

**ÇUKUROVA ÜNİVERSİTESİ
FEN BİLİMLERİ ENSTİTÜSÜ**

YÜKSEK LİSANS TEZİ

İLHAM NASIROĞLU

**SEÇİLMİŞ KATAKLİSMİK DEĞİŞEN YILDIZ
SİSTEMLERİNİN PATLAMA EVRELERİNİN GÖZLEMİ**

FİZİK ANABİLİM DALI

ADANA, 2007

ÇUKUROVA ÜNİVERSİTESİ

FEN BİLİMLERİ ENSTİTÜSÜ

**SEÇİLMİŞ KATAKLİSMİK DEĞİŞEN
YILDIZ SİSTEMLERİNİN PATLAMA
EVRELERİNİN GÖZLEMİ**

İlham NASIROĞLU

YÜKSEK LİSANS TEZİ

FİZİK ANABİLİM DALI

**Bu tez/...../..... Tarihinde Aşağıdaki Jüri Üyeleri Tarafından
Oybirliği/Oyçokluğu İle Kabul Edilmiştir.**

İmza:..... İmza:..... İmza:.....

Prof.Dr.Aysun AKYÜZ Prof.Dr.Eda EŞKUT Yrd.Doç.Dr. Nuri EMRAHOĞLU

DANIŞMAN

ÜYE

ÜYE

Bu tez Enstitümüz Fizik Anabilim Dalında hazırlanmıştır.

Kod No :

**Prof. Dr. Aziz ERTUNÇ
Enstitü Müdürü**

**Bu Çalışma Ç.Ü. Bilimsel Araştırma Projeleri Birimi Tarafından
Desteklenmiştir.**

Proje No:FEF.2006.YL.9

Not: Bu tezde kullanılan özgün ve başka kaynaktan yapılan bildirişlerin, çizelge, şekil ve fotoğrafların kaynak gösterilmeden kullanımı, 5846 sayılı Fikir ve Sanat Eserleri Kanunundaki hükümlere tabidir.

ÖZ

YÜKSEK LİSANS TEZİ

**SEÇİLMİŞ KATAKLİSMİK DEĞİŞEN YILDIZ SİSTEMLERİNİN
PATLAMA EVRELERİNİN GÖZLEMİ**

İlham NASIROĞLU

**ÇUKUROVA ÜNİVERSİTESİ
FEN BİLİMLERİ ENSTİTÜSÜ
FİZİK ANABİLİM DALI**

Danışman: Prof.Dr.Aysun AKYÜZ

Yıl:2007, Sayfa: 109

Jüri: Prof.Dr. Aysun AKYÜZ

Prof.Dr. Eda EŞKUT

Yr.Doç.Dr. Nuri EMRAHOĞLU

Kataklismik değişenler, bir beyaz cüce ve normal bir eş yıldızla sahip çift yıldız sistemleridir. Çift yıldız sisteminin tamamı genellikle 1 ila 10 saat yörüngesel periyoda ve yaklaşık Güneş sistemi boyutuna sahiptir. Kataklismik değişenler radyo ışınlamından gama ışınlamına kadar tüm dalga boylarında ışıma yaparlar bundan dolayı yer-tabanlı ve uzay teleskopları ile yaygın olarak çalışılmaktadır. Bu çalışmada Kataklismik değişenlerin genel özellikleri derlenmiş ve iki değişen yıldız Nova Cygni 2006 (V2362 Cyg) ve RS Ophiuchi' nun optik gözlemleri yapılmıştır. Optik veriler UZAYMER (Çukurova Üniversitesi)' de bulunan 12" (30cm) Schmidt-Cassegrain teleskopuna takılı CCD kamera ve Bessel filtreleri kullanılarak elde edilmiştir. Optik veriler literatürde var olan verilerle karşılaştırılmıştır.

Anahtar Kelimeler: Klasik ve Tekrarlayan Novalar, RS Oph, Nova Cyg 2006.

ABSTRACT

MASTER THESIS

OBSERVATIONS OF OUTBURST PHASES OF SOME SELECTED VARIABLES STARS

İlham NASIROĞLU

**DEPARMENT OF PHYSICS
INSTITUTE OF NATURAL APPLIED SCIENCES
UNIVERSITY OF ÇUKUROVA**

Supervisor: Prof.Dr. Aysun AKYÜZ

Year:2007, Pages: 108

Jury: Prof.Dr. Aysun AKYÜZ

Prof.Dr. Eda EŞKUT

Assist Prof. Nuri EMRAHOĞLU

Cataclysmic variables are binary star systems which have a white dwarf and a normal star companion. The entire binary system usually has the size of the Sun system with an orbital period in the range 1-10 hrs. Cataclysmic variables radiate in the radio through gamma-ray bandpasses, hence are studied extensively with ground-based and space-based telescopes. In this work, general properties of Cataclysmic variables are reviewed and optical observations of two variables, Nova Cygni 2006 (V2362 Cyg) and RS Ophiuchi, are presented. Optical data were obtained from UZAYMER (Çukurova University), using the Bessel filters and CCD camera at the 12"(30cm) Schmidt-Cassegrain telescope. We compare our optical data with the existing data in literature.

Key Words: Classical and Recurrent Novae, RS OPh, Nova Cyg 2006.

TEŞEKKÜR

Öncelikle, bu tezin yönetiminde ve oluşumunda aynı zamanda çalışmalarım sırasında karşılaştığım sorunların çözümünde her türlü desteğini esirgemeyen, çalışma yapmak için bütün olanakları sağlayan hocam Prof. Dr. Aysun AKYÜZ' e sonsuz saygı ve teşekkürlerimi sunarım.

Böyle yoğun bir çalışma sürecinde beni sonuna kadar destekleyen ve hayatım boyunca benim için her türlü fedakârlıkları gösteren değerli Aileme sonsuz saygı ve teşekkürlerimi sunarım.

Tez çalışmam sırasında yardımlarını esirgemeyen TÜBİTAK ULUSAL GÖZLEMEVİ (TUG) çalışanı Dr. İrek KHAMITOV, İstanbul Üniversitesi Astronomi ve Uzay Bilimleri öğretim görevlisi Doç. Dr Tansel AK, ODTÜ Fizik Bölümü öğretim görevlisi Şölen BALMAN, arkadaşlarım Eyyüp ÇEKMECELİOĞLU ve Eda SONBAŞ' a teşekkürlerimi sunarım.

Bu zor ve bir o kadar da sıkıntılı geçen günlerimde her türlü desteklerini esirgemeyen Kamuran KARA, Sezai CANIMOĞLU, Volkan TAYLAN, Nükhet BAYRAKTAR, Mehmet VERGİLİ ve ismini saymadığım diğer tüm arkadaşlarıma özellikle teşekkür ediyorum.

İÇİNDEKİLER	SAYFA
ÖZ.....	I
ABSTRACT.....	II
TEŞEKKÜR.....	III
İÇİNDEKİLER.....	IV
ÇİZELGELER DİZİNİ.....	VI
ŞEKİLLER DİZİNİ	VII
1. GİRİŞ.....	1
2. ÖNCEKİ ÇALIŞMALAR.	4
3. MATERYAL ve METOD	26
3.1. Katakлизмik Değişen (KD) Yıldızlar.....	26
3.1.1. KD' lerin Kökeni.....	26
3.1.2. Roche Modeli ve Lagrange Noktaları.....	27
3.1.3. KD' lerin Çift Yıldız Modeli	29
3.1.4. Novalarda Nükleosentez.....	30
3.2. KD' lerin İsimlendirilmesi.....	33
3.3. KD' lerin Temel Bileşenleri ve Kütle Aktarımı.....	34
3.3.1. Açısal Momentum.....	37
3.3.2. Açısal Momentum Kaybı	38
3.4. KD' lerin Işıma Gücü ve Yüzey Sıcaklıkları..	41
3.5. KD' lerde Kütle Değerlerinin Hesaplanması.....	42
3.6. Değişen Yıldızların ve KD' lerin Sınıflandırılması.....	46
3.7. Süpernova Tip Ia' ların Ataları.....	50
3.8. KD' ler Üzerinde Yapılan Çalışmalar.....	58
4. BULGULAR VE TARTIŞMA.....	59
4.1. Gözlemler.....	59
4.1.1. UZAYMER.....	59
4.1.2. Teleskop.....	59
4.1.3. Yük Eşlenimli Cihaz (CCD).....	60
4.1.4. UBVRI Filtreleri.....	61
4.2. Veri Alımı.....	63

4.2.1. Gözlemden Önce veya Gözlemden Sonra Alınması gereken Pozlar...	64
4.2.2. UZAYMER' de Yapılan Gözlemler	62
4.2.3 Veri Analizi.....	66
4.2.4. RS Ophiuchi.....	68
4.2.5. V2362 Cygni (Nova Cygni 2006).....	76
5. SONUÇLAR VE ÖNERİLER.....	84
KAYNAKLAR.....	86
ÖZGEÇMİŞ.....	100
EKLER.....	101
Ek A. Proton-proton zinciri.....	101
Ek B. Lagrange Noktalarının Hesaplanması.....	101
• L1, L2, L3 Lagrange noktaları.....	101
• L4 ve L5 Lagrange noktaları.....	105

ÇİZELGELER DİZİNİ	SAYFA
Çizelge 4.1 UBVRI filtrelerinin karakteristik özellikleri.....	63
Çizelge 4.2 Tekrarlayan Nova RS Oph' ın görüntü analizinde kullanılan yıldızların fiziksel özellikleri.....	65
Çizelge 4.3 Klasik Nova V2362 Cyg' nin görüntü analizinde kullanılan yıldızların fiziksel özellikleri.....	65
Çizelge 4.4 Tekrarlayan Nova RS Oph' ın fiziksel özellikleri.....	68

ŞEKİLLER DİZİNİ

SAYFA

Şekil 3.1	Roche modeli ve Lagrange noktaları. (a) Roche şişiminin üç boyutlu yapısı. (b) Lagrange noktalarının çift yıldız sistemindeki konumları	28
Şekil 3.2	Roche şişimlerine göre yakın çift yıldızlar. (a) Her iki yıldız Roche şişimine göre küçüktür. (b) Yıldızlardan biri Roche şişimini doldurmuş ve L1 noktasından diğer bileşene madde akışı olmakta tadır. (c) Her iki yıldız Roche şişimini doldurmuştur.....	28
Şekil 3.3	Bir nova patlamasının şematik şekli. (a) Eş yıldız genişleyerek Roche şişimini doldurur. (b) Eş yıldızın atmosferinden kaçan gaz beyaz cüce etrafında yığılır. (c) Yığılan madde nükleer reaksiyonları başlatır ve bunun sonucunda bir patlama oluşur	30
Şekil 3.4	CNO döngüsü ve CNO çekirdeklerinin etkileşimleri	32
Şekil 3.5	KD' lerin temel bileşenleri. (a) Beyaz cücenin güçlü manyetik alana sahip olmadığı durum. (b) Beyaz cücenin güçlü bir manyetik alana sahip olduğu durum.....	35
Şekil 3.6	KD' lerin Yörüngesel periyotlarına göre dağılımı.....	40
Şekil 3.7	Çift yıldız sisteminin kütle hesabı ($m_A > m_B$).....	43
Şekil 3.8	Doppler Kayması ve Radyal hız eğrisi ($\Delta\lambda / \lambda = -v / c$). Yörüngesel hızlardan sistemin periyodu hesaplanabilir.	44
Şekil 3.9	Çift yıldız sistemlerinin bakış doğrultusuna göre görünümü.	45
Şekil 3.10	Değişen yıldızların sınıflandırılması.....	46
Şekil 3.11	Farklı tipteki süpernovaların ışık eğrileri.....	51
Şekil 3.12	KD+BC modeli için Tip Ia SN patlama evresi.....	54
Şekil 3.13	AK+BC modeli için Tip Ia SN patlama evresi.....	56
Şekil 4.1	Schmidt-Cassegrain tipi teleskopun çalışma prensibi.....	60
Şekil 4.2	Meade 12''(30 cm) LX200 GPS optik teleskop.....	60
Şekil 4.3	Filtrelerin Geçirgenlik Eğrileri.....	62

Şekil 4.4	UZAYMER’ de alınan Bias (a), Dark (b) ve Flat (c) görüntüleri.....	64
Şekil 4.5	Bias-dark-flat görüntüleri çıkarılmamış (a) ve çıkarılmış (b) Nova Cyg 2006 görüntüleri (UZAYMER).	67
Şekil 4.6	RS Oph’ ın 13 Şubat 2006’ daki patlamasının New Mexico’ nun Skies gözlemevinde çekilen görüntüsü. Görünür parlaklık 5 kadir.....	72
Şekil 4.7	RS Oph’ ın 06 Temmuz 2006’ da UZAYMER’ de çekilen 90 sn’ lik görüntüsü. Görünür parlaklık ~12 kadir (V filtresi)....	72
Şekil 4.8	RS Oph’ ın AAVSO verilerinden elde edilen uzun dönemli ışık eğrisi.....	73
Şekil 4.9	RS Oph’ ın UZAYMER verilerinden elde edilen ışık eğrisi 05-19/09/2006).....	73
Şekil 4.10	RS Oph’ ın R Filtresindeki ışık eğrisi (UZAYMER 2006).....	74
Şekil 4.11	RS Oph’ ın I Filtresindeki ışık eğrisi (UZAYMER 2006).....	74
Şekil 4.12	RS Oph’ ın B Filtresindeki ışık eğrisi (UZAYMER 2006).....	75
Şekil 4.13	RS Oph’ ın V Filtresindeki ışık eğrisi (UZAYMER 2006)....	75
Şekil 4.14	Nova Cyg 2006’ nın AAVSO verilerinden elde edilen patlamadan sonraki ışık eğrisi.....	76
Şekil 4.15	Nova Cyg 2006’ nın UZAYMER’ de elde edilen ışık eğrisi...	77
Şekil 4.16	Nova Cyg 2006’ nin 2 Nisan 2006’ daki patlamasından 25 gün sonra İngiliz Astronomi Topluluğu (BAA) tarafından çekilen 60 sn’ lik görüntüsü	78
Şekil 4.17	Nova Cyg 2006 (V2362 Cyg)’ nin 12 Haziran 2006’ da UZAYMER’ de çekilen 120 sn’ lik görüntüsü. Görünür parlaklık ~12 kadir (V filtresi).....	78
Şekil 4.18	Nova Cyg 2006’ nın UZAYMER’ de elde edilen ışık eğrisi (05-19/09/2006).....	79
Şekil 4.19	Nova Cyg’ nin R Filtresindeki ışık eğrisi(UZAYMER 2006).	79
Şekil 4.20	Nova Cyg’ nin I Filtresindeki ışık eğrisi (UZAYMER 2006).	80
Şekil 4.21	Nova Cyg’ nin B Filtresindeki ışık eğrisi(UZAYMER 2006).	80

Şekil 4.22	Nova Cyg' nin V Filtresindeki ışık eğrisi(UZAYMER 2006).	81
Şekil 4.23	$f=6.990\pm0.005$ gün ⁻¹ için Nova Cyg 2006' nın V filtresindeki faz dağılımı.....	82
Şekil 4.24	$f=4.990\pm0.005$ gün ⁻¹ için Nova Cyg 2006' nın V filtresindeki faz dağılımı.....	83
Şekil A.1	Proton-proton zinciri.....	101
Şekil B.1	Çift yıldızın birbiri etrafında dolanımı. Başyıldızın merkezkaç kuvveti ile eş yıldız tarafından ona uygulanan Gravitasyonel kuvvet birbirine eşittir.....	102
Şekil B.2	Çift yıldız sistemindeki L1 Lagrange noktasının hareketi. L1 noktası üç kuvvetin etkisi altındadır. F_1 ; eş yıldız ile L1 arasındaki çekim kuvveti, F_2 ; başyıldız ile L1 arasındaki çekim kuvveti ve F_m ; L1'in merkez kaç kuvveti.....	103
Şekil B.3	L4 Lagrange noktasının ABC üçgeninde gösterimi. Eş yıldız A köşesinde, baş yıldız B köşesinde ve L4 noktası C köşesinde yer almaktadır.....	105
Şekil B.4	m_1 kütleline uygulanan kuvvetler. m_3 ' den m_1 ' e uygulanan kütle çekim kuvveti F_{12} , m_2 ' den m_1 ' e uygulanan kütle çekim kuvveti F_{13} ve m_1 kütlelerinin dönme anındaki merkez kaç kuvveti F_1 ' dir. $\mathbf{F}_{12} + \mathbf{F}_{13} + \mathbf{F}_1 = 0$	106
Şekil B.5	$\mathbf{r}_1$ ve vektörünün $\mathbf{r}_1 = \mathbf{p}_2 + \mathbf{p}_3$ şeklinde gösterimi. AEOD bir paralel kenardır.....	108
Şekil B.6	L4 noktasının çift yıldız sisteminde gösterimi (ABC eşkenar üçgen).....	109

1. GİRİŞ

Gökyüzünün değişen doğası yüzyıllardan beri insanların ilgisini çekmiş ve merak konusu olmuştur. Gece gökyüzüne çıplak gözle baktığımızda sadece parlak yıldızları ve güneş sistemine ait birkaç gezegeni görebiliriz. Eğer çok dikkatli incelemiyorsak, gökyüzünde fark ettiğimiz değişikliklerin hemen hemen tümünü yıldız ve gezegenlerin hareketlerinden oluştuğunu sanırız. Yüzyıllardır yeryüzünden optik teleskoplarla yapılan gözlemler yıldızların yaklaşık yarısının iki veya daha fazla yıldızdan meydana geldiğini ve yıldızların birbirleriyle etkileştiğini göstermiştir. Ayrıca, bazı yıldızlarda parlaklık yönünden periyodik olarak değişimler gözlenmiştir. Genel olarak ışıklarındaki değişimlerinden dolayı bu yıldızlara “Değişen Yıldızlar” adı verilmiştir. Uzun yıllardan beri astronomlar yıldızların ışımlarındaki zamanla değişimlerini inceleyerek onların “ışık eğrilerini” elde etmişlerdir. Bir yıldızın ışık eğrisi o yıldızın fiziksel özelliği, içyapısı, evrimi ve türü hakkında birçok bilgiyi içerir. İşte bu amaçla dünyanın birçok yerinde değişen yıldızların ışık ölçümleri yapılmakta ve elde edilen veriler analiz edilmektedir. Türkiye de ilk olarak Ege Üniversitesi Gözlemevinde de başlayan Değişen Yıldız gözlemleri bugün Ege, Ankara ve Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi Gözlemevleri ile TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi (TUG)’ da sürdürülmektedir. Bizim bu çalışmamızla birlikte Çukurova Üniversitesi Uzay Bilimleri ve Güneş Enerjisi Araştırma-Uygulama Merkezi (UZAYMER)’ de değişen yıldız gözlemleri başlatılmıştır.

Değişen yıldızlar genel olarak yıldız veya yıldız sisteminde meydana gelen fiziksel değişimleri içeren içsel ve sistemdeki iki yıldızın periyodik bir şekilde birbirlerini örtmelerinden (veya yıldızın dönmesinden) kaynaklanan geometrik değişen sistemler olmak üzere iki sınıfa ayrılır. İçsel değişen grup: puls (atma) veren ve patlayan yıldızları, geometrik değişen grup ise örten çiftler ve dönen yıldızları içerir.

Değişen yıldızların sıcaklık, yoğunluk ve basınç gibi içsel değişimlerini temel alarak oluşturulan patlayan alt grubu “Kataklismik Değişen Yıldızları” içerir. Kataklismik Değişen (KD) yıldızlar uzun yıllardır hem amatör hem de profesyonel

gözlemcilerin ilgisini çeken bir konu olmuştur. Katakлизмik kelimesi eski Yunan dağarcığındaki “kataklymos” dan türetilmiştir. Sel taşkını, fırtına, felaket anlamlarına gelen bu terimin İngilizce’ de karşılığı şiddetli anlamına gelen “cataclysm” kelimesidir. KD’ lerin ani ve şiddetli patlamaya uğraması ve patlama sırasında yıldızdan enerji açığa çıkması felaket olarak yorumlanmış olup bu adı almıştır.

İlk cüce nova Nova U Geminorumun 1855’ te keşfedilmesine rağmen KD’ lerin yapısı hakkında temel açıklamalar 1960’ lı yıllarda başlamıştır. Bu yıllardan itibaren KD’ lerin patlayan çift yıldız sistemleri olduğu bilinmektedir. KD’ lerde oluşan patlamaların şiddeti Süpernovalara göre çok zayıf olduğundan bu patlamalar sonucu sistem parçalanmamaktadır.

KD’ ler dejenere bir beyaz cüce ve ona madde aktaran bir eş yıldızdan oluşan çift yıldız sistemleridir. Eş yıldız genelde ana kol yıldızı olabildiği gibi dev ya da bir beyaz cüce olduğu durumlarda vardır. Madde aktarımı genellikle beyaz cüce etrafında bir yığılma diski oluşturur. Yığılma diskindeki kararsızlıklar veya maddenin ani transferi sonucunda bu sistemlerde belirli aralıklarda bir patlama oluşur. Bu patlamalar “**Nova**” olarak adlandırılır.

KD sistemleri elektromanyetik tayfın farklı bölgelerinde ışıınım yaparlar. Bu ışıınımlar yıllardır yer tabanlı çeşitli teleskoplarla ve atmosfer dışında bulunan Beppo-SAX, ASCA, Rossi-XTE ve CHANDRA, EXOSAT XMM-Newton, INTEGRAL, CGRO/COMPTEL, IUE ve HST gibi gözlemevleri ile gözlenmiş yada gözlenmektedir. Elektromanyetik tayfın her bölgesinde ışıınım yapan KD sistemleri ele alındığında; Gama ışıınımı Nova patlamaları boyunca bazı radyoaktif çekirdeklerin bozunması sonucu oluşmaktadır. X-ışın gözlemleri görece olarak KD’ lerin sıcak bölgesi olan yığılma diskinin iç kısımlarından bilgi aktarmaktadır. Yığılma diski ayrıca morötesi bölgeden de ışıınım yapmaktadır. Optik bölgede ışıınım ise diskin dış bölgeleri ve eş yıldızdan gelmektedir. Kızılötesinde ışıınım yine eş yıldızdan gelmektedir. Radyo ışıınımı ise, Nova patlamasıyla fırlatılan kabuktaki iyonize olmuş gazlardan kaynaklanmaktadır.

KD’ ler ışık eğrileri, dönem, renk (sıcaklık) ve patlama davranışları gibi özelliklerine göre Novalar, Cüce Novalar (U Geminorum, Z Camelopardalis ve SU

Ursae Majoris), Tekrarlayan Novalar, Simbiyotik Yıldızlar ve Nova Benzeri Sitemler olmak üzere 5 temel sınıfa ayrılır. Nova patlamaları yaklaşık 10^4 yılda bir tekrarladığından dolayı bir defa patlıyor gibi görünürler. Diğer yandan, Cüce Novaların patlama aralıkları daha kısadır (20–200 gün). “**Tekrarlayan Novalar**” ise Klasik Novaların tam tersine düzensiz aralıklarla (10–100 yıl) çok kere patlamalar gösterirler. Cüce Novalara göre daha fazla enerji açığa çıkarılır. Tekrarlayan Novaların bazıları, Klasik Novaların bir alt sınıfına ve bazıları da Nova Benzeri değişenler sınıfına dahil edilir.

Tekrarlayan Novalar genellikle hızlı novalardır, çoğu zaman çok büyük eş yıldızlara ve Chandrasekhar limitine (~ 1.38 Güneş kütlesi ($M_{\odot}$)) yakın beyaz cücelere sahiptirler. Bu kütle limitine yakın ya da düşük değerlerde yüksek basınç altında madde yığılması sırasında patlamalar oluşabilir. Bu sistemlerde yığılma diskinde toplanan madde yaklaşık olarak Klasik Nova’lardaki maddeden on kat daha azdır. Tekrarlayan Novaların Klasik Novalara göre diğer bir farklılığı ise yığılan maddenin patlamada tamamının fırlatılmamasıdır. Bazı Tekrarlayan Novalarda bu olay, Tip Ia Süpernova patlamasına öncülük eder. Tekrarlayan Novalar: 100’ lerce günlük dönme periyotlarına sahip uzun dönemli çiftler (**T CrB**, **RS Oph**, **V 3890 Sgr** ve **V745 Sco**) ve 1.8 saat ve 1.7 günlük dönme periyotlarına sahip kısa dönemli çiftler (**U Sco**, **V394 CrA**, **LMC 1990#2**, **T Pyx**, **CI Aql** ve **IM Nor**) olmak üzere iki gruba ayrılır.

Bu tez çalışmasında KD yıldızların alt sınıfı olan Tekrarlayan Novalar ve Klasik Novalar incelenmiştir. ‘Giriş’ kısmını takiben ikinci ve üçüncü bölümde Katakлизмik Değişen Yıldızlar ile ilgili yapılan çalışmalar ile KD’lerin doğasını ve fiziksel özelliklerini açıklayabilmek için önerilen modeller derlenmiştir. Dördüncü bölümde KD sistemlerinin Tekrarlayan Novalar sınıfına giren RS Oph ile Klasik Nova sınıfına giren Nova Cyg 2006 (V2362 Cyg)’nın UZAYMER’de yapılan gözlemleri ve veri analizi bulunmaktadır. Beşinci bölümde ise yapılan çalışmaların sonuçları verilmiştir.

2. ÖNCEKİ ÇALIŞMALAR

Kataklismik Değişen Yıldızlar, çift yıldız sistemlerinin oldukça genel bir sınıfını oluştururlar. Bu sistemler bir beyaz cüce (dejenere yıldız) ve ona kütle aktaran geç-tip bir ana kol yıldızı ya da bir kırmızı dev yıldızdan oluşur. Nadir olarak da, iki beyaz cüceden oluşan yarı ayırık çift sistemlerdir. Çiftin tamamı yaklaşık Güneş Sistemimiz büyüklüğünde bir sistem içine sığabilir. Genel olarak, her bir KD' nin farklı karakteristik patlama biçimi vardır. Bunlar içerisinde iyi bilinen türleri; Klasik Novalar, Tekrarlayan Novalar, Cüce Novalar, Nova Benzeri Sistemler, Simbiyotik Yıldızlar ve Süpernovalardır. Ayrıca güçlü manyetik alana sahip beyaz cüceyi içeren türleri de vardır ve bunlar Manyetik Kataklismik Değişenler olarak bilinir.

Genel olarak Klasik Novalar; sadece nova diye adlandırılır. Nova Latince bir kelime olup “yeni” anlamına gelir. Nova deyiimi gökyüzünde aniden parlayan yıldızlar için kullanılmaktadır. Novalar kısa dönemli olup beyaz cüce ve düşük kütleli soğuk ana kol yıldızı içeren sistemlerdir. Klasik Nova sistemlerinde soğuk yıldız evrimi sırasında genişlerken onun atmosferik sınırları Roche şişimine kadar ulaşır. Böylece yıldızın atmosferinden kaçan gaz, beyaz cüceye doğru akmaya başlar. Bu sırada açısal momentumun korunumu ilkesine göre, akan madde doğrudan beyaz cüce üzerine düşmeyip etrafında disk oluşturur. Beyaz cüce üzerinde biriken Hidrojen bakımından zengin gaz, Hidrojen füzyon reaksiyonlarını başlatacak sıcaklığa (10^7 °K) ulaşıncaya kadar devam eder ve reaksiyonlar başlar. Dejenere yıldızın atmosferi aniden genişler ve şiddetli bir nova patlaması meydana gelir. Özetle nova patlaması, yığılan maddedeki termonükleer kaçışlar (TNK)' dan meydana gelir. Bu kaçış reaksiyonu, dış katmanlardaki kritik bir basınçta Hidrojenin Helyuma çevrilmesi ile başlar. Nükleer enerjinin ani olarak salınması, yığılan madde örtüsünü dışarı fırlatır. Bunun sonucunda patlama, 10^{-5} – 10^{-4} $M_{\odot}$ lik maddeyi 100 ile birkaç 1000 km s^{-1} lik hızla fırlatır. Patlamaların görünür parlaklığı 6–19 kadir aralığında olabilir. Bu sistemlerin maksimuma yakın parlaklıktaki tayfları A veya F tipi dev yıldızların tayflarına benzer. Klasik Novalarda patlamalar 10^4 – 10^5 yıl⁻¹ da tekrar eder (Shara, 1989; Starrfield ve ark,1998; Townsley ve Bildsten, 2005).

Tekrarlayan Novalar (TN); Klasik Novalara benzeyen, birden fazla patlama gösteren ve patlamaları 10–100 yıl arasındaki düzensiz aralıklarda değişen bir gruptur. TN’ da yığılma diskinin topladığı kütle, Klasik Novalarda toplanan kütleden yaklaşık 10 kat daha azdır. Çift sistemin doğası ve patlama mekanizması tekrarlayan novaların oluşturduğu sınıfın üyeleri arasında farklılık gösterdiğinden heterojen bir grup olduğu düşünülür. Patlamaların TNK’ dan veya belki de kütle transferi kararsızlığından dolayı meydana geldiği ileri sürülmektedir. Kütle transferi kararsızlığından dolayı oluşan novaların patlamada kuvvetli şok-tipinde madde fırlattığı düşünülmüştür (Webbink ve ark, 1987). TN’ ler için yapılan gözlemler ve kuramsal varsayımlar beyaz cüceye akan maddenin sadece bir kısmının fırlatıldığını ve kalan kısmının beyaz cüce üzerinde toplanarak kütlelerinin Chandrasekhar limitine doğru büyüebileceğini göstermiştir. TNK patlamalarının yüksek kütle transfer oranlarına ($\geq 10^{-8} M_{\odot} \text{ yıl}^{-1}$) ve Chandrasekhar limitine yakın kütleli beyaz cücelere sahip sistemlerde olabileceği öngörülmüştür. Ayrıca farklı kuramsal ışık eğrileri modellerinin incelenmesiyle TN’ lerin değişik fiziksel nicelikleri, hem patlama boyunca hem de sessizlik süresince elde edilmiş ve TN’ lerin SN Tip Ia’ nın kökeni olup olmadığı incelenmiştir. Daha sonra elde edilen fiziksel parametreler temel alınarak TN’ lerin sessizlik fazı için kuramsal ışık eğrileri elde edilmiştir (Starrfield ve ark, 1985, 1988; Nomoto ve Kondo, 1991; Shore ve ark, 1996; Hachisu ve ark, 1999a; Hachisu ve ark, 1999b; Hachisu ve ark, 2000).

Cüce Novalar; beyaz cüce ve eş yıldız olarak bir kırmızı ana kol yıldızı içerirler. Beyaz cüceler eş yıldızdan transfer edilen maddeden dolayı yığılma diskine sahiptirler. Yüksek açısal momentum yüzünden yığılma beyaz cüce üzerinde şekillenir. Sessizlik dönemlerindeki yığılma oranları 10^{-12} ile $10^{-10} M_{\odot} \text{ yıl}^{-1}$ ’ dır (Urban ve Sion, 2006). Yarı düzenli patlamalara sahiptirler. Bir gün içerisinde görünür parlaklıkları 2 ile 7 kadir kadar ani bir yükselme gösterir ve 2 ile 20 gün gibi bir zaman aralığında eski parlaklıklarına geri dönerler (Lasota ve ark, 1995). 20 ile 200 gün arasında patlama dönemlerine ve 80 dakika ile 180 günlük yörüngesel dönemlere sahiptirler. Patlamalar, yığılma diskindeki iyonize Hidrojenden kaynaklanan kararsızlıktan dolayı potansiyel enerjinin salınmasından meydana gelmektedir (Piro ve Bildsten, 2005). Cüce Novalar; kendi içlerinde normal

patlamalar gösteren SS Cyg, normal patlamalar ve sessizlik özellikleri gösteren Z Cam, normal ve süper patlamalar gösteren SU UMa olmak üzere üç temel sınıfa ayrılır (Nogami ve ark, 2003).

Nova Benzeri Sistemler; ışık eğrilerinin tipik özellikleri ve tayf özellikleri Klasik ve Cüce Novalara benzediğinden bu ismi almıştır. Bu sistemlerin bazıları patlama gösterirken bazıları da hiç patlama göstermez. Bu sistemlerdeki patlamaların kütle transferi olayları veya disk patlamaları gibi sonuçlandığı fakat disklerindeki yığılma miktarının ($\sim 10^{-9}$ ile $10^{-8} M_{\odot} \text{ yıl}^{-1}$) büyük ve kararlı olmasından dolayı Cüce Novalardan farklı bir patlama mekanizmalarına sahip oldukları düşünülmektedir. Aynı yörüngesel dönemlerde görünür parlaklıkları Cüce Novalardan 3 kadir kadar daha parlaktır. Parlaklıkları çok küçük oranlarda değişir. Sessizlik döneminde diskleri üzerine transfer edilen madde miktarı Cüce Novalardan çok fazladır bu yüzden yığılma diskleri çok parlaktır (Honeycutt ve ark, 1998; Honeycutt, 2001; Froning ve ark, 2003). Bu grubun başlıca üyeleri AM CVn değişenleri (AM Canum Venaticorum), DQ Her (DQ Hercules) yıldızları, AM Her (AM Hercules) yıldızları ve UX UMa yıldızlarıdır. AM CVn değişenleri; C-O (Karbon-Oksijen) beyaz cücesi ve düşük kütleli yarı-dejenere beyaz cüceden oluşan etkileşen çift sistemlerdir. Genelde kimyasal bileşimlerinde Hidrojen içermezler. Bu yıldızlarda yörüngesel hareketler ve kütle yığılması gibi etkiler ışık eğrisinin değişimine neden olur (Nagel ve ark, 2004). DQ Her yıldızları; bir beyaz cüce ve ana kol yakınlarında yer alan soğuk yoldaş yıldızı içerir. AM Her yıldızları; genelde beyaz cüce ve ana kol yakınlarındaki bir alt dev yıldızını içeren sistemlerdir. UX UMa yıldızları; yüksek madde transfer oranlarının sebep olduğu parlak yığılma disklerine sahiptirler. Bazıları minimum parlaklık durumunda novalara benzerler. Işık eğrilerinde tutulma etkileri görülür (Smak, 1994; Froning ve ark, 2003).

Manyetik Katakлизмik Değişenler; DQ Her yıldızları ve AM Her yıldızları olarak iki gruptan oluşur. DQ Her yıldızları, manyetik alan şiddeti orta seviyede (10^6 – 10^7 G) bir beyaz cüce içerirler. Bu sistemlerde beyaz cüce üzerindeki kütle yığılma miktarı $\sim 10^{-10}$ – $10^{-8} M_{\odot} \text{ yr}^{-1}$ dir. Bu grupta beyaz cücenin dönme periyodu, sistemin dönme periyodundan daha kısadır ($P_{\text{spin}}/P_{\text{yörünge}} \sim 0,1$). AM Her yıldızları, manyetik alan şiddeti çok güçlü (10^7 – 10^8 G) olan bir beyaz cüce içerirler. Yığılma

diski genelde manyetik kutuplar doğrultusunda büyür (10^{-12} – 10^{-14} $M_{\odot}$ yr^{-1}). Bu grupta, beyaz cücenin kendi eksenini etrafındaki dönme periyodu ile çiftin yörüngesel dönme periyodu birbirlerine eşittir ($P_{spin}=P_{yörünge}$) (Warner, 1995; Lasota, 2004).

Simbiyotik Yıldızlar (Z And Değişenleri); genellikle M ve C tayf sınıfındaki bir dev yıldız ile bir ana kol veya bir sıcak yoğun yıldızdan (beyaz cüce, alt cüce veya nötron yıldızı) oluşan ve düzensiz fotometrik değişim gösteren çift yıldız sistemleridir. Dev yıldızdan transfer edilen kütle gel-git kuvvetine bağlı olarak ana kol veya yoğun yıldızına akar. Yörüngesel dönemleri yaklaşık 1 ile 3 yıl arasında değişir (Skopal, 1998; Skopal ve ark, 2003). Simbiyotik Yıldızlarda madde, yıldız rüzgârlarıyla kırmızı devin yüzeyinden fırlatılır ve beyaz cüce üzerinde toplanır. Beyaz cüce üzerinde yeteri kadar madde birikince bir nova patlaması oluşur. Bu süreçte sistem $\sim 10^2$ – 10^4 $L_{\odot}$ ’lik ışıma gücüne sahip çok sıcak ($\sim 10^5$ °K) bir radyasyon kaynağı olur. Simbiyotik Yıldızlar enerji yayınlamalarına göre iki döneme ayrılırlar. Sessizlik dönemi olarak adlandırılan birinci dönemde, sıcak ve yoğun bileşen yaklaşık olarak sabit bir oran ve tayfsal dağılımda enerjisini yayarlar. İkinci dönem ise sistemin radyasyon değişiminin 2–3 kadırlık görünür parlaklığa ulaşmasına neden olduğu aktif dönemdir (Skopal ve ark, 2004). Bu sınıfın üyelerinden bazıları şunlardır: CI Cygni, 855 günlük yörüngesel periyoda sahip tutulma gösteren bir sistemdir. Birbirine benzer olmayan birçok patlamaya sahiptir. M4 tayf türünde dev yıldız ile ana kol yıldızından oluşur. AR Pavonis, 605 günlük yörüngesel periyoda sahip tutulma gösteren ve M3 tayf türünde dev yıldız ile GO5 olan bir ana kol yıldızından oluşan sistemdir. AG Pegasi, yörüngesel periyodu 816 gün olan ve M3 tayf türünde dev yıldız ile beyaz cüceden oluşan tayfsal bir çift sistemdir (Yudin, 1987; Bruch ve ark, 1994; Djurasevic ve ark, 1998; Skopal ve ark, 2004).

Süpernovalar (SN); ani patlayan ve parlaklıklarında büyük bir artış gösteren sistemlerdir. Novalara benzer fakat çok daha büyük patlamalar üretirler. Parlaklıkları -16 ile -20 kadire kadar yükselir. Ani patlamaları nedeniyle KD’ler sınıfına dâhil edilirler. SN’ler galaksi ötesi mesafeleri ve temel kozmolojik parametreleri belirlemede önemli bilgiler sağlarlar. Ayrıca yıldızlar arası ortamdaki maddenin zenginliğine ağır elementlerle katkıda bulunurlar. Yıldızlararası ortama fırlattıkları

madde ile yeni yıldızların oluşumunu tetiklerler. SN' lar patlamanın ışık eğrisi ve tayflarına göre iki sınıfa ayrılırlar (Doggett ve Branch, 1985). Tip I (SN I) süpernovalar: birbirlerine oldukça benzer ışık eğrilerine sahiptirler. Tayflarında Hidrojen çizgileri görülmez. Eliptik ve sarmal galaksilerdeki orta ve yaşlı yıldızlardan oluşurlar. Bunlar; kendi aralarında Tip Ia, Tip Ib ve Tip Ic olmak üzere üçe ayrılırlar. Tip Ia (SN Ia)' lar bir çift yıldız sisteminde, Chandrasekhar limitine yakın beyaz cüce üzerindeki termonükleer patlamalar sonucunda oluşur ve tayflarında güçlü silikon çizgileri görülür. Tip Ib ve Tip Ic kütleli bir yıldızın çekirdeğinin çökmesi sonucunda oluşur ve tayflarında sırasıyla güçlü ve zayıf Helyum çizgileri görülür (Wheeler ve Harkness, 1990). SN Ia' lar patlama sırasında bir galaksinin parlaklığına ulaştıklarından olağanüstü olaylar arasında yer alır. Bunlar, çoğu parlak yıldız patlamalarından biri olup hemen hemen düzenli maksimum ışıma güçlerinden dolayı galaksi ötesi parametreleri saptamak için uzaklık göstergeleri olarak kullanılırlar (Riess ve ark, 1998; Perlmutter ve ark, 1999). Tip II (SN II) süpernovalar yalnızca sarmal galaksilerdeki kütleli genç yıldızların çekirdeklerinin çökmesi sonucunda oluşurlar. Tayflarında Hidrojen çizgileri görülür. Kendi aralarında Tip II-P ve Tip II-L olarak ikiye ayrılır. Tip II-L' lerin ışık eğrilerinde zamanla doğrusal olarak bir düşüş görülürken Tip II-P' lerin ışık eğrilerinde düşüş öncesi birkaç haftalık bir düzlük görülür (Barbon ve ark, 1979). Tip II' lere en iyi örnek, Kepler' in 1604 novası ve 50 kpc uzaklıktaki Büyük Magellan Bulutu' nda gözlenen süpernova SN 1987A' dır.

20. yüzyıl ortalarında yapılan gözlemlerle nova patlamalarının tipik özelliklerini saptamak mümkün olmuştur. Örneğin, Klasik Novalar üzerinde yapılan tayfsal gözlemlerden bir patlamanın olduğu ve maddenin büyük bir kısmının yüksek hızlarda fırlatıldığı bulunmuştur (Payne-Gaposchink, 1957; McLaughlin, 1960; Gallagher ve Starrfield, 1978). Patlamadan sonraki yıllarda fırlatılan maddenin fiziksel durumu ve element bollukları elde edilmiştir (Gehrz ve ark, 1998). Bütün olaylarda, fırlatılan maddede patlamayı güçlendiren Hidrojen füzyonundan ortaya çıkan Helyum zenginliği görülmüştür (Starrfield, 1989; Krautter ark, 1996). Ayrıca, Murchison meteorit (Avusturalya, 1969) analizinden elde edilen izotopik bolluk oranlarının sonuçları Güneş Sistemi öncesinde novalardan gelen parçacıkların

varlığını öne sürmektedir (Amari ve ark, 2001).

KD sistemlerinin doğasının anlaşılmasını sağlayan ilk gözlemler, Klasik Novalar sınıfına ait kısa dönemli tayfsal bir çiftlerden AE Aqr, SS Cyg ve RU Peg' in keşfedilmesiyle başlamıştır. Gözlemler sonucunda minimum ışıpta SS Cyg ve AE Aqr' in benzer tayf çizgileri gösterirken aynı koşullarda RU Peg' in farklı tayf çizgileri gösterdiği görülmüştür. Maksimum ışıpta ise SS Cyg sönük H ve He soğurum çizgileri gösterirken RU Peg' in sürekli bir tayfa sahip olduğu ve oldukça kuvvetli H ve He yayınım çizgileri gösterdiği belirtilmiştir (Elvey ve Babcock, 1943; Joy, 1954). DQ Her' in kısa dönemli tutulma gösteren bir çift olduğu ve ışık eğrisinde 71 saniyelik salınımlar olduğu bulunmuştur. Bu salınımların varlığı, sistemde yoğun bir nesnenin olduğunu göstermiş ve düşük kütleli ($0.6-1.2 M_{\odot}$) bir beyaz cücenin atımlarından kaynaklandığı belirtilmiştir, daha sonra bu salınımların beyaz cücenin kütleli olmasından ($1.2-1.38 M_{\odot}$) ve dönmeden kaynaklandığı sonucuna varılmıştır (Walker, 1954). Bu çalışmalar sonucunda bütün KD' lerin yakın çift sistemler olduğu tahmin edilmiş ve AE Aqr için Roche şişimini dolduran bir anakol yıldızı ile küçük ve sıcak bir başka yıldız içeren yakın bir çift yıldız sistemi modeli önerilmiştir (Struve, 1955; Crawford ve Kraft, 1956). Bu modelde, Roche şişimini doldurmasıyla yıldızın kütle kaybettiğini ve kaybedilen bu kütlenin sonunda beyaz cüceye ulaştığı belirtilmiştir.

Kraft (1964) çalıştığı 10 yaşlı novanın yakın çift yıldız modeline uygun ve bu sistemlerdeki yoğun nesnelerin birer beyaz cüce olduğunu saptamıştır. Bununla birlikte Kraft, nova patlamalarına yığılan maddedeki termonükleer kaçışların sebep olmadığını ve Schatzman' ın (1965) önerdiği gibi nova patlamasının bir atımsal kararsızlıktan meydana geldiğini düşünmüştür. Kraft bu düşüncesini yüksek yozlaşma üzerine kurmuş ve bir beyaz cüce üzerine yığılan madde için yüksek elektron iletkenliği olmasını beklemiştir. Öte yandan önerilen teorik modeller bu gazın kısmen dejenere olduğunu ve yeteri kadar madde yığıldığında bir TNK olacağını ve bir patlama üreteceğini göstermiştir (Giannone ve Weigert, 1967; Starrfield, 1971).

Patlamanın beyaz cüce üzerinde olduğu anlaşıldıktan sonra beyaz cücenin yığılma zarfındaki TNK' nin gelişimi benzetim (simulation) programları yardımıyla

çalışılmıştır (Giannone ve Weigert, 1967 ve Starrfield, 1971). Bu programlarda, bir yıldız zarfı boyunca şok dalgasının yayılımı modellenmiş ve elde edilen ışık eğrisinin bir novanın ışık eğrisine benzediği görülmüştür (Sparks, 1969). Ayrıca Starrfield ve ark (1972, 1974) tarafından yığılan madde ile beyaz cüce maddesinin, patlamanın ilk aşamasında hepsinin fırlatılmadığı, bir kısmının beyaz cüce yüzeyindeki ince bir kabukta toplandığı ve hızlı bir nova patlamasının olabilmesi için beyaz cüce zarfında CNO (Karbon-Azot-Oksijen) çekirdeklerinin fazla olması gerektiği önerilmiştir. Bununla birlikte bu tabakalar üzerinde yapılan evrim çalışmaları, gözlemlerle uyuşmayan ve yüzyıllar süren nükleer yanmaları göstermiştir.

Starrfield (1979) ve MacDonald ve ark (1985) tarafından patlamanın gözlemsel ve kuramsal süresi arasındaki bu farklılığın hem yıldız rüzgarı hem de ikincil yıldızla dinamiksel sürtünme boyunca kaybedilen kütlenin, beyaz cücenin sonraki patlaması için gereken gelişim zamanını kısaltmasından kaynaklandığı öne sürülmüştür. 1970' li yıllarda nova patlamasıyla fırlatılan maddenin çalışılması sonucunda patlamaların Karbon, Azot ve Oksijen bakımından zengin oldukları bulunmuş ve hızlı bir nova patlamasının oluşması için gerekli olan CNO bolluğu tahmin edilmiştir (Williams ve ark, 1978; Williams ve Gallagher, 1979; Gallagher ve ark, 1980) Daha sonra, oldukça hızlı bir nova veya tekrarlayan nova patlamasının oluşması için beyaz cücenin kütleli ($1.2-1.38 M_{\odot}$) olması gerektiği belirtilmiştir (Starrfield ve ark, 1974, 1978, 1985, 1988).

1970' li yılların sonlarında beyaz cüce üzerindeki TNK' ların bir boyutlu hidrodinamik çalışmaları yapılmaya başlanmıştır (Prialnik ve ark, 1978, 1979; Shara ve ark, 1980). Bu çalışmalarda madde yığılması, yığılma maddesindeki kimyasal yayılım ve çoklu patlamaları boyunca beyaz cücenin evrimi incelenmiştir (Prialnik ve ark, 1982; Prialnik ve Kovetz, 1984; Kovetz ve Prialnik, 1985; Prialnik, 1986). Yığılma aşamasının son anları ve patlamaların temel özellikleri farklı başlangıç durumları için elde edilmiştir. CO ve ONe novalarının yığılma kütlesi, patlamada fırlatılan kütlenin hızı ve tepe sıcaklığı gibi özellikleri karşılaştırılmıştır. Bu çalışmalar sonucunda yığılma zarfındaki patlamalı Hidrojen yanmasının bazı kısa ömürlü kararsız çekirdeklerin (^{13}N , ^{14}O , ^{15}O , ^{17}F) bozunması sonucunda β^+ ürettiği

belirtilmiştir. Bu çekirdeklerin dış tabakalara konveksiyon yoluyla transfer edildiği ve bu bozunmaların nova patlamasına neden olduğu anlaşılmıştır. Bununla birlikte bu bozunmalar sonucunda ^{13}C , ^{14}N , ^{15}N ve ^{17}O gibi galaktik parçacıklar üretildiği, nova patlaması boyunca orta-ömürlü ve uzun-ömürlü ^7Be , ^{22}Na , ^{26}Al gibi radyoaktif çekirdekler üretildiği ve bunların gama ışını yayımlandığı belirtilmiştir (Hernanz ve ark, 1996, 1999a,b; José ve ark, 1997, 1999; José ve Hernanz, 1998; Gomez-Gomar ve ark, 1998; Hernanz ve Jose, 1998). Ayrıca iki boyutlu hidrodinamik hesaplamalar yapılmış, düşük ve yüksek çözünümlü benzetimler karşılaştırılmıştır. İki boyutlu benzetimler, kimyasal bileşim, enerji üretim oranı ve ortalama tepe sıcaklığı gibi niceliklerde küçük seviyede farklılıklar göstermiştir (Kerçek ve ark, 1998).

Novaların optik gözlemleri 15. yüzyılda başlamış ve o tarihten bugüne profesyonel ve amatör astronomlar tarafından yapılan çok sayıda gözlemler sonucu birçok yeni nova keşfedilmiştir. 1572 ve 1604 süpernovaları Tycho Brahe ve Johannes Kepler tarafından ayrıntılı bir şekilde gözlenmiştir. Çıplak gözle görülebilecek kadar parlak Nova Ophiuchi 1848 J.R. Hind (1848) tarafından keşfedilmiştir. Nova Oph parlak kırmızı veya kıpkırmızı yıldız olarak tanımlanmış ve buna güçlü H α yayınıının neden olduğu düşünülmüştür (Warner, 1995).

İlk Cüce Nova U Geminorum Aralık 1855' de J.R. Hind tarafından keşfedilmiş olup günlerce aynı parlaklıkta ve aynı pozisyonda gözlenmiştir. Mart 1856' da yeniden maksimumda bulunmuş ve bu yüzden bunun sıradan olmayan bir nova olduğu anlaşılmıştır. 1896' da nova SS Cyg, Harvard College gözlem evinde Wells tarafından fotoğrafik olarak çalışılmıştır. Bu nova 7.7–12.4 görünür kadir aralığında değişim göstermiştir. O dönemde en iyi çalışılan değişen yıldızdır. AAVSO (American Association of Variable Star Observers) tarafından bu novanın 1896 yılından itibaren ışık eğrisi çıkarılmıştır. Peters (1865) tarafından keşfedilen diğer bir yıldız ise Cüce Novaların SU UMa alt sınıfına ait olan T Leonis' tir. Cüce Novaların üçüncü sınıfını oluşturan Z Cam van Biesbroek (1904) tarafından keşfedilmiştir.

1940' lı yılların ortalarında foton toplayıcıların kullanılması sonucu fotoelektrik fotometri ile birçok KD hassas bir şekilde incelenmiştir. Öncü gözlem UX UMa için Şubat 1949' da Linnell (1949, 1950) tarafından Harvard Gözlem

evinin Oak Ridge istasyonundaki 1.55 m' lik reflektör ile yapılmıştır. UX UMa o zamanlar $P_{orb} = 4$ saat 43 dakikalık dönem ile tutulma gösteren en kısa dönemli yıldızdı (bugünkü dönem periyodu 4 saat 42 dakika). UX UMa için yapılan ilk gözlemler sonucunda sistem, genliğinde bir ile birkaç dakikalık bir zaman aralığında 0.01–0.2 kadirlik değişimler göstermiştir. Buna benzer şekilde 1946' da Mount Wilson gözlem evinde 1,5 m' lik reflektör ile gözlenen tekrarlayan nova T CrB' nin, 1947' de Leander McCormick gözlem evinde 66 cm' lik reflektör ile gözlenen nova benzeri AE Agr' in ve 1949' da 1.88 metrelik reflaktör ile gözlenen nova benzeri VV Pup' un genliklerinde değişim gözlenmiştir (Warner, 1995).

UX UMa 1952–53 yıllarında Johnson, Perkins ve Hiltner (1954) tarafından gözlenmiş ve daha sonra hem tayfsal hem fotometrik olarak Walker ve Herbig (1954) tarafından çalışılmıştır. Elde edilen ışık eğrisi 1950–1968 dönemi boyunca fotometrik olarak elde edilen çoğu KD' nin ışık eğrilerinin karakteristiği olmuştur. Walker ve Herbig UX UMa için modellerinde, birinci yıldızın yüzeyinde bir miktar sıcak maddenin yer aldığı ve bunun simetrik olmayan bir şekilde iki yıldızın birleşmesine uygun olduğunu önermişlerdir. Bu yaklaşım KD' lerin anlaşılmasını sağlayan önemli bir adım olmuştur. Daha sonra Walker' i takiben fotometrik çalışmaların katkılarıyla tutulma gösteren birçok sistem keşfedilmiştir. 1967' ye kadar 19'u tayfsal çift ve 13' ü tutulma gösteren çift olmak üzere 23 KD' nin (82 dakika ile 227 gün) dönemleri belirlenmiştir (Mumford, 1967).

Luyten ve Hughes (1965) ile Kraft ve Luyten (1965) tarafından yapılan KD' lerin istatistiksel çalışmaları, nova kalıntılarının mutlak görsel kadirlerinin $M_v = 4$ ve sessizlik dönemindeki Cüce Novaların ise $M_v = 7.5$ olduğunu göstermiştir. Onlar KD' lerin sıcak birincil bileşenlerinin bir beyaz cüce veya sıcak alt cüce olması gerektiğini belirtmişlerdir. Yüksek hızlı-atım sayma fotometresinin gelişimi KD' lerin gelişimini canlandırmış ve KD' lerin basit modellerdeki düzeltmelerin hızlıca yapılmasını sağlamıştır (Warner ve Nather, 1971, Smak 1971). Fotometrinin düzeltme etkinliğinin gelişmesi ve bunun bilgisayarlarla uyum göstermesi sonucunda KD' ler ile ilgili başarılı araştırmalar yapılmıştır. 1975 yılında KD' lerin yığılma diski ve parlak nokta çift modeli iyice anlaşılmıştır.

İlk tayfsal çalışma tekrarlayan nova T CrB için Mayıs 1866' da Huggins (1866) tarafından yapılmıştır. Huggins görsel bir tayf ölçer ile Na D çizgilerinin belirgin olduğu zayıf soğurum çizgisi ile üst üste binmiş Hidrojen yayınım çizgilerini gözlemiştir. T CrB' nin parlak çizgi tayfı, Vogel' in (1874) tayfsal sınıflandırmasında Wolf-Rayet ve Mira değişenleri sınıfına dahil edilmiştir. T CrB' den sonra Nova Cyg 1876 tayfsal olarak incelenmiştir. Cornu (1876) tayfında 5007 Å' luk [O III] içeren 8 tane yayınım çizgisi ölçmüştür (daha sonra bu çizgiler tanımlanamamıştır). Nova Aurigae 1891' in tayfının gelişimi Cambell (1892) tarafından görsel olarak çalışılmıştır. Cüce Novalarda alınan ilk tayf U Gem' in çalışılmasıyla olmuştur (Warner, 1995).

Novaların minimum ışıpta incelenmeleri Humason (1938) tarafından yapılmıştır. Humason çok mavi sürekli bir tayf üzerinde zayıf yayınım çizgileri gözlemiştir. McLaughlin (1953) ve Greenstein (1960) tarafından yapılan incelemeler daha iyi bir tayfsal çözümlemede genişletilmiş ve bazı nesnelerde geniş Balmer çizgileri bulunmuştur. Bu karakteristikler UX UMa gibi hemen hemen bilinen bütün değişen yıldızlarda bulunmuştur. AE Agr' in tayfsal bir çift olduğu Joy (1954) tarafından gösterilmiş Crawford ve Karft (1956) tarafından detaylı bir şekilde çalışılmıştır. U Gem' in Roche şişimini dolduran K5IV-V tayf tipine sahip bir eş yıldıza sahip olduğu ve eş yıldızın fazla genişlemesi sonucunda kütle kaybedeceği ve kaybedilen kütle beyaz cüceye gideceği düşünülmüştür. Aynı model T CrB ve DQ Her (Kraft, 1958, 1959) için gösterilmiştir. Çoğu KD' larde çift çizgi yayınım çizgileri sistemde bir diskin varlığını göstermiştir ve bu durum Smak (1969) tarafından çizgi profillerin hesaplanmasıyla anlaşılmıştır. Yayınım çizgilerinin yalnızca diskte değil de sıcak noktadan (yığılma diskine akan maddenin diske çarpıştığı yer) da üretildiği düşünülmüştür. Kraft (1962, 1964)' ın geniş tayf incelemeleri 5 m' lik reflektör üzerindeki spektrograf ile elde edilmiştir. Çalışmalar sonucunda hemen hemen bütün KD' lerin yörüngesel hareketlerinin ölçülebileceği bulunmuştur (Warner, 1995).

TN' ler arasında iyi çalışılan U Sco' nun 1979' daki patlamasının fotometrik ve tayfsal özellikleri birçok teknik kullanılarak elde edilmiştir. 5 renkteki (UBVRI) fotoelektrik fotometri SAAO (South African Astronomical Observatory)' daki

1.9 m' lik teleskop üzerindeki fotometre kullanılarak elde edilmiştir. U Sco' nun patlama dönemindeki tayfsal gözlemleri 3.9 m' lik AAT (Anglo-Australian Telescope) üzerindeki 25 cm' lik kameraya bağlı IPCS (Image Photon Counting System) kullanılarak elde edilmiştir. U Sco' nun özellikle izinli çizgilerde oldukça yüksek uyarılmanın varlığı ve yasaklanmış çizgi yayınının olmadığı ve tayfsal evriminin diğer tekrarlayan novalardan farklı olduğu görülmüştür. Ayrıca element bolluğu incelenmiştir (Barlow ve ark, 1981). 1987' deki patlamasının tayfsal gözlemleri patlamadan sonraki 8. ve 9. günde Asiago gözlemevindeki 1.22 m' lik teleskop ile yapılmıştır. Tayfta H, HeII, NIII ve diğer iyonların yayınım çizgileri görülmüştür. Yüksek uyarılma seviyeleri olmasına rağmen herhangi bir yasaklanmış çizgi görülmemiştir (Rosino ve Iijima, 1988). 1999' daki patlamasının maksimumdan sonraki 0.45–42.35 günlük dönem boyunca elde edilen CCD tayfı VB (Vainu Bappu) gözlemevindeki 2.3 m' lik spektrograf kullanılarak elde edilmiştir. Verilerden fırlatılan kabuğun kütlelerinin $10^{-7} M_{\odot}$ olduğu tahmin edilmiştir. Mg I b 5174 Å' luk soğurma bandı ve Fe I + Ca I 5270 Å soğurma özellikleri temel alınarak ikincil yıldızın tayfsal tipinin K2 alt devî olduğu tahmin edilmiştir (Anupama ve Dewangan, 1999).

Çok çalışılan diğer bir TN RS Oph, Temmuz 1979' da 3800 Å - 7100 Å dalga boyu aralığında Wise gözlemevindeki 1 m' lik Cassegrain Spektrograf ile Bruch (1980) tarafından görsel parlaklığı 11.4 kadir elde edilmiştir. Bortle (1984, 1985) Temmuz 1984' de RS Oph' ı 5200 Å – 7400 Å aralığında Almanya- İspanya Astronomi Merkezindeki 1.2 m' lik teleskopla görsel parlaklığı 12 kadir olarak gözlemiştir. 1985' deki patlamasından 207 gün sonra 5800 Å -7000 Å ESO (European Southern Observatory)' daki 1.5 m'lik teleskop ile görsel parlaklığı 12.17 kadir elde edilmiştir (Bruch, 1986). Dev bileşenlere sahip Tekrarlayan Nova T CrB ve Rs Oph' ın sessizlik dönemlerindeki tayfsal ve fotometrik davranışları çalışılmış (Veriler; VB gözlemevi, AAVSO ve VSNET (Variables Star Network)' ten alınmıştır) ve bu iki sistemin sıcak bileşenlerinde değişimler olduğu gözlenmiştir (Anupama ve Mikolajewska, 1999).

25 Nisan 1990'da gönderilen ve dünya yörüngesine oturtulan Hubble Uzay Teleskobu (HST) kızılötesi, optik ve morötesinde gözlem yapabilen uzaydaki ilk

teleskoptur. İnsan gözü 6. kadire kadar olan cisimleri görebilirken Hubble' da bu değer 31. kadire kadar çıkmaktadır.

HST üzerindeki FGS (Fine Guidance Sensors) dedektörü kullanılarak iyi bilinen üç novanın astrometrik paralaksarı hesaplanmış ve daha önceki mesafe tahminleri ile karşılaştırılmıştır. Bu değerler SS Aurigae için $\pi = 5.00 \pm 0.64$ mas (miliaçısıaniye) SS Cygni için $\pi = 6.02 \pm 0.46$ mas ve U Geminorum için $\pi = 10.37 \pm 0.50$ mas olarak elde edilmiştir (Harrison ve ark, 1999).

HST üzerindeki GHRS (Goddard High Resolution Spectrograph) ile RX And Cüce Novasının sessizlik, patlamaya doğru yükselme ve patlamadan sonraki azalma dönemi gibi üç farklı evresi tayfsal olarak gözlenmiş ve kimyasal bolluğu elde edilmiştir. İncelemeler sonucunda beyaz cücenin elde edilen yüzey özellikleri HST, IUE (International Ultraviolet Explorer) ve HUT (Hopkins Ultraviolet Telescope) ile gözlenen diğer KD' lerin özellikleri ile karşılaştırılmıştır (Sion ve ark, 2001).

QV Vul (Nova Vul 1987), QU Vul (Nova Vul 1984 No.2), V1974 Cygni (Nova Cyg 1992) ve V723 Cas (Nova Cas 1995)' in kabukları HST üzerindeki NICMOS (Near-İnfrared Camera and Multi- Image Spectrometer) ile $1.87\text{--}2.37 \mu\text{m}$ arasındaki 6 filtre ile kızıl ötesinde gözlenmiştir. QU Vul, QV Vul ve V1974 Cyg dar bantta güçlü kabuk yayını göstermiştir. Diğer 5 filtrede kabuklar belirsiz bir şekilde algılanmıştır. V723 Cas için herhangi bir filtrede uzaysal genişleyen yayını gözlenmemiştir (Krautter ve ark, 2002).

Düşük kütle transfer oranlarına sahip Katakлизмik Değişen EG Cnc ve HV Vir patlamalarından 4 ila 9 yıl sonra 2000 yılında HST üzerindeki STIS (Space Telescope Imaging Spectrograph) ile morötesinde gözlenmiştir. Bu gözlemler, bu sistemlerin disk-yığılmalarına sahip yakın çiftler arasında gözlenen en soğuk beyaz cüceye sahip olduklarını göstermiştir. Her iki sistemde metal bolluğunun güneş bolluğunun %30' na yakın olduğu hesaplanmıştır (Szkody ve ark, 2002).

M22 küresel kümeden HST ile alınan verilerin analizi yapılmış ve küme çekirdeğindeki yıldızların düzgün hareketi, H α yayını, X-ışın ışıma gücü ve değişenlerin sessizlik anındaki parlaklıklarının incelenmesiyle M22' nin çekirdeğindeki patlamaların Cüce Nova patlamaları olduğu anlaşılmıştır (Anderson ve ark, 2003).

Nova patlamasının nedeni ve gelişiminin anlaşılması için gama ışınlarında radyo ışınlarına doğru birçok dalga boyunda çalışmalar yapılmıştır. Kızılötesi ve morötesinde yapılan gözlemler, patlamaları boyunca novaların çoklu dalga boylu gözlemlerine öncülük etmiştir (Gehrz, 1988; Starrfield, 1988). IUE ile yapılan morötesi çalışmaları sonucunda elde edilen yüksek kaliteli morötesi tayfı, bulutsu yayılım çizgilerinin evrimi hakkında önemli bilgiler sağlamıştır. IUE yapılan gözlemlerle novaların iki sınıfa ayrılabilceği belirtilmiştir (Williams ve ark 1985). Birincisi, Karbon-Oksijen beyaz cücesi üzerinde oluşan CO novasıdır. Diğeri ise Magnezyum ve Sodyum çizgileriyle birlikte Neon ve Oksijen’ den meydana gelen beyaz cücelerde üzerinde oluşan ONe (ONeMg) novasıdır (Hernanz ve Jose, 2004). İçerdikleri Neon, Silikon, Alüminyum ve Magnezyum zenginliği, patlamanın ONeMg bileşiminden oluşan çekirdeğe sahip bir beyaz cüce üzerinde oluştuğunu göstermiştir (Starrfield ve ark 1985). Yapılan IUE çalışmaları sonucunda genel olarak ONeMg novalarının ^{22}Na , ^{26}Al ve diğer ara çekirdeklerini ürettiği kanıtlanmıştır (Weiss ve Truran 1990; Nofar, Shaviv ve Starrfield, 1991). CO novalarının ^7Li ’ yi fazlasıyla ürettiği bunun yanı sıra en düşük kütleli ONeMg beyaz cücelerinin ^{26}Al ’ nın büyük bir miktarını üretirken en yüksek kütleli ONeMg beyaz cücelerinin Na, Ne, Mg, S, Cl gibi ara kütleli elementleri fazlasıyla ürettiği ve bu novaların tüm novalar arasındaki en hızlı ve parlak novalar olduğu bulunmuştur (Starrfield ve ark, 1998; Jose ve Hernanz, 1998).

Cüce Novalar ve Nova Benzeri Sistemlerden oluşan 51 nova için IUE ile yapılan morötesi gözlemleri novaların, tayfsal akı dağılımlarının; sistemin tipine, yörüngesel periyoduna veya patlamanın iki maksimumu arasındaki ortalama süreye (Cüce Novalar için) bağlı olmadığını ve beyaz cüceden fırlatılan maddelerin yığılma tabakalarından geldiğini göstermiştir (Shore ve ark, 1993). 19 yüzyılda tüm dalga boylarında en iyi çalışılan nova V1974 Cygni’ dir. Fırlatılan maddenin dinamiksel yapısı tanımlanmış ve fırlatılan madde içindeki iyonizasyonun evrimi gösterilmiştir. Bu novanın önceki IUE tayfı kullanılarak morötesi süreklilik akısı için bozunma zamanı saptanmıştır. Bolluk limitlerinin önceki morötesi verileri ile uyum içinde olduğu bulunmuştur (Shore ve ark, 1997). Parlak KD’ lerdeki yığılma diskinden gelen ışığın orta- ve uzak- morötesi tayfı (850–2000 Å) benzetim modelleriyle

hesaplanmıştır. Bu modellerde diskin kararlı durumda olduğu varsayılmıştır. Model etkin sıcaklık, beyaz cücenin yarıçapı, kütlesi ve disk boyunca sabit olan yığılma oranının farklı kombinasyonları ile tanımlanmıştır (Wade ve Hubeny, 1998). IUE ile nova çalışmalarının büyük bir bölümünde, astronomide geniş kullanım alanlarına sahip ileri seviyede iki analiz metodu kullanılmıştır. Bunların birincisi sıcak yıldız, soğuk yıldız ve kahverengi cüce çalışmaları için kullanılan çok yönlü Non-LTE (Local Thermodynamic Equilibrium), küresel genişleyen yıldız atmosfer kodu'dur (Hauschildt ve ark, 1992, 1997). İkinci metot, astronomik plazmadaki fiziksel durumları elde etmek için tasarlanan CLOUDY Codu'dur (Ferland, 1998). Bu metotla, kabuk içindeki uzaysal çözümlemesi olmayan ve patlamayla fırlatılan maddenin analizini yapmak mümkün olmuştur.

IUE çalışmaları tekrarlayan novaların iki tipte olduğunu göstermiştir. U Sco, V394 CrA, LMC 1990#2, T Pyx, yakın bir zamanda keşfedilen CI AgI ve IM Nor' u içeren birinci sınıf, Klasik Novalara benzer şekilde 1,8 saat ile 1,7 gün arasındaki dönme periyoduyla büyük kütleli beyaz cücelerden ve gelişen bir yıldızdan oluşmaktadır. T Pyx, CI AgI ve IM Nor' un patlama özellikleri benzer iken U Sco, V394 CrA, LMC 1990#2 nin patlama ile sessizlik özelliklerinin birbirine çok benzer olduğu bulunmuştur (Kato, 2001; Anupama, 2002; Kato ve ark, 2002). U Sco' nun yığılma diski üzerinde yapılan çalışmalar, eş yıldızların Hidrojen bakımından fakir madde transfer ettiği ve dolayısıyla yığılma diskinde Hidrojenin olmadığını göstermiştir (Shore ve ark, 1991). Tekrarlayan novaların ikinci sınıfı, yüzlerce günlük dönme periyoduna sahip uzun dönemli çiftler olan T CrB, RS Oph, V3890 ve V745 Sco olarak gruplanmıştır. Bu sistemlerin benzer patlama ve sessizlik davranışlarına sahip olduğu bulunmuştur (Anupama, 2002). Bu sistemlerde birinci yıldız büyük kütleli bir beyaz cüce ve ikinci yıldız ise soğuk bir dev yıldızdan ibarettir. Bu sistemlerde, patlama meydana geldiğinde beyaz cücenin eş yıldızın en dış tabakaları etrafında döndüğü bulunmuştur. RS Oph' in 1985' deki patlamasının IUE ile yapılan morötesi gözlemleri, sistemdeki başlangıç yanmasının dev zarfını iyonize ettiğini ve beyaz cüce tarafından fırlatılan maddenin zarf boyunca birkaç ay hareket edecek bir patlama dalgasına dönüştüğünü göstermektedir (Shore ve ark, 1996).

Kızıl ötesinde ilk gözlemler nova FH Ser için yapılmıştır (Hyland ve Neugebauer, 1970; Geisel ve ark, 1970). Kızıl ötesi fotometrik gözlemler sonucunda FH Ser' in görünür parlaklığının 4.5 kadire yükseldiği ve daha sonra yavaşça sönükleştiği görülmüştür. F tipi bir süper dev içerdiği tayf analizinden anlaşılmıştır. Bu nova, fırlatılan kabuk ve toz hakkında daha çok bilgi almak için çok duyarlı algılayıcılar kullanılarak detaylı bir şekilde çalışılmıştır. Yapılan çalışmalar sonucunda ONeMg novaları silikat tozunu oluştururken, CO novalarının yalnızca çevresi oksijence zengin şekilsiz (amorf) karbon tozu oluşturduğu düşünülmüştür. Toz oluştuğunda görünür parlaklığı 5 kadirlik düşüş gösteren bu novalar için yapılan gözlemler, aynı novanın şekilsiz karbon parçacıklarından silikatlara doğru sıralanan tozun değişik çeşitlerini oluşturabileceğini göstermiştir. QV Vul ve V705 Cas bunlara örnektir (Gehrz, 1988; Gehrz ve ark, 1995, 1998).

20. yüzyılın ikinci yarısındaki en parlak nova olan V1500 Cyg' in evrimi kızılötesinde çalışılmıştır (Gallagher ve Ney, 1976). Kızılötesinde iyi çalışılmış diğer nova NQ Vul' dur (Ney ve Hatfield, 1978). Nova Vul 1976' daki patlaması boyunca gözlenmiş ve patlama süresi 3 faz ile tanımlanmıştır. Bunlar; patlama ve sözde fotosfer fazı, genişleme fazı ve tozun yoğunlaşması fazıdır. V445 Puppis gözlenen ilk Helyum novasıdır. Son zamanlarda yapılan yakın-kızılötesi gözlemlerindeki HeI yayılım çizgileri, fırlatılan maddenin iyonizasyon seviyesinin arttığını ve bu novanın bir Helyum novası olduğunu göstermiştir (Lynch ve ark, 2004). Ayrıca bu novanın tayfında Hidrojenin çok az olduğu görülmüştür (Ashok, 2005).

ROSAT' ın gökyüzü incelemelerinden çok önce bazı KD' lerin düşük enerjili X-ışın kaynağı olduğu tahmin edilmiştir (Shara ve ark, 1977). Novaların, farklı fiziksel mekanizmalardan dolayı X-ışını yayınlatabildikleri tespit edilmiştir: 1) Radyoaktif bozunmayla üretilen Compton saçılmasından (Livio ve ark, 1992), 2) Merkezi beyaz cüce atmosferinin ısısal yayınımdan (Greiner 2000), 3) Çift sistemdeki yığılmanın disk veya manyetik alan boyunca devam etmesiyle bir ısısal bremsstrahlung tayfı üretilebilmesinden (Orio ve ark, 2001a). Ayrıca beyaz cüceden fırlatılan madde ile yıldızı çevreleyen ortamın etkileşmesi sonucu oluşan şokların bir ısısal bremsstrahlung tayfı üretebildiği, belki de daha sonra fırlatılan maddenin

iyonizasyonu bu tayfın oluştuğu belirtilmiştir (Orio, 2004).

Klasik Novaların (Nova Muscae 1983, Nova Vulpeculae 1984 No:1, No:2) patlamalarını gözlemek için EXOSAT-LE teleskopu kullanılmıştır. X-ışınlarıyla yapılan gözlemlerle novanın, patlamadan sonraki bazı anlarında sıcak ve parlak olduğu görülmüştür. Alınan sonuçlardan X-ışın artışını bir plato izlemiş ve sonunda bunu bir bozunma takip etmiştir (Ogelman ve ark, 1984, 1987). V1974 Cyg için veriler ROSAT ile elde edilmiştir (Krautter ve ark, 1996). Bu novanın ROSAT ile alınan tam X-ışın eğrisinden, patlamanın ~18 ayda sona erdiği görülmüştür. Bu nova düşük enerjili X-ışın kaynakları içinde en parlak olanıdır. X-ışın analizinin sonuçlarından bu novanın X-ışın yayınındaki artışın fırlatılan Hidrojen kabuğunun kaynaktan uzaklaşmasından ve azalmanın da beyaz cüce üzerindeki yinelenen nükleer yanmanın durmasından kaynaklandığı belirtilmiştir. Patlamanın süresi, patlamanın büyük kütleli bir beyaz cüce üzerinde meydana geldiğini ve azalma oranı da, patlama sonrası beyaz cüceyi terk eden Helyumca zengin maddenin yaklaşık $10^{-5} M_{\odot}$ ’ lik bir kabuk olduğunu göstermiştir (Krautter ve ark, 1996). 1974 Cyg için maksimumda $L_{(x)} = 10^{33-34} \text{ erg s}^{-1}$ ’ lik bir tepe ışıma gücü ölçülmüş ve bunun zamanla azaldığı belirtilmiştir (Balman ve ark, 1998). Bazı klasik ve tekrarlayan novaların CHANDRA ve XMM ile yapılan X-ışın gözlemlerinin sonuçlarından X-ışın akısının 0.2–10 keV aralığında $L_{(x)} = 10^{35} \text{ erg s}^{-1}$ ’ lik bir tepe ışıma gücüyle nova kabukları tarafından yayınlandığı bulunmuştur. Gözlenen novaların yaklaşık yarısında merkezi beyaz cücenin, patlamadan sonraki 1 ile 9 yıl için parlak bir düşük enerjili X-ışın kaynağı olduğu belirtilmiştir (Orio, 2004).

V1974 Cyg’ den sonra optik bölgede ikinci parlak nova V382 Vel oldukça parlak bir şekilde 1999–2000 yılları arasında 4 farklı gözlemevi ile gözlenmiştir (Beppo-SAX, ASCA, Rossi-XTE ve CHANDRA). V382 Vel’ in gözlemleri patlamanın başlangıcında ASCA ve BeppoSAX tarafından yapılmıştır (Orio ve ark, 2001b). Bu gözlemler sonucunda başlangıç yayınımlarının çoğu ~1 keV’ lik enerjilerde görülmüş ve bu yüzden sert bileşenler olarak adlandırılmıştır. Bununla birlikte Kasım 1999’da BeppoSAX gözlemleri V382 Vel’ in düşük enerji fazına doğru geliştiğini göstermiştir (Orio ve ark, 2002). CHANDRA gözlemleriyle onun hala düşük enerji fazında olduğu görülmüştür (Burwitz ve ark, 2002). 0.2–10 keV

aralığında ölçülen V382 Vel' in yayını, 0.2–2.4 keV aralığında maksimumda gözlenen V1974 Cyg' den 10 kat daha büyük bulunmuştur. Öncelikle plazma sıcaklığında bir yükselme görülmüştür. İki haftadan sonra bunu yavaş bir bozunma takip etmiştir. Parlak ve düşük enerjili bir kaynak olan bu bileşen sonraki 6 ayda da etkisini göstermiştir (Orio ve ark 2002). V1494 Aql Kasım 1999' da keşfedilmiş ve CHANDRA tarafından dört farklı zamanda gözlenmiştir. Bu gözlemlerin ilk ikisinde yalnızca yayının çizgileri görülmüştür. Bununla birlikte üçüncü gözlem bu sistemin tayfının düşük enerji fazına doğru geliştiğini göstermiştir. Bu tayflar, düşük enerjili bir kaynağın karakteristik sıcak atmosferini göstermiştir (Paerels ve ark, 2001). CHANDRA ve/veya XMM-Newton gözlemevleri ile patlamalarından sonraki 2 yıl içinde gözlenen 5 yeni nova atmosferik olmayan X-ışın yayını göstermiştir. Işıma gücü $L_{(x)} = 5 \times 10^{-34} \text{ erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1}$ olan ve uzaklığı bilinen LMC 2000 novasının yayını patlamadan 51 gün sonra 0.2–10 keV aralığında ölçülmüştür (Greiner ve ark, 2003).

X-ışınları kullanılarak iyi çalışılan diğer bir nova GK Per' dir. Bu sistem 1901 yılında bir nova olarak keşfedilmiştir (Hale, 1901; Pickering, 1901). Kraft bu sistemin K2 IVp tipi eş yıldız ile çift çizgili tayfsal bir çift olduğunu bulmuştur (Kraft, 1964). Nova patlaması sonucu fırlatılan gaz kabuğunun çalışılmasıyla bunun 460 pc uzaklıkta olduğu bulunmuştur (Warner 1976; Bianchini 1992). Bu sistemin Klasik Novalar arasındaki çok yüksek enerjili X-ışın kaynaklarından biri olduğu belirtilmiştir (Becker ve Marshall 1981). 1983' teki patlama ve sessizlik dönemi boyunca EXOSAT ile gözlenmiş ve 351 saniye dönemli kuvvetli, yüksek enerjili bir X-ışın (>2 keV) modülasyonu (kiplenim) algılanmıştır. Bunun sonucunda GK Per' in orta seviyede manyetik alana sahip olduğu anlaşılmıştır (Watson ve ark., 1985; Norton ve ark, 1988). GK Per' in 1996' da RXTE ile yapılan patlama gözlemlerinden yine aynı sonuçlar elde edilmiştir. Spektrumu artan soğurum çizgileri göstermiştir (Hellier ve ark, 2004). 2002' de patlama boyunca XMM-Newton ve sessizlik dönemi boyunca Chandra ile gözlenmiştir. 2 günlük yörüngesel periyoda ve beyaz cücenin 351 s' lik dönme periyoduna sahip olmasından dolayı küçük manyetosferini saran büyük bir diske sahip olduğu ve 50 gün süren patlamasının yaklaşık 3 yılda bir meydana geldiği bulunmuştur (Nogami ve ark,

2002; Simon, 2002). Ayrıca Chandra ile elde edilen GK Per' in tayfı, bileşenleri ve kabuğunun detaylı şekli incelenerek Klasik Nova kabuklarının evrimi ve nova kuramları ile birlikte farklı dalga boylarındaki gözlemlerle karşılaştırılarak çalışılmıştır (Balman, 2005). Bu çalışmalar sonucunda X-ışın dalga boyunda algılanan ve çözümlenen ilk Klasik Nova kalıntısının GK Per' in nova kabuğu olduğu belirtilmiştir. Chandra gözlem evi ilk kez bu kalıntının detaylı şeklini ve tayfını ortaya çıkarmış ve bunun sonucunda Klasik Nova patlamaları hidrodinamik akış ve görelî parçacıkların üretimi ile ilişkili önemli soruların çözülmesine yardımcı olmuştur. Ayrıca GK Per' in nova kalıntısının gelişimi, genç Tip II SN kalıntılarının ve fırlatılan maddenin yıldızı çevreleyen ortamla etkileşmesinden sonuçlanan bir kabuğun gelişimine benzetilmiştir.

Tekrarlayan Nova U Sco' nun BeppoSAX ile yapılan gözlemlerinden görsel maksimumdan yalnızca 19–20 gün sonra düşük enerjili (0.2-2 keV) parlak bir X-ışın kaynağı olduğu görülmüştür. Bu sistem düşük enerjili X-ışın fazı boyunca gözlenen ilk Tekrarlayan Novadır (Kahabka ve ark, 1999). Cl Aql' nin optiksel evrimi U Sco' dan oldukça yavaş bulunmuştur (Greiner ve DiStefano, 2002). Birçok fiziksel özellikleri ile Cl Aql ye çok benzeyen diğer bir tekrarlayan nova IM Nor' dur. Fakat orbital periyodu oldukça kısadır. IM Nor patlamadan sonraki 1 ve 6 ay olmak üzere CHANDRA ile 2 kez gözlenmiştir. IM Nor ve Cl Aql, Tepedelenlioglu ve ark (2004) tarafından merkezi yıldızdan gelen herhangi bir yayını olmayan X-ışın kaynakları olduğu bulunmuştur. Optik gözlemler zarfın optik olarak ince görüneceğini göstermiştir. IM Nor' un yalnızca yarım yıl içinde düşük enerjili bir X-ışın kaynağına döneceği beklenmiş fakat yapılan çalışmalarda böyle bir sonuç elde edilmemiştir (Orio, 2004).

RS Oph (1985)' in X-ışın verileri EXOSAT gözlem evi kullanılarak elde edilmiştir. X-ışınları ilk olarak patlamadan 55 gün sonra Mason ve ark (1986) tarafından algılanmıştır (Bode ve Llyod, 1996). Gözlemler, çok sıcak bir gazın olduğunu işaret eden spektrum göstermiştir. Bu spektrum, kırmızı dev bileşenin rüzgârından gelen yayını gibi yorumlanmıştır. Bu model ilk olarak patlama boyunca yayını çizgilerinin dar olarak gözlenmesiyle (Dufay ve ark, 1964) ve taç bölgesi çizgi yayınının varlığıyla (Joy, 1961) desteklenmiştir. RS Oph (1985)' in

kalıntısı ata yıldızın rüzgârını süpüren fırlatılan madde görüntüsü ile Tip II SN kalıntısına benzetilmiştir. Kalıntı evriminin detaylı modelleri, benzerlik çözümleri ve sayısal hidrodinamikler temel alınarak bu nesnenin gözlenen X-ışın davranışı başarılı bir şekilde yeniden oluşturulmuştur (Bode ve Kahn, 1985; O'Brien ve Kahn, 1987; O'Brien, Bode ve Kahn 1992).

Bir novanın ilk radyo keşfinden sonra birçok Klasik Novanın radyo ışık eğrileri, nispeten basit-küresel simetrik ve izotermal modeller kullanılarak başarılı bir şekilde uyum sağlamıştır. Bir Klasik Novanın genişleyen kabuğunun ilk radyo keşfi, 1,1 cm ve 3,8 cm dalga boyunda HR Del (1967) ve FH Ser (1970)' den gelen yayını gözlenmesiyle mümkün olmuştur (Hjellming ve Wade, 1970). Bunu takiben birçok nova, patlamaları boyunca radyo bölgesinde gözlenmiştir (Seagust ve ark, 1989). Radyo ışık eğrileri tipik olarak, önce bir yükselme ve sonra bir azalma göstermektedir. Bu, fırlatılan maddenin sırasıyla optiksel olarak kalın ve ince olduğu durumlara karşılık gelmektedir (Bode ve Llyod, 1996).

Yaşlı nova GK Persei (Nova Per 1901)' in termal olmayan bir radyo yayını kabuğuna sahip olduğu bulunmuştur (Reynolds ve Chevalier, 1984). 26 yaşlı nova için yapılan VLA (Very Large Array) gözlemleri sonucunda GK Per' in termal olmayan tek radyo yayını novası olduğu bulunmuştur (Bode ve ark, 1987). GK Per' in radyo bölgesinde çalışılması, nova çiftlerinin oluşumuna öncülük eden evrimin anlaşılması ve sinkrotron-yayını kabuğunun tanımlanması açısından da oldukça önemlidir (Bode ve Llyod, 1996).

Tekrarlayan novalardan yalnızca RS Oph' ın 1985 deki patlaması radyoda gözlenmiştir. RS Oph' ın ilk radyo keşfi 5 GHz' de patlamadan 18 gün sonra yapılmıştır (Padin, Davis ve Bode, 1985). RS Oph (1985)' ın X-ışın verisi EXOSAT gözlemevi kullanılarak patlamadan 55 gün sonra elde edilmiş ve bu veri radyo gözlemlerinin yorumu için Mason ve ark (1986) tarafından kullanılmıştır. Dört frekansta yapılan VLA gözlemleri ile detaylı bir şekilde RS Oph' ın evrimi takip edilmiş ve göreceli olarak düz bir radyo tayfı gösterdiği bulunmuştur (Hjellming ve ark, 1986). Bütün frekanslardaki ışık eğrileri, bu sistemin patlamadan yaklaşık 40 gün sonra bir tepe değerine yükseldiğini ve sonradan bozunduğunu göstermiştir. Genişleme hızı ve mesafenin tahminleri ile birlikte gözlenen akılardan, $\sim 10^7$ °K

sıcaklığındaki parlaklık çözülmüş ve bu yayınının süpernova kalıntılarında gözlenenler ile benzer sinkrotron yayınımlı olabileceği tahmin edilmiştir. RS Oph, X-ışınlarından radyoya kadar bütün dalga boylarında patlama boyunca gözlenmesiyle tekrarlayan novalar arasında en iyi çalışılan sistem olmuştur (Bode ve Lloyd, 1996).

Nova patlamaları boyunca bazı radyoaktif çekirdeklerin bozunması sonucu novaların olası gama ışın yayınınının kaynağı olduğu uzun yıllardır düşünülmektedir (Clayton ve Hoyle, 1974; Clayton, 1981; Leising ve Clayton, 1987). Klasik Novalardan gelen gama ışın yayınınının analizi için iki kod geliştirilmiştir. Bunlardan biri yığılma ve patlama evrelerini takip eden hidrodinamik kod diğeri de gama ışın fotonlarının üretimi ve transferini ele alan Monte Carlo kodudur (Gómez-Gomar ve ark, 1998). Bu her iki kod gerçeğine uygun patlamaları oluşturmak için birleştirilmiştir. Yapılan çalışmalar sonucunda kısa-ömürlü ^{13}N ve ^{18}F ($\tau=862\text{s}$ ve 158 dak.) izotopları bütün nova tiplerinde aynı miktarda üretilirken ^7Be ($\tau= 77\text{ gün}$) izotopları CO novalarında ^{22}Na ($\tau= 3.75\text{ yıl}$) ile ^{26}Al ($\tau= 10^6\text{ yıl}$) izotoplarının kayda değer bir miktarının yalnızca ONe novalarında üretildiği bulunmuştur. Nova patlamalarında ulaşılan sıcaklık ($\sim 2-3 \times 10^8\text{ K}$) CNO çevriminin bozunmasına yetecek bir değere ulaşmadığından madde zarfında sadece bazı kaynak çekirdeklerin (^{20}Ne , ^{23}Na , $^{24,25}\text{Mg}$ gibi) bulunacağı düşünülmüştür. Bu yüzden CO beyaz cücelerinin bu çekirdeklerden yoksun olduğu sürece radyoaktif ^{22}Na ve ^{26}Al ' un büyük bir miktarını üretmeleri hemen hemen imkansızdır (Hernanz, 2005).

Novalar tarafından fırlatılan radyoaktif çekirdekler ömürlerine bağlı olarak galaksinin radyoaktivitesinde büyük rol oynarlar. Bazı kısa-ömürlü izotopların (^{13}N ve ^{18}F gibi) orta-ömürlü ^{22}Na atomları gibi bozunarak pozitron yayınladığı ve bu pozitronların elektronlarla birleşerek nova patlamasının görsel maksimumundan hemen önce gama ışınları yayımlandığı yapılan kuramsal çalışmalar sonucunda bulunmuştur (Jose ve Hernanz, 1998; Hernanz ve ark 1999a,b; Hernanz ve ark, 2002). Bu yayınımlar daha sonra INTEGRAL/IBIS ile gözlenmiştir (Hernanz ve Jose, 2004). Orta-ömürlü ^7Be ve ^{22}Na çekirdekleriyle ilişkilendirilen gama ışınlarının farklı çekirdek birleşmelerine sahip CO ve ONe novalarından yayınlanmaları ise patlamalardan sonra gerçekleşmektedir. INTEGRAL/SPI aracılığıyla gözlenen 0.2 ile 0.5 kpc arasındaki yakın CO novaları ^7Be izotoplarının

bozunmasıyla 478 keV’ de bir çizgi gösterirken ONe novaları ^{22}Na izotoplarının bozunmasıyla 1275 keV’ de bir yayılım çizgisi göstermiştir. Bu çizgilerin genişliği 478 keV çizgi için ~ 7 keV ve 1275 keV çizgi için ~ 20 keV (Hernanz, 2005). ONe novalarından üretilen uzun-ömürlü ^{26}Al izotopunun bozunmasıyla yayınlanan galaktik gama ışını HEAO3 uydusu ve CGRO/COMPTEL gözlem evi ile 1809 keV’ de gözlenmiştir (Mahoney ve ark, 1984; Diehl ve ark, 1995).

KD’ lerin uzun dönemli değişimlerinin çalışılması büyük oranda amatör gökbilimcilerin gözlemlerine dayanmakta olup bu amatörler bazı dernek veya organizasyonlar çevresinde toplanmışlardır. Kuzey yarım küredeki AAVSO, 1911’ de çoğunu amatör astronomların oluşturduğu değişen yıldız gözlemlerini koordine etmek için Harvard College gözlemevinde kurulmuştur. AAVSO 1954’ te Cambridge, Massachusetts’ te bağımsız olarak özel araştırmalara başlamıştır. Bugün 45 aday ülke ile birlikte 12.5 milyon gözlem gerçekleştiren dünyanın en büyük değişen yıldız gözlemevidir. AAVSO değişen yıldızlar ile ilgilenen profesyonel ve amatör astronomların bilimsel ve eğitim amaçlı organizasyonlarından oluşan bir gruptur. Benzer şekilde güney yarım küredeki, RANSZ (Royal Astronomical Society of New Zealand) 1920 yılında kurulmuş ve Değişen Yıldız çalışmalarına 1927’ de başlamıştır. Ayrıca 1890’ da kurulan BAA (British Astronomical Association) ve 1912’ de kurulan ASSA (Astronomical Society of Southern Africa)’ nın Değişen Yıldız Bölümleri (Variable Star Section) ve 1921’ de kurulan AFOEV (The French Association of Variable Star Observers) gibi birçok topluluk değişen yıldız çalışmalarına uzun dönemli katkılar sağlamıştır. Bu topluluklarda bir çok KD için bir yüzyılı aşkın süreyi kapsayan gözlem verisi bulunmaktadır.

Değişen yıldızların gözlemler sonucunda sayılarının artması sonucu bu yıldızlar isimlendirilip belli bir sıraya (isimleri, tayf sınıfları, parlakları, dik ve sağ açıklıkları vb.) göre düzenlenmiştir. Değişen yıldızlar için yayımlanan ilk katalog, Harvard gözlem evinde Kukarkin ve Parenago (1948) tarafından yapılan fotoğraflık incelemeler sonucu hazırlanan GCVS (General Catalogue of Variable Stars)’ dir. Bu katalogda 108’ i Klasik Nova, 92’ si Cüce Nova ve 31’ i Nova Benzeri Sistem olmak üzere 10912 değişen listelenmiştir. Bu katalogun 1987’ teki 4. baskısında 208’ i Klasik Nova, 342’ si Cüce nova ve 35’ i Nova Benzeri Sistem olmak üzere

28237 değişen yıldız tanımlanmıştır. KD' ler için ilk katalog, yıldızların pozisyonları ve gökyüzü haritasındaki yerlerine göre Downes ve Shara (1990) tarafından yapılmıştır. 256' sı Klasik Nova, 349' u Cüce Nova ve 98' i Nova Benzeri Sistem olmak üzere (48' i sınıflandırılmamış) 751 KD' yi kapsamaktadır (Warner, 1995).

3. MATERYAL VE METOD

3.1. Katakлизмik Değişen (KD) Yıldızlar

KD' ler, bir beyaz cüce ve ona kütle veren bir yıldızdan oluşmuş yarı-ayrık çift yıldız sistemleridir. Beyaz cüceye başyıldız diğerine ise yoldaş ya da eş yıldız denilmektedir. Eş yıldız genelde ana kol (G ya da K tayf türü) üzerinde yer alabildiği gibi bu ana kol yakınlarında yer alan geç tip bir yıldız da olabilir. Eş yıldızın dev ya da dejenere bir yıldız olduğu durumlar da vardır.

3.1.1. KD' lerin Kökeni

Büyük kütleli yıldızlarda gerçekleşen yıldızın termonükleer yakıtının tamamen tükenmesi ve bir patlamanın ardından yoğun bir yıldız oluşması ya da yıldız çekirdeğinin çökmesi olayları düşük kütleli yıldızlarda yaşanmaz. Bu tip yıldızlarda kararlı bir yıldız çekirdeğinin oluşumu, kütle çekimi ile dejenere elektronların ortaya çıkardığı basınç arasındaki dengenin oluşması ile gerçekleşir. Termal basınçla desteklenen sıcak bir çekirdekten, dejenere basınçla desteklenen soğuk bir çekirdeğe yavaş geçiş yıldızın kütlesini korur.

Bir KD' nin oluşumuyla tanımlanan yakın bir çift yıldız sisteminin evrimi dört aşamada tanımlanabilir.

1. Ana Kol Evrimi

Bu sistemde genellikle iki küçük kütleli ($m_A = 4-9 M_{\odot}$, $m_B = 0.9-3 M_{\odot}$) yıldız vardır. Yıldızlardan büyük kütleli olanı ana koldan evrimini tamamlayarak ayrılır ve genişleyerek kırmızı dev aşamasına gelir. İki yıldız içine alan genel zarf, sistemde eş yıldızın üzerine kararsız kütle yığılması başladığı zaman oluşur.

2. Evrimin Genel Zarf Evresi

Bu faz kısadır ($\sim 10^4$ yıl). Bu evre boyunca eş yıldız sarmallar çizerek başyıldza doğru yaklaşır. Gravitasyonel potansiyel enerji daha sonra fırlatılacak olan bir zarf tarafından soğurulur. Zarf fırlatıldıktan sonra büyük kütleli yıldız

dejenere bir beyaz cüceye dönüşür. Diğer bileşen yıldızın termonükleer ömrü daha uzun olduğundan ana kol yıldızı olarak kalır. Böylece sistem bir beyaz cüce ve bir ana kol yıldızı içermiş olur. Bu ana kol yıldızı kendi kütle çekimsel sınırını belirleyen Roche lobunu (şişimi) doldurmaya yakın bir zamandadır. Beyaz cüce ve ana kol yıldızı arasındaki uzaklık, çift yıldız sistemindeki yıldızların başlangıç kütlelerine bağlıdır.

3. Genel Zarf Sonrası ve KD Evrimi Öncesi

Bu faz boyunca eş yıldız kendi Roche lobunu dolduruncaya kadar sistemin açıl momentum kaybından dolayı çift sistemdeki yıldızlar birbirlerine yaklaşır.

4. KD evrimi

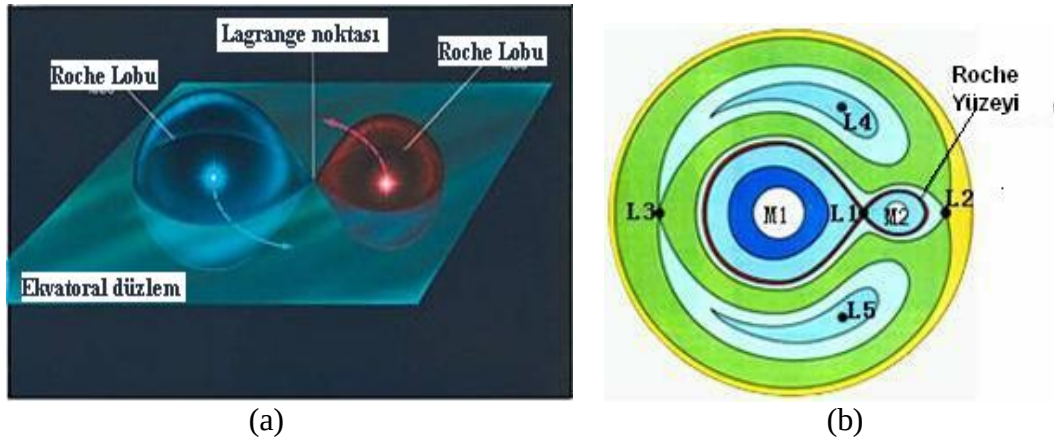
Bu ilk üç fazın sonu KD fazının başladığını tanımlar. İki yıldız birbirlerine yeteri kadar yakın olduğunda sistemin yörüngesi, ana kol yıldızının Roche lobunu doldurmasına neden olacak kadar bozunur ve ana kol yıldızından dejenere yıldız doğru bir gaz akışı başlar. Bir yıldızdan diğerine doğru oluşan bu kütle transferi karardır. Çünkü kütle akışı büyük kütleli yıldızdan düşük kütleli yıldız doğru oluşmaktadır. Kütle transferi sonucunda oluşan genişlemeye karşın yörüngesel açıl momentum ve enerjinin kaybı çift sistemin daha çok büzülmesine neden olur. Bu yüzden ana kol yıldızı Roche lobunu taşırmaya başlar (Andronov, 2005).

3.1.2. Roche Modeli ve Lagrange Noktaları

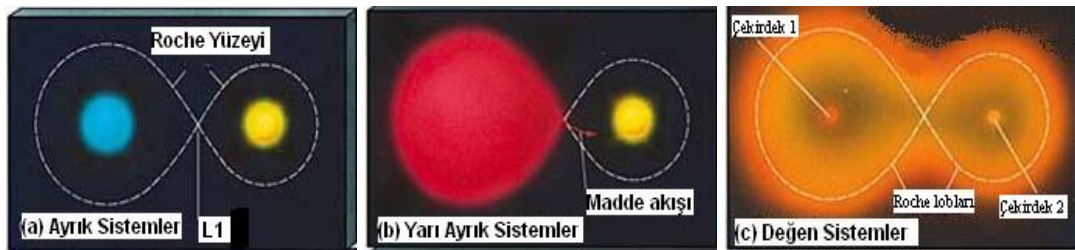
Bu tür sistemlerde meydana gelen etkileşimleri ortaya çıkarabilmek için yıldız yüzeyinde çeşitli noktalara uygulanan çekimsel kuvvetler dikkate alınmalıdır. *Etkin çekim kuvveti*, gerçek çekimsel kuvvetler ile birlikte yörünge hareketi nedeniyle merkezkaç kuvvetinin dikkate alınması sonucu bulunur. Eğer yıldızın çevresindeki uzay incelenirse sınırları belirli olan “ ∞ ” şekline benzetilebilir. Her iki yıldız saran ve L1 Lagrange noktasında kesişen bu eş potansiyel yüzeyleri yıldızların gravitasyonel ve merkezkaç kuvvetlerinden oluşur. Bu yıldızların etkin çekimsel güçleri birbirini dengeleyecek şekildedir. Bu noktada toplam etkin çekimsel kuvvet sıfıra eşittir. “ ∞ ” şeklindeki yapının her iki yarısı, bu bölgede bulunan bileşen yıldız tarafından kontrol edilir; bu bölgelere Roche lobu adı verilir

(Şekil 3.1.a). Roche yüzeylerinin büyüklüğü kütle ve iki yıldız arasındaki uzaklığa bağlıdır. Eğer her iki bileşen yıldız, Roche şişimlerine göre küçük ise, yani Roche şişiminin içerisinde kalıyorsa, bu sistemlere *ayrık sistemler* adı verilir (Şekil 3.2.a). Eğer bileşenlerden biri Roche şişimini doldurmuş ise *yarı ayrık sistemler* olarak adlandırılır ve madde bir bileşenden diğer bileşene L_1 noktasından akabilir (Şekil 3.2.b). KD' ler yarı ayrık sistemlerdir. Ayrıca eğer her iki bileşen de Roche şişimini doldurmuşsa bu durumda *değen sistem* olarak adlandırılır (Şekil 3.2.c).

Roche lobunun içinde ve dışında çekimsel kuvvetin sıfır olduğu beş *Lagrange* noktası vardır (Şekil 3.1.b.). L_1 ; iki yıldız arasındaki madde akışının olduğu kararsız nokta, L_2 ve L_3 ; maddenin uzaya doğru sızdığı yarı kararsız noktalar, L_4 ve L_5 ise maddenin birikebileceği kararlı noktalardır. Lagrange noktalarının hesabı Ek B. de verilmektedir.



Şekil 3.1. Roche modeli ve Lagrange noktaları. (a) Roche şişiminin üç boyutlu yapısı. (b) Lagrange noktalarının çift yıldız sistemindeki konumları.

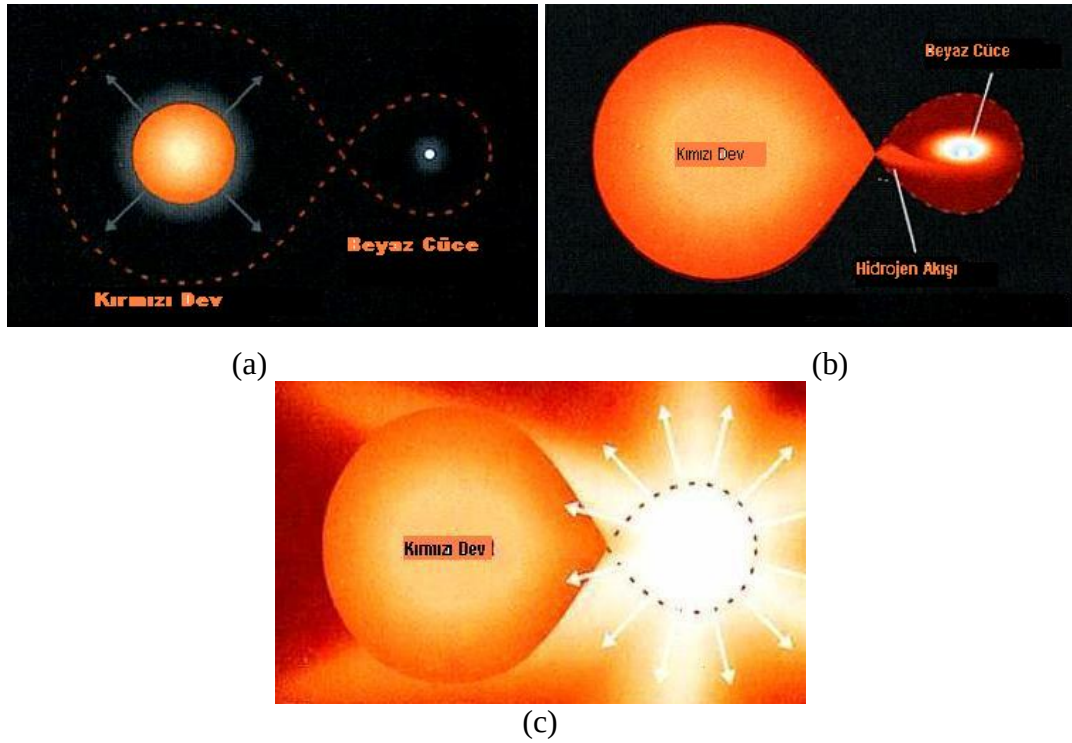


Şekil 3.2. Roche şişimlerine göre yakın çift yıldızlar. (a) Her iki yıldız Roche şişimine göre küçüktür. (b) Yıldızlardan biri Roche şişimini doldurmuş ve L_1 noktasından diğer bileşene madde akışı olmaktadır. (c) Her iki yıldız Roche şişimini doldurmuştur.

3.1.3 KD' lerin Çift Yıldız Modeli

Roche lobunu dolduran eş yıldızın (Şekil 3.3.a) atmosferinden kaçan madde sarmallar yaparak *Etkin Çekimsel Kuvvetin* sıfır olduğu L_1 Lagrange noktası civarında beyaz cüceye doğru akmaya başlar. Transfer edilen kütle yüksek açısall momentumlu olup, yoğun yıldızı çevreleyen disk civarında toplanır (Şekil 3.3.b). Diskin kütle toplanmasından dolayı buna yığılma diski denir. Beyaz cüce üzerine biriken hidrojen bakımından zengin gaz, yoğun yıldız yüzeyinde daha çok nükleer reaksiyonun oluşmasına neden olur. Beyaz cüce üzerine madde birikimi Hidrojen füzyon reaksiyonlarını başlatacak sıcaklığa ulaşınca kadar devam eder ve sonuçta bu tabakada füzyon reaksiyonları başlar. Hidrojen tabakasındaki reaksiyonlar sonucu kısa bir süre sonra Helyum oluşur. Nükleer enerjinin ani olarak salınması, yığılan madde örtüsünü dışarı fırlatır. Bu olaya bir nova patlaması denilir (Şekil 3.3.c). Eğer eş yıldızdan tekrar patlama oluşturacak kadar madde beyaz cüce üzerine akmaya devam ederse örneğin Klasik Novalar için $\sim 10^4$ – 10^5 yıl sonra yeniden bir patlama meydana gelir.

Nova patlamasının sebebi, beyaz cücenin yüzeyine yakın yığılma diskinin hidrojen bakımından zengin katmanında oluşan termonükleer kaçış (TNK) reaksiyonudur. Yığılan bu madde nükleer reaksiyonları başlatacak kadar ısınır. Isının CNO çevrimi yardımıyla hızlı artışı, bozulmanın ve şok dalgaların oluşmasına neden olur. Bu TNK reaksiyonu dış katmanlardaki kritik bir basınçta Hidrojenin, Helyuma çevrilmesi ile (proton-proton çevrimi ile) başlar (Ek A.). Nükleer enerjinin ani olarak salınması, yığılan maddeyi dışarı fırlatır, böylece atmosferin geniş ölçüde büyümesi ve ışığında sınırsız bir parlaklık artışı ($M_v = -6$ ile -9 kadar) ortaya çıkar. Yıldız daha sonra yavaş ve küçük değişimlerle başlangıçtaki parlaklığına geri döner.



Şekil 3.3. Bir nova patlamasının şematik şekli. (a) Eş yıldız genişleyerek Roche şişimini doldurur. (b) Eş yıldızın atmosferinden kaçan gaz beyaz cüce etrafında yığılır. (c) Yığılan madde nükleer reaksiyonları başlatır ve bunun sonucunda bir patlama oluşur.

3.1.4. Novalarda Nükleosentez

Yakın çift sistemlerdeki beyaz cüceler üzerine yığılan hidrojen bakımından zengin zarflar içinde oluşan TNK, yalnızca bir novanın patlama mekanizmasını oluşturmaz aynı zamanda Tekrarlayan Nova patlaması ve Simbiyotik Nova patlamalarının bir kısmının patlama mekanizmalarını da oluşturur. Kuramsal çalışmalar bu patlamaların evrendeki en büyük hidrojen yakıtlı patlamalar olduğunu göstermiştir. Patlamanın doğrudan bir sonucu olarak madde beyaz cücenin dış tabakalarından uzaya doğru fırlatılır. Gaz, patlamanın olduğu yerden uzaklara doğru genişler. Bu durum yıldız rüzgarlarının gelişimi ve evrimi, toz parçacıkları ve yasak yayılım çizgileri gibi zamana bağlı olayların değişimi hakkındaki bilgilerimizi artıran bir astrofizik laboratuvarı gibidir. Zamana bağlı bu süreçlerin analizi γ -ışınlarından radyo çalışmalarına kadar değişen teknikler kullanılarak neredeyse bütün dalga boylarındaki bölgelerde gözlemler gerektirir.

Patlamalar üzerinde yapılan kuramsal çalışmalar, beyaz cüceler üzerine yığılan maddenin, hidrojenin termonükleer yanmasını başlatacak sıcaklığa ulaşınca kadar kalınlaşarak büyüdüğünü gösterir. Beyaz cüce üzerindeki termonükleer yanmanın evrimi beyaz cücenin ısıma gücüne, kütle yığılma oranına ve tepkime tabakalarında bulunan maddenin kimyasal kompozisyonlara bağlıdır.

Evrimin başlangıç evresinden bir TNK' ya doğru ilerleme proton-proton reaksiyon zincirinden itibaren nükleer üretim tarafından yönlendirilir. Beyaz cüce yeteri kadar kütleyle sahip ve yığılma tabakasının altı (yığılan madde ile H kabuğu arası) yeteri kadar dejenere ise 10^7 °K sıcaklığına ulaşılınca TNK oluşur ve yığılma tabakasındaki sıcaklık 10^8 °K' ni aşana kadar büyür. Proton-proton zinciri patlamanın yığılma fazı boyunca önemli olurken, yığılma kütesinin belli bir miktarı önce C-N döngüsünü ve daha sonrada TNK' nın son evresini ve pik anını güçlendiren sıcak CNO zincirlerini oluşturur (Şekil 3.4.). Dahası, TNK da ulaşılan yüksek sıcaklıklar ($2-3 \times 10^8$ °K) CNO çekirdeklerinin üzerinde proton yakalamasını sürdürür ve ^{13}N ($t=862$ sn), ^{14}O ($t=102$ sn), ^{15}O ($t=176$ sn), ^{17}F ($t=93$ sn) ve ^{18}F ($t=158$ dk) gibi radyoaktif izotopların önemli bir miktarını oluşturur. TNK' nın bu başlangıç fazı boyunca CNO çevrimi dengeli bir şekilde ilerler. CNO çekirdeklerinin proton yakalama süresine karşı ömrü, pozitron (e^+) bozunması gerçekleştiren izotopların bozunma zamanlarından çok daha uzundur (pozitron bozunması; $p \rightarrow n + e^+ + \nu_e$). Kaynak gibi davranan kabuk bölgesinde sıcaklıklar arttığında proton yakalamasına karşın, CNO çekirdeklerinin ömrü azalır. Sıcaklık 10^8 °K olunca CNO çekirdeklerinin ömrü e^+ bozunma ömürlerinden daha kısa olur. Bu sırada kararsız e^+ izotopları olarak adlandırılan ağır çekirdeklerin bolluğu artar. Ayrıca konvektif bölge patlamadan hemen önce gelişir. Bu bölge hem enerji hem de nükleer reaksiyonlarla üretilen radyoaktif çekirdeklerini yarı ömürlerinden daha kısa bir sürede iç kısımlardan yüzeye doğru taşır.

ulaşabilir. Ayrıca yüzey tabakalarının ısınmasına ve fırlatılmasına katkıda bulunan yüzeydeki enerji üretim oranı birkaç dakika içinde 10^{13} , den 10^{15} erg $\text{gm}^{-1}\text{s}^{-1}$, e ulaşır.

- Sonunda zarf içindeki sıcaklık herhangi bir proton yakalanmasını oluşturamayacak sıcaklık değerine düştüğünde e^+ kararsız çekirdekleri bozunur.
- e^+ bozunması gerçekleştiren çekirdekleri novaların yüzeyinden γ -ışınları yayınlarlar. Bu ışınlar yakın novalardan algılanabildiğinde, TNK için bir araştırma sahası oluşturur.
- e^+ bozunması gerçekleştiren çekirdekler Güneş benzeri olmayan bolluk örnekleri ile CNO elementlerinin kararlı izotoplarını üretir. Ayrıca bu çekirdekler, hızlı olan ilk yükselme ve en hızlı klasik novaların ışık eğrilerinin Süper Eddington ışıma gücü fazının güçlenmesi için gereklidir.

Novaların galaktik madde içindeki ^{15}N ve ^{17}O ' nin asıl kaynakları olduğu ve bu bölgedeki diğer izotop bolluklarına katkıda bulundukları düşünülür. TNK' daki pik sıcaklıklarda nükleer reaksiyonlar uzun ömürlü radyoaktif izotopları oluşturur. Bu radyoaktif elementlerden CO novalarında üretilen ^7Be ($t=77$ gün), bir elektron (e^-) yakalaması anında bozunarak 478 keV' lik bir foton yayınlar. Bununla birlikte ONeMg novalarında üretilen ^{22}Na ($t=3.75$ yıl) bozununca 1275 keV'lik bir pozitron ve ^{26}Al ($t=10^6$ yıl) bozununca 1809 keV' lik bir foton yayınlar. Sonuç olarak nova ile fırlatılan maddenin bolluk saptamaları, yığılma maddesi ile çekirdek maddesinin etkili karışımını sergiler. Bu yüzden fırlatılan maddenin kimyasal kompozisyonu yığılan madde ile beyaz cüce çekirdeğinin bir karışımını yansıtır (Gomar ve ark, 1998; Starrfield ve ark, 1998; Starrfeild ve ark, 2000; Hernanz; 2004).

3.2. KD' lerin İsimlendirilmesi

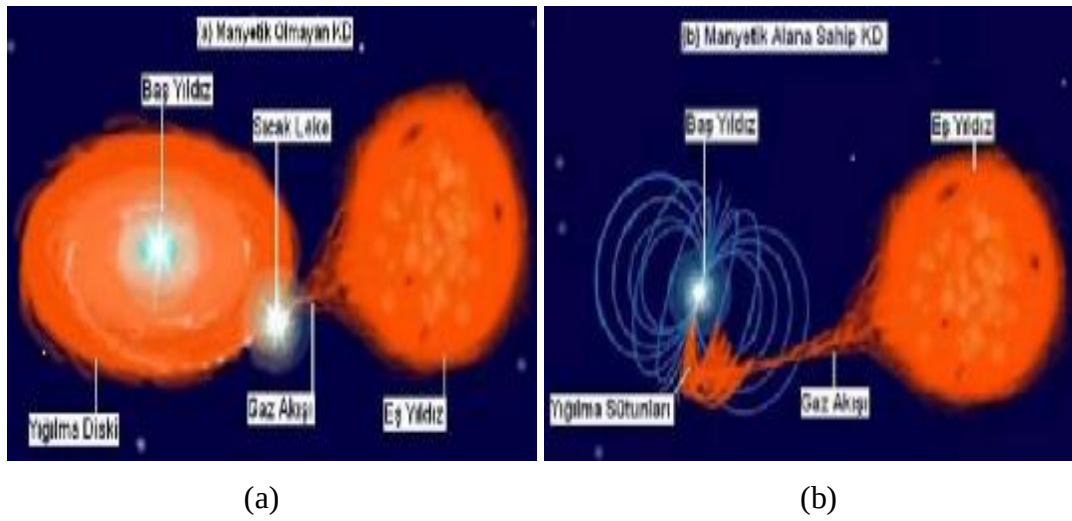
Değişen yıldızların adları, numaralar ve harflerin değişik bir kombinasyonu içinde tümüyle kendine özgü bir sistem içinde oluşturulmuştur. 19. yy.da Algelande tarafından geliştirilen bu sisteme göre, bir takımyıldızda keşfedilen ilk değişen

yıldız, içinde bulunduğu takımyıldızın başına R harfi getirilerek adlandırılır. Örneğin R Monocerotis. İkinci keşfedilene S (*S Monocerotis*), üçüncüye T (*T Monocerotis*) getirilmiş ve bu Z (*Z Monocerotis*)' harfine kadar devam etmiştir. Z'den sonra RR (*RR Monocerotis*), RS, ..., RZ, SR, SS, ..., SZ, ..., ZZ, AA, AB, ..., AZ, BB, ..., BZ, ..., QZ şeklinde toplam 334 tane ikili harf kombinasyonu kullanılarak devam edilmiştir. Bazı takımyıldızlarında bu 334 tanımlama yetersiz kalmıştır. Bu durumda, QZ'den sonra adlandırma basitçe V335, V336, ... şeklinde devam etmiştir. Günümüzde bu sayı V4100' ü geçmiş durumdadır. İsimlendirme sırasına göre adlandırılmış olan bazı örnek yıldızlar: T Tauri, RR Lyrae, UV Ceti, AG Pegasi, BF Cygni, V378 Orionis ve V999 Sagittarii olarak verilir. Bunlar genellikle takımyıldız isminin tamamı değil de, kısaltılmış biçimi, T Tau, BF Cyg, V378 Ori gibi kullanılmaktadır. Eğer bir yıldızın değişimi keşfedilmeden önce isimlendirilmişse, eski ismi kalıcı olup geçici yeni bir isim verilmektedir. Örneğin, Nova Cygni 2006 (V2362 Cyg) ve Nova Vul 1984 NO:2.

3.3. KD' lerin Temel Bileşenleri ve Kütle Aktarımı

KD' lerde Roche lobunu doldurmuş bileşen yıldızdan beyaz cüceye doğru oluşan madde transferi kararlı olup yörüngesel açısal momentum tarafından sürdürülür. Madde transferi sırasında gaz akışı yüksek hızlarla yığılma diskinin en dış tabakalarına çarpar ve parlak sıcak lekenin oluşmasına neden olur (Şekil 3.5.a). Dev eş yıldızdan transfer edilen kütle oranına bağlı olarak, sıcak lekenin parlaklığı belirli zaman aralıklarında yavaşça azalabilir ya da sabit kalır. Eş yıldızdan transfer edilen kütle oranı genelde sabittir, fakat transfer edilen bu maddenin disk boyunca dağılımı homojen değildir. Kütle transferi çok yüksek ya da çok düşük olur ise, disk sadece o zaman kararlı bir denge durumunda olabilir; orta değerlerde ise disk her iki denge durumu arasında hızlı değişimler yapmaya zorlanır. Genellikle bileşen yıldız hidrojen bakımından zengindir. Madde transferi süresince kütle beyaz cücenin yüzeyinde toplanır. Beyaz cüce yüksek seviyede bir manyetik alana ($>10^6$ G) sahipse manyetik alan beyaz cüce etrafında bir disk oluşumunu engeller (Şekil 3.5.b). Bu durumlarda akan gaz alan çizgilerini takip ederek beyaz cücenin kutuplarına gider.

Bunlara yığılma sütunları denir. Diskli sistemlerde ışınımına katkısı olan beş bölgeden söz edebiliriz (Şekil 3.5.a). Bunlar; başyıldız (beyaz cüce), eş yıldız (ana kol yıldız-kırmızı dev), gaz akışı (maddenin eş yıldızdan başyıldıza doğru transferiyle oluşur) yığılma diski ve sıcak leke (yığılma diskinin ucu ile gaz akışı arasındaki çarpışmadan oluşur). Disk olmayan sistemlerde sıcak leke olmadığından baş ve eş yıldız, gaz akımı ve yığılma sütunları olmak üzere dört bölge bulunmaktadır (Şekil 3.5.b).



Şekil 3.5. KD'lerin temel bileşenleri. (a) Beyaz cücenin güçlü manyetik alana sahip olmadığı durum. (b) Beyaz cücenin güçlü bir manyetik alana sahip olduğu durum (<http://heasarc.gsfc.nasa.gov/docs/objects/>).

Eş yıldız tarafından beyaz cüce üzerine transfer edilen yığılma kütlelerinin evrimi OPAL Opacity (simülasyon programı) kullanılarak optiksel kalın rüzgar modeli ile takip edilmektedir (Hachisu ve Kato, 2001, 2006). Bu modele göre beyaz cüce üzerindeki yığılma kütlelerinde TNK oluşuktan sonra beyaz cüce fotosferi $R_{\text{fotosfer}} \geq 100 R_{\odot}$ (Güneş yarıçapı)'na kadar hızlı bir şekilde genişler ve beyaz cüce zarfı kısa bir sürede kararlı duruma geçer. Ayrıca bu modele göre optiksel kalın rüzgarlar hidrojen kabuğu yanmasının bozunma fazında beyaz cüceler üzerinden eser. Buda nova süresinin saptanmasında önemli bir rol oynar. Çünkü rüzgarlar zarf kütlelerinin büyük bir kısmını fırlatır ve etkili bir şekilde yakıtı azaltır. Bu rüzgar, beyaz cüce fotosferi $\sim 0,05-0,1 R_{\odot}$ 'den daha büyük olduğunda ve fotosferik sıcaklık $\log T_{\text{fotosfer}} \leq 5,5$ den daha düşük olduğunda eser.

Fotosferin maksimum genişlemesinde ($R_{\text{fotosfer}} \sim 100 R_{\odot}$) rüzgarla kütle kayıp oranı $10^{-4} - 10^{-3} M_{\odot} \text{ yıl}^{-1}$ kadar olur ve daha sonra rüzgar durmadan önce $R_{\text{fotosfer}} 0,1 R_{\odot}$ olduğunda $10^{-6} M_{\odot} \text{ yıl}^{-1}$ e kadar azalır. Fotosferik hız rüzgar fazı boyunca 100 kms^{-1} de kalır.

Zarf yapısının genel evrimi aşağıdaki denklemden hesaplanabilir:

$$\frac{d}{dt} \Delta M_{\text{zarf}} = \dot{M}_{\text{yığılma}} - \dot{M}_{\text{rüzgar}} - \dot{M}_{\text{nükleer}} \quad (3.1)$$

Burada, ΔM_{zarf} zarf kütlesi, $\dot{M}_{\text{yığılma}}$ beyaz cücenin kütle yığılma oranı, $\dot{M}_{\text{rüzgar}}$ birim zamanda rüzgarla kaybolan kütle ve $\dot{M}_{\text{nükleer}}$ hidrojen kabuğu yanması sonucu kaybolan kütledir.

Rüzgarla kaybolan toplam kütle miktarı $\Delta M_{\text{rüzgar}}$ ve beyaz cücenin helyum tabakasına katılan kütle ΔM_{He} sırasıyla aşağıdaki gibi hesaplanır.

$$\Delta M_{\text{rüzgar}} = \int \dot{M}_{\text{rüzgar}} dt \quad (3.2)$$

$$\Delta M_{\text{He}} = \int \dot{M}_{\text{nükleer}} dt \quad (3.3)$$

Zarfın kütlesi kritik kütlelerinin altına düştüğünde rüzgar durur ve fotosfer toplam ışıma gücünü (L_{fotosfer}) hemen hemen sabit tutacak şekilde patlamadan önceki boyutuna doğru ($R_{\text{BC}} = 0.0032 R_{\odot}$) azar azar büzülür (Örneğin $M_{\text{BC}} = 1,37 M_{\odot}$ lik beyaz cüce için bir hafta içinde $0,06$ den $0,05 R_{\odot}$ kadar). Bu arada fotosfer sıcaklığı 10^4 den $10^6 \text{ }^{\circ}\text{K}$ ne kadar yükselir.

$$L_{\text{fotosfer}} = 4\pi R_{\text{fot}}^2 \sigma T_{\text{fot}}^4 \quad (3.4)$$

Burada R_{fot} fotosfer sıcaklığı, σ stefan-boltzman sabiti ve T fotosfer sıcaklığıdır.

Rüzgar durduktan kısa bir süre sonra beyaz cüce üzerinde kararlı durum kabuk yanması sona erer. Fakat hidrojen yanması sürer ve ısıma gücünün bir kısmını temin eder. Bu fazda zarfın kütlesi yalnızca nükleer yanma ile azalır.

Eğer kütle yığılma oranı değişim göstermezse, zarfın çözümü (3.1) eşitliği kullanılarak $d(\Delta M)/dt = 0$ ' dan elde edilir. Böylece kütle yığılma oranı ile zarfın kütle azalma oranı denge durumunda olur.

$$\dot{M}_{yığılm} = \dot{M}_{rüzgar} + \dot{M}_{nükleer} \quad (3.5)$$

3.3.1. Açısal Momentum

KD yıldız sistemlerinde yıldızların dönme periyodu ile sistemin yörüngesel periyodunun aynı olduğu varsayılır çünkü beyaz cücenin küçük olan eylemsizlik momentinden dolayı dönme açısal momentumu ihmal edilebilir. Güneşte olduğu gibi KD sistemlerinde, yıldız merkezindeki dönmenin yüzey konveksiyon bölgesine yakın olan bölgedekine benzer olduğu varsayılmıştır. Bu nedenden dolayı eş yıldızdaki dönme katı cisim dönmesi gibi varsayılabilir.

Bir çift yıldız sisteminde toplam açısal momentum (J), sistemin yörüngesel açısal momentumu (L) ile eş yıldızın dönme açısal momentumunun ($I_{(m_B)} \omega$) toplamıdır. Burada bir beyaz cüce bir ana kol yıldızından çok daha küçük eylemsizlik momenti içerdiğinden başyıldızın eylemsizlik momenti ihmal edilmiştir.

$$J = L + I \cdot \omega \quad (3.6)$$

$$L = m \cdot u \cdot r \quad (3.7)$$

Burada μ indirgenmiş kütle ($m_A m_B / m_A + m_B$), v eş yıldızın dönme hızı ($\sqrt{Gm/r}$), m_A ve m_B sırasıyla baş ve eş yıldızın kütleleri, m sistemin toplam kütlesi, ω eş yıldızın açısal dönme hızı ve $I(m_B)$ eş yıldızın eylemsizlik momenti ve r ise iki

yıldız arasındaki uzaklıktır. r , açısal hız cinsinden Kepler' in 3. yasasının Newton formundan elde edilir;

$$r = \left(\frac{GmM_{\odot}}{w^2} \right)^{1/3} \quad (3.8)$$

(3.7) ifadesinde μ , v ve r yerine değerleri yazılıp bu ifade (3.6) eşitliğinde yerine yazılırsa sistemin toplam açısal momentumu bulunur (Andronov ve ark, 2003).

$$J = M_{\odot}^{5/3} G^{2/3} m_A m_B m^{-1/3} w^{-1/3} + I(m_B)w \quad (3.9)$$

Bir KD' nin evrimi açısal momentumun kaybıyla sürdürülür. Bu durum uzun zamandır düşük kütleli yıldızların manyetik rüzgardan dolayı açısal momentumlarının kaybı olarak bilinmektedir. Açısal momentum, eş zamanlı bir çift sistemdeki yörünge tarafından taşınır. Buda yörüngenin bozulmasına neden olur. Gravitasyonel radyasyon kısa periyotlu sistemlerde önemli olan ikinci bir açısal momentum kayıp mekanizmasıdır. Kütle yığılması, sistemin eylemsizlik momentini azaltır ve bu iki etki KD sistemlerinin evrim zamanını belirler. Genellikle belirli bir KD' nin uzun periyotlu yüksek kütleli bir eş yıldızdan kısa periyotlu düşük kütleli bir eş yıldızla doğru dönüşeceği öngörülür.

3.3.2. Açısal Momentum Kaybı

Bir KD' nin evriminde açısal momentum kayıp oranının çalışılması oldukça önemlidir. Açısal momentumu sistemin dışına transfer eden mekanizmalardan Gravitasyonel radyasyon çift sistem tarafından yayınlanır. İki yıldız arasındaki mesafe azaldıkça açısal momentum kayıp oranı artar. Fakat sistemin toplam kütlesi azaldıkça açısal momentum kayıp oranı da azalır. Çünkü KD sistemleri evrimleştikçe hem eş yıldızın kütlesi hem de iki yıldız arasındaki uzaklık azalır. Net etki yörüngesel periyoda kuvvetlice bağlı olmayan bir kayıp mekanizmasıdır.

Gravitasyonel radyasyondan kaynaklanan açısal momentum kaybı için aşağıdaki eşitlik kullanılır.

$$\left(\frac{dJ}{dt}\right)_{grav} = -\frac{32}{5} \frac{G^{7/2}}{c^5} r^{-7/2} m_A^2 m_B^2 \sqrt{m} M_{\odot}^{9/2} \quad (3.10)$$

Burada G gravitasyonel sabiti, c ışık hızı, m_A ve m_B sırasıyla baş ve eş yıldızın kütleleri, m sistemin toplam kütlesi ve $M_{\odot}$ de Güneş kütlesidir.

Bununla birlikte Gravitasyonel radyasyon tek başına düşük kütleli yıldızların yörüngesel evrimini tanımlamaya yetmez. Yeterince derin yüzey konveksiyon bölgelerine sahip eş yıldızın açısal momentum kaybı ikinci bir mekanizma olan manyetik bir yıldız rüzgarı tarafından oluşur. Bilindiği gibi birçok yıldız Güneş' in içerdiği türden rüzgarlara sahiptirler. Eğer rüzgar bir manyetik alan taşıyorsa bu rüzgar, bir çift sistemden açısal momentumun önemli bir miktarını çekip çıkarır. Çünkü yıldızdan transfer edilen gaz tarafından kullanılan tork (dönme momenti) manyetik alan tarafından yıldız üzerinde yeniden kullanılır. Kaybolan bu açısal momentum ve enerji bir bütün olarak çift sistemden gelir. Çünkü dejenere cüce tarafından ana kol yıldızının Roche lobu üzerine uygulanan tork ana kol yıldızının kendi dönme periyodu ile eş zamanlı olarak dejenere cüce etrafında dönmesine neden olur.

Bu ikinci mekanizma için Rappaport ve ark (1983) genellikle KD' lerin çalışılmasında kullanılan deneysel bir formül geliştirdiler. Bu formül aşağıda verilmiştir.

$$\left(\frac{dJ}{dt}\right)_{rüzgar} \approx -3.8 \times 10^{-30} M_{\odot} R_{\odot}^4 m r^{\gamma} w^3 \quad dyn \cdot cm \quad (3.11)$$

burada γ , sıfırdan dörde kadar olan bir boyutlu parametredir. $M_{\odot}$ ve $R_{\odot}$ sırasıyla güneş kütlesi ve güneş yarıçapı, m sistemin toplam kütlesi ve w açısal hızdır (Andronov ve ark, 2003).

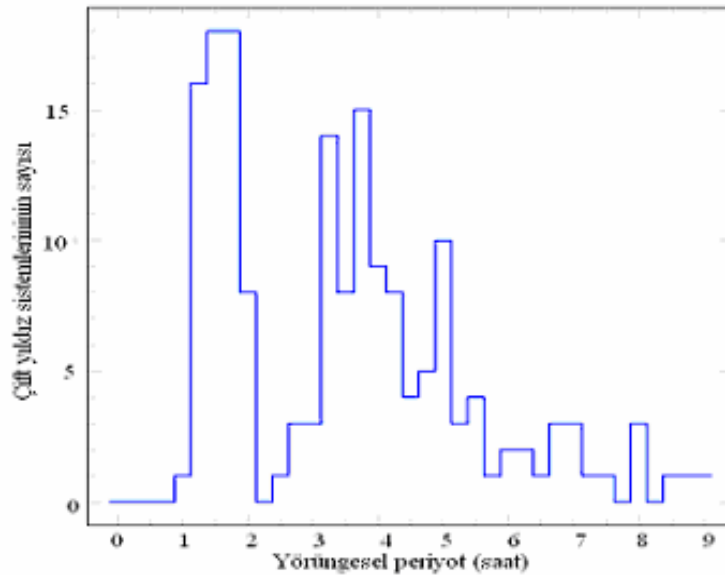
Bu iki mekanizmanın bir sonucu olarak bir KD'nin açısal momentumunu toplam olarak

$$\left(\frac{dJ}{dt}\right) = \left(\frac{dJ}{dt}\right)_{grav} + \left(\frac{dJ}{dt}\right)_{rüzgar} \quad (3.12)$$

oranda kaybeder.

İlk terim eşitlik (3.10)' de verilen gravitasyonel radyasyondan kaynaklanan açısal momentum kaybıdır. İkinci terim ise eşitlik (3.11)' de verilen ve eş yıldızdan gelen güneş-benzeri yıldızlardaki manyetik rüzgar terimidir.

KD' ler yaşamlarına uzun süreli yörünge periyotları ile başlar ve kısa süreli periyotlara doğru gelişirler. Bu sistemler 80 dakika ile 15 saatlik periyot aralığına sahiptir (Hellier ve Naylor, 1998). 80 dakikadan daha kısa yörüngesel periyoda sahip bir sistem görülmemiştir. Aşılmadık bir diğer konu ise 2 ile 3 saat zaman aralığı üstünde ve altındaki periyot aralıklarına sahip bir çok sistem gözlenirken bu periyot aralığına sahip yalnızca birkaç KD gözlenmiştir (Şekil 3.6.). Bu periyot aralığına, açısal momentum ve yörüngesel enerji kaybını çarpıcı bir biçimde yavaşlatan yıldız rüzgarlarının kesilmesinin neden olduğu düşünülmektedir (Andronov, 2003).



Şekil 3.6. KD' lerin yörüngesel periyotlarına göre dağılımı (Andronov, 2005).

KD' lerin iki olası sonları vardır. Biri patlamalı diğeri ise patlamasız olarak gerçekleşir. Ana kol yıldızından dejenere cüceye kütle transferi, dejenere cücenin Chandrasekhar limitini aşmasını sağlayabilir. Bu da Tip Ia Süpernova' ların

oluşmasına yol açar. Bu son çift sistemin evrimi sırasında herhangi bir zamanda olabilir. Patlamasız olan diğer bir son ise, eğer ana kol yıldızında dejenere küreyi çökertebilecek kadar madde yoksa sistem görüş açımızdan kaybolur. Ana kol yıldızının kütlesi düştüğünde sistemin kütle merkezi çok kütleli dejenere yıldıza doğru hareket ederek sistemden açısal momentum ve yörüngesel enerjinin taşınmasında gravitasyonel radyasyonu daha az etkili kılar. Bu da, dejenere yıldıza doğru olan kütle transferinin yavaş olmasına neden olur. En sonunda eş yıldız soğur ve kristalleşir böylece madde transferi sona erer ve sistemin her bir elemanı sönükleşerek görünmez olur.

3.4. KD' lerin Işıma Gücü ve Yüzey Sıcaklıkları

Yığılma diski kuramlarından (merkezsiz yıldızın dönüşünü ihmal ederek) sabit hızla madde aktarımı olan bir sistemde, yığılma diski ve sınır tabaka için ışıma gücü:

$$L_{\text{disk}} \cong L_{\text{Bolometrik}} \cong \frac{GM_{BC} \dot{M}}{2R_{BC}} \quad (3.13)$$

şeklinde verilebilir. Burada M_{BC} beyaz cücenin kütlesi ve R_{BC} ise çapıdır.

$M_{BC} \sim 1 M_{\odot}$, $R_{BC} = 6 \times 10^8$ cm ve yığılma oranı $(\dot{M}) 10^{16}$ g/sn olan $(1,6 \times 10^{-10} M_{\odot} / \text{yıl})$ bir beyaz cüce için diskin parlaklığı 10^{33} erg / sn' dir. Yani Güneş' in parlaklığının 1/4' ü kadardır.

Buradan hareketle diskin çeşitli yerlerindeki yüzey sıcaklığı tahmin edilebilir. Diskin dış kısımlarında, maddenin çok küçük bir uzaklıktan düştüğü ve alanın büyük olduğu, Stefan yasasını kullanarak

$$(2pR_{BC}^2)(sT_{\text{mak}}^4) \cong \frac{GM_{BC} \dot{M}}{2R_{BC}} \quad (3.14)$$

şeklinde yazılabilir. Burada $\sigma = 5,67 \times 10^{-5} \text{ erg / cm}^2 \text{ s K}^{-4}$, dir.

Eşitliğin solundaki ilk terim parlaklığı yayan bölgenin alanını tanımlamaktadır. Fakat disk için düşünüldüğünde bu, diskin iki yüzünü de içerir. (3.14) eşitliğinde diskin optikçe kalın olduğu varsayılmıştır. Böylece Stefan yasasıyla bulunan etkin sıcaklık ile yüzeydeki gazın fiziksel sıcaklığı birbirlerine yakındır. Diskin optikçe ince olması durumunda bu alan ile aynı parlaklığı vermesi için daha sıcak olması gerekir. R_{BC} ' nin yerine diskin dış kısmının çapı $R_d = 4 \times 10^{10}$ cm olarak alınırsa bu bölgenin sıcaklığı $T_{dış} = 2 \times 10^3 \text{ }^\circ\text{K}$ bulunur.

Disk iç kısımlarında, daha fazla yığılma enerjisi vardır ve ışıyan alan daha küçüktür. 3.14 eşitliğinde $R_{BC} = 6 \times 10^8$ cm alınırsa, diskin iç kısımlarındaki sıcaklık $T_{mak} = 5 \times 10^4 \text{ }^\circ\text{K}$ olmaktadır. Bu varsayımlar kaba olmakla birlikte, diskin farklı sıcaklıklarda ışıyan yapıtığını göstermektedir.

Optikçe kalın ve değişmez disk modelleri, diskin yüzey sıcaklığının, diskin yarıçapının artmasıyla azaldığını göstermiştir.

$$T_{disk}(R) \propto R^{-3/4} \quad (3.15)$$

Sınır tabakası beyaz cücenin boyutlarına yakındır veya daha azdır. Dolayısıyla karakteristik sıcaklığı diskin iç kısımlarına göre 3 kat daha fazladır (Pringle ve ark, 1985; Evans ve Wood, 1996).

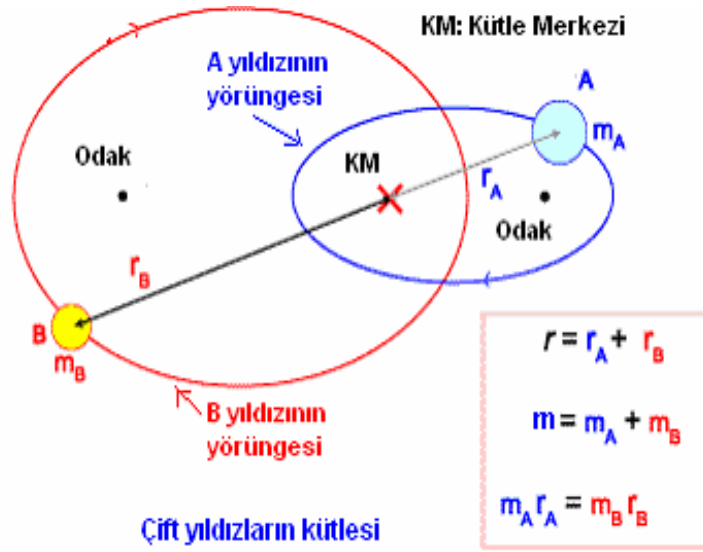
3.5. KD' lerde Kütle Değerlerinin Hesaplanması

Çift yıldız sistemlerinin kütle hesabını yapabilmek için Kepler Yasalarının kullanılması gerekir. Kepler yasaları;

1. Çift yıldızlar odaklarının biri kütle merkezleri olan elips şeklindeki bir yörüngede dolanırlar (Yörüngeler Kanunu).
2. Yıldızlar arasındaki doğru parçası dolanma süresince eşit zaman aralıklarında eşit alanlar tarar (Alanlar Kanunu).

3. Yıldızların yarıçaplarının (r) küpü, periyotlarının (T) karesi ile orantılıdır ($T^2 \propto r^3$, Periyotlar Kanunu).

r iki yıldız arasındaki ortalama uzaklık, r_A A yıldızının kütle merkezine olan uzaklığı, r_B B yıldızının kütle merkezine olan uzaklığı, m_A ve m_B yıldızların kütleleri, m sistemin toplam kütlesi, T Periyodu, ve i referans düzlemine göre eğim açısı olarak tanımlanırsa (Şekil 3.7.).



Şekil 3.7. Çift yıldız sisteminin kütle hesabı ($m_A > m_B$).

$$m_A r_A = m_B r_B \quad (3.16)$$

kütle ile kütle merkezine olan uzaklıklar ters orantılıdır.

$$r = r_A + r_B \quad (3.17)$$

(3.17) eşitliğinden $r_B = r - r_A$ ifadesi (3.16)' de yerine yazılırsa $m_A r_A = m_B (r - r_A)$ olur.

$$r_A = m_B r / (m_A + m_B) \quad \text{veya} \quad r_A = m_B r / m \quad (3.18)$$

Sistem dengede olduğundan Kütle Çekim kuvveti (F_G) ile Merkezkaç kuvveti (F_M) dolanma süresince birbirine eşittir.

$$F_G = F_M \quad \text{veya} \quad Gm_A m_B / r^2 = m_A v^2 / r_A \quad (3.19)$$

burada v , A yıldızının dolanma hızıdır ve yıldızın tayfındaki Doppler Kaymasından doğrudan hesaplanabilir (Şekil 3.8.). $v = 2\pi r_A / T$ ifadesi tanımlanıp (3.19)' de yerine yazılırsa,

$$Gm_B / r^2 = 4\pi^2 r_A / T^2 \quad (3.20)$$

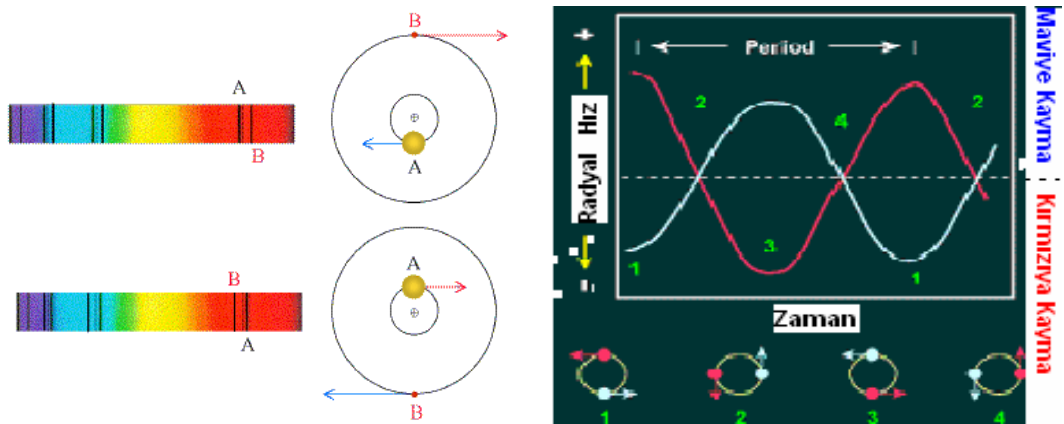
ve (3.18) eşitliği (3.20) ifadesinde yerine yazılırsa,

$$Gm_B / r^2 = 4\pi^2 m_B r / T^2 m \quad \text{veya} \quad m = 4\pi^2 r^3 / GT^2 \quad (3.21)$$

elde edilir. Bu eşitlik,

$$m_A + m_B = 4\pi^2 r^3 / GT^2 \quad \text{veya} \quad r^3 / T^2 = Gm / 4\pi^2 \quad (3.22)$$

şeklinde de verilen Kepler' in 3. yasasıdır (Periyotlar Kanunu). Buradan çift yıldızların kütle fonksiyonu elde edilir:

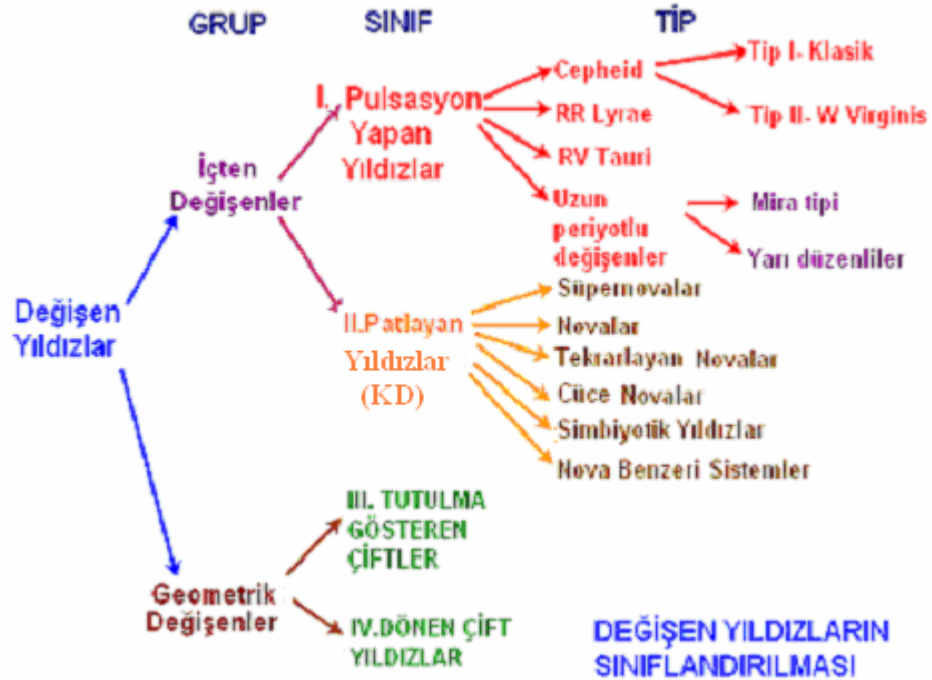


Şekil 3.8. Doppler Kayması ve Radyal hız eğrisi ($\Delta\lambda / \lambda = -v / c$). Yörüngesel hızlardan sistemin periyodu hesaplanabilir.

şeklinde verilebilir. II ifadesindeki değerler gözlemlerle elde edildiğinde (m_A kütleli yıldızın kütle merkezi etrafındaki yörüngesi bilindiği takdirde) I ifadesi tek bir büyüklük olarak tanımlanabilir. Bu büyüklüğe çift yıldızların kütle fonksiyonu denir. Yıldız tayf gözlemleriyle r_{ASini} ve r_{BSini} değerleri bulunabilir ve $r_{ASini} + r_{BSini}$ toplamından $(m_A + m_B)\sin^3 i$ değeri hesaplanabilir. Ayrıca $m_{ArA} = m_{ArB}$ den $m_A/m_B = r_{ASini} / r_{BSini}$ olacağından ve r_{ASini} / r_{BSini} de hesaplanabileceğinden kütle oranları da bulunabilir.

3.6. Değişen Yıldızların ve KD' lerin Sınıflandırılması

Işık eğrileri, dönem, renk (sıcaklık), patlama davranışları ve diğer bazı parametreler incelenerek KD' ler çeşitli alt sınıflara ayrılabilir. KD' lerin genel bir sınıflandırması Şekil 3.10' da verilmiştir.



Şekil 3.10. Değişen yıldızların sınıflandırılması.

Bu tez çalışmasında patlayan KD sınıfına ait Nova, Cüce Nova ve Tekrarlayan Nova incelenmiştir. **“Novalar”** ve **“Cüce Novalar”** etkileşen çift sistemlerdir. Nova patlamaları beyaz cücenin sıcak ve yoğun dış zarfında aniden meydana gelen hidrojen yanması sonucu Termonükleer kaçışlardan oluşur. Patlama dönemleri 10^4 yıl mertebesinde olduğundan bir defa patlıyor gibi görünürler. Nova öncesi parlaklık 19 kadir iken patlama anındaki maksimum parlaklık 5–6 kadire ulaşmaktadır. Novanın maksimum parlaklığa ulaşması bir ya da iki gün sürer. Oysa minimuma inişi çok daha yavaştır ve bu iniş hızının belirlediği sınıflara ayrılırlar. Hızlı novalar maksimum parlaklıktan 2 kadir sönükleşmeyi 10–20 gün içinde yaparken, çok yavaş novalar da bu süre 100 gündür. Bunun dışında orta hızlı ve de çok hızlı novalarda gözlenmiştir. Bu sınıflandırma novanın maksimumdaki mutlak parlaklığı ile ilişkilidir. Hızlı novalar en parlak olanlarıdır. Keskin iniş bazen ani sönükleşmelerle bazen de görülen salınımlarla bozulabilir. Bir nova patlamasında etrafa bir kabuk yayılır. Bu kabuk ile kaybedilen kütle ya da başka bir deyişle kabuktaki maddenin kütlesi $10^{-5} - 10^{-4} M_{\odot}$ civarındadır (Warner, 1995).

Diğer yandan, cüce nova patlamaları yığılma diskinde meydana gelen bir olaydır ve yoldaş yıldızdan akan maddenin meydana getirdiği kararsızlıklar sonucunda oluşur. Cüce Novalar sık aralıklarla (20–200 gün) kısa patlamalar gösterirler. Patlamalar sırasında görsel parlaklık 2–5 kadire ulaşır. Nadir olarak da 8 kadir parlaklıktaki patlamalara sahip sistemler vardır (WZ Sge). Patlamanın ışık eğrisinin yapısına göre Cüce novalar; U Geminorum, Z Camelopardalis ve SU Ursae Majoris olmak üzere üç sınıfa ayrılır.

Tekrarlayan Novalar, sadece bir patlama göstermesiyle bilinen klasik novaların tam tersine düzensiz aralıklarla çok kere patlamalar gösterirler. Cüce novalara göre daha fazla enerji açığa çıkarırlar. Tekrarlayan novalar daha önceleri klasik novalar olarak tanımlanmıştır. Bu novaların bazıları, klasik novaların bir alt sınıfına ve bazıları da büyük olasılıkla Nova Benzeri Değişenler sınıfına dahil edilmiştir.

Tekrarlayan Novalar; genellikle hızlı novalardır, çoğu zaman çok büyük eş yıldızlara sahiptirler. Beyaz Cücelerin kütleleri Chandrasekhar limitine yakındır. Bu limit yüksek basınç altında madde yığılması sırasındaki patlamalara izin veren bir

durum içerir. Bunlarda yığılma diskinin topladığı kütle yaklaşık olarak Klasik Novalardaki kütleden 10 kat daha azdır. Tekrarlayan Novaların gözlemsel yönden Klasik novalara göre diğer bir farklılığı ise yığılan maddenin patlamada hepsinin fırlatılmamasıdır. Bazı Tekrarlayan Novalarda bu olay, Tip Ia Süpernova patlamasına öncülük eder.

Bir çift sistemin Tekrarlayan Nova olabilmesi için 2 veya daha fazla farklı patlamaya uğraması gerekir. Bu durum onları; Klasik Novalar, Cüce Novalar ve Simbiyotik yıldızlardan ayırır. Patlamada fırlatılan kabuğun hızı $V_{\text{exp}} \geq 300 \text{ kms}^{-1}$ kadar olmalıdır. Bu ise Tekrarlayan Novaları çoklu patlama gösteren diğer Simbiyotik yıldızlardan ayırır (Anupama, 2002).

Tekrarlayan Novalar; uzun periyotlu çiftler ve kısa periyotlu çiftler olmak üzere iki sınıfa ayrılır:

- **Uzun periyotlu çiftler**

Yüzlerce günlük dönme periyotlarına sahip bu çiftler Simbiyotik çift yıldızlardaki gibi eş yıldızı kırmızı devden ve diğer bileşeni sıcak bir beyaz cüceden ibarettir. Bu gruba örnek olarak **T CrB, RS Oph, V3890 Sgr ve V745 Sco** sistemleri verilebilir. Bu sistemler, yörüngesel periyotları, eş yıldız tipleri, sessizlik ve patlama boyunca sahip oldukları tayfsal evrimleri bakımından birbirlerine benzeyen homojen bir gruptur. Hepsi M tipi dev eş yıldızlara ve 100 günden büyük yörüngesel periyotlara sahiptir. Bu sistemlerdeki beyaz cüce kütlelerinin Chandrasekhar limitine yakın olduğuna inanılır. Bu yüzden bunlar güçlü bir Tip Ia Süpernova adaydırlar.

Bu sistemlerde patlamalar; kırmızı devden beyaz cüceye madde transferi sırasında yığılma sonucunda meydana gelir (T CrB ve Rs Oph). Işık eğrileri düzgün bir azalma sonrasında oldukça hızlı bir parlama gösterir. Yığılma ile güçlenen patlama durumları kararsızdır. T CrB M3 tipi dev bileşene sahiptir. T CrB' nin 1866 ve 1946' da meydana gelen patlamalarının gözlenmesi sonucu elde edilen birbirine benzeyen ışık eğrileri bu sistemin nova benzeri patlama gerçekleştirdiğini göstermiştir. Patlama anında parlaklığı ~ 2 kadire kadar yükselmektedir. Sessizlik

anındaki görsel parlaklığı ise ~ 10 kadirdir. Yaklaşık olarak 227 günlük bir yörüngesel periyoda sahiptir.

RS Oph 1898, 1933, 1958, 1967, 1985 ve 2006' da olmak üzere altı defa patlamaya uğramıştır. RS Oph' ın 1958 deki patlamasının tayfında He, N ve O bakımından büyük bir artış gözlenmiştir. 1985 deki patlamasıyla tüm dalga boylarında çalışılmış tek novadır. $\sim 4.2-12.5$ kadir aralığındaki görsel parlaklığa, M8III tipi eş yıldıza ve yaklaşık 456 günlük yörüngesel periyoduna sahiptir.

V3890 Sgr ve V745 Sco sırasıyla M5 ve M6 tayf tipine sahip eş yıldız içerirler. Görsel parlaklıkları sırasıyla yaklaşık olarak 8–17 ve 9–19 kadirdir. Beyaz cüce kütleleri $\sim 1.35 M_{\odot}$ olarak bulunmuştur. RS Oph ve T CrB çift kutuplu, V3890 Sgr ise küresel olmayan madde fırlatma şekli gösterir (Warner, 1995; Anupama, 2002; Kato, 2002, Hachisu ve Kato, 2002a,b).

- **Kısa periyotlu çiftler**

Bunlar; klasik novalara benzer 1.8 saat ve 1.7 günlük dönme periyotlarına sahip heterojen bir gruptur. Bu gruba örnek olarak **U Sco, V394 CrA, LMC 1990#2, T Pyx, CI Aql ve IM Nor** sistemleri verilebilir. Eş yıldızı gelişmekte olan ana kol yıldızı veya ikincil alt cüceden oluşur. T Pyx, CI Aql ve IM Nor' ın patlama özellikleri benzer iken U Sco, V394 CrA ve LMC 1990#2 nin patlama ile sessizlik özellikleri birbirine benzerdir. CI Aql, IM Nor ve T Pyx, patlama boyunca diğer Tekrarlayan Nova sistemlerinden daha fazla madde fırlatırlar. V394 CrA, LMC 1990#2 ve U Sco sahip oldukları Helyum bakımından zengin olan sessiz diskler ile Tekrarlayan Novaların özel bir grubunu oluştururlar. Bu üç sistemin yörüngesel periyotları ~ 1 gündür. Bilinen novalar arasında en hızlı olanlarıdır. V394 CrA ve LMC 1990#2' nin patlama anları, çok kısa olduğundan gözlemleri zordur. V394 CrA, K tipi bir eş yıldıza ve 18 saatlik bir yörüngesel periyoda sahiptir. Bu sistemlerdeki patlamalar beyaz cüce üzerindeki yığılma diskinde meydana gelen TNK sonucunda oluşur (T Pyx ve U Sco). T Pyx $850-2000 \text{ km s}^{-1}$ lik madde fırlatma hızına sahiptir; U Sco' nun madde fırlatma hızı ise $7500-10000 \text{ km s}^{-1}$ dir. U Sco' nun patlamaları T Pyx den daha kuvvetlidir. Sessizlik anında T Pyx' teki

beyaz cüce, U Sco sistemindeki beyaz cüceden daha parlaktır. U Scorpii, ~8–12 yıl kısa tekrarlama periyoduna sahip olup, 1863, 1906, 1936, 1979, 1987 ve en son 1999’ da olmak üzere altı defa patlamaya uğramıştır.

T Pyx Tekrarlayan Novalar arasında patlamadan sonra yavaş yavaş azalarak 1.83 saatlik en küçük yörüngesel periyoduna sahip olan tek sistemdir. Bütün patlamalarında 7 günde 7.8 kadir parlaklığa ulaşır ve bunu takiben düzensiz bir şekilde 20–30 günlük bir süre içerisinde 6.5 kadire yükselme olur ve daha sonra yavaş yavaş azalır. Maksimumdan 50–70 gün sonraki titreşim davranışı Klasik novalardaki geçiş sürecine benzemektedir. T Pyx klasik novalara ve diğer CV’ lere çok benzer bir dönme periyoduna sahiptir. Ayrıca sessiz durumundaki her dalgaboyunda ışıma gücü düşük enerjili X-ışın kaynaklarına benzemektedir. T Pyx kümeleşmiş geniş bir kabuğa sahip tek tekrarlayan novadır. T Pyx’ i çevreleyen bu kabuk klasik nova GK Per’ dekine benzer. T Pyx ve CI AgI’ nin patlamalarının $1,2 M_{\odot}$ lik beyaz cücelerin üzerinde olduğu modellenmiştir.

CI AgI yaklaşık 15 saatlik bir yörüngesel dönme periyoduna ve K-M tipi bir alt dev olan eş yıldıza sahiptir. 4.6 kadirlik 1917’ deki patlaması ile belirsiz bir nova olarak keşfedilmiştir. En son patlaması Nisan 2000’ deki 7.5 kadirlik Nova Benzeri bir patlama olarak gözlenmiştir. IM Nor yavaş novalara benzer ışık eğrisiyle 1920’ de keşfedildi. Işık eğrisi CI Aql’ ye çok benzemektedir. 2. patlaması Ocak 2002 de gözlenmiştir. U Sco 1999 daki patlamanın maksimumdan 19–20 gün sonra süper hafif X-ışın kaynağı olarak keşfedilmiştir. 1.2305 günlük dönme periyoduyla tutulma gösteren bir çifttir. U Sco’ daki ikincil yıldız bir K2 alt devidir. Gözlemler U Sco’ daki beyaz cüce kütesinin Chandrasekhar limitine yakın olabileceğini ve daha da büyüebileceğini, ayrıca onun Tip Ia Süpernovasının atası olabileceğini göstermektedir (Warner, 1995; Anupama ve Dewangan, 2000; Anupama, 2002, Hachisu ve Kato, 2002a, b).

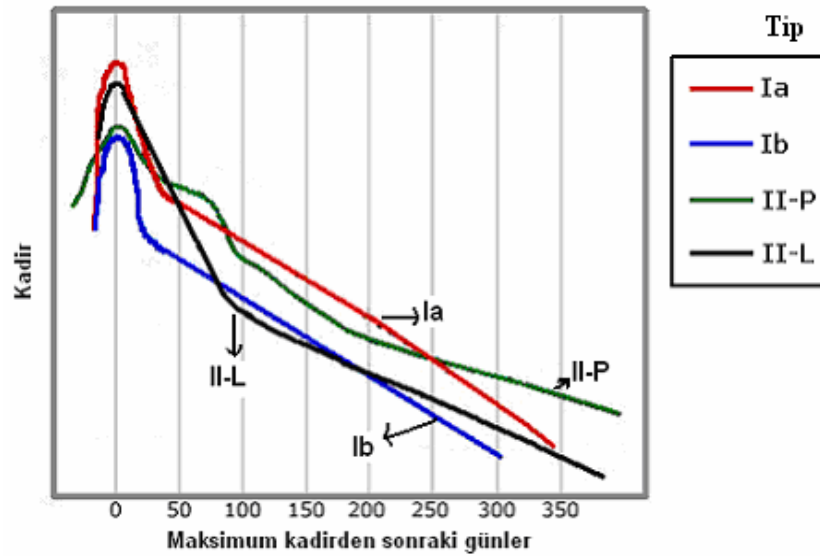
3.7. Süpernova Tip Ia’ ların Ataları

Süpernovalar ani patlayan ve parlaklıklarında büyük bir artış gösteren sistemler olup görünür parlaklıkları -16 ile -20 kadire kadar yükselebilir. Novalardan

çok daha büyük patlama şiddetlerine sahiptirler. Ani patlamaları nedeniyle Katakлизмik Değişenler sınıfına dahil edilirler. Süpernova patlamaları, ışık eğrileri ve tayflarına göre Tip I ve Tip II olmak üzere iki sınıfa ayrılır. Bu iki sınıfta kendi aralarında alt sınıfa ayrılır.

- Tip I (SN I) süpernovalar: oldukça birbirlerine benzer ışık eğrilerine sahiptirler. Orta ve yaşlı yıldız topluluklarından oluşurlar. Bu Süpernovalar Tip Ia, Tip Ib ve Tip Ic olmak üzere üç alt sınıfa ayrılır.
- Tip II (SN II) süpernovalar: birbirlerine göre büyük farklılık gösteren ışık eğrilerine sahiptirler. Genç yıldız topluluklarından meydana gelirler. Bu Süpernovalar da Tip II-P, Tip II-L olmak üzere iki alt sınıfa ayrılır.

Şekil 3.11’ de farklı tipteki süpernovaların ışık eğrileri verilmiştir.



Şekil 3.11. Farklı tipteki SN’ lerin ışık eğrileri (Tip Ia, Tip Ib, Tip II-P, Tip II-L) (<http://www.talkorigins.org/faqs/supernova/>)

Tip Ia’ Süpernovalarının (Tip Ia SN), kütleli beyaz cüceler üzerinde madde yığılmasıyla oluşan Termonükleer patlamalar sonucu gerçekleştiği bilinmektedir. Patlama anında parlaklıkları, bir galaksinin toplam parlaklığına ulaşabilen Tip Ia SN’ lar galaksi ötesi uzaklıkları saptamak ve temel kozmolojik parametreleri ölçmek

için iyi adaydırlar. Bunun yanı sıra Tip Ia SN' lar yıldızlar arası ortamdaki maddenin kimyasal zenginliklerine ağır elementler bakımından katkıda bulunurlar. Yıldızlar arası ortama SN' lar tarafından fırlatılan enerji yeni bir yıldızın oluşumunu tetikler. Tip Ia SN' lar galaksi oluşumda geri besleyici bir etki oluşturur. Bu da galaksilerin oluşumu ve yıldızlar arası ortamın evrimi hakkında bilgiler verir. Dejenere bir C+O beyaz cüce yanması sonucunda oluşan Tip Ia SN patlamaları için tanımlanan iki model vardır.

Birincisi; iki düşük kütleli dejenere C+O beyaz cücesinin eş yıldız ile birleşmesi sonucunda oluşan patlamadır. Bu patlamanın gravitasyonel radyasyondan dolayı açılal momentumun kaybından kaynaklandığı çok yaygın bir görüştür. Bu senaryo çok desteklenmemiştir. Gözlemsel olarak yapılan araştırmalar sonucu bu çift sistemlerden yalnızca birkaç tane keşfedilmiştir.

Livio ve Truran (1994) Tekrarlayan Novalar tarafından fırlatılan maddedeki bollukları incelediler ve sonucu patlama süresince fırlatılan zarfın kütlelerinin yığılan madde miktarından daha az olduğunu gördüler. Bu olay Tekrarlayan novaların içerdikleri beyaz cücelerin kütlelerinin Chandrasekhar limitine doğru büyümesini sağlamaktadır. Bu durum Tekrarlayan Novaları Tip Ia SN adayı yapmaktadır. Tekrarlayan Novalar, $M_{BC} \geq 1.25 M_{\odot}$ kütleli beyaz cücelere ve $\geq 10^{-8} M_{\odot} / \text{yıl}$ lık kütle yığılma oranına sahiptirler. Oysa Klasik novalarda kütle yığılma oranı $10^{-8} \geq M_{\odot} \geq 10^{-11}$ olduğundan bunların SN Tip Ia adayı olmaları zordur.

İkincisi; evrimleşmiş bir eş yıldızın Roche lobunu doldurmasıyla bu yıldızın maddesini Chandrasekhar limitine yakın bir kütleyle sahip beyaz cüceye transfer etmesi sonucu oluşan patlamadır. Patlama, beyaz cücenin merkezine yakın bir yerde oluşan sıkışma sonucunda meydana gelen ısıyla tetiklenmektedir.

Önerilen bu ikinci model daha sonra geliştirilerek, çift sistemin başlangıç yörüngesel periyodu ve eş yıldızın başlangıç kütlelerine göre izole olmuş iki yeni modele ayrılmıştır.

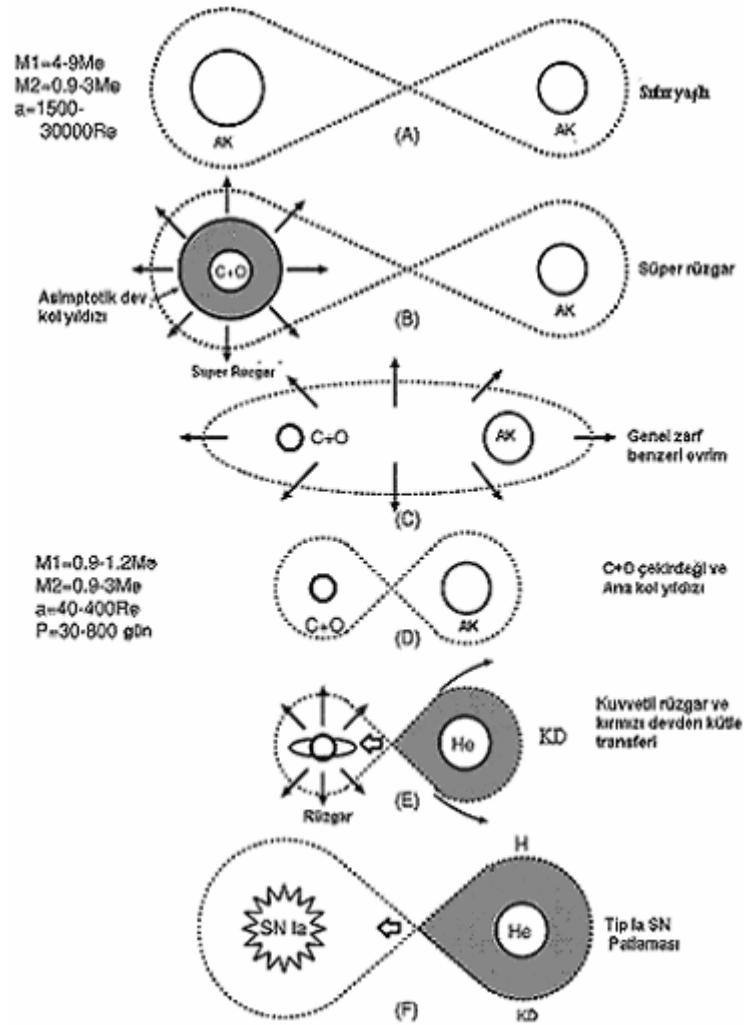
Bunlardan ilki; $\sim 100\text{--}800$ günlük başlangıç yörüngesel periyoda sahip düşük kütleli ($\sim 1 M_{\odot}$) bir kırmızı-dev (KD) bileşen ve $1.2 M_{\odot}$ kütleli bir beyaz cüce (BC) içeren sistemdir (KD+BC modeli). Tekrarlayan novalar sınıfına ait T CrB ($P_{\text{orb}} = 228$ gün, $M_{BC} \sim 1.37 M_{\odot}$) ve RS Oph ($P_{\text{orb}} = 460$ gün, $M_{BC} = 1.35 M_{\odot}$) kırmızı-dev

bileşene ve Chandrasekhar limitine yakın kütleli bir beyaz cüceye sahip olduklarından bu sistemler KD+BC modeli ile uyumludur.

İkincisi ise $P_{\text{orb}} \sim 0.5-5$ günlük başlangıç yörüngesel periyoda sahip gelişmekte olan $\sim 2-3 M_{\odot}$ kütleli bir ana kol (AK) yıldızı ve $\sim 1.0-1.2 M_{\odot}$ kütleli bir beyaz cüce (BC) içeren sistemdir (AK+BC modeli). Tekrarlayan novalar sınıfına ait U Sco ($P_{\text{orb}} = 1.23$ gün, $M_{\text{BC}} = 1.37 \pm 0.01 M_{\odot}$) ve V394 CrA ($P_{\text{orb}} = 0.758$ gün, $M_{\text{BC}} = 1.37 \pm 0.01 M_{\odot}$) Helyum bakımından zengin bir zarf içinde gelişmekte olan bir ana kol yıldızı ve Chandrasekhar limitine yakın kütleli bir beyaz cüceye sahip olduklarından bu sistemler de AK+BC modeli ile uyumludur (della Valle ve Livio, 1996; Hachisu ve ark, 1999a,b; Höflich ve Stein, 2002; Hachisu ve Kato, 2002a,b).

Önerilen bu iki modele uygun ata sistemler; KD+BC modeli için bir sistemin sıfır yaştaki ana kol yıldızdan (A evresi) SN Tip Ia patlamasına kadar olan (F evresi) gelişimi aşağıdaki gibi özetlenmiştir (Şekil 3.12).

- A Evresi: hem baş hem de eş yıldız sıfır yaşlı ana kol yıldızıdır.
- B Evresi: başyıldız önce bir asimptotik dev kol yıldızı olmak için gelişir. Yıldızın evrimi sonunda yavaş bir rüzgar (veya süper bir rüzgar) eser.
- C Evresi: Yavaş rüzgar yörüngesel açısal momentumu taşır ve buna karşılık olarak genel zarf evrimine benzer bir süreç gibi iki yıldız arasındaki uzaklık azalır.
- D Evresi: Sistemde bir C+O beyaz cücesi ve sıfır yaşlı bir ana kol yıldızı kalır.
- E Evresi: Eş yıldız bir helyum çekirdeği oluşturarak kırmızı dev aşamasına doğru gelişir ve kritik Roche lobunu doldurur. Kütle transferi başlar ve beyaz cüce kuvvetli bir rüzgar üfler. Bu rüzgar Kırmızı dev bileşeni derin bir konvektif zarfa sahip olsa bile kütle transferini dengede tutar.
- F Evresi: Beyaz cüce Chandrasekhar limitine doğru gelişir ve SN Tip Ia' olarak patlar.

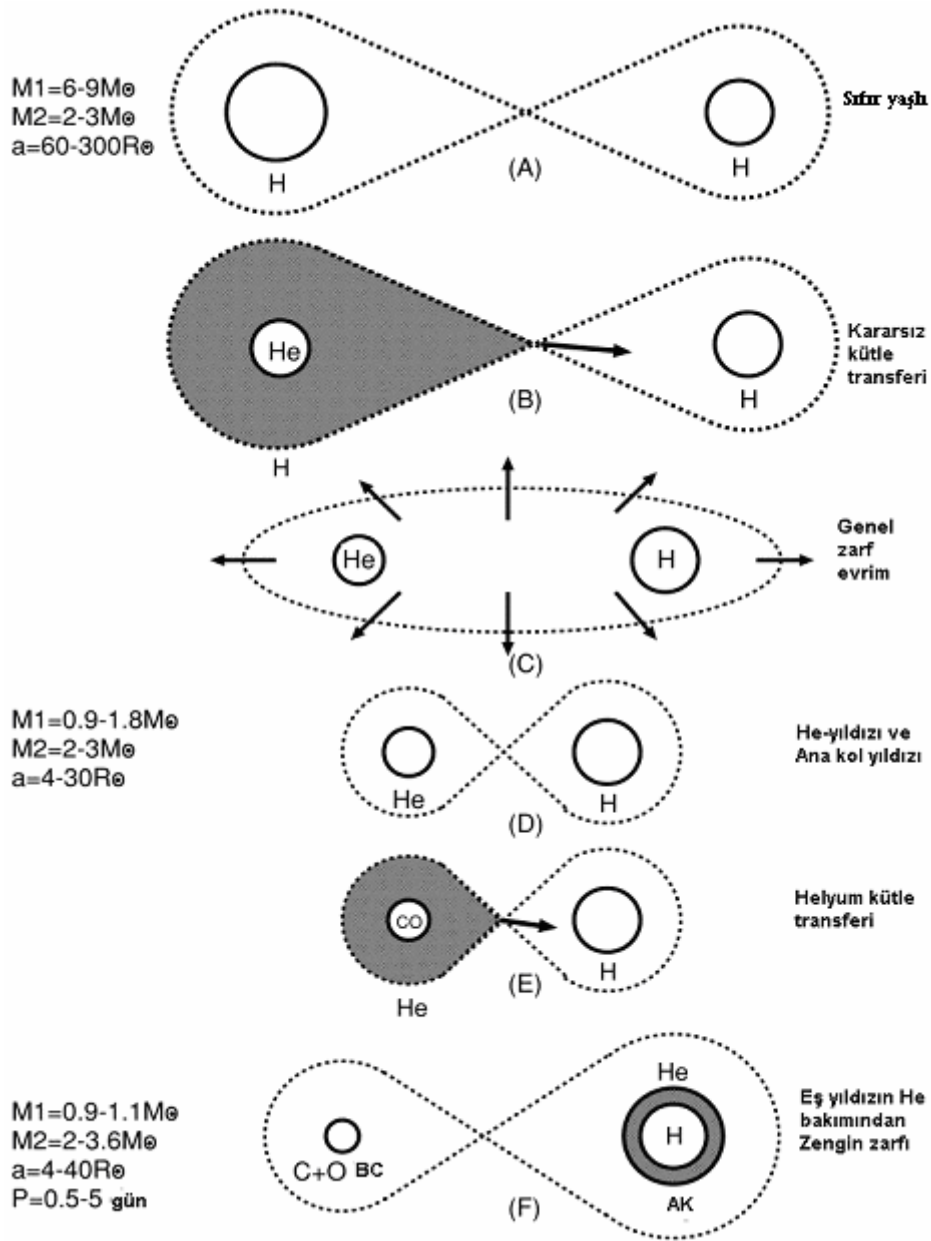


Şekil 3.12. KD+BC modeli için Tip Ia SN patlama evresi (Hachisu ve ark, 1999a).

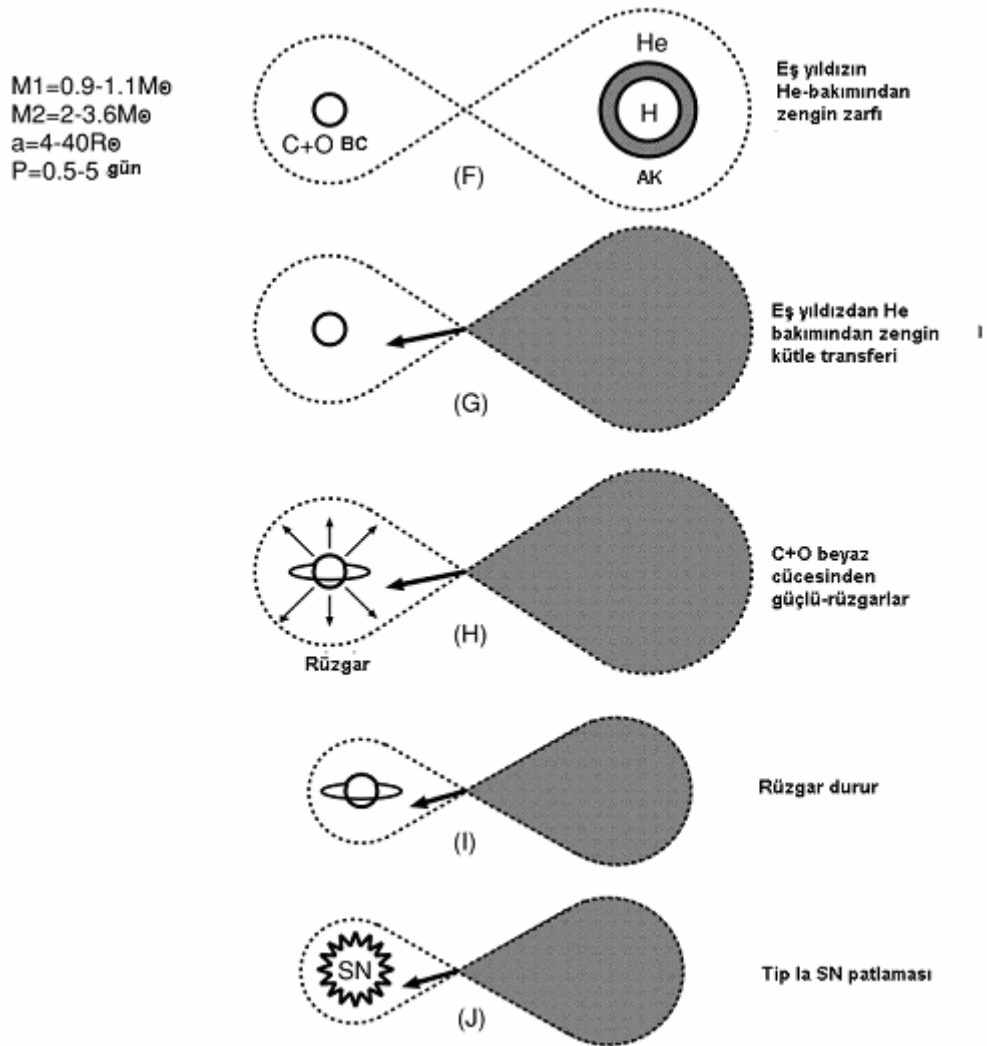
Beyaz cüce ve ana kol yıldızı içeren çift sistemin SN Tip Ia patlamasına kadar olan gelişimi aşağıdaki gibi özetlenmiştir (Şekil 3.13.a ve b).

- A Evresi: Baş yıldız, Helyum çekirdeğinin kütlesi $1.0 M_\odot < M_{1,He} < 1.4 M_\odot$ oluncaya kadar büyüdüğünde Roche lobunu doldurur ve genel zarf evrimine uğrar.
- B Evresi: Genel zarf evriminden sonra sistem bir helyum yıldızı ile bir ana kol yıldızı içermiş olur. Sistemin yörüngesel periyodu $P_{orb} \sim 0.4-20$ gün ve iki yıldız arasındaki uzaklık $a \sim 3-40 R_\odot$ olur.

- C Evresi: Helyum yıldızı büzülür ve bir helyum ana kol yıldızı olmak için merkezi helyum yanmasını başlatır. Başyıldız ana kol yıldızı olarak 10^7 kalır.
- D Evresi: Helyum tükenince bir Karbon-Oksijen çekirdeği gelişir. Çekirdek kütlesi $0.9-1.0 M_{\odot}$ ulaşınca helyum yıldızı kırmızı dev aşamasına doğru gelişir ve tekrar iç kritik Roche lobunu doldurur. Kütle transferinin kararlı olduğu bir kütle oranında ($m_A/m_B < 0.79$) tamamı He olan kütle eş yıldız transfer olur.
- E Evresi: Eş yıldız $0.1-0.4 M_{\odot}$ kadar tamamı Helyum olan maddeyi alınca sonunda Helyum bakımından zengin bir yıldız dönüşür (U Sco' da olduğu gibi). İki yıldız arasındaki mesafe ve yörüngesel periyot kütle transfer fazı boyunca aşamalı bir şekilde artar. Sonunda yörüngesel periyot $P_{orb}=P_0 \sim 0.5-40$ gün olur.
- F, G, H, I, J Evresi: Sistemde bir beyaz cüce ve bir ana kol yıldızı kaldıktan sonra yörüngesel periyot uygun bir süreye ($0.5-5$ gün) ve iki yıldız kütlesi uygun bir değere ulaşınca ($M_2=M_{AK} \sim 2-3 M_{\odot}$ ve $M_1=M_{BC} \sim 1-1.2 M_{\odot}$) sistem SN Tip Ia patlamasına doğru gelişir.



Şekil 3.13.a. AK+BC modeli için Tip Ia SN patlama evresi (Hachisu ve ark, 1999b).



Şekil 3.13.b. AK+BC modeli için Tip Ia SN patlama evresi (Hachisu ve ark, 1999b).

3.8. KD' ler Üzerinde Yapılan Çalışmalar

- Çift yıldızların evrimi, Galaksimizde ortaya çıkan ilginç birçok olaylar hakkında bilgiler verir ve yıldız bileşenlerinin nasıl bu kadar yakın olup birbirleriyle etkileştiklerini tanımlar.
- KD' ler, yığılma diskleri teorisindeki çoğu gelişmelerin merkezidir. Çok kısa zamanlarda evrimleşirler (saat- hafta).
- Bu sistemler beyaz cücenin yapısını belirleme ve düşük enerjili X-ışın kaynaklarının tespitleri için iyi bir kaynaktırlar. Bunun yanında KD' ler Novalar için iyi bir çalışma ortamı oluştururlar.
- Novaların genel karakteristiklerini çalışmak, hem kendi hem komşu galaksilerdeki metalik değişimleri ve çift yıldız evrimi hakkında bilgi vericidir.
- Madde yığılmasının ışık eğrilerinin incelenmesi sonucunda, patlamalar hakkında birçok bilgiler elde edilir.
- Kütle transferi ile yığılma diskinin fiziğini çalışmak bu sistemlerin evrimi hakkında önemli bilgiler verir.
- Süpernova patlamalarının oluşumu hakkında bilgi verirler.
- Galaksi ötesi uzaklıkların saptanmasında iyi birer göstergedirler.

4. BULGULAR VE TARTIŞMA

4.1. Gözlemler

Bu çalışmada Tekrarlayan Nova Sistemlerinin patlama evrelerinin gözlemlerine ait veriler Çukurova Üniversitesi Uzay Bilimleri ve Güneş Enerjisi Araştırma Uygulama Merkezi (UZAYMER)' de bulunan Meade 12''(30 cm) LX200 GPS optik teleskopuna takılı ST-9XE model CCD kamera ve UBVRI filtreleri kullanılarak elde edildi.

4.1.1. UZAYMER

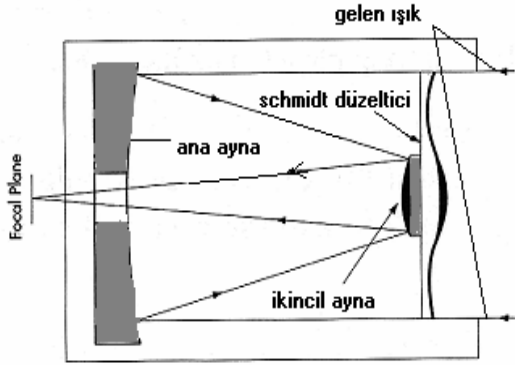
UZAYMER; 1980–81 yıllarında ÇÜ Yerleşkesi içerisinde Fizik Bölümünden Prof. Dr. Hakkı Ögelman ve arkadaşları tarafından "Güneş Evi" olarak inşa edilmiştir. 1991 yılında binanın tamir ve restorasyonu yapılarak "Uzay Bilimleri ve Güneş Enerjisi Araştırma ve Uygulama Merkezi" (UZAYMER) olarak Prof. Dr. Mehmet Emin Özel başkanlığında çalışmalarına başlamıştır. Merkez o tarihten bu yana Astronomi-Astrofizik ve Güneş Enerjisi konularında çalışmalarını sürdürmektedir.

4.1.2. Teleskop

UZAYMER' de bulunan Meade 12''(30 cm) LX200 GPS' e sahip Schmidt-Cassegrain tipi optik bir teleskoptur. Bu tür teleskopta Şekil 4.1' de gösterildiği gibi ışık ince bir Schmidt düzeltici mercekten girerek gelir. Daha sonra küresel çukur aynaya çarparak tekrar geri yansır. Yansıyan bu ışınlar birinci aynanın göbeğindeki delikten girerek göz merceğinde odaklanırlar.

Meade 12'' LX200 GPS optik teleskopu (Şekil 4.2); 30 cm ayna çapı, 3000 mm odak uzaklığı, ideal koşullarda 15 kadire kadar görsel yıldız parlaklığını görebilme özelliklerine sahiptir. Bunun yanı sıra, 0.38" çözünürlüğe, hassas GPS başlatabilme, AutoStar II el bilgisayarı ile saniyeler içinde çağrılabilen bellekte

kayıtlı 145 000 gök cismi olup bu cisimlere otomatik olarak yönelebilmek, Ekvatorial ve Azimutal sistemde çalışabilmek, motorlu Zero Image Shift mikro odaklayıcı, 1 yay dakikası yüksek hassasiyetinde konumlandırma, her iki ekseninde eş zamanlı ve hızlı bir dönüş, her iki ekseninde temel programlı SmartDrive gibi özelliklere sahiptir.



Şekil 4.1. Schmidt-Cassegrain tipi teleskopun çalışma prensibi



Şekil 4.2. Meade 12''(30 cm) LX200 GPS optik teleskop

4.1.3. Yük Eşlenimli Cihaz (CCD)

Kısaca adı CCD (Charge Couple Device) olan yük eşlenimli cihazın temelleri, 1969 yılında Bell Laboratuvarından Willard Boyle ve George Smith tarafından tek dizi sekiz piksel detektörün yapılması ile atıldı. Daha sonra 1973 yılında NASA, JPL (Jet Propulsion Laboratory) ve TI (Texas Instruments) 'nin astronomi için CCD geliştirilme programına başlaması CCD' lerin bugüne gelmesini sağladı. CCD' ler ile ilk alınan görüntü, 1974 yılında Fairchild' in 20 cm' lik teleskop ve 100x100 piksellik ay görüntüsüdür. Günümüzde CCD' ler optik bir takım düzenlemelerle daha duyarlı tayfsal ve fotometrik gözlemlerin elde edilmesinde kullanılmakta ve Astronomi-Astrofizik çalışmaları için vazgeçilmez bir cihaz olmuştur.

CCD' lerin çalışması prensibi genel olarak fotoelektrik olayın bir uygulamasıdır. CCD' lerin yaptıkları ilk işlem ışık kaynağından gelen fotonları yakalamaktır. Bir fotonun yakalanması, kullanılan materyale bağlı olarak değişir. Foton yakalamakta kullanılan maddelerin foton yakalama özelliklerini belirleyen en önemli parametre onların bant genişliğidir. Yakalanan fotonlar, foton madde

etkileşmesi ile foto elektronları meydana getirirler. Bu elektronlar “Cell” adı verilen küçük hücrelerde toplanırlar. Hücrelerdeki elektronlar sayılmak üzere transfer edilir (yük transferi). Analog sayısal birim; “ADU” ya gönderilen elektronların sayısal değeri bulunur. Bundan sonraki işlem ise; bu değerlerin koordinatları ile birlikte saklanması işlemi (okuma, ‘Readout’) dir.

Kullandığımız ST-9XE model CCD kamerası; 512 x 512 piksel alanına, 20 x 20 mikron piksel genişliğine, 17.6 x 17.6 açılı dakikalık görüş alanına, 0.11–3600 saniyelik (10 ms artışlarla) poz alım süresi temel özellikleridir. Ayrıca -45° kadar soğutabilen hava destekli termoelektrik soğutucuya, programlanabilir sıcaklık değerine, 900 gram ağırlığa, 13 e⁻ okuma gürültüsüne, yüksek kuantum etkinliğine ve 16 bit’ lik sayısal çözünürlüğe sahiptir.

4.1.4. UBURI Filtreleri

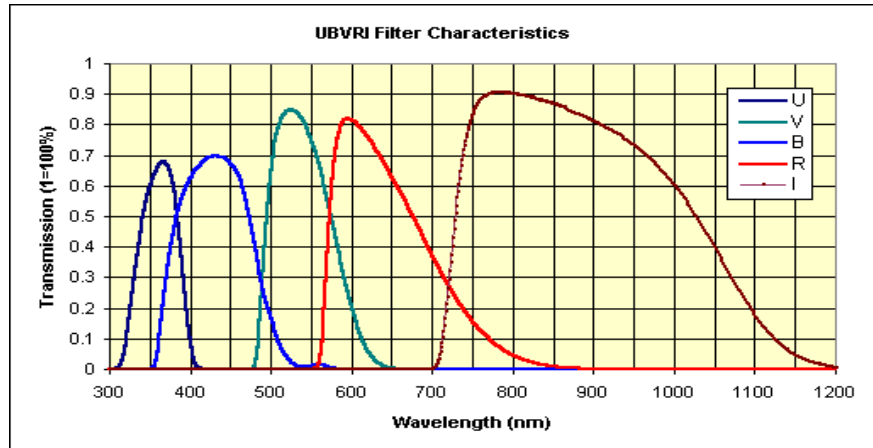
Kullandığımız filtreler klasik UBURI Bessel Filtreleri olarak bilinir. Burada U Ultraviolet (Morötesi), B Blue (Mavi), V Visual (Görünür), R Red (Kırmızı), I Infrared (Kızılötesi)’ ni tanımlar.

Bu filtreler bir CCD veya hassas bir detektörle veri alabilmek ve analiz yapabilmek için gök cisimlerinden yayınlanan elektromanyetik tayfın Morötesi, Görünür ve Kızılötesi bölgesinden özel olarak seçilmiş olan tayf aralığının geçirilmesini sağlayan araçlardır. Sahip oldukları kalınlık, çap ve tayfsal geçirgenlik ile yansıtma eğrilerine göre tanımlanırlar. Astronomik amaçlı kullanılan filtreler üç ana sınıfta toplanırlar. Bunlar, kısa- ve uzun- dalga boyunda kesinti yapan filtreler, belirli bir dalga boyu aralığını kaplayan (band-geçirgen) ya da bir tayf bölgesini geçirmeyen filtreler ve nötral yeğirlik filtreleridir.

Genel olarak astronomik amaçlı filtreler belirli bir dalga boyu aralığını geçiren filtrelerdir. Kesinti yapan filtreler genellikle detektörün başka bir parçası (atmosferde buna dahildir) ilgilenilen dalga boyu aralığını tamamlıyorsa kullanılırlar. Belirli bir dalga boyu aralığını geçirmeyen ya da kesen filtreler genellikle başka filtrelerin geçirmekte oldukları istenmeyen dalga boyu aralıklarını engellemek amacıyla kullanılırlar. Nötr filtreler ise ışıyım yeğirliğini düşürmek yani

azaltmak amacıyla kullanılırlar. Band-geçirgen (band-pass) filtreleri bazen merkezi dalga boyları ve FWHM (Full-Width Half-Maximum) değerleri ile karakterize edilirler.

İyi kaliteli cam filtreler düzgün geçirgenlik özelliklerine sahiptirler. Tayfsal özellikleri ışığın düşme açısına göreli olarak daha az duyarlıdır, fakat eğimli yerleştirilmiş bir filtre, ışığın daha uzun yol kat etmesine neden olacağından geçirgenliği azalacaktır. Bazı filtreler istenilenin dışında geçirgen oldukları dalga boyları aralıklarına sahip olabilirler, UBVRI sistemindeki U filtresi yakın-kırmızı ötesi bölgesinde böyle bir sızıntıya sahiptir. Buna kırmızı sızıntı adı verilir. Şekil 4.3’ de UBVRI sisteminde kullanılan filtrelerin geçirgen oldukları dalga boyu aralığı gösterilmiştir.



Şekil 4.3. Filtrelerin Geçirgenlik Eğrileri

UBVRI sistemi; Johnson ve Morgan (1951, 1953) tarafından Uluslararası Fotografik ve Fotogörsel sistemler ile yapılan ölçümlerin iyileştirilmesi amacıyla geliştirilmiştir. Fotometrik olarak tayfsal sınıflama, tek başına cismin parlaklığı ve yıldızlararası soğurmaya ilişkin herhangi bir bilgi vermez. Yıldızların ışıyım sınıfı ya da mutlak parlaklık ve etkin sıcaklık değerleri için birbirinden bağımsız iki adet renk indisi gerekir. Bu nedenle en azından üç adet farklı filtreye ihtiyaç duyulur. Johnson ve Morgan sisteminde üç adet geniş bandın tanımlanması için renklendirilmiş cam birleşimine sahip filtreler kullanılmıştır. Bunlar;

- Görünür parlaklık için V,
- Mavi (fotoğrafik) parlaklık için B
- Morötesi parlaklık için U bantları seçilmiştir.
- R ve I daha sonra Johnson (1965) tarafından ilave edilmiştir. R ve I bantları yıldızlararası ortamda daha az sönümlenirler.

UBVRI filtre seti daha sonra Bessel tarafından CCD ile fotometri yapmak için tasarlanmıştır. Aşağıdaki Çizelge 4.1' de tipik bir Bessel UBVRI filtre setinin karakteristik özellikleri verilmiştir.

Çizelge 4.1. UBVRI filtrelerinin karakteristik özellikleri

Sembol	$\lambda(\text{nm})$	$\Delta\lambda(\text{nm})$
U	365	70
B	440	100
V	550	90
R	720	220
I	900	240

4.2. Veri Alımı

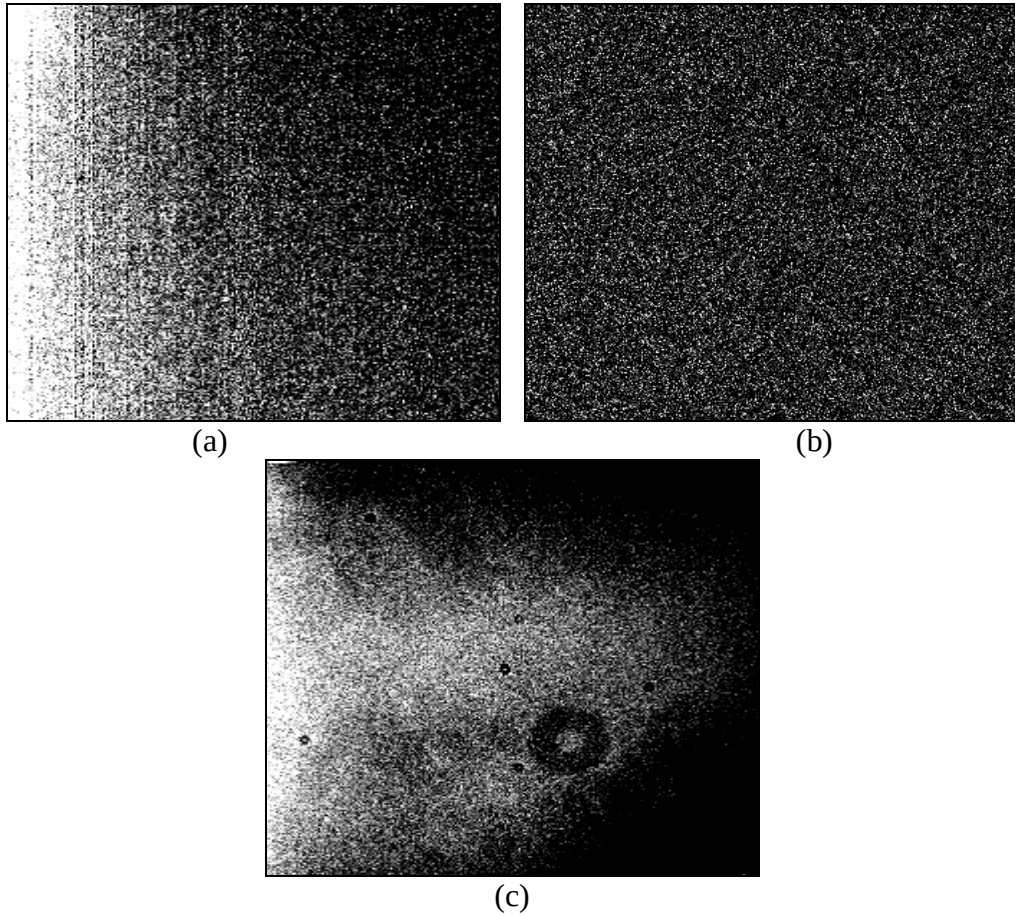
- CCD ile gözlem yapmanın yararları çok fazladır. Her şeyden önce sürekli teleskop başında durmaya gerek yoktur. Kullanılan programa görüntü al komutunu verdikten sonra otomatik görüntü alma işlemi başlamaktadır.
- Gözlem sırasında en iyi sinyal görüntü oranını yakalayabilmek için her renkte uygun poz süresi seçilmelidir. Doğal olarak poz süresi görüntüdeki parlak yıldız göre değişecektir. Yarım saatlik bir süre sonunda bunlar saptanabilir.
- Ardışık aynı renkte alınan aynı yıldızın ışınım şiddetleri farklı olduğundan karşılaştırma için farklı bölge alınması sonuç vermemektedir. O nedenle karşılaştırma yıldızı ile değişen yıldız 4 yay dakikalık alan içinde olmalıdır.

4.2.1. Gözlemden Önce veya Gözlemden Sonra Alınması Gereken Pozlar

Bias (**Anlık Görüntü**): CCD' nin ürettiği elektronik gürültünün anlaşılması için 0 poz süreli okumadır (CCD dış fotonlara kapalı). Herhangi bir filtreden en az 10 poz alınmalıdır (Şekil 4.4.a).

Dark (**Karanlık Görüntü**): Gerek sıcaklık gerekse çevre şartlarına bağlı değişimlere bakmak için daha uzun süreli (60 sn) poz (CCD dış fotonlara kapalı). Herhangi bir filtreden en az 10 poz alınmalıdır (Şekil 4.4.b).

Flat (**Düz Alan**): CCD yüzeyinin homojen olarak aydınlatılmasıdır (poz süresi ışık şiddetine ve kullanılan filtreye bağlı olarak 3 ila 60 sn arasında olmalıdır). Her bir filtreden en az 3 poz alınmalıdır. Flat alınırken teleskopun yönü sabah batıda, akşam doğuda olmalıdır. Flat görüntüsünde yıldız görüntüsü olmamalıdır (Şekil 4.4.c).



Şekil 4.4. UZAYMER' de alınan Bias (a), Dark (b) ve Flat (c) görüntüleri.

4.2.2. UZAYMER’ de Yapılan Gözlemler

UZAYMER’ de CCD ile yapılan gözlemler Nova Cygni 2006 için 05–19 Eylül, 9, 10, 11, 12, 17, 28 Kasım ve 8, 13, 14, 18, 19, 20, 21, 22, 23, 24, 25 Aralık 2006, RS Oph için 05–19 Eylül 2006 gecelerini kapsamaktadır. Gözlem süresi her gece için ortalama 45 dakikadır. Gözlem sonucunda elde edilen verilerin temel indirgeme işlemleri (bias, dark ve flat çıkarılması) ve sonraki analizleri için MaxIm DL programı kullanıldı. Görüntü analizinde sisteminin parlaklığına en yakın olan karşılaştırma yıldızları kullanıldı. Kullanılan karşılaştırma ve kontrol yıldızların fiziksel özellikleri Çizelge 4.2. ve Çizelge 4.3.’ de verilmiştir. Daha sonra analiz edilen veriler ve grafikler için Period 04, Excel ve OriginPro 7.5 programları kullanıldı.

Çizelge 4.2. Tekrarlayan Nova RS Oph’ ın görüntü analizinde kullanılan yıldızların fiziksel özellikleri.

Yıldız	Katalog Numarası	R.A. (Sağ Açıklık)	Dec. (Dikey Açıklık)	Tayf Türü	V Filtresindeki Parlaklığı (Kadir)
RS Oph	---	17 50 13.5	-06 42' 30"	M8III	4.3 – 12.5
Mukayese yıldızı	GSC 5094 283	17 50 12.7	-06 47' 25.4"	K0	9.34
Karşılaştırma Yıldızı	GSC 5094 725	17 50 24.5	-06 50' 06.5"	---	10.97

Çizelge 4.3. Klasik Nova V2362 Cyg’ nin görüntü analizinde kullanılan yıldızların fiziksel özellikleri.

Yıldız	Katalog Numarası	R.A. (Sağ Açıklık)	Dec. (Dikey Açıklık)	Tayf Türü	V Filtresindeki Parlaklığı (Kadir)
Nova Cyg	---	21 11 32.3	+44 48' 0.4"	---	7.8 – 12
Mukayese yıldızı	GSC 3181 1907	21 11 44.9	+44 45' 30.4"	---	11.71
Karşılaştırma Yıldızı	GSC 3181 1727	21 11 32.9	+44 49' 29.7"	---	12.2

4.2.3. Veri Analizi

Gözlemler sonucunda kaynaklardan alınan verilerin analizi, MaxIm DL programı kullanılarak aşağıdaki adımlar takip edilerek yapılır.

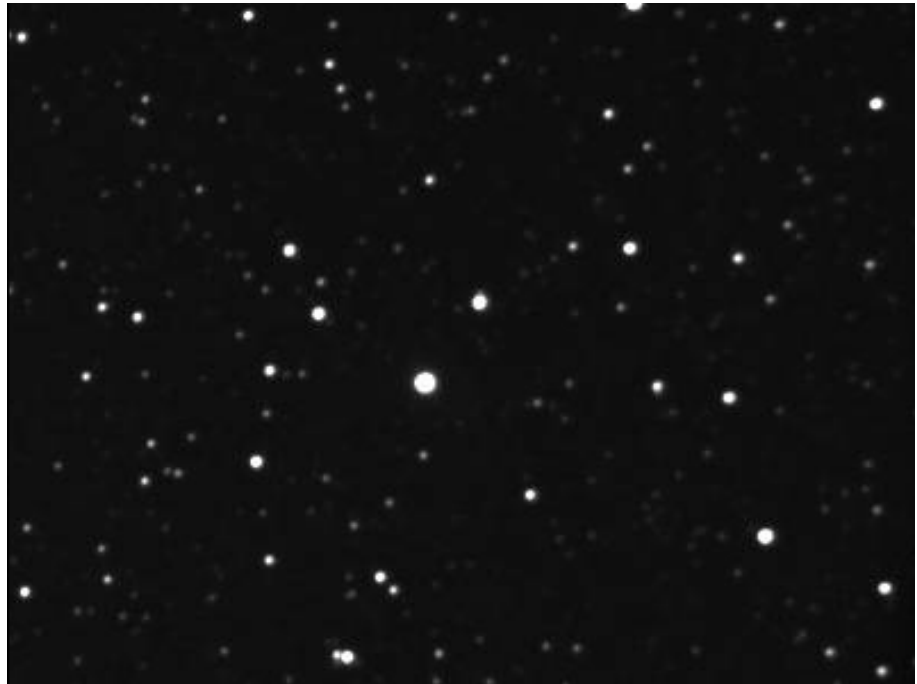
Elde edilen Bias görüntülerinin ortalamaları (B_{ort}) alınır. Daha sonra her bir Dark görüntüsünden Bias ortalaması çıkartılır ve Bias çıkartılmış Dark görüntülerinin ortalaması (D_{ort}) alınır. Aynı şekilde Flat görüntülerinden sırasıyla B_{ort} ve D_{ort} görüntüleri çıkartılır ve bu temizlenmiş Flat görüntülerinin ortalaması (F_{ort}) alınır. Daha sonra kaynağın her bir görüntüsünden B_{ort} ve D_{ort} çıkartılıp F_{ort} görüntüsüne bölünür. Bu işlemlerin tamamına “temel görüntü temizleme işlemi” denir. Bu işlemlerin önemi aşağıda özetlenmiştir.

- "Bias" çıkarma: Kullanılan kamera için referans olarak alınacak sıfır seviyesinin bilinmesi ve bunun bütün pozlardan çıkarılması en önemli adımlardan biridir.
- "Dark" çıkarma: CCD aktif yüzeyi dış fotonlara kapalı olsa bile bazı sistemlerde uzun poz sırasında bias seviyesinden fazla elektron toplanması olur. Bu etkinin bulunarak çıkarılması gerekir.
- Düz-alana ("Flat") bölme: Her pikselin aktif yüzeyi kuantum etkinliği olarak diğerlerinden farklıdır. Bu farklılıkları düzeltmek için normalize edilmiş bir düz-alan görüntüsü kullanarak farklılıklar giderilmelidir.

Böyle bir işlem öncesi ve sonrası elde edilen görüntüler sırasıyla Şekil 4.5 (a) ve (b)'de verilmiştir.



şekil 4.5. (a) Bias-dark-flat çıkarılmamış Nova Cyg 2006 görüntüsü (UZAYMER).



şekil 4.5. (b) Bias-dark-flat çıkarılmış Nova Cyg 2006 görüntüsü (UZAYMER).

4.2.4. RS Ophiuchi

RS Ophiuchi (RS Oph), ~5 000 ışık yılı (~ 1.5 kpc) uzaklıkta bulunan Ophiuchi yıldız kümesinde, bir beyaz cüce ve kırmızı devden oluşan bir çift yıldız sistemidir. Sessizlik fazındaki görünür kadiri ~12.5 dir. Tekrarlayan Nova RS Oph; 1898, 1933, 1958, 1967, 1985 ve 2006 yılı dahil olmak üzere toplam 6 kez patlamaya uğramıştır. Her bir patlamada ~5 kadirlik görünür parlaklığa ulaşmıştır. 1898 ve 1933 yılları arasında (1907' de) olası bir patlamaya daha maruz kaldığı ve bu patlamanın gözlenemediği düşünülmektedir.

Çizelge 4.4. Tekrarlayan Nova RS Oph' ın fiziksel özellikleri.

Yıldız	P _{yörüngesel} (gün)	Uzaklığı (kpc)	M _{BC} (M _☉)	M _{Eş} yıldız (M _☉)	Eş yıldızın tipi	Patlama tarihleri	M _{yığılma} (M _☉ / yıl)
RS Oph	~ 455-460	~ 0.6-1. 5	~1.35±0.01	~0.7	M8III	1898 1933 1958 1967 1985 2006	~1x10 ⁻⁷

RS Oph' ın 1898 patlaması, patlama oluşuktan birkaç yıl sonra keşfedilmiştir. Patlamanın 7.7 kadirlik görünür parlaklığında olduğu belirtilmiştir. Fotografik çalışmalar sonucunda bu nova için Nova-Benzeri bir tayf elde edilmiş ve bunun olası bir nova olduğu bildirilmiştir. Bu tanı daha sonra 1905' de doğrulanmıştır. Bu novanın ikinci patlaması 12 Ağustos 1933' de 4.3 kadir parlaklıkta gözlenmiştir. Benzer şekilde 5 kadirde maksimuma yükseldiği üçüncü patlaması 14 Temmuz 1958' de fotografik olarak gözlenmiştir. Bu patlamadan sonra günlerce kuvvetli H_α yayını gözlenmiştir. 1967' deki patlaması 26 Ekim' de 4.8 kadirde bir maksimum ile keşfedilmiştir. RS Oph' ın 26 Ocak 1985' deki patlaması X-ışınlarından radyoya tüm dalga boylarında çalışılmıştır. Patlamadan 18 gün sonra bu novadan ilk kez 4.9 GHz' lik bir radyo yayını algılanmıştır. AAVSO göre RS Oph' ın 1985' teki patlaması 5.2 kadirde görünür parlaklığa ulaşmış ve daha sonra yaklaşık 80 gün boyunca 10.5 kadir parlaklıkta kalmıştır. Yaklaşık olarak maksimumdan 570 gün sonra normal parlaklığına geri dönmüştür. 12 Şubat 2006' daki patlaması K. Kanai ve H. Narumi tarafından 4.4 kadir görünür parlaklığında keşfedilmiştir (Narumi ve ark, 2006).

Bu novanın 10 ile 20 yıl aralığında tekrar etmesi hem beyaz cücenin kütlesinin Chandrasekhar limitine çok yakın olduğunu hem de kütle yığılma oranının $\sim 10^{-7} M_{\odot}/\text{yıl}$ kadar büyük olduğunu gösterir. Bu sistemdeki kırmızı devden beyaz cüce yüzeyine hidrojen bakımından zengin maddenin yığılması, TNK için uygun koşulları sağlar. Çok kısa patlama periyoduna sahip bu tür bir Tekrarlayan Novanın, Klasik Novalardan farkı yüksek olan kütle yığılma oranı ile yüksek kütleli beyaz cücenin birlikteliğinden kaynaklanır. Bu sistemlerde Klasik novalardan farklı olarak daha az madde yüksek hızlarda fırlatılır. Eğer her patlamada sistemin kütlesi artarsa, RS Oph' ın yakın bir zamanda Tip Ia SN gibi patlamaya uğrayacağı düşünülmektedir. Bu yüzden beyaz cüce kütlesinin Chandrasekhar limitine nasıl ulaşacağı ve her bir patlamadan sonra beyaz cüce üzerinden ne kadar kütlenin ayrılacağını bilmesi önemlidir. Düşük enerjili X-ışın fazının başlama ve bitiş zamanının algılanmasıyla beyaz cücenin kütlesi elde edilebilir. Çünkü bu X-ışın fazı, rüzgarla kütle kayıp miktarını ve rüzgarla kütle kaybı olmadan hidrojen kabuğu yanma miktarını (ne kadar maddenin beyaz cüceden ayrıldığını) gösterir (Hachisu ve Kato, 2006).

RS Oph'ın 12 Şubat 2006' daki son patlaması X-ışınları, Radyo, Kızıl Ötesi ve Optik olmak üzere farklı dalga boylarında çalışılmıştır. RS Oph' ın 2006' daki patlamasından 3 gün sonra (0,3–10 keV' de) Swift üzerindeki XRT (X-Ray Telescope) ile kuvvetli X-ışınları algılanmıştır (Bode ve ark, 2006). Hızlı gelişen XRT tayfı yüksek sıcaklıktaki gazdan gelen termal Bremsstrahlung ışıması ile uyum veren çizgi yayımını ve süreklilik yayımını açık bir şekilde göstermiştir. Daha sonra toplam akı ilk birkaç günden sonra tekdüze bir şekilde azalmış, Ness ve ark (2006) RS Oph' ın 2006' daki patlamasından 2 hafta sonra Chandra gözlemlerinden yüksek-çözünürlükte X-ışın tayfının elde edildiğini ve bu gözlemlerin $\sim 10^6$ °K'lık yüksek plazma sıcaklıklarını gösterdiğini rapor etmişlerdir.

Benzer şekilde RXTE (Rossi X-Ray Timing Explorer)' nin (RS Oph' ın patlamasından sonraki 3, 6, 10, 14, 17 ve 21. günler) X-ışın verileri, kuvvetli bir patlama dalgasından veya dışa doğru hareket eden şok dalgasından yayılan kuvvetli X-ışın yayımının iki günden daha az bir süre içinde serbestçe genişlediğini ve daha sonra nebula ile etkileşmesi sonucu zayıfladığını gösterdi. Ayrıca X-ışınlarının hızlı

bir şekilde zayıflaması, patlama dalgasının standart küresel kabuk yapısından saptığını gösterdi (Sokoloski ve ark, 2006). Bununla birlikte fırlatılan maddenin daha önceden var olan eş yıldız rüzgarları ile etkileşmesi sonucu oluşan kızıl ötesi şok dalgalarının algılandığı ve bunların serbest bir genişleme evresinden yavaşlama fazına doğru genişlediği ileri sürüldü. Şok hızının zamanla değişiminin şimdiki modellere uygun olduğu bulundu. Ayrıca sürekli yakın kızılötesi ışımasını RS Oph' ın son patlamasının genişleyen ateş topu şeklinde oluşmadığını gösterdi (Das ve ark, 2006). RS Oph' ın patlamadan sonraki 55 günde alınan kızıl ötesi tayf verileri $\sim 10^4$ K' deki bir gazın ortaya çıkardığı hidrojen rekombinasyon çizgilerinin etkin olduğunu gösterdi. $\sim 10^5$ °K' lik koronal gaz sıcaklığını gerektiren kuvvetli silikon koronal çizgiler 55. günde görüldü (Evans ve ark, 2006).

RS Oph' 2006 Patlamasının Radyo Gözlemleri VLBI (Very Long Baseline Interferometry), VLBA (Very Long Baseline Array) ve MERLIN (Multi-Element Radio-Linked Interferometer Network) görüntüleme sistemi ile yapılmıştır (O'Brien ve ark, 2006). Patlamadan sonraki (13.8 günde) ilk dönemde Radyo yayınına doğu tarafı oldukça parlak olan yaklaşık dairesel bir yapı şeklinde görüldü. Tahmini olarak 1.6 kpc' lik düzlemde bulunan bu halka şeklindeki parlak tarafın başlangıçta $0.62 \text{ mas gün}^{-1}$ (1730 km s^{-1})' lük bir hızla genişlediği görüldü. Bununla birlikte X-ışın çalışmalarında olduğu gibi patlama sonrasında fırlatılan maddenin küresel yapıdan çok çift kutup şeklinde genişlediği belirtildi.

Ayrıca gözlenen parlaklık sıcaklığı elektron sıcaklığından oldukça düşük olduğundan sıcak gazdan gelen termal yayınının tek başına radyasyonun gözlenen seviyesini açıklamaya yetmeyeceği belirtildi. Bu yüzden sonuç olarak termal olmayan bir mekanizmadan, belki de süpernova kalıntılarından oluşan şok dalgalarındaki gibi ivmelenen parçacıklardan gelen sinkotron radyasyonundan gelen önemli miktarda katkı olabileceği öne sürüldü.

Devam eden yüksek çözünürlüklü radyo çalışmalarının nova patlamasının küresel simetrik yayınından sapan modelleri ve patlamanın şok dinamiğinin detaylarını içeren sonuçları vermesi beklenmektedir. Ayrıca bu çalışmalar parçacık ivmelenmesi gibi önemli fiziksel süreçlerin, patlamanın enerjisini ve fırlatılan maddenin bolluğunu, TNK modelinin gerekli koşullarını, RS Oph ve ona benzer

tipteki nesnelerin Tip Ia SN olup olmayacağı konusunda önemli ipuçları verecektir (O' Brien ve ark, 2006).

RS Oph' ın yüksek saçılımı tayf gözlemi Padova' nın Mt. Ekar bölgesindeki Astronomical gözlemesinde bulunan 1.82 metrelik reflektör ile yapılmıştır (18–19 Şubat 2006). Tayf H I, He I, Fe II ve Ti II gibi geniş yayılım çizgilerini göstermiştir. HeII yayılım çizgileri henüz gözlenmemiştir (Iijima, 2006).

Hachisu ve ark (2006), optiksel kalın rüzgar modeline göre RS Oph' ın kuramsal ışık eğrisini ve orta plato fazı ile son-hızlı azalmayı içeren gözlenen ışık eğrilerini yeniden elde ettiler. Bu azalma 80 gün boyunca süren Hidrojen kabuğu yanmasının sona erdiğini göstermiştir. Bu yanmanın bitiş zamanının Swift ile gözlenen düşük enerjili X-ışın fazının sona erme zamanı ile uyumlu olduğu belirtilmiştir. Hachisu ve arkadaşları bu modeli kullanarak RS Oph' ın Tip Ia Süpernovanın atası olacağını gösteren beyaz cüce kütesinin $M_{BC} = 1.35 \pm 0.01 M_{\odot}$ olduğunu önermektedirler.

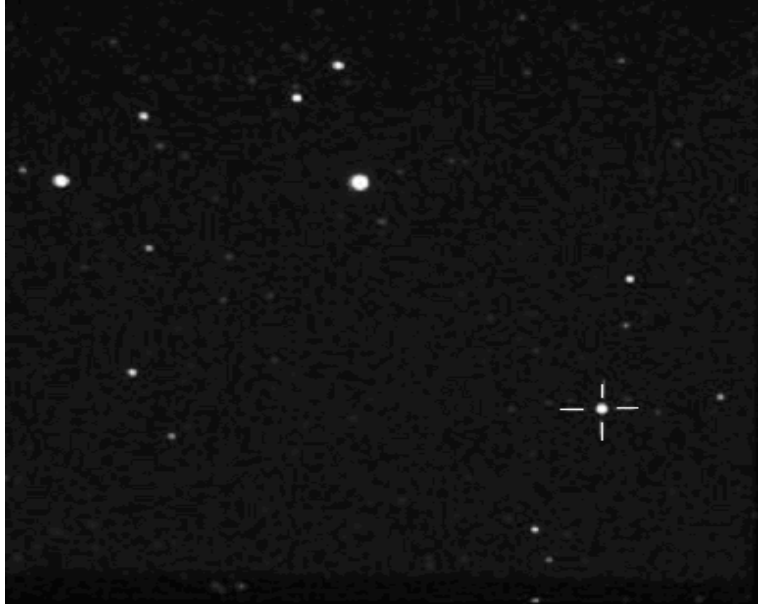
RS Oph'ın 1.5 kpc olarak belirtilen uzaklığı hala tartışma konusudur. Önceki patlamasında Hjellming ve ark. (1986) H I soğurum-çizgi ölçümlerinden mesafesinin 1.6 kpc olduğunu tahmin ettiler. Ayrıca Snijders (1987) UV pik akısının ışıma gücüne eşit olduğunu varsayarak bu uzaklığın 1.6 kpc olduğunu bildirdi. Harison ve ark. (1993) K bant ışıma gücünden uzaklığın ~ 1.3 kpc olduğunu hesapladılar. Hachisu ve Kato (2001) gözlem ve kuramsal UV akılarını 911-3250 Å° dalga boylu bölge için integre ederek uzaklığı 0.6 kpc olarak elde ettiler. O' Brien ve ark. (2006), VLBA haritalama gözlemlerinden uzaklığın 1,6 kpc olark bildirdi. Hachisu ve ark (2006), ışık eğrisindeki hem minimum fazı hem de plato fazının uyumundan bu mesafenin 1.3–1.7 kpc olduğunu belirttiler.

Şekil 4.6' da RS Oph' ın 13 Şubat 2006' da 5 kadir parlaklığındaki patlamasının Skies gözlemesinde (New Mexico, ABD) alınan görüntüsü ve 06 Temmuz 2006 tarihinde UZAYMER' de alınan V filtresindeki ~ 12 kadirdeki görüntüsü Şekil 4.7' de verilmiştir. RS Oph' ın AAVSO verilerinden elde edilen uzun dönemli ışık eğrisi Şekil 4.8' de ve 05–19 Eylül 2006 tarihleri arasında UZAYMER' de RIBV filtreleriyle yapılan gözlemler sonucu elde edilen ışık eğrileri Şekil 4.9 da verilmiştir. RS Oph' ın R, I, B, V filtrelerindeki ışık eğrileri ise sırasıyla

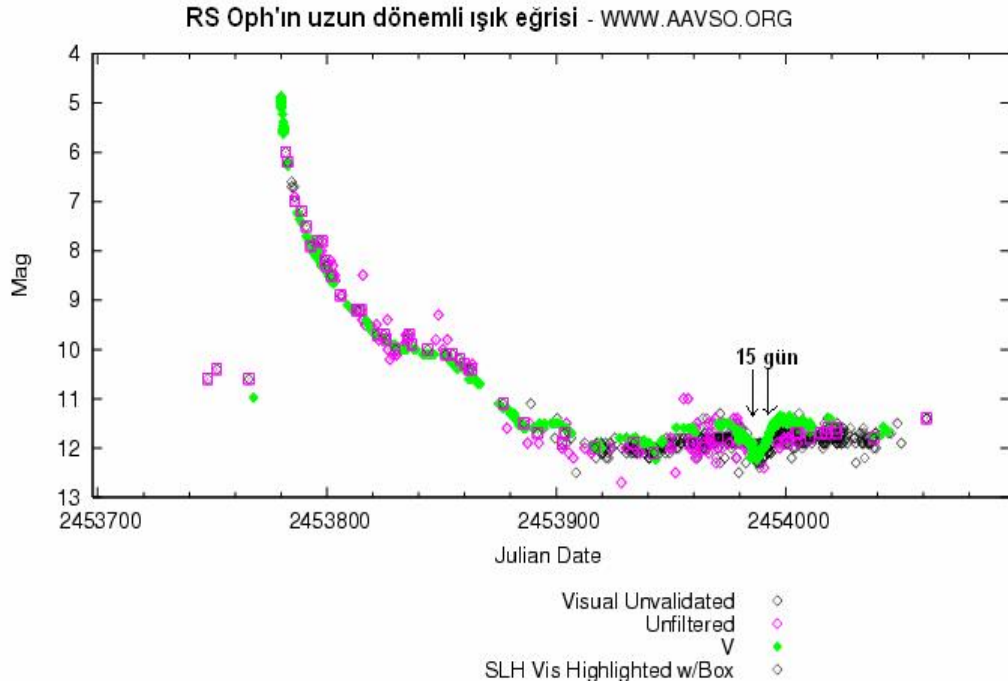
Şekil 4.10, Şekil 4.11 Şekil 4.12 ve Şekil 4.13’ de verilmiştir. 05–19 Eylül 2006 tarihleri arasında elde ettiğimiz bu ışık eğrilerindeki değişim AAVSO’ nun verilerinden elde edilen uzun dönemli ışık eğrisi ile uyum içindedir.



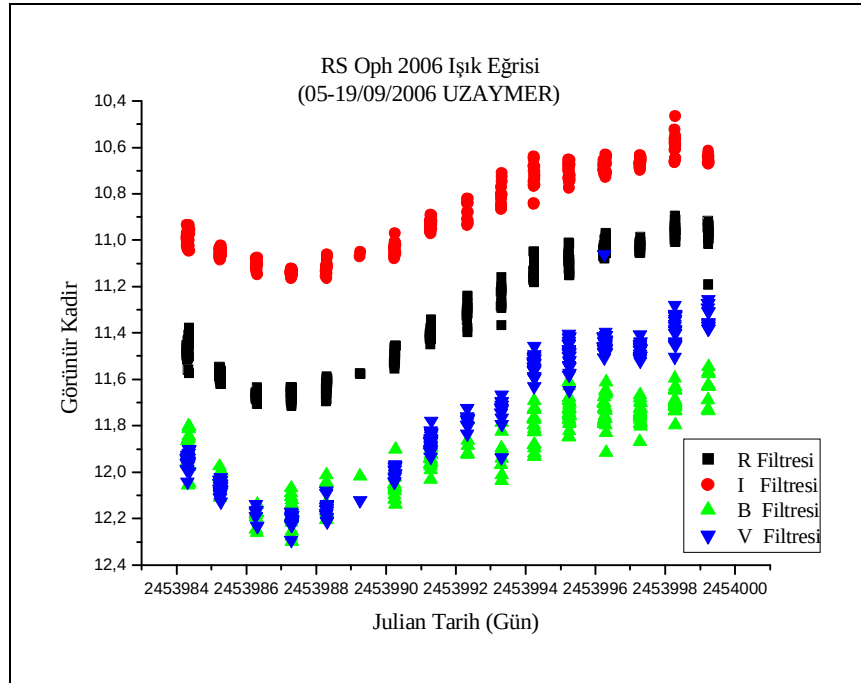
Şekil 4.6. RS Oph’ ın 13 Şubat 2006’ daki patlamasının New Mexico’ nun Skies gözlemevinde çekilen görüntüsü. Görünür parlaklık 5 kadir ([http://www.uai.it/index.php?tipo= A&id=1169](http://www.uai.it/index.php?tipo=A&id=1169)).



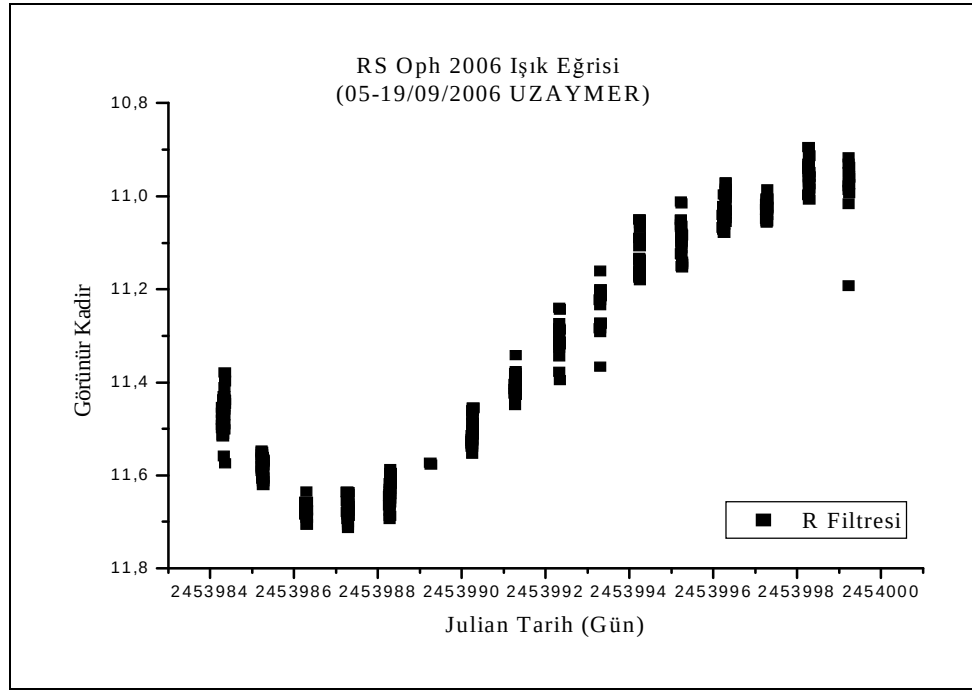
Şekil 4.7. RS Oph’ ın 06 Temmuz 2006’ da UZAYMER’ de çekilen 90 sn’ lik görüntüsü. Görünür parlaklık ~12 kadir (V filtresi).



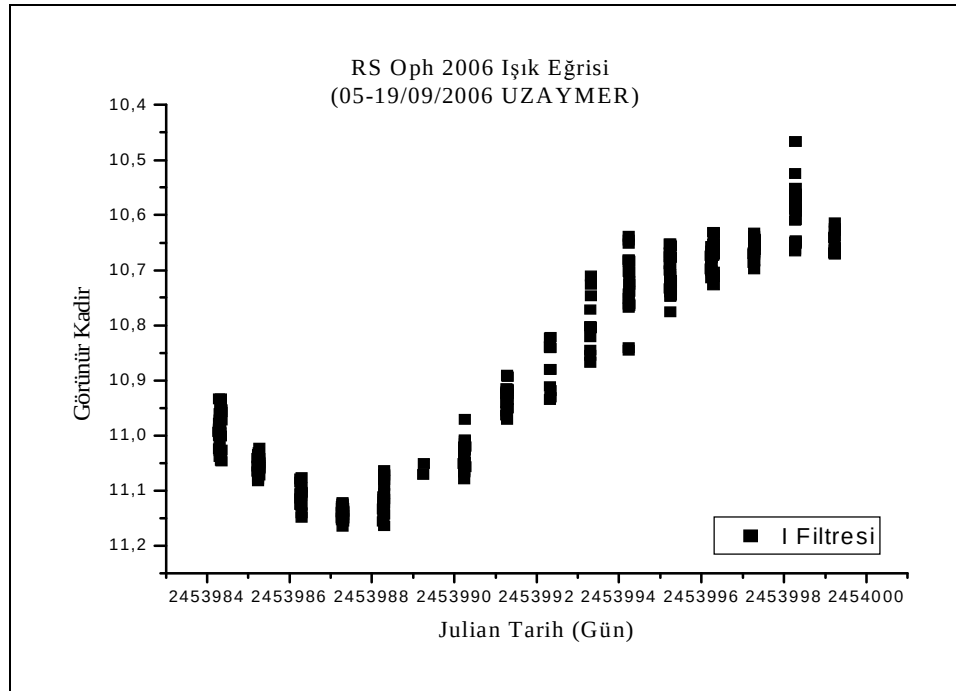
Şekil 4.8. RS Oph' ın AAVSO verilerinden elde edilen uzun dönemli ışık eğrisi.



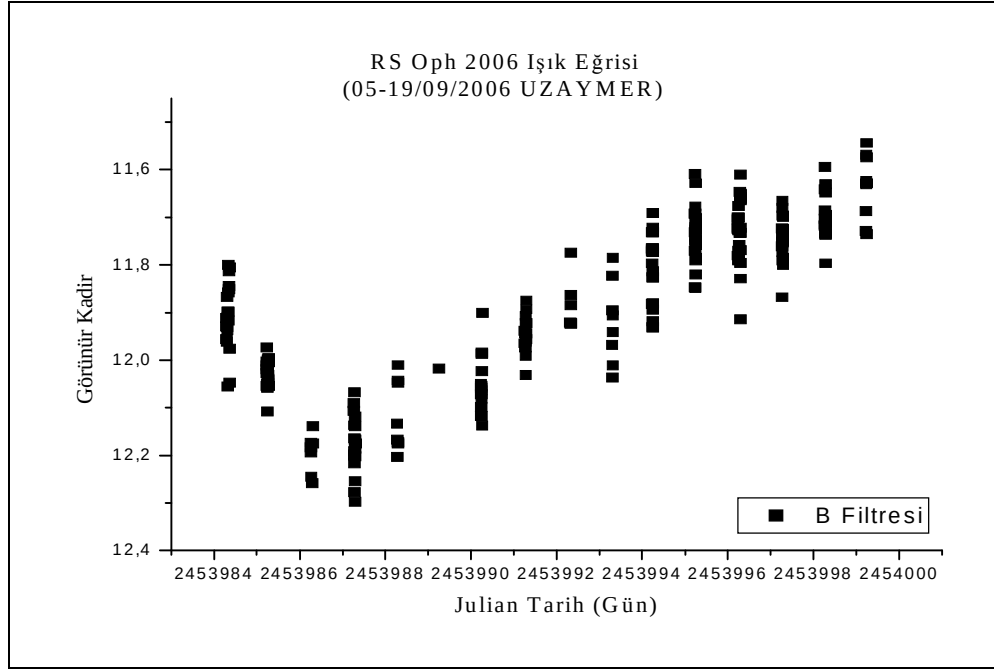
Şekil 4.9. RS Oph' ın UZAYMER gözlemlerinden elde edilen 15 günlük ışık eğrisi (5–19/Eylül/2006).



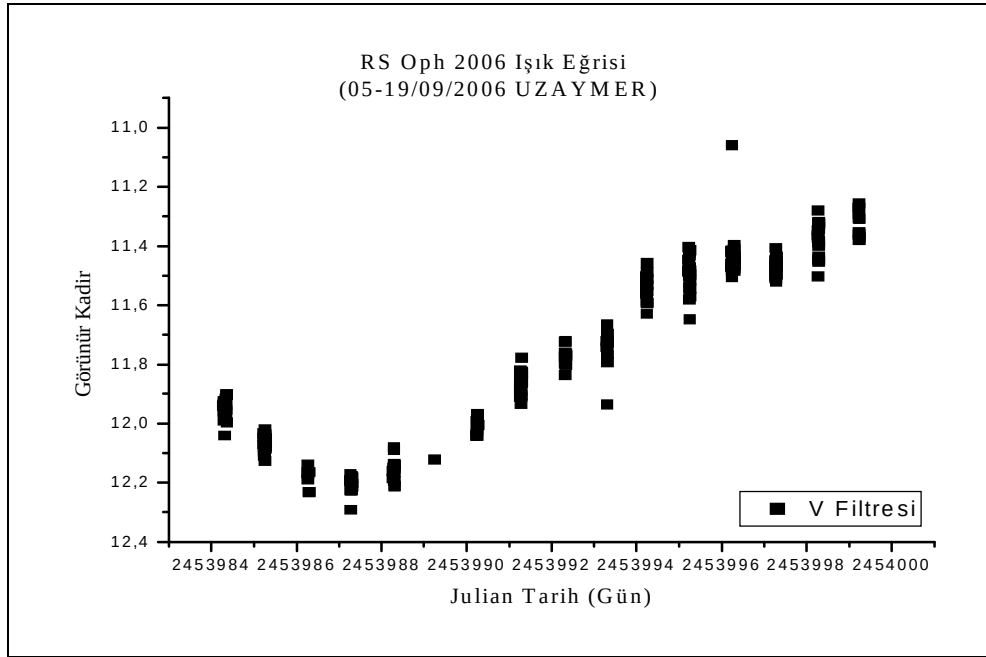
Şekil 4.10. RS Oph' ın R Filtresindeki ışık eğrisi (UZAYMER 2006).



Şekil 4.11. RS Oph' ın I Filtresindeki ışık eğrisi (UZAYMER 2006).



Şekil 4.12. RS Oph’ ın B Filtresindeki ışık eğrisi (UZAYMER 2006).

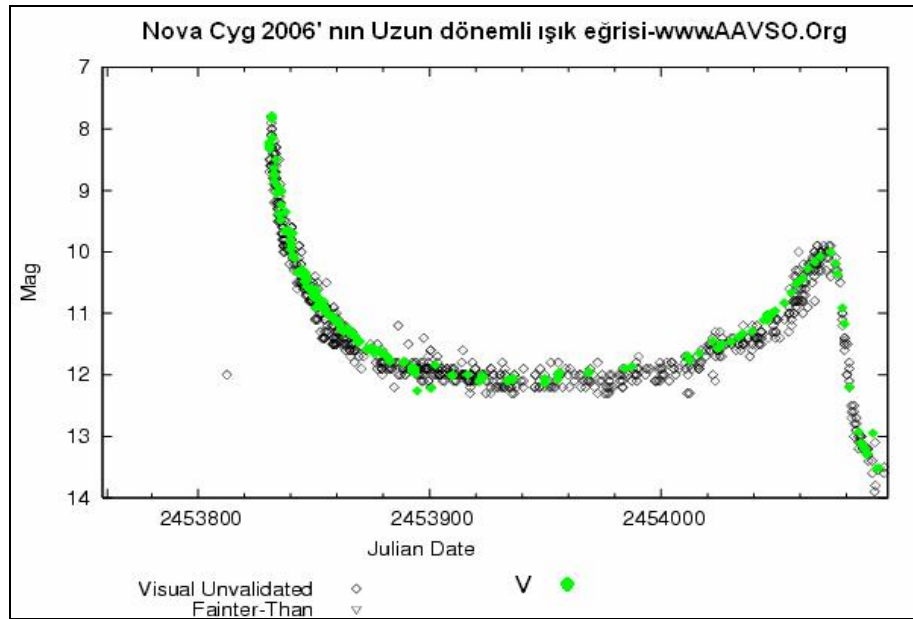


Şekil 4.13. RS Oph’ ın V Filtresindeki ışık eğrisi (UZAYMER 2006).

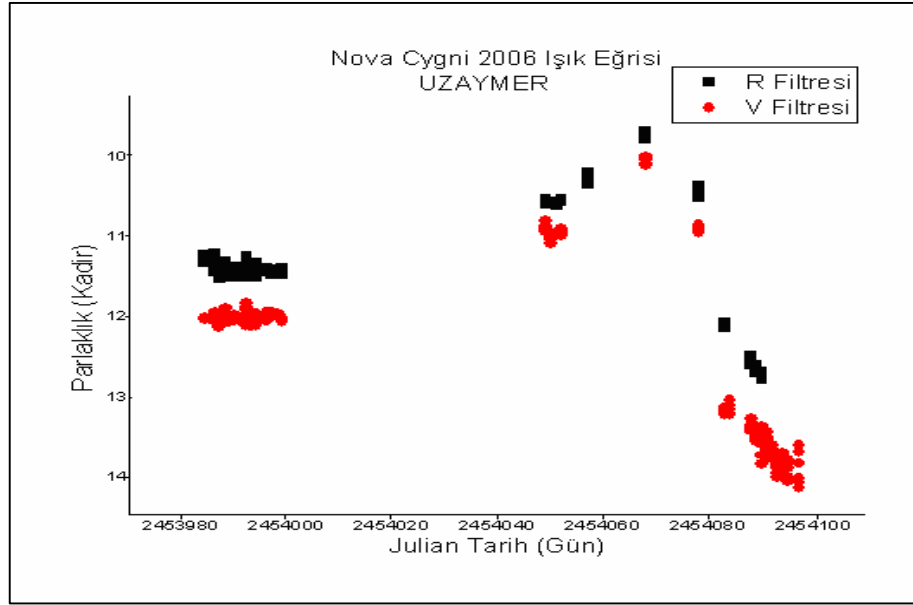
4.2.5. V2362 Cygni (Nova Cygni 2006)

Cygnus takım yıldızında patlamaya uğrayan V2362 Cygni (Nova Cyg 2006) 2 Nisan 2006’ da yaklaşık 10.5 kadir parlaklığında fotografik film kullanılarak keşfedildi (Nishumura ve ark, 2006). 5 Nisan’ da 7.8 kadire yükseldiği ve 7 gün sonra tekrar 10 kadire düştüğü gözlenmiştir.

V2362 Cyg Ağustos ayının ortalarından itibaren $V=11.9$ olan parlaklığında yavaş yavaş bir artma oldu. Parlaklığı 27 Ekim 2006’ da $V=11.26$ kadire ulaşmıştır. Bu parlaklık değişimi o hafta sonu boyunca gözlenmiştir (Goranskij ve ark, 2006). AAVSO verilerinden elde edilen uzun dönemli ışık eğrisi Şekil 4.14’ te verilmiştir. Nova Cyg 2006’ nın ilk maksimumdan sonra uzun bir süre plato fazında kaldığı ve bu fazdan sonra ikinci bir maksimuma (10 kadir) yükseldiği UZAYMER’ de yapılan gözlemler sonucu elde edilen ışık eğrisinde görülmüştür (Şekil 4.15). Bu ikinci maksimumdan sonra sistemin parlaklığı 25 Aralık tarihinde 14 kadire kadar düşmüştür. Nova Cyg’ nin yeniden ikinci bir maksimuma ulaşmasının nedeni tam bilinmemekle beraber novanın bu davranışına ikinci bir termonükleer yanmanın neden olduğu veya cüce nova benzeri bir patlamaya uğradığı düşünülmektedir.



Şekil 4.14. Nova Cyg 2006’ nın AAVSO verilerinden elde edilen patlamadan sonraki ışık eğrisi.

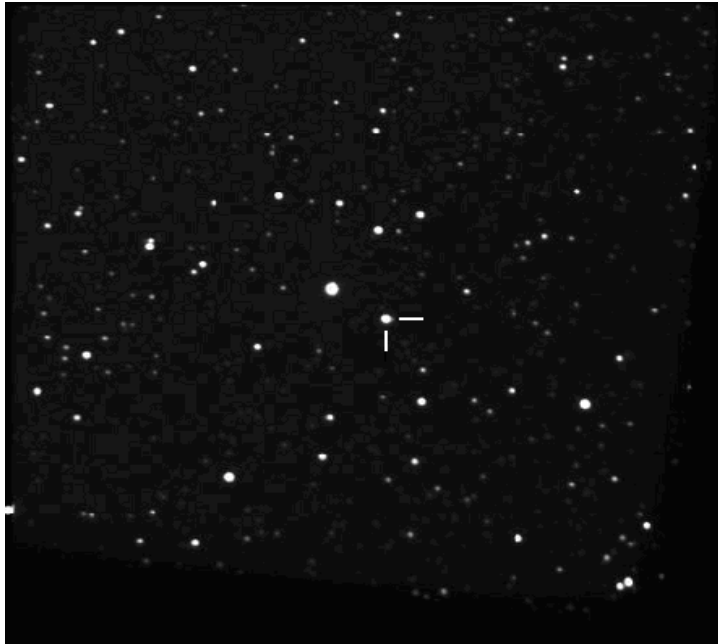


Şekil 4.15. Nova Cyg 2006’ nın UZAYMER’ de elde edilen ışık eğrisi (Eylül-Aralık 2006)

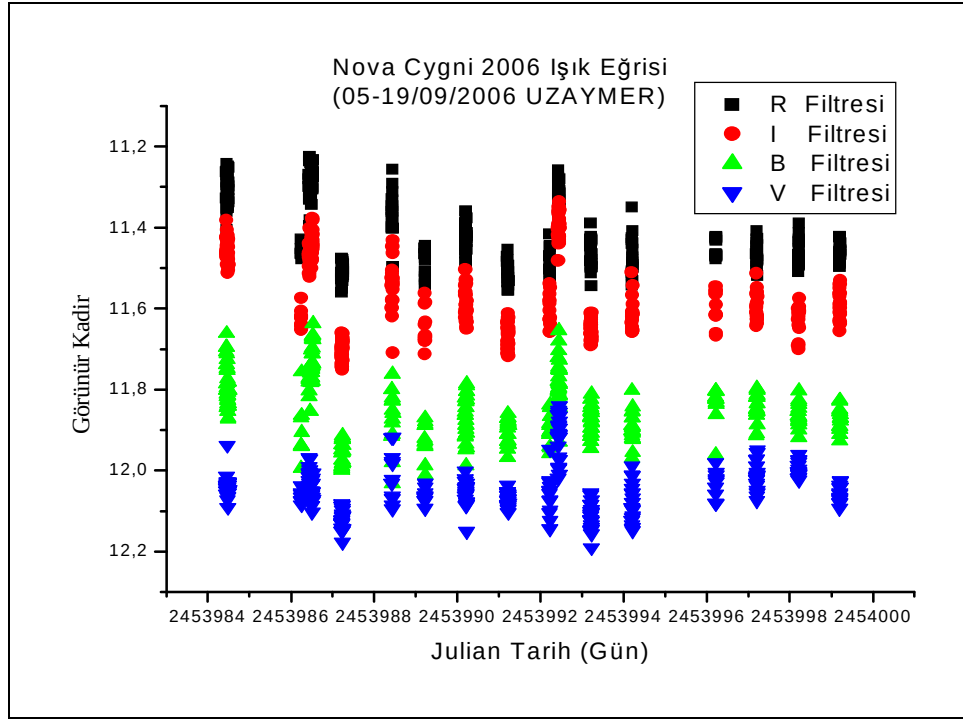
Nova Cyg 2006’ nın 2 Nisan 2006’ daki patlamasının İngiliz Astronomi Topluluğu (BAA) tarafından çekilen 60 sn’ lik görüntüsü Şekil 4.16’ da ve 12 Haziran 2006 tarihinde UZAYMER’ den alınan V filtresindeki ~12 kadirde görüntüsü Şekil 4.17’ de verilmiştir. Ayrıca Nova Cyg 2006’ nın 05–19 Eylül 2006 tarihleri arasında UZAYMER’ de yapılan gözlemler sonucu elde edilen RIBV filtrelerindeki ışık eğrisi Şekil 4.18’ de verilmiştir. Nova Cyg 2006’ nın R, I, B, V filtrelerindeki ışık eğrileri ise sırasıyla Şekil 4.19, Şekil 4.20 Şekil 4.21 ve Şekil 4.22’ de verilmiştir. 05–19 Eylül, 9, 10, 11, 12, 17, 28 Kasım ve 8, 13, 14, 18, 19, 20, 21, 22, 23, 24, 25 Aralık 2006 tarihlerinde yapılan gözlemler sonucu elde edilen bu ışık eğrilerindeki değişim (Şekil 4.15 ve Şekil 4.18) AAVSO’ nun verilerinden elde edilen uzun dönemli ışık eğrisi ile uyum içindedir (Şekil 4.14).



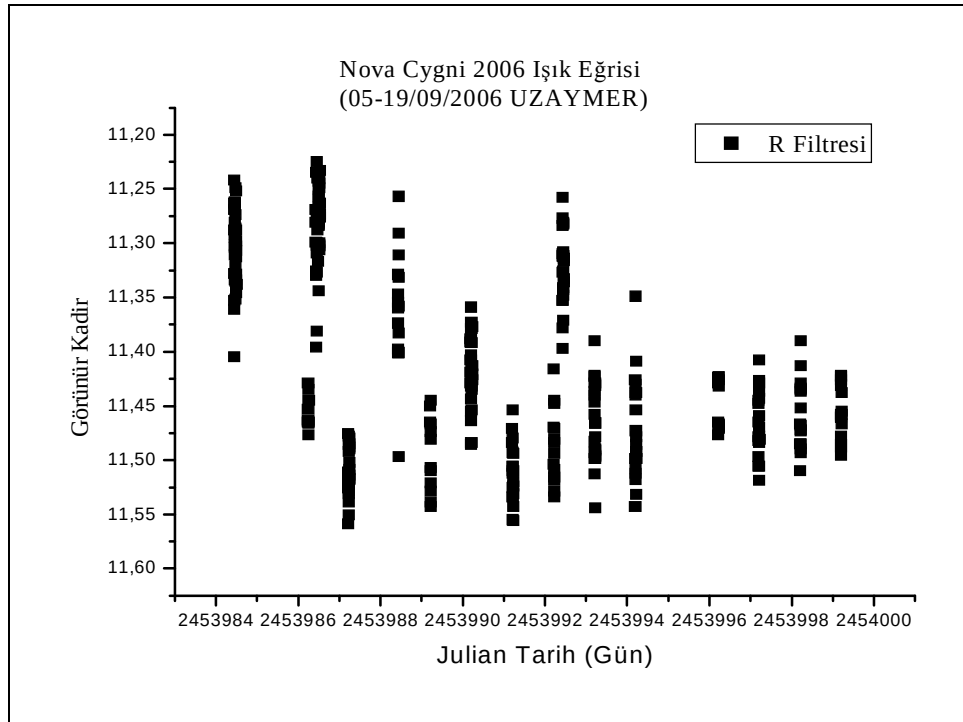
şekil 4.16. Nova Cyg 2006' nin 2 Nisan 2006' daki patlamasından 25 gün sonra İngiliz Astronomi Topluluğu (BAA) tarafından çekilen 60 sn' lik görüntüsü (<http://www.theastronomer.org/variables.html>).



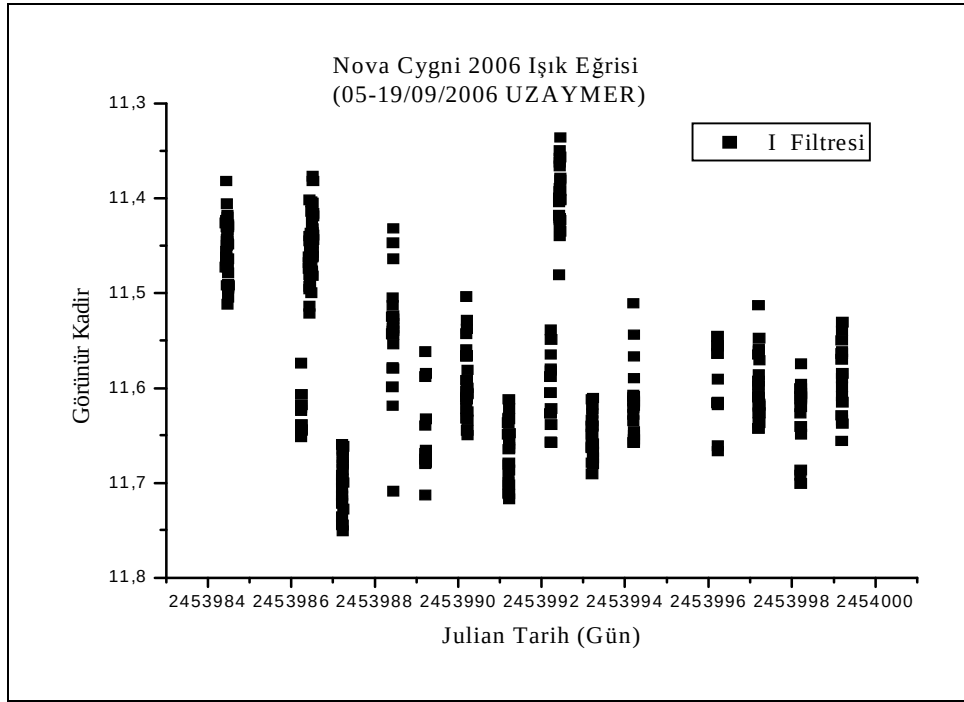
şekil 4.17. Nova Cyg 2006 (V2362 Cyg)' nin 12 Haziran 2006' da UZAYMER' de çekilen 120 sn' lik görüntüsü. Görünür parlaklık ~12 kadir (V filtresi).



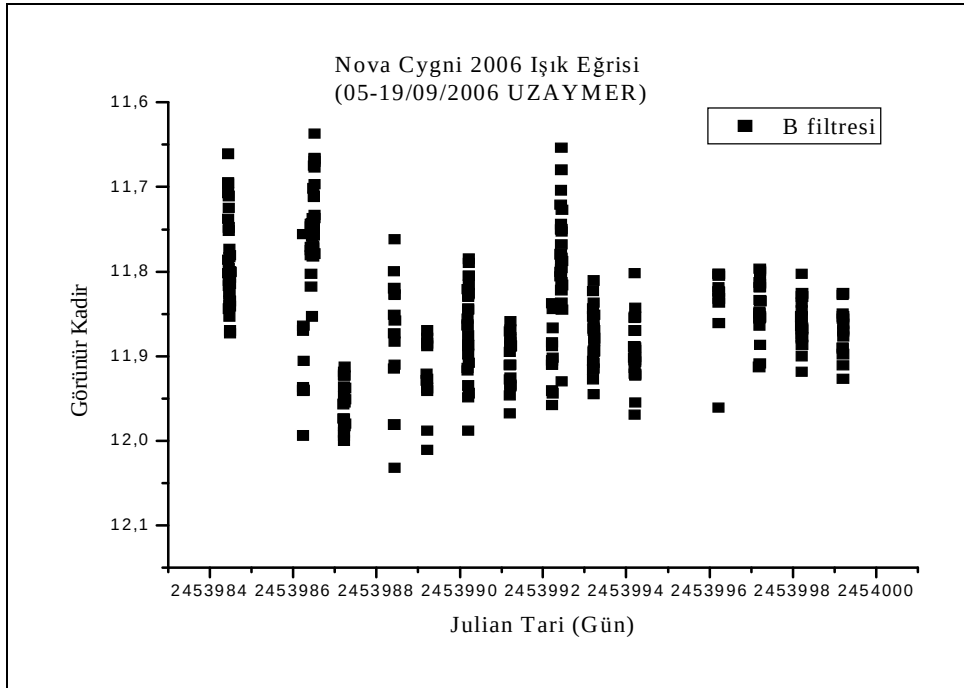
Şekil 4.18. Nova Cyg 2006’ nın UZAYMER’ de elde edilen ışık eğrisi (05-9/09/2006)



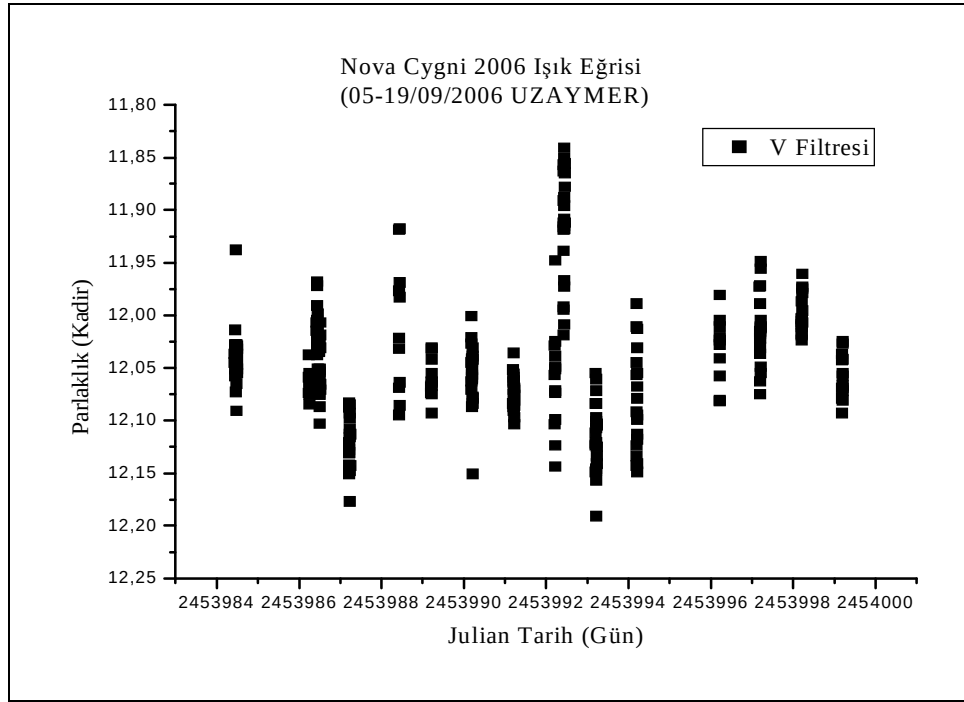
Şekil 4.19. Nova Cyg’ nin R Filtresindeki ışık eğrisi (UZAYMER 2006).



Şekil 4.20. Nova Cyg’ nin I Filtresindeki ışık eğrisi (UZAYMER 2006).



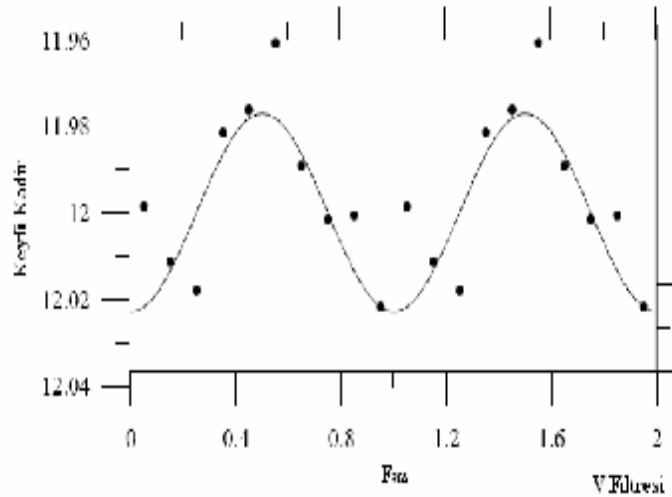
Şekil 4.21. Nova Cyg’ nin B Filtresindeki ışık eğrisi (UZAYMER 2006).



Şekil 4.22. Nova Cyg’ nin V Filtresindeki ışık eğrisi (UZAYMER 2006).

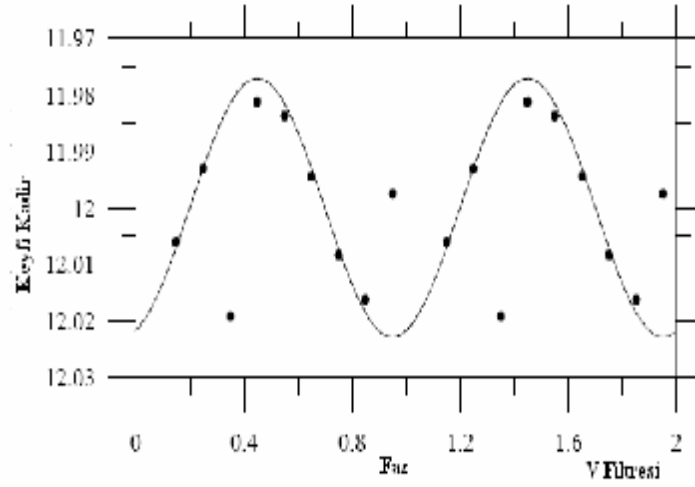
Nova Cyg 2006’ nın tayfı H α çizgileri içeren tipik bir Klasik Nova özelliği göstermiştir. Bu novanın Nicolaus Copernicus üniversitesi gözlemevindeki 60/90 cm’ lik Schmidt-Cassegrain tipi teleskoaplarda bulunan SAVS (Semi Automatic Variability Search) kamera ile 6 Nisan’ da yapılan gözlemleri sonucu V bandındaki görünür parlaklığı belirlenmiş ve optik tayf gözlemleri rapor edilmiştir. Nova Cyg 2006’ nın elde edilen tayfı birçok soğurum çizgileri (HI, FeII, CaII ve aradaki diğer çizgiler) göstermiştir. H-delta ve H9 aralığındaki tayf çizgilerinin gözlenmesi sonucu bu novanın A5-A7 süper dev yıldızının fotosferine benzediği belirtilmiştir (Czart ve ark, 2006). 27–28 Ekim 2006’ da SAO (Special Astrophysical Observatory) gözlemevinde bulunan 1 m’ lik teleskopla alınan V2362 Cyg verilerinin analizi (tayf oranı 3800-7530Å, çözümleme FWHM = 4.6 ve 8.7Å) Balmer çizgilerini ve diğer birkaç yayılım çizgisinin çok pikli asimetrik profillerine sahip olduğunu göstermiştir. H-alfa çizgisinin tam genişliği 5900 km/s ve tek olan H β ise 5300 km/s’ dir. 6678 ve 7065 Å’ da H I çizgilerinin görülmemesi novanın henüz bulutsu aşamasına gelmediği ve sistemin genel zarf fazının sonunda oldukça yüksek bir eğime sahip olduğu şeklinde yorumlanmıştır. (Goranskij ve ark, 2006).

19–31 Ağustos 2006 tarihleri arasındaki 11 gün boyunca bu nova SAI Crimean Station gözlem evinde 50-cm Maksutov teleskopu kullanılarak CCD ile V filtresinde gözlenmiş ve veriler 0.11 kadir genlikle saatler ölçeğinde değişimler göstermiştir. Fourier Analizi 0.2070 günlük etkili bir periyodisite göstermiştir (Goranskij ve ark, 2006). Nova Cyg 2006’ nın UZAYMER’ de yapılan 15 günlük gözlemler sonucu V filtresinden elde edilen verileri kullanarak yapılan Fourier analizi, sistemin periyodisitesini $f = 6.990 \pm 0.005 \text{ gün}^{-1}$ için $P = 0.1430 \pm 0.0001$ gün (Tam-Genlik = 0.046 ± 0.003 kadir) olduğu sonucunu verdi. Eğer ışık eğrisi bu periyoda göre katlanırsa Şekil 4.23’ deki faz değişimi elde edilir. Düz çizgi sinüs fonksiyonunu göstermektedir.



Şekil 4.23. $f = 6.990 \pm 0.005 \text{ gün}^{-1}$ için Nova Cyg 2006’ nın V filtresindeki faz dağılımı.

Goranskij ve ark (2006) tarafından $f = 4.990 \pm 0.005 \text{ gün}^{-1}$ için $P = 0.2004 \pm 0.0002$ gün (Tam Genlik = 0.046 ± 0.003 kadir) elde edilen periyodisite değerine göre UZAYMER verilerini kullanarak elde ettiğimiz faz dağılımı da Şekil 4.24’ gibi elde edildi. Her iki şekilde görülen saçılmaların nedeni gecelik gözlem sürelerimizin kısıllığından kaynaklandığını düşünmekteyiz. Bundan sonraki çalışmalarımızda Nova Cyg için Aralık ayında elde ettiğimiz uzun poz süreli 10 günlük verileri kullanarak bu sistemin periyodisitesi tekrar hesaplanacaktır.



Şekil 4.24. $f = 4.990 \pm 0.005$ gün⁻¹ için Nova Cyg 2006' nın V filtresindeki faz dağılımı.

Bu takımyıldızında günümüze kadar birçok kez nova patlaması olmuştur. Bunlardan V1500 Cyg (Nova Cyg 1975), 29 Ağustos 1975' de 3 kadir parlaklığındaki bir maksimumda keşfedilmiştir (Young ve ark, 1976). X-ışın novasına benzeyen V404 Cyg (Nova 1989 Cyg) 22 Mayıs 1989' da 12–13 kadir parlaklığında Gınga Gözlemevinde gözlenmiştir (Makino ve ark, 1989). V1974 Cyg (Nova Cyg 1992) 19 Şubat 1992' de 6.8 kadir parlaklığında (Cassatella ve ark, 2004), V2274 Cyg (Nova Cyg No.1) 13 Temmuz 2001' de 11.9 kadir parlaklığında (Sato ve ark, 2001) ve V2275 Cyg (Nova Cyg 2001 No.2) ise 7–8.8 kadir parlaklığında gözlenmiştir (Ayani, 2001).

5. SONUÇLAR VE ÖNERİLER

Astrofiziğin önemli konularından biri olan değişen yıldızların çalışılması yıldızların doğası, evrimi ve fiziksel özellikleri hakkında bilgi edinmek açısından önemlidir. Yıldızların uzaklığı, kütlesi, yarıçapı, iç ve dış katmanlarının yapısı, kimyasal bileşenleri, yüzey sıcaklığı ve parlaklığı gibi bilgiler, değişen yıldız gözlem verilerinin incelenmesi ile elde edilebilir.

Değişen yıldızların sıcaklık, yoğunluk ve basınç gibi içsel değişimlerini temel alarak oluşturulan alt grubu Katakлизмik Değişen Yıldızlar, dejenere bir beyaz cüce ve ona madde aktaran bir eş yıldızdan oluşan çift yıldız sistemleridir. Madde transferi sonucunda oluşan yığılma diskindeki kararsızlıklar veya maddenin ani transferi sonucunda bu sistemlerde belirli aralıklarda meydana gelen patlamalar “Nova” olarak adlandırılır. Novaların genel karakteristiklerini çalışmak, Nova kabuklarının Galaksimizde ve komşu galaksilerde yıldızlararası ortamla etkileşimlerini sonucu ortamın madde bolluğundaki değişimin ve galaksilerin kozmolojik uzaklıklarının belirlenmesi hakkında önemli bilgiler verir. Ayrıca beyaz cücelerin yapısı, çift sistemlerde disk yapısı, nova ve süpernova patlamaları gibi etkileyici olayların araştırılmasında Novalar önemli rol oynarlar.

Bu çalışmada KD yıldızların alt sınıfı olan Tekrarlayan Novalar ile Klasik Novalar incelendi. KD yıldızlar ile ilgili yapılan çalışmalarda KD’lerin doğasını ve fiziksel özelliklerini açıklayabilmek için önerilen modeller derlenmiştir. Çukurova Üniversitesi yerleşkesinde bulunan UZAYMER’deki Meade 12’’(30 cm) LX200 GPS optik teleskopu ve bu teleskopa takılı ST-9XE model CCD kamera ile UBVRİ filtreleri kullanılarak 2006 yılında patlama gösteren iki KD yıldızın gözlemi yapılmıştır. KD sistemlerinin Tekrarlayan Novalar sınıfına giren RS Oph. ile Klasik Nova sınıfına giren Nova Cyg 2006 (V2362 Cyg)’nın 05–19 Eylül 2006 tarihleri arasında yapılan gözlemleri sunulmuştur.

05–19 Eylül 2006 tarihlerini kapsayan veri analizi sonucunda RS Ophiuchi’ın ve Nova Cygni 2006’ın ışık eğrileri elde edildi. Bu ışık eğrileri daha sonra AAVSO verilerinden elde edilen ışık eğrileri ile karşılaştırıldı ve eğriler arasındaki uyum gösterildi. Daha sonra Nova Cyg 2006’ın elde edilen verilerinin Fourier

analizi yapılarak periyodisitesi $f = 6.990 \pm 0.005 \text{ gün}^{-1}$ için $P = 0.1430 \pm 0.0001$ gün (Tam-genlik = 0.046 ± 0.003 kadir) olarak hesaplandı. Elde ettiğimiz değer Goranskij ve ark (2006)' elde ettiği 0.2070 günlük değere yakın bulundu. Bu iki değer arasındaki farklılık gecelik gözlem süremizin kısalığından kaynaklandığını düşünmekteyiz.

Gözlemlerimiz Haziran ayından itibaren genellikle havadaki yüksek nem oranı, rüzgar ve bulut gibi elverişsiz gözlem koşullarından dolayı planlanan sürede ve uzunlukta gerçekleşemedi. Özellikle Kasım ve Aralık aylarında RS Oph.' un artık gözlem alanımızda olmamasından dolayı sadece uygun hava koşullarında ve daha uzun sureyi kapsaması açısından tek bir filtrede Nova Cyg 2006' nın gözlemlerine devam edildi. V filtresinde 10 günlük uzun poz süreli Nova Cyg 2006 verileri sonraki çalışmalarımızda analiz edilecektir. Amacımız kaynağın periyodisite değerini bu verilerle bir kez daha hesaplamaktır.

UZAYMER' de KD sistemlerinin gözlemlerine devam edilecektir. Her dönem seçilecek farklı KD yıldızların gözlemlerinin yapılması ve elde edilen bilgiler kullanılarak gerektiğinde TÜBİTAK Ulusal Gözlemevinde bulunan RTT150 cm teleskop ve ona bağlı TFOSC tayf ölçerinden yararlanılması bundan sonraki çalışmalarımızda planlanmaktadır.

KAYNAKLAR

- ALLARD, F., 1997. Detailed Non-LTE Model Atmospheres for Novae during Outburst. I. New Theoretical Results. *Astrophysical Journal*, 490, 803.
- AMARI, S. ve ark, 2003. A Probable Dwarf Nova Outburst in the Core of the Globular Cluster M22. *The Astrophysical Journal*, 597, L137-L140.
- ANDRONOV, N.; PINSONNEAULT, M.; SILLS, A., 2003. Cataclysmic Variables: An Empirical Angular Momentum Loss Prescription from Open Cluster Data. *The Astrophysical Journal*, Volume 582, 358–368.
- ANDRONOV, NIKOLAY., 2005. Evolution of close binary stars with application to cataclysmic variables and blue stragglers. Ph.D dissertation, 202 pages. The Ohio State University.
- ANUPAMA, G. C., MIKOLAJEWSKA, J., 1999. Recurrent novae at quiescence: systems with giant secondaries. *Astronomy and Astrophysics*, 344, 177-187.
- ANUPAMA, G. C., DEWANGAN, G. C., 2000. The 1999 Outburst of the Recurrent Nova U Scorpii. *The Astronomical Journal*, 119, 1359–1364.
- ANUPAMA, G. C., 2002. The Recurrent Novae and Their Relation with Classical Novae. *AIP Conference Proceedings*, 637, 32–41
- ASHOK, N. M., 2005. Infrared study of the first identified helium nova V445 Puppis. *Bulletin of the Astronomical Society of India*, 33, 75.
- BALMAN, S., KRAUTTER, J., OEGELMAN, H., 1998. The X-Ray Spectral Evolution of Classical Nova V1974 Cygni 1992: A Reanalysis of the ROSAT Data. *The Astrophysical Journal*, 499, 395.
- BALMAN, S., 2005. Chandra Observation of the Shell of Nova Persei 1901 (GK Persei): Detection of Localized Nonthermal X-Ray Emission from a Miniature Supernova Remnant. *The Astrophysical Journal*, 627, 933–952.
- BARBON, R., CIATTI, F., ROSINO, L., 1979. Photometric properties of type II supernovae. *Astronomy and Astrophysics*, 72, 287–292.
- BARLOW, M. J. ve ark., 1981. The 1979 outburst of U Scorpii. *Royal Astronomical Society, Monthly Notices*, 195, 61–78.

- BECKER, R. H., MARSHALL, F. E., 1981. An X-ray survey of nine historical novae. *Astrophysical Journal*, 244, L93-L95.
- BENEDICT, G. F. ve ark., 1999. Hubble Space Telescope Fine Guidance Sensor Astrometric Parallaxes for Three Dwarf Novae: SS Aurigae, SS Cygni, and U Geminorum. *The Astrophysical Journal*, 515, L93-L96.
- BIANCHINI, A., ve ark., 1992. New light on post-maximum oscillations of novae. *Astronomy and Astrophysics*, 257, 599–602.
- BODE, M. F., KAHN, F. D., 1985. A model for the outburst of nova RS Ophiuchi in 1985. *Royal Astronomical Society, Monthly Notices*, 217, 205–215.
- BODE, M. F., SEAGUIST, E. R., EVANS, A., 1987. Radio survey of classical novae. *Royal Astronomical Society, Monthly Notices*, 228, 217–227.
- BODE, M. F., LLOYD, H. M., 1996. The Origin and Evolution of Radio Emission in Classical and Recurrent Novae. *Astronomical Society of the Pacific*, p.165.
- BODE, M. F. ve ark., 2006. Swift Observations of the 2006 Outburst of the Recurrent Nova RS Ophiuchi. I. Early X-Ray Emission from the Shocked Ejecta and Red Giant Wind. *ApJ*, 652, 629–635.
- BRUCH, A., NIEHUES, M., JONES, A. F., 1994. The variable light curve of the eclipsing symbiotic star AR Pavonis *Astron. Astrophys.*, 287, 829–834.
- BURWITZ, V. ve ark., 2002. Chandra ACIS-I and LETGS X-ray observations of Nova 1999 Velorum (V382 Vel). *AIP Con. Pro.*, 637, 377–380.
- CASSATELLA, A. ve ark., 2004. A study of the expanding envelope of Nova V1974 Cyg 1992 based on IUE high resolution spectroscopy. *Astronomy and Astrophysics*, 420, 571.
- CLAYTON, D. D., HOYLE, F., 1974. Gamma-Ray Lines from Novae. *Astrophysical Journal*, 187, L101.
- CLAYTON, D. D., 1981. Li–7 gamma-ray lines from novae. *Astrophysical Journal*, 244, L97-L98
- CRAWFORD, J. A., KRAFT, R. P., 1956. An Interpretation of AE Aquarii. *Astrophysical Journal*, 123, 44.

- CZART, K. ve ark, 2006. Optical observations of Nova V2362 Cyg. The Astronomer's Telegram, #792.
- DAS, R., BANERJEE, D. P. K., ASHOK, N. M., 2006. A near-infrared shock wave in the 2006 outburst of recurrent nova RS Ophiuchi. arXiv:astro-h/0611254.
- DELLA VALLE, MASSIMO; LIVIO, MARIO., 1996. On the Frequency of Occurrence of Recurrent Novae and Their Role as Type IA Supernova Progenitors. *Astrophysical Journal*, 473, 240.
- DIEHL, R. ve ark, 1995. COMPTEL observations of Galactic ^{26}Al emission. *Astronomy and Astrophysics*, 298, 445.
- DJURASEVIC, G. ve ark, 1998. A Model of the Light Curve of the Eclipsing Symbiotic Binary AR Pav. *Astronomical Institutes, conf*, 82.
- DOGGETT, J. B., BRANCH, D., 1985. A comparative study of supernova light curves. *Astronomical Journal*, 90, 2303–2311.
- DUFAY, J. ve ark, 1964. Évolution du spectre de Nova RS Ophiuchi après l'explosion de 1958. *Annales d'Astrophysique*, 27, 555.
- ELVEY, C. T., BABCOCK, H. W., 1943. The Spectra of U Geminorum Type Variable Stars. *Astrophysical Journal*, 97, 412.
- EVANS, A.; WOOD, JANET H., 1996. *Cataclysmic variables and related objects*. Kluwer Academic Publishers.
- EVANS, A. ve ark, 2006. Infrared observations of the 2006 outburst of the recurrent nova RS Ophiuchi: the early phase. arXiv:astro-ph/0609394.
- FERLAND, G. J. ve ark, 1998. Numerical Simulation of Plasmas and Their Spectra. *The Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, 110, 761–778.
- FRONING, C. S., LONG, K. S., KNIGGE, C. 2003. Accretion and Outflow in Interacting Binary Systems: Far Ultraviolet Spectroscopic Explorer Observations of the Nova-like Cataclysmic Variable UX Ursae Majoris. *The Astrophysical Journal*, 584, 433–447.
- GALLAGHER, J. S., NEY, E. P., 1976. The early infrared development of Nova Cygni 1975. *The Astrophysical Journal*, 204, L35-L39.

- GALLAGHER, J. S., STARRFIELD, S., 1978. Theory and observations of classical novae. *Annual review of astronomy and astrophysics* 16, 171-214.
- GALLAGHER, J. S. ve ark, 1980. Spectrophotometry of the nebula surrounding nova T Aurigae 1891. *The Astrophysical Journal*, 237, 55–60.
- GEHRZ, R., D., 1988. The infrared temporal development of classical novae. *Annual review of astronomy and astrophysics*, 26, 377–412.
- GEHRZ, R. D. ve ark, 1995. The Neon Nova. III. The Infrared Light Curves of Nova QU Vulpeculae (Nova VUL 1984#2). *Astronomical Journal* 110, 325.
- GEHRZ, R. D. ve ark, 1998. Nucleosynthesis in Classical Novae and Its Contribution to the Interstellar Medium. *The Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, 110, 3–26.
- GEISEL, S. L., KLEINMANN, D. E., LOW, F. J., 1970. Infrared Emission of Novae. *The Astrophysical Journal*, 161, 101.
- GIANNONE, P., WEIGERT, A., 1967. Entwicklung in engen Doppelsternsystemen III. *Zeitschrift für Astrophysik*, 67, 41.
- GREINER, J., 2000. Catalog of supersoft X-ray sources. *New Astronomy*, 5, 137-141.
- GREINER, J., DI STEFANO, R., 2002. Chandra Observations of the Recurrent Nova CI Aquilae after Its 2000 April Outburst. *ApJ*, 578, L59-L62.
- GREINER, J., ORIO, M., SCHARTEL, N., 2003. XMM-Newton observations of Nova LMC 2000. *Astronomy and Astrophysics*, 405, 703–710.
- GOMEZ-GOMAR, J., HERNANZ, M., JOSE, J., ISERN, J., 1998. Gamma-ray emission from individual classical novae. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 296, 913–920.
- GORANSKIJ, P. V., METLOVA, V. N., BURENKOV, N. A., 2006. Nova V2362 Cygni increases its brightness. *The Astronomer's Telegram*, #928.
- HACHISU, I., ve ark, 1999a. A Wide Symbiotic Channel to Type IA Supernovae. *The Astrophysical Journal*, 522, 487–503.
- HACHISU, I. ve ark, 1999b. A New Evolutionary Path to Type IA Supernovae: A Helium-rich Supersoft X-Ray Source Channel. *ApJ*, 519, 314–323.

- HACHISU, I. ve ark, 2000. A Theoretical Light-Curve Model for the 1999 Outburst of U Scorpii. *The Astrophysical Journal*, 528, 97–100.
- HACHISU, I., ve KATO, M., 2002a. Recurrent Novae as a Progenitor System of Type Ia Supernovae. I. RS Ophiuchi Subclass: Systems with a Red Giant Companion 558, 323–350.
- HACHISU, I., ve KATO, M., 2002b. Recurrent Novae as a progenitor system of Type Ia Supernovae. *AIP Conference Proceedings*, 637, 284–288.
- HACHISU, I., KATO, M., 2006. The Prediction of a Supersoft X-Ray Phase during the 2006 Outburst of RS Ophiuchi. *ApJ*, 642, L53-L56.
- HACHISU, I. ve ark, 2006. The Hydrogen-Burning Turnoff of RS Ophiuchi. *ApJ*, 651, L141-L144.
- HALE, G. E., 1901. The new star in Perseus. *Astrophysical Journal*, 13, 173–176.
- HAUSCHILDT, P. H. ve ark 1986. Optical observations of RS Ophiuchi in quiescence. *Astronomy and Astrophysics*. 167, 91–96.
- HAUSCHILDT, P. H. ve ark, 1992. Spherically symmetric, expanding, non-LTE model atmospheres for novae during their early stages. *Astrophysical Journal*, 393, 307–328.
- HELLIER, C., NAYLOR, T., 1998. On the orbital period distribution of cataclysmic variables. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 295, L50-L52.
- HELLIER, C. ve ark, 2004. On the magnetic accretor GK Persei in outburst. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 349, 710–714.
- HERNANZ, M., JOSE, J., COC, A., ISERN, J., 1996. On the Synthesis of ${}^7\text{Li}$ and ${}^7\text{Be}$ in Novae. *Astrophysical Journal Letters* 465, L27.
- HERNANZ, M., JOSE, J., 1998. Nucleosynthesis in Classical Novae: Recent Results from TNR Theory. . *ASP Conference Series*, 137, 368.
- HERNANZ, M. ve ark, 1999a. Gamma-Ray Emission from Novae Related to Positron Annihilation: Constraints on its Observability Posed by New Experimental Nuclear Data. *The Astrophysical Journal*, 526, L97-L100.

- HERNANZ, M. ve ark, 1999b. Gamma-Ray Emission of Classical Novae and its Detectability by Integral. *Astrophysical Letters and Communications*, 38, 407.
- HERNANZ, M., GÓMEZ-GOMAR, J., JOSÉ, J., 2002. The prompt gamma-ray emission of novae. *New Astronomy Reviews*, 46, 559–563.
- HERNANZ, M., JOSÉ, J., 2004. Gamma-rays from classical novae: expectations from present and future missions. *New Astronomy Reviews*, 48, 35–39.
- HERNANZ, M., 2005. Classical nova explosions. *The Astronomical Society of the Pacific*, 330, 265.
- HJELLMING, R. M., WADE, C. M., 1970. Radio Novae. *ApJ*, 162, L1.
- HJELLMING, R. M. ve ark, 1986. Radio observations of the 1985 outburst of RS Ophiuchi. *Astrophysical Journal*, 305, L71-L75.
- HONEYCUTT, R. K., ve ark, 1998. Unusual "Stunted" Outbursts in Old Novae and Nova-Like Cataclysmic Variables. *ApJ*, 115, 2527–2538.
- HONEYCUTT, R. K., 2001. Similarities between Stunted Outbursts in Nova-like Cataclysmic Variables and Outbursts in Ordinary Dwarf Novae. *The Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, 113, 473–481.
- HYLAND, A. R., NEUGEBAUER, G., 1970. Infrared Observations of Nova Serpentis 1970. *The Astrophysical Journal*, 160, 177.
- IJIMA, T., 2006. RS Ophiuchi. *IAU Circ.*, 8675.
- JOSE, J., HERNANZ, M., COC, A., 1997. New Results on ^{26}Al Production in Classical Novae. *Astrophysical Journal Letters* 479, L55.
- JOSE, J., HERNANZ, M., 1998. Nucleosynthesis in Classical Novae: CO versus ONe White Dwarfs. *The Astrophysical Journal* 494, 680.
- JOSÉ, J., COC, A., HERNANZ, M., 1999. Nuclear Uncertainties in the NENAMGAL Cycles and Production of ^{22}Na and ^{26}Al during Nova Outbursts. *The Astrophysical Journal*, 520, 347–360.
- JOY, A. H., 1954. Spectroscopic Observations of AE Aquarii. *ApJ*, 120, 377.
- JOY, A. H., 1961. The Emission Spectrum of RS Ophiuchi in 1958. *ApJ*, 133, 493.
- KAHABKA, P. ve ark, 1999. Luminous supersoft X-ray emission from the recurrent nova U Scorpii. *Astronomy and Astrophysics*, 347, L43-L46.

- KATO, M., 2002. Recurrent novae, classical novae, symbiotic novae, and population II novae. *The Physics of Cataclysmic Variables and Related Objects*, ASP Conference Proceedings, 261, 595.
- KATO, T., YAMAOKA, H., LILLER, W., MONARD, B., 2002. Recurrent nova IM Normae. *Astronomy and Astrophysics*, 391, L7-L9.
- KERCEK, A., HILLEBRANDT, W., TRURAN, J. W., 1998. Two-dimensional simulations of the thermonuclear runaway in an accreted atmosphere of a C+O White Dwarf. *Astronomy and Astrophysics*, 337, 379–392.
- KOVETZ, A., PRIALNIK, D., 1985. CNO abundances resulting from diffusion in accreting nova progenitors. *Astrophysical Journal*, 291, 812–821.
- KRAFT, R. P., 1958. The Binary System Nova T Coronae Borealis. *ApJ*, 127, 625.
- KRAFT, R. P., 1959. The Binary System Nova DQ Herculis. II. an Interpretation of the Spectrum during the Eclipse Cycle. *Astrophysical Journal*, 130, 110.
- KRAFT, R. P., 1964. Binary Stars among Cataclysmic Variables. III. Ten Old Novae. *The Astrophysical Journal*, 139, 457.
- KRAUTTER, J. ve ark, 1996. ROSAT X-Ray Observations of Nova V1974 Cygni: The Rise and Fall of the Brightest Supersoft X-Ray Source. *Astrophysical Journal*, 456, 788.
- KRAUTTER, J. ve ark, 2002. Hubble Space Telescope NICMOS Observations of Classical Nova Shells. *The Astronomical Journal*, 124, 2888–2898.
- LASOTA, J. P., ve ark, 1995. Dwarf novae at low mass transfer rates. *Astronomy and Astrophysics*. 302, 29.
- LASOTA, J. P., 2004. Magnetic Cataclysmic Variables: a Summary. *Astronomical Society of the Pacific*, 315, 365.
- LEISING, M. D., CLAYTON, D.D., 1987. Positron annihilation gamma rays from novae. *Astrophysical Journal*, 323, 159–169.
- LEWIS, R. S., 2001. Presolar Grains from Novae. *ApJ*, 551, 1065–072.
- LIVIO, M., ve ark, 1992. On the role of radioactive decays in powering gamma rays and X-rays from novae. *Astrophysical Journal*, 394, 217–220.
- LYNCH, D. K. ve ark, 2004. The Late Appearance of He I in V445 Puppis. *The Astronomical Journal*, 128, 2962–2964.

- MACDONALD, J., FUJIMOTO, M. Y., TRURAN, J. W., 1985. The decline and fall of classical novae. *Astrophysical Journal*, 294, 263–270.
- MAHONEY, W. A. ve ark, 1984. HEAO 3 discovery of Al-26 in the interstellar medium. *The Astrophysical Journal*, 286, 578–585.
- MAKINO, F. 1989. V404 Cygni = GS 2023+338. *IAUC*, 4786, 1.
- MCLAUGHLIN, D. B., 1960. *The Spectra of Novae*. Published by the University of Chicago Press, Chicago, 585.
- MUMFORD, G. S., 1967. *Novae and Novalike Variables*. Publications of the Astronomical Society of the Pacific, 79, 283.
- NAGEL, T. ve ark., 2004. Modeling He-rich Disks in AM CVn Binaries. *Revista Mexicana de Astronomía y Astrofísica (Serie de Conferencias)* 20, 228–228.
- NARUMI, H. ve ark, 2006. RS Ophiuchi. *IAU*, 8671, 2.
- NESS, J.-U. ve ark, 2006. RS Ophiuchi. *IAU Circ.* 8683, 2.
- NEY, E. P., HATFIELD, B. F., 1978. The isothermal dust condensation of Nova Vulpeculae 1976. *Astrophysical Journal*, 219, 111–115.
- NISHIMURA, H., ve ark., 2006. V2362 Cygni = Nova Cygni 2006. *IAU Circ.*, 8698, 3.
- NOFAR, I., SHAVIV, G., STARRFIELD, S., 1991. The formation of Al-26 in nova explosions. *The Astrophysical Journal*, 369, 440–450.
- NOGAMI, D., KATO, T., BABA, H., 2002. Time-Resolved Photometry of GK Persei during the 1996 Outburst. Publications of the Astronomical Society of Japan, 54, 987–997.
- NOGAMI, D. ve ark 2003. The SU UMa Nature of the Dwarf Nova, DM Lyrae. Publications of the Astronomical Society of Japan, 55, 483–488.
- NOMOTO, K., KONDO, Y., 1991. Conditions for accretion-induced collapse of white dwarfs. *Astrophysical Journal*, 367, 19–22.
- NORTON, A. J. ve ark, 1988. GK Per - X-ray observations in quiescence. *Royal Astronomical Society, Monthly Notices*, 231, 783–793.
- O'BRIEN, T. J., KAHN, F. D., 1987. Models for the remnants of recurrent novae. II – Dynamical effect of radiative heat loss. *Royal Astronomical Society, Monthly Notices*, 228, 277–287.

- O'BRIEN, T. J. ve ark, 1992. Models for the remnants of recurrent novae. III - Comparison with the X-ray observations of RS Ophiuchi (1985). Royal Astronomical Society, Monthly Notices, 255, 683-693.
- O'BRIEN, T. J. ve ark, 2006. An asymmetric shock wave in the 2006 outburst of the recurrent nova RS Ophiuchi. Nature, 442, 279–281.
- OEGELMAN, H. ve ark, 1984. The detection of X-rays from Nova MUSCAE 1983 with the EXOSAT satellite. Astrophysical Journal, 287, L31-L34.
- OEGELMAN, H. ve ark, 1987. EXOSAT observations of X-rays from classical novae during the outburst stage. Astronomy and Astrophysics, 177, 110-116.
- ORIO, M. ve ark, 2001a. X-ray emission from classical and recurrent novae observed with ROSAT. Astronomy and Astrophysics, 373, 542–554.
- ORIO, M. ve ark, 2001b. The X-ray emission from Nova V382 Velorum - I. The hard component observed with BeppoSAX. Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, 326, L13-L18.
- ORIO, M. ve ark, 2002. The X-ray emission from Nova V382 Velorum - II. The super-soft component observed with BeppoSAX. Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, 333, L11-L15.
- ORIO, M., 2004. X-Ray Observations of Classical and recurrent Novae in Outburst. Revista Mexicana de Astronomía y Astrofísica (Serie de Conferencias) 20, 182–186.
- PADIN, S., DAVIS, R. J., BODE, M. F., 1985. RS Ophiuchi - First radio detection of a recurrent nova outburst. Nature (ISSN 0028–0836), 315, 306.
- PAERELS, F. ve ark, 2001. First XMM-Newton observations of an isolated neutron star: RX J0720.4–3125. Astronomy and Astrophysics, 365, L298-L301.
- PAYNE-GAPOSCHKIN, C., 1957. Book Reviews: The Galactic Novae. Science, 126, 1350- 1351.
- PERLMUTTER, S. ve ark, 1999. Constraining Dark Energy with Type Ia SNe and Large-Scale Structure. Physical Review Letters, 83, 670- 73.
- PICKERING, E. C., 1901. Anderson's new star in Perseus. ApJ., 13, 70-173.

- PIRO, A. L., BILDSTEN, L., 2005. The Spreading Layer and Dwarf Nova Oscillations. *Astronomical Society of the Pacific*, 330, 197.
- PRIALNIK, D. ve ark, 1978. The evolution of a slow nova model with a $Z = 0.03$ envelope from pre-explosion to extinction. *Astronomy and Astrophysics*, 62, 339–348
- PRIALNIK, D., SHARA, M. M., SHAVIV, G., 1979. The evolution of a fast nova model with a $Z = 0.03$ envelope from pre-explosion to decline. *Astronomy and Astrophysics*, 72, 192–203.
- PRIALNIK, D., LIVIO, M., SHAVIV, G., KOVETZ, A., 1982. On the role of the accretion rate in nova outbursts. *Astrophysical Journal*, 257, 312–317.
- PRIALNIK, D., KOVETZ, A., 1984. The effect of diffusion on prenova evolution - CNO- enriched envelopes. *Astrophysical Journal*, 281, 367–374.
- PRIALNIK, D., 1986. The evolution of a classical nova model through a complete cycle. *Astrophysical Journal*, 310, 222–237.
- PRINGLE, J. E.; WADE, R. A.; KING, A. 1985. *Interacting Binary Stars*. Cambridge University Press.
- ROSINO, L., IJIMA, T., 1988. The spectrum of U Scorpii in the 1987 outburst. *Astronomy and Astrophysics*, 201, 89–92.
- RIESS, A. G. ve ark, 1998. Observational Evidence from Supernovae for an Accelerating Universe and a Cosmological Constant. *ApJ*, 116, 1009–1038.
- SCHATZMAN, E., 1965. *The Theory of Novae and Supernovae*. Published by the University of Chicago Press, Chicago, ILL USA, 1965, 327.
- SEAQUIST, E. R. ve ark, 1989. A detailed study of the remnant of nova GK Persei and its environs. *Astrophysical Journal*, 344, 805–825.
- SHARA, M. M., PRIALNIK, D., SHAVIV, G., 1977. Non-ejecting novae as EUV sources. *Astronomy and Astrophysics*, 61, 363–367.
- SHARA, M. M., PRIALNIK, D., SHAVIV, G., 1980. What determines the speed class of novae. *Astrophysical Journal*, 239, 586–591.
- SHARA, M. M., 1989. Recent progress in understanding the eruptions of classical novae. *Astronomical Society of the Pacific, Publications*. 101, 5–31.

- SHORE, S. N. ve ark, 1991. Multiwavelength observations of Nova LMC 1990 Number 2 - The first extragalactic recurrent nova. *ApJ*, 370, 193–197.
- SHORE, S. N. ve ark, 1993. The early ultraviolet spectral evolution of Nova Cygni 1992. *The Astronomical Journal*, 106, 2408–2428.
- SHORE, S.N. ve ark, 1996. On the Interpretation of the Ultraviolet Spectra of Symbiotic Stars and Recurrent Novae. II. The 1985 Outburst of RS Ophiuchi. *The Astrophysical Journal* 456, 717.
- SHORE, S. N. ve ark, 1997. Spatially Resolved Spectra of V1974 Cygni (Nova Cygni 1992) with the Goddard High Resolution Spectrograph. *Astrophysical Journal*, 490, 393.
- SIMON, V., 2002. Dramatic change of the recurrence time and outburst parameters of the intermediate polar GK Persei. *Astronomy and Astrophysics*, 382, 910–920.
- SION, E. M. ve ark, 2001. Hubble Space Telescope Spectroscopy of the Dwarf Nova RX Andromedae. The Underlying White Dwarf. *The Astrophysical Journal*, 555, 834–838.
- SKOPAL, A., 1998. On the nature of apparent changes of the orbital period in symbiotic binaries. *Astronomy and Astrophysics*, 338, 599–611.
- SKOPAL, A., VANKO, M., PRIBULLA, T., CHOCHOL, D., 2003. Recent UBVR Photometry of Symbiotic Stars. *Baltic Astronomy*, 12, 631–632.
- SKOPAL, A. ve ark, 2004. Photometry of symbiotic stars. XI. EG And, Z And, BF Cyg, CH Cyg, CI Cyg, V1329 Cyg, TX CVn, AG Dra, RW Hya, AR Pav, AG Peg, AX Per, QW Sge, IV Vir and the LMXB V934 Her. *Contributions of the Astronomical Observatory Skalnaté Pleso*, 34, 45–69.
- SMAK, J., 1971. Eruptive Binaries. II. U Geminorum. *Acta Astronomica*, 21, 15.
- SMAK, J., 1994. Eclipses in Cataclysmic Variables with Stationary Accretion Disks. II. UX UMa. *Acta Astronomica*, 44, 59–74.
- SOKOŁOSKI, J. L. ve ark 2006. An X-ray emitting blast wave from the recurrent nova RS Ophiuchi. *Nature*, 442, 276–278.
- SPARKS, W. M., 1969. Dynamical Models of Novae. *ApJ*, 156, 569.

- STARRFIELD, S., 1971. On the cause of the Nova outburst. *Mon. Not. R. Astron. Soc.*, 152, 307.
- STARRFIELD, S. ve ark, 1972. CNO Abundances and Hydrodynamic Models of the Nova Outburst. *Astrophysical Journal*, 176, 169
- STARRFIELD, S. ve ark, 1974. CNO abundances and hydrodynamic models of the nova outburst. II - 1.00 solar mass models with enhanced carbon and oxygen. *Astrophysical Journal Supplement Series*, 28, 247–270.
- STARRFIELD, S. ve ark, 1978. CNO abundances and hydrodynamic studies of the Nova outburst. V - 1.00-solar-mass models with small mass envelopes. *Astrophysical Journal*, 226, 186–202.
- STARRFIELD, S., 1979. On the time-scale for turn-off of a nova after the outburst. White dwarfs and variable degenerate stars; *Proceedings of the Colloquium University of Rochester*, 274–279.
- STARRFIELD, S., SPARKS, W. M., TRURAN, J. W., 1985. Recurrent novae as a consequence of the accretion of solar material onto a 1.38 solar mass white dwarf. *The Astrophysical Journal*, 291, 136–146.
- STARRFIELD, S., 1988. The classical nova outburst. *Multiwavelength astrophysics; Proceedings of the Workshop*, Cambridge University Press, 159–188.
- STARRFIELD, S., ve ark., 1988. A model for the 1987 outburst of the recurrent nova U Scorpii. *Astrophysical Journal*, 325, L35-L38.
- STARRFIELD, S., ve ark, 1998. Observational and Theoretical Studies of the Nova Outburst. *ASP Conference Series*, 137, 352.
- STARRFIELD, S. ve ark, 2000. The nova outburst: thermonuclear runaways on degenerate dwarfs. *New Astronomy Reviews*, 44, 81–86.
- STARRFIELD, S., 2002. Studies of Novae in the 20th Century. *AIP Conference Proceedings*, 637, 89–98.
- STRUVE, O., 1955. The Duplicity of Nova Herculis. *Sky and Telescope*, 4, 275.
- SZKODY, P. ve ark, 2002. Cool White Dwarfs in Cataclysmic Variables: Hubble Space Telescope Results on EG Cancri and HV Virginis. *The Astrophysical Journal*, 574, 950–956.

- TOWNSLEY, D. M., BILDSTEN, L., 2005. Classical Novae as a Probe of the Cataclysmic Variable Population. *ApJ*, 628, 395–400.
- URBAN, J. A., SION, E. M., 2006. The Dwarf Novae during Quiescence. *The Astrophysical Journal*, 642, 1029–1041.
- VERBUNT, F., 1987. Ultraviolet observations of cataclysmic variables. *Astronomy and Astrophysics Supplement Series* 71, 339–36
- WADE, R.A., HUBENY, I., 1998. Detailed Mid- and Far-Ultraviolet Model Spectra for Accretion Disks in Cataclysmic Binaries. *The Astrophysical Journal*, 509, 350–361.
- WALKER, M. F., 1954. Nova DQ Herculis (1934): an Eclipsing Binary with Very Short Period. *Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, 66, 230.
- WARNER, B., NATHER, R. E., 1971. Observations of rapid blues variables. II. *U Gem. Mon. Not. R. Astron. Soc.*, 152, 219.
- WARNER, B., 1976. Observations of Dwarf Novae. *International Astronomical Union Dordrecht*, D. Reidel Publishing Co, p.85.
- WARNER, B., 1995. The Discovery Of Magnetic Cataclysmic Variable Stars. *Astronomical Society of the Pacific*, 85, 3.
- WATSON, M. G. ve ark, 1985. The old nova GK Per - Discovery of the X-ray pulse period. *Royal Astronomical Society, Monthly Notices* 212, 917–930.
- WEBBINK, R. F. ve ark, 1987. The nature of the recurrent novae. *The Astrophysical Journal*, 314, 653– 72.
- WEISS, A., TRURAN, J. W., 1990. Na-22 and Al-26 production and nucleosynthesis in novae explosions. *Astronomy and Astrophysics*. 238, 178–186.
- WHEELER, J. C., HARKNESS, R. P., 1990. Type I supernovae. *Rep. Prog. Phys.*, 53, 1467- 1557.
- WILLIAMS, R. E. ve ark, 1978. The shell around nova DQ Herculis 1934. *The Astrophysical Journal*, 224, 171–181.
- WILLIAMS, R. E., GALLAGHER, J. S., 1979. Spectrophotometry of filaments surrounding nova RR Pictoris 1925. *ApJ*, 228, 482-490.

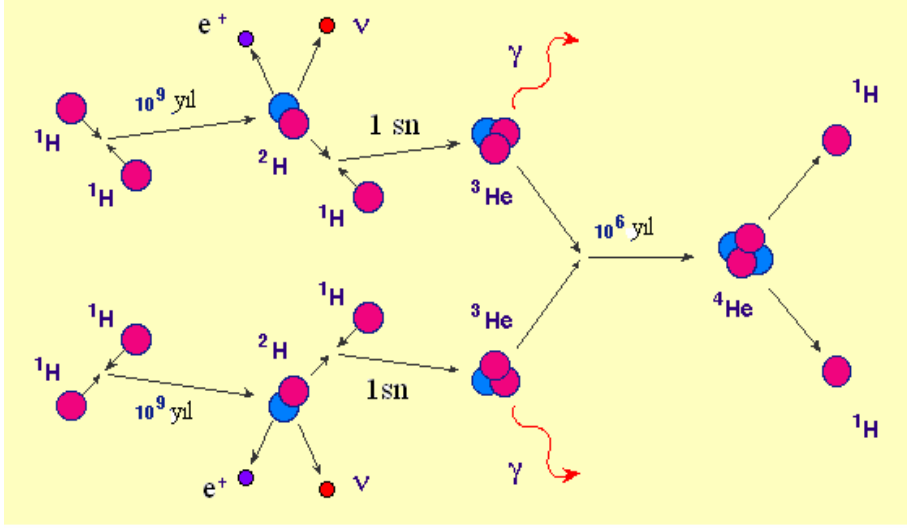
- WILLIAMS, R. E. ve ark, 1985. Ultraviolet spectral evolution and heavy element abundances in Nova Austrinae 1981. Royal Astronomical Society, Monthly Notices 212, 753–766.
- YUDIN, B. F., 1987. The nature of classical symbiotic stars. Astrophysics and Space Science, 135, 143–156.
- YOUNG, P. J.ve ark, 1976. Light curve of Nova V1500 CYG 1975. The Astrophysical Journal, 209, 882–894.
- <http://www.aavso.org/>
- <http://heasarc.gsfc.nasa.gov/docs/objects/>
- <http://www.talkorigins.org/faqs/supernova/>
- <http://www.theastronomer.org/variables.html>
- <http://www.uai.it/index.php?tipo=A&id=1169>

ÖZGEÇMİŞ

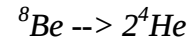
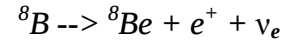
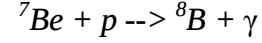
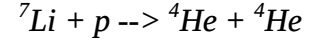
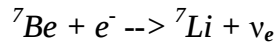
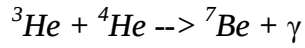
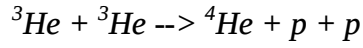
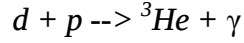
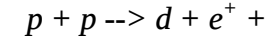
1978 yılında Antakya’ da doğdum. Saçaklı Köyü İlkokulu’ nu bitirdikten sonra Ortaokul öğrenimimi Antakya Ticaret Meslek Lisesinin ortaokul bölümünde (1993) ve lise öğrenimimi ise Antakya Kurtuluş Lisesinde (1996) tamamladım. 1998 yılında Balıkesir Üniversitesi Fen Edebiyat Fakültesi Fizik Bölümüne başladığım lisans eğitimimi 2002 yılında tamamladım. 2003–2004 eğitim yılında bir yıl İngilizce hazırlık okuduktan sonra Eylül 2004 tarihinde Çukurova Üniversitesi Fen Bilimleri Enstitüsü Fizik Bölümünde yüksek lisans eğitimime başladım.

EKLER

Ek A. Proton-Proton Zinciri



Şekil A1.1. Proton-proton zinciri.

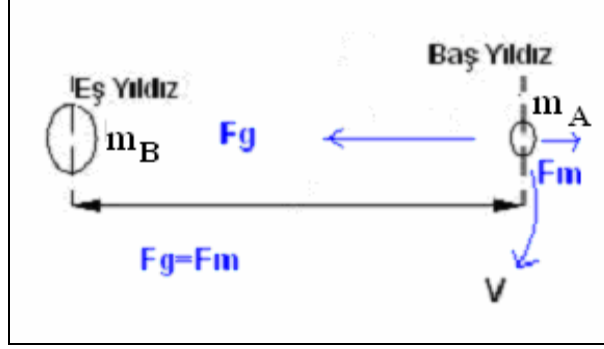


Ek B. Lagrange Noktalarının Hesaplanması

- L1, L2, L3 Lagrange noktaları

Gravitasyonel sabiti G , başyıldızın kütlesini m_A eş yıldızın kütlesini m_B , , iki yıldız arasındaki mesafeyi r , ve başyıldızın eş yıldız etrafındaki dolanma hızını v ile tanımlayalım. İki yıldız Gravitasyonel çekim kuvveti ile merkezkaç kuvvetleri eşit olacak şekilde bir birbirleri etrafında dolanırlar (Şekil B1.).

$$F_{\text{merkez kaç}} = F_{\text{Gravitasyonel}} \quad Gm_B m_A / r^2 = m_A v^2 / r \quad (1)$$



Şekil B.1. Çift yıldızın birbiri etrafında dolanımı. Başyıldızın merkezkaç kuvveti ile eş yıldız tarafından ona uygulanan Gravitasyonel kuvvet birbirine eşittir.

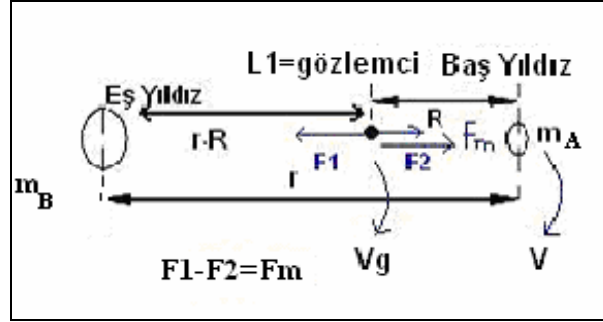
Eğer yörünge periyodu T ise; Açısal hız $\omega = 2\pi / T = v / r$ olur, her bir dolanım için başyıldız tarafından alınan mesafe; ($vT = 2\pi r$) olur. Buradan $v = 2\pi r / T$ ve $v^2 = 4\pi^2 r^2 / T^2$ ifadesini (1) eşitliğinde yerine yazılırsa,

$$Gm_B / r = 4\pi^2 r^2 / T^2 \quad (2)$$

eşitliği elde edilir. (2) eşitliğinin her iki yanı r^2 ye bölündüğünde **Keplerin 3. yasası** elde edilir.

$$Gm_B / r^3 = 4\pi^2 / T^2 \quad (3)$$

İki yıldız arasında, başyıldızdan R , eş yıldızdan $(r-R)$ kadar mesafede (L1 noktasında) m_g kütesine sahip bir gözlemcinin olduğunu varsayalım (Şekil B.2.). Ayrıca başyıldıza benzer şekilde L1' deki gözlemcinin de eş yıldız etrafında döndüğünü varsayalım.



Şekil B.2. Çift yıldız sistemindeki L1 Lagrange noktasının hareketi. L1 noktası üç kuvvetin etkisi altındadır. F_1 ; eş yıldız ile L1 arasındaki çekim kuvveti, F_2 ; başyıldız ile L1 arasındaki çekim kuvveti ve F_m ; L1'in merkez kaç kuvveti.

Gözlemcinin hızı v_g ile tanımlanırsa, merkez kaç kuvveti $F_m = m_g v_g^2 / (r-R)$ ve $F_m = F_1 - F_2$ 'den $F_m = Gm_B m_g / (r-R)^2 - Gm_A m_g / R^2$ olur. Buradan,

$$Gm_B m_g / (r-R)^2 - Gm_A m_g / R^2 = m_g v_g^2 / (r-R) \quad (4)$$

ve (4) eşitliğinin her iki yanını $(r-R)/m_g$ ile çarpılırsa,

$$Gm_B / (r-R) - Gm_A (r-R) / R^2 = (v_g)^2 \quad (5)$$

elde edilir.

Ayrıca gözlemcinin eş yıldız etrafında $(r-R)$ yarıçapı ile dolandığı varsayılırsa; gözlemcinin dolanım periyodu T_g olur. $T_g = 2\pi(r-R)/v_g$ ifadesinden v_g^2 çekilirse,

$$(v_g)^2 = 4\pi^2 (r-R)^2 / (T_g)^2 \quad (6)$$

(6) eşitliği (5)' te yerine yazılırsa $Gm_B / (r-R) - Gm_A (r-R) / R^2 = 4\pi^2 (r-R)^2 / (T_g)^2$ ve bu eşitliğin her iki tarafı $(r-R)^2$ 'ye bölünürse;

$$Gm_B / (r-R)^3 - Gm_A / R^2 (r-R) = 4\pi^2 / (T_g)^2 \quad (7)$$

elde edilir.

Gözlemci ile başyıldızı aynı yörünge düzleminde dolandıkları için periyotları birbirlerine eşit olacaktır. $T_g = T$ olduğundan (3) ve (7) eşitliklerinin sağ tarafları $(4\pi^2/T_g^2 = 4\pi^2/T^2)$ birbirine eşit olacaktır. Bu iki eşitlikten;

$$Gm_B/(r-R)^3 - Gm_A/R^2(r-R) = Gm_B/r^3 \quad (8)$$

(8) eşitliğinin her iki tarafı Gm_B ' ye bölünürse, $1/(r-R)^3 - m_A/m_B R^2(r-R) = 1/r^3$ elde edilir. Bu eşitlikte başyıldızın eş yıldızına oranı yerine y yazılırsa ($y = m_A/m_B$), $1/(r-R)^3 - y/R^2(r-R) = 1/r^3$ olur. Bu eşitliğinde her iki tarafı r^3 ile çarpılırsa,

$$r^3/(r-R)^3 - y r^3/R^2(r-R) = 1 \quad (9)$$

(9) eşitliğinin pay ve paydasını r^3 ile bölelim $1/[(r-R)/r]^3 - y / [R^2(r-R)/r^3] = 1$ bu eşitlikte R/r oranı z ile tanımlanırsa,

$$1/(1-z)^3 - y/z^2(1-z) = 1 \quad (10)$$

eşitliğini elde edilir.

(10) eşitliğinin kesin bir çözümü yoktur. Bununla birlikte z ne kadar küçük olursa yaklaşık bir çözüm elde etmek o kadar kolay olur. $1/(1-z)^3 \sim 1 + 3z$ (binom açılımı) yaklaşık eşit olduğunu kabul edip (10)' da eşitliğin sol tarafındaki ilk ifade yerine yazalım. Aynı şekilde $[y/z^2]/(1-z) \sim [y/z^2] (1+z)$ de eşitliğin sol tarafındaki ikinci ifade yerine yazalım. $1 + 3z - [y/z^2] (1+z) \sim 1$ buradan, $3z \sim [y/z^2] (1+z)$ ve,

$$3z^3 \sim y(1+z) \quad (11)$$

sonucu elde edilir.

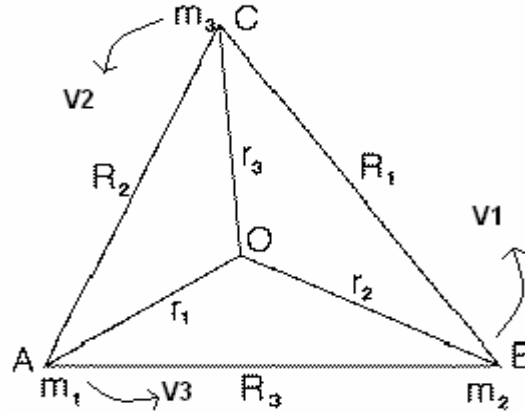
(11) eşitliğinde y yerine m_A/m_B değerlerini yazarak $z = R/r$ oranına ulaşabiliriz. Burada iki yıldız arasındaki mesafe r , Kepler' in 3. yasasının Newton formunda genelleştirilmesi ile elde edilebilir.

$$r = 3.53 \times 10^{10} m_A^{1/3} (1 + m_B / m_A)^{1/3} P_{yör}^{2/3} (h) \quad (\text{Warner, 1995}).$$

Böylece r ' yi bildiğimizden **R=L1** Lagrange noktasının değerini elde etmiş oluruz. Benzer şekilde **L2** ve **L3** Lagrange noktalarını da hesaplayabiliriz.

- **L4 ve L5 Lagrange noktaları**

Başyıldızın kütesini m_1 , eş yıldızın kütesini m_2 ve L4 Lagrange noktasında yer alan gözlemcinin kütesini m_3 ile tanımlayalım (Şekil B.3.). Bu üç kütenin her biri ABC üçgeninin köşelerine gelecek şekilde olsun. m_1 ' in karşısındaki kenarı **R₁**, m_2 ' nin karşısındaki kenarı **R₂** ve m_3 ' ün karşısındaki kenarı **R₃** ile tanımlayalım. m_1 , m_2 , m_3 kütleli bu üç nokta O noktası etrafında dönsün. Bu üç noktanın hızlarını (v_1 , v_2 , v_3) ve O noktasına olan uzaklıklarını (r_1 , r_2 , r_3) şeklinde tanımlayalım.



Şekil B.3. L4 Lagrange noktasının ABC üçgeninde gösterimi. Eş yıldız A köşesinde, başyıldız B köşesinde ve L4 noktası C köşesinde yer almaktadır.

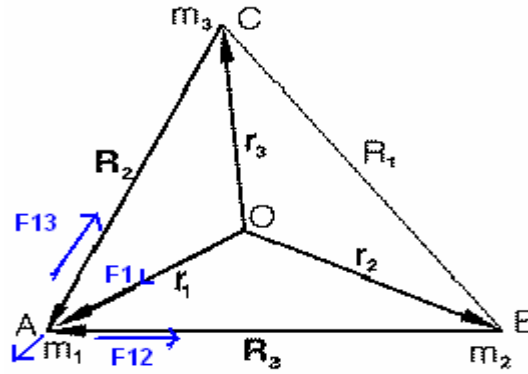
Üç nokta, O noktası etrafında aynı periyotla döneceklerinden hızları ve dönme anındaki merkezkaç kuvvetleri aşağıdaki gibi tanımlanır.

$$v_1 = 2\pi r_1 / T \quad F_1 = m_1 v_1^2 / r_1 = m_1 (2\pi / T)^2 r_1$$

$$\begin{aligned}
\mathbf{v}_2 &= 2\pi \mathbf{r}_2 / T & \mathbf{F}_2 &= m_2 \mathbf{v}_2^2 / \mathbf{r}_2 = m_2 (2\pi/T)^2 \mathbf{r}_2 \\
\mathbf{v}_3 &= 2\pi \mathbf{r}_3 / T & \mathbf{F}_3 &= m_3 \mathbf{v}_3^2 / \mathbf{r}_3 = m_3 (2\pi/T)^2 \mathbf{r}_3
\end{aligned} \tag{12}$$

Böylece O noktasından dışarı ($\mathbf{r}_1$, $\mathbf{r}_2$, $\mathbf{r}_3$) vektörleri boyunca yönelen merkezkaç kuvvetleri elde edilmiş olur.

Sonraki adımda her bir kütleye etki eden toplam kuvvet elde edilir. Sistem dengede olduğundan m_1 kütesine etki eden m_2 ve m_3 ' den gelen Gravitasyonel kuvvetlerinin toplamı ile m_1 ' in merkezkaç kuvveti birbirine eşittir. m_2 ' den m_1 ' e uygulanan çekim kuvveti $\mathbf{F}_{12}$, m_3 ' den m_1 ' e uygulana çekim kuvveti $\mathbf{F}_{13}$ ve merkezkaç kuvveti de $m_1(2\pi/T)^2 \mathbf{r}_1$ şeklinde olsun. Eğer sistem dengede ise her bir kütleye uygulanan toplam kuvvet aşağıda gösterildiği gibi sıfır olacaktır (Şekil B.4).



Şekil B.4. m_1 kütesine uygulanan kuvvetler. m_3 ' den m_1 ' e uygulanan kütle çekim kuvveti $\mathbf{F}_{12}$, m_2 ' den m_1 ' e uygulanan kütle çekim kuvveti $\mathbf{F}_{13}$ ve m_1 kütesinin dönme anındaki merkez kaç kuvveti $\mathbf{F}_1$ dir. $\mathbf{F}_{12} + \mathbf{F}_{13} + \mathbf{F}_1 = 0$

$$\begin{aligned}
\mathbf{F}_{12} + \mathbf{F}_{13} + m_1 (2\pi/T)^2 \mathbf{r}_1 &= 0 \\
\mathbf{F}_{21} + \mathbf{F}_{23} + m_2 (2\pi/T)^2 \mathbf{r}_2 &= 0 \\
\mathbf{F}_{32} + \mathbf{F}_{31} + m_3 (2\pi/T)^2 \mathbf{r}_3 &= 0
\end{aligned} \tag{13}$$

Her üç noktaya uygulanan kuvvetlerin toplamı sıfırdır.

$$\mathbf{F}_{12} + \mathbf{F}_{13} + \mathbf{F}_{21} + \mathbf{F}_{23} + \mathbf{F}_{32} + \mathbf{F}_{31} + (2\pi/T)^2 [m_1\mathbf{r}_1 + m_2\mathbf{r}_2 + m_3\mathbf{r}_3] = 0 \quad (14)$$

Bununla birlikte Newton' un 3. yasasından, bu üç noktaya uygulanan çekim kuvvetleri $\mathbf{F}_{12} = -\mathbf{F}_{21}$, $\mathbf{F}_{13} = -\mathbf{F}_{31}$, $\mathbf{F}_{23} = -\mathbf{F}_{32}$ şeklinde eşitlenebilir. Bu eşitlikleri (14) eşitliğinin ilk kısmında yerlerine yazılırsa, $\mathbf{F}_{12} + \mathbf{F}_{13} + \mathbf{F}_{21} + \mathbf{F}_{23} + \mathbf{F}_{32} + \mathbf{F}_{31} = 0$ olacaktır. Eşitliğin ikinci kısmı da aşağıdaki gibi olur.

$$[m_1\mathbf{r}_1 + m_2\mathbf{r}_2 + m_3\mathbf{r}_3] = 0 \quad (15)$$

Şekil B.4.' de olduğu gibi uzaklıkları vektörel olarak yazarsak, m_1 kütesine $(\mathbf{r}_1, \mathbf{R}_2, \mathbf{R}_3)$ vektörleri etki eder. $\mathbf{r}_1 = \mathbf{r}_2 + \mathbf{R}_3$, $\mathbf{r}_1 = \mathbf{r}_3 + \mathbf{R}_2$ ' dir. Bu eşitliklerden $\mathbf{r}_2$ ve $\mathbf{r}_3$ ' ü çeker ($\mathbf{r}_3 = \mathbf{r}_1 - \mathbf{R}_2$; $\mathbf{r}_2 = \mathbf{r}_1 - \mathbf{R}_3$) ve (15) eşitliğinde yerine yazılırsa, $[m_1\mathbf{r}_1 + m_2(\mathbf{r}_1 - \mathbf{R}_2) + m_3(\mathbf{r}_1 - \mathbf{R}_3)] = 0$ olur. Buradan,

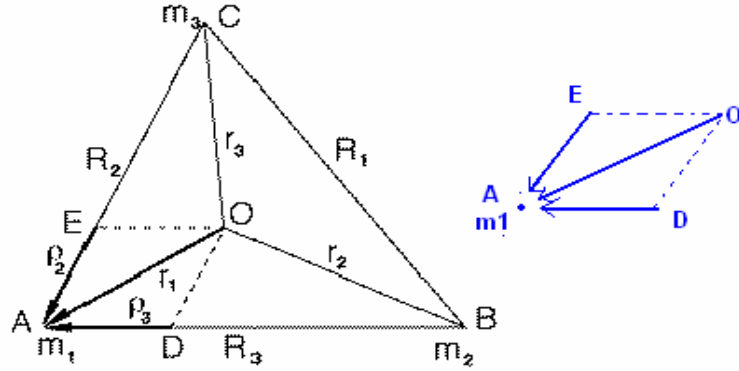
$$\mathbf{r}_1 (m_1 + m_2 + m_3) = m_3\mathbf{R}_2 + m_2\mathbf{R}_3 \quad (16)$$

olur. Eğer toplam kütle M ile tanımlanırsa, $(m_1 + m_2 + m_3) = M$ ve (16)' da yerine yazılırsa,

$$M \mathbf{r}_1 = m_3\mathbf{R}_2 + m_2\mathbf{R}_3 \quad (17)$$

Şekil B.5.' deki gibi $\boldsymbol{\rho}_2$, $\boldsymbol{\rho}_3$ gibi iki ifade daha tanımlarsak $\mathbf{r}_1 = \boldsymbol{\rho}_2 + \boldsymbol{\rho}_3$ ve bu (17) eşitliğinde yerine yazılırsa,

$$M (\boldsymbol{\rho}_2 + \boldsymbol{\rho}_3) = m_3\mathbf{R}_2 + m_2\mathbf{R}_3 \quad (18)$$



Şekil B.5. r_1 ve vektörünün $r_1 = \rho_2 + \rho_3$ şeklinde gösterimi. AEOD bir paralel kenardır.

(18) eşitliğinden,

$$\rho_2 = R_2 (m_3/M) \text{ ve } \rho_3 = R_3 (m_2/M) \quad (19)$$

gibi iki vektör daha yazılırsa işlemler biraz daha basitleştirilmiş olur. Çünkü r_1 ' e R_2 ve R_3 cinsinden ihtiyaç olacak. Daha sonra Şekil B.5' te m_1 kütlesi üzerine etkin eden $F_{12} + F_{13} = m_1(2\pi/T)^2 r_1$ eşitliğinden (R_2, R_3, r_1) ' e paralel olan (ρ_3, ρ_2, r_1) vektörlerini elde edilir.

$$F_{12} / F_{13} = \rho_3 / \rho_2 \quad (20)$$

(20) eşitliğinin her iki tarafı $(F_{13}\rho_2)$ ile çarpılırsa,

$$F_{12} \rho_2 = F_{13} \rho_3 \quad (21)$$

Elde edilir. G, çekim sabiti olmak üzere Newton' nun genel çekim yasasından $F_{12} = G m_1 m_2 / R_3^2$ ve $F_{13} = G m_1 m_3 / R_2^2$ eşitlikleri tanımlanır. Bu iki eşitlik ve (19)' daki eşitlikleri (21)' de yerlerine yazılırsa,

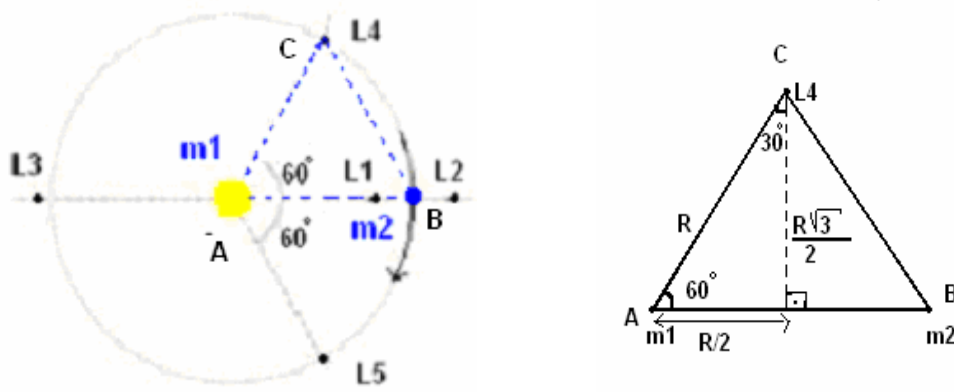
$$[G m_1 m_2 m_3 / M] R_2 / R_3^2 = [G m_1 m_2 m_3 / M] R_3 / R_2^2$$

$$\mathbf{R}_2 / \mathbf{R}_3^2 = \mathbf{R}_3 / \mathbf{R}_2^2 \quad (22)$$

elde edilir. (22)' un her iki yanını $\mathbf{R}_2^2 \mathbf{R}_3^2$ ile çarpar, $(\mathbf{R}_3^3 = \mathbf{R}_2^3)$ elde edilen sonucun küp kökünü alınırsa, $\mathbf{R}_3 = \mathbf{R}_2$ bulunur. Aynı şekilde $\mathbf{R}_3 = \mathbf{R}_1$ bulunur.

$$\mathbf{R}_1 = \mathbf{R}_2 = \mathbf{R}_3 \quad (23)$$

Böylece ABC üçgeninin eşkenar üçgen olduğu bulunur (Şekil B.6.).



Şekil B.6. L4 noktasının çift yıldız sisteminde gösterimi (ABC eşkenar üçgen).

A noktasını orijin olarak kabul edersek L4 noktasının konumu;

$$L4 = \left(\frac{R}{2}, \frac{\sqrt{3}}{2} R \right) \quad (24)$$

L5 noktası L4' ün bir yansıması olduğundan L5;

$$L5 = \left(\frac{R}{2}, -\frac{\sqrt{3}}{2} R \right) \quad (25)$$

olur.