. *Progress of Theoretical Physics*, 61(5), 1307-1319.
- [33] Meyer, F., & Meyer-Hofmeister, E. (1981). On the elusive cause of cataclysmic variable outbursts. *Astronomy and Astrophysics*, 104, L10-L12.
- [34] Smak, J. (1984). Outbursts of dwarf novae. *Astronomical Society of the Pacific*, 96, 5-18.
- [35] Gilliland, R. L. (1992). Details of noise sources and reduction process. S. B. Howell içinde, *Astronomical CCD Observing and Reduction Techniques (ASP Conference Series)* (Cilt 23, s. 68-89). San Francisco: Astronomical Society of the Pacific.
- [36] Da Costa, G. S. (1992). Basic photometry techniques. S. B. Howell içinde, *Astronomical CCD Observing and Reduction Techniques (ASP Conference Series)* (Cilt 23, s. 90-104). San Francisco: Astronomical Society of the Pacific.
- [37] Stellingwerf, R. F. (1978). Period determination using phase dispersion minimization. *Astrophysical Journal*, 224, 953-960.
- [38] Ritter, H., & Kolb, U. (2003). Catalogue of cataclysmic binaries, low-mass X-ray binaries and related objects. *Astronomy and Astrophysics*, 404, 301-303.

- [39] Patterson, J. (1999). S. Minishige, & J. C. Wheeler içinde, *Disk instabilities in close binary system* (s. 61). Tokyo: Universal Academy Press.
- [40] Schwarzenberg-Czerny, A. (1989). On the advantage of using analysis of variance for period search. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 241, 153-165.
- [41] Knigge, C. (2006). The donor stars of cataclysmic variables. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 373, 484-502.
- [42] Drake, A. J. ve ark. (2009). First results from the Catalina Real-Time Transient Survey. *The Astrophysical Journal*, 696, 870-884.
- [43] Szkody, P. ve ark. (2005). Cataclysmic variables from Sloan Digital Sky Survey. IV. the fourth year (2003). *The Astronomical Journal*, 129, 2386-2399.
- [44] Meyer, F., & Meyer-Hofmeister, E. (1983). A model for the standstill of the Z Camelopardalis variables. *Astronomy and Astrophysics*, 121, 29-34.
- [45] Hirose, M., & Osaki, Y. (1993). Superhump periods in SU Ursae Majoris stars: Eigenfrequency of the eccentric mode of an accretion disk. *Publications of the Astronomical Society of Japan*, 45, 595-604.
- [46] Patterson, J. (1998). Late evolution of cataclysmic variables. *The Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, 110, 1132-1147.
- [47] Patterson, J., Kemp, J., & Harvey, D. A. (2005). Superhumps in cataclysmic binaries. XXV. q_{crit} , $\epsilon(q)$, and mass-radius. *The Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, 117, 1204-1222.
- [48] Kato, T. ve ark. (2009). Survey of period variations of superhumps in SU UMa-type dwarf novae. *Publications of the Astronomical Society of Japan*, 61, 395-616.
- [49] Murray, J. R., Warner, B., & Wickramasinghe, D. T. (2000). Eccentric discs in binaries with intermediate mass ratios: superhumps in the VY Sculptoris stars. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 315, 707-712.
- [50] Retter, A., Hellier, C., & Augusteijn, T. (2003). A 6.3-h superhump in the cataclysmic variable TV Columbae: the longest yet seen. *Monthly Notice of the Royal Astronomical Society*, 340, 679-686.
- [51] <http://www.sdss.org/surveys/> (Erişim tarihi 10.03.2017)