

**T.C.
AKDENİZ ÜNİVERSİTESİ
FEN BİLİMLERİ ENSTİTÜSÜ**

**SW UMa ve BZ UMa COŞKUN DEĞİŞEN YILDIZLARININ X-IŞINI GÖZLEM
VERİLERİNİN ANALİZLERİ**

ATA KARAGÜL

**YÜKSEK LİSANS TEZİ
FİZİK ANABİLİM DALI**

2012

**SW UMa ve BZ UMa COŞKUN DEĞİŞEN YILDIZLARININ X-IŞINI GÖZLEM
VERİLERİNİN ANALİZLERİ**

ATA KARAGÜL

**YÜKSEK LİSANS TEZİ
FİZİK ANABİLİM DALI**

2012

T.C.
AKDENİZ ÜNİVERSİTESİ
FEN BİLİMLERİ ENSTİTÜSÜ

SW UMa ve BZ UMa COŞKUN DEĞİŞEN YILDIZLARININ X-IŞINI GÖZLEM
VERİLERİNİN ANALİZLERİ

ATA KARAGÜL

YÜKSEK LİSANS TEZİ
FİZİK ANABİLİM DALI

Bu tez 09/02/2012 tarihinde aşağıdaki jüri tarafından ~~okunmuş~~ (90.) not takdir edilerek oybirliği/~~oyçokluğu~~ ile kabul edilmiştir.

Doç. Dr. Fatma GÖK (Danışman)

Doç. Dr. Volkan BAKIŞ

Yard. Doç. Dr. Hasan ESENOĞLU

ÖZET

SW UMa ve BZ UMa COŞKUN DEĞİŞEN YILDIZLARININ X-IŞINI GÖZLEM VERİLERİNİN ANALİZLERİ

ATA KARAGÜL

Yüksek Lisans Tezi, Fizik Anabilim Dalı

Danışman: Doç. Dr. Fatma GÖK

Şubat 2012, 68 Sayfa

Biz bu çalışmada SW UMa ($\alpha = 08^h 36^m 42^s.7$; $\delta = +53^\circ 28' 38''.1$, $m_v = 9.7$ kadir) ve BZ UMa ($\alpha = 08^h 53^m 44^s.17$; $\delta = +57^\circ 48' 40''.6$, $m_v = 10.5$ kadir) coşkun değişen sistemlerinin Suzaku uydusundan alınan X-ışını verilerinin analizinden X-ışın bölgesi için bu sistemlerin tayfını ve dönemlerini (beyaz cüce dönme dönemleri) elde ettik. X-ışın tayfı bize özellikle bu sistemlerdeki X-ışınlarının kaynağı olan yığılma diski ve yığılma diski ile beyaz cüce arasındaki sınır bölgesinin yapısı hakkında çok önemli bilgiler verir. Bu çalışmada bu bölgelerden gelen X-ışınlarının ısısal veya manyetik temelli olup olmadığı incelenmiştir. X-ışını verilerine ek olarak bu sistemlerin optik gözlemleri yardımıyla yoldaş yıldızın tayfsal türü, sistemin coşkun değişenler içindeki sınıfı belirlenmiş, sonuçlarımız teorik tahminlerle karşılaştırılmıştır.

ANAHTAR SÖZCÜKLER: Değişen yıldızlar, coşkun değişenler, cüce nova, SW UMa, BZ UMa, X-ışını, Suzaku

JÜRİ: Doç. Dr. Fatma GÖK (Danışman)

Doç. Dr. Volkan BAKIŞ

Yard. Doç. Dr. Hasan ESENOĞLU

ABSTRACT

ANALYSIS OF X-RAY OBSERVATIONS OF CATAclySMIC VARIABLE STARS SW UMa and BZ UMa

ATA KARAGÜL

M. Sc. Thesis in Physics

Adviser: Assoc. Prof. Dr. Fatma GÖK

February 2012, 68 Pages

In this work, we obtained X-ray spectra and periods (spin periods of white dwarf) of SW UMa ($\alpha = 08^{\text{h}} 36^{\text{m}} 42^{\text{s}}.7$; $\delta = +53^{\circ} 28' 38''.1$, $m_v = 9.7$ mag.) and BZ UMa ($\alpha = 08^{\text{h}} 53^{\text{m}} 44^{\text{s}}.17$; $\delta = +57^{\circ} 48' 40''.6$, $m_v = 10.5$ mag.) cataclysmic variables by using data obtained with Suzaku satellite. X-ray spectra give us valuable information about the disc which is the source of X-ray emission, and about the structure of the boundary layer between the white dwarf and the disk. Hence, we investigated if the X-ray emission emanating from the boundary layer is basically thermal or magnetic in origin. In addition to X-ray data, with the help of optical observations of these systems we discussed the spectral types of secondary stars, their classes of cataclysmic variables and compared our results with the theoretical predictions.

KEY WORDS: Variable Star, cataclysmic variables, dwarf novae, SW UMa, BZ UMa,
X-ray, Suzaku

COMMITTEE: Assoc. Prof. Dr. Fatma GÖK (Adviser)

Assoc. Prof. Dr. Volkan BAKIŞ

Asst. Prof. Dr. Hasan ESENOĞLU

ÖNSÖZ

İnsanoğlu eski çağlardan bu yana evrendeki gizemi çözmek için yeryüzüne hapsolmemiş, gözlerini hep gökyüzüne çevirmiştir. Gök cisimlerini incelemek için çeşitli aletler geliştirmiş, bu sayede birçok yeni bilgi elde etmiş ve bunları aynı zamanda dünyamıza da yansıtarak teknolojinin gelişmesi sağlamıştır.

Astrofizik gök cisimleri bakımından (yıldızlar, gezegenler, kuyruklu yıldızlar, galaksiler, astreoidler vb.) çok çeşitli çalışma alanlarına sahiptir. Bu gök cisimleri içinde coşkun değişen çift sistemler, disk yapısı göstermeleri, kütle aktarımı yapmaları vb. gibi özelliklere sahip olduklarından fiziksel öneme sahiptir. Bu sistemlerin yerküremizden çok uzakta olmaları ve bu tür sistemlerde iki yıldızın birbirine yakın olmaları sebebiyle anlaşılmaları güçtür. Bu nedenle astrofizikçiler, bu sistemlerin evrimiyle ilgili çalışarak bu alana katkıda bulunmaya gayret etmektedirler.

Bu çalışmada, seçilen iki coşkun değişen sisteme ait Suzaku uydusu X-ışını verilerinin analizleri yapılmış, yapılan çalışmaya optik gözlem verileri de eklenip X-ışını bölgesinde bulunan sonuçların bu sistemlere ait teorilere uyumluluğu incelenmiştir. Yapılan analizler sonucunda sistemlere ait ışınım mekanizması, kütle aktarım oranı, beyaz cücenin yarıçapı bulunmuş ve elde edilen sonuçlar bu sistemler hakkında bilinen kuramsal bilgilerle karşılaştırılmıştır.

“Kungfu Panda” adında bir film izlemiştım. Kungfuya fiziksel olarak pek müsait olmayan ama kungfu aşığı bir pandanın hikayesiydi. Bir gün tesadüfen gelmiş geçmiş en iyi kungfucu seçildi. Panda bu durum karşısında şaşkınlık içindeyken kungfu ustası Usta Ugvey ona “*Tesadüf diye bir şey yoktur.*” diye söylemişti ve sonradan haklı olduğu ortaya çıkmıştı. Ben de şu an diyorum ki bu tezin yazılması tesadüf değildi. Güzel insanlarla tanışmam sonucunda oluştu her şey:

Karşılaştığım ilk günden itibaren tanıştığım için çok şanslı olduğumu düşündüğüm kıymetli hocam Doç. Dr. Fatma GÖK ’e: Üzerimdeki büyük emeğiniz

için, bana her zaman samimi, objektif davrandığınız için ve hoşgörünüz için sonsuz teşekkürler...

Kendisiyle ilk kez yüz yüze Adana 'da Ulusal Astronomi Kongresinde tanıştığım gerek doğa sevgisiyle, olumlu enerjisiyle, astrofizik sevgisiyle yaptığım işi bana daha çok sevdiren Yrd. Doç. Dr. Gülnur İkis Gün 'e tezimdeki özellikle X-ışını bölgesindeki yardımları için çok teşekkürler... Adana'daki bildirimdeki desteği içinde ayrıca teşekkürü borç bilirim.

Derslerini her zaman keyifle dinlediğim ve beni şaşırtan özgün bir bakış açısına sahip, astrofiziği daha anlamlı hale getirip daha çok sevmemi sağlayan hocalarım; Prof. Dr. Zeki EKER ve Yrd. Doç. Dr. Mustafa HELVACI 'ya çok teşekkür ederim.

Ebru AKTEKİN'e: Bilgisayar programlarının efendisi, astrofizik aşığı dostum, yardımların ve samimi gülümseyişinin sonsuza kadar unutulmayacağından emin olabilirsiniz...

Tezimle ilgili yoğun çalıştığım dönemde, üniversitede masasını benimle paylaşan arkadaşım Sevda SELEK 'e ve Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi yolculuğumda Çanakkale ile ilgili yardımlarını ve iyi niyetini unutmayacağım arkadaşım Esra AÇIKSÖZ 'e teşekkürü borç bilirim. Eski oda arkadaşlarımdan neşe kaynağımız Aysevil SALMAN 'a da çok teşekkürler...

Bir gece gözlemi sonrası sabahı üniversitede bilgisayarın karşısında çalışmaya devam ederken hayretle izlediğim ve çalışma temposuna hayran kaldığım arkadaşım Dr. Aytap SEZER 'e gerek HEAsoft programı gerekse diğer yardımları için çok teşekkürler... Ayrıca Dr. Murat HÜDAVERDİ 'ye de katkıları için çok teşekkürler...

Yüksek Lisans eğitimim boyunca her zaman yanımda ve destek olan sevgili ailem; annem Lütfiye KARAGÜL, babam Yüksel Devrim KARAGÜL'e ve ablam Gülser DOĞANÇAY 'a sonsuz teşekkürler. Son olarak da dostum Mustafa AYDEMİR 'e ve yoldaşım gitarıma da teşekkürü borç bilirim.

İÇİNDEKİLER

ÖZET.....	i
ABSTRACT.....	ii
ÖNSÖZ.....	iii
İÇİNDEKİLER.....	v
SİMGELER ve KISALTMALAR DİZİNİ.....	vii
ŞEKİLLER DİZİNİ.....	xi
ÇİZELGELER DİZİNİ.....	xiii
1. GİRİŞ.....	1
1.1. Çift Yıldız Sistemleri	1
1.1.2. Coşkun değişenler.....	2
1.1.2.1. Coşkun değişenlerin türleri.....	3
1.1.2.1.1. Klasik novalar.....	4
1.1.2.1.2. Cüce novalar.....	4
1.1.2.1.2.1. Cüce nova dönemleri (periyotları).....	4
1.1.2.1.3. Tekrarlayan novalar.....	6
1.1.2.1.4. Nova benzeri değişenler.....	6
1.1.2.1.5. Manyetik coşkun değişenler.....	7
1.1.2.2. Toplanma diski.....	8
1.1.2.2.1. Diskin Genel Yapısı.....	8
2. KURAMSAL BİLGİLER ve KAYNAK TARAMALARI.....	12
2.1. X-ışınları.....	12
2.1.1. X-ışını yayılım mekanizmaları.....	13
2.1.1.1. Isısal ışınım.....	13
2.1.1.1.1. Isısal frenleme (Termal bremsstrahlung) ışınımı.....	14
2.1.1.1.2. Kara cisim ışınımı (Blackbody).....	16
2.1.1.2. Güç kanunu modeli (Power law).....	16
2.1.1.2.1. Synchrotron ve clocotron ışınımı (Synchrotron and cyclotron).....	16
2.1.1.2.2. Ters compton mekanizması ile X-ışını ışınımı (Inverse compton scattering).....	19

2.2. Suzaku X-ışın Uydusu.....	20
2.2.1. Suzaku genel özellikler.....	21
2.2.1.1. Suzaku araçları.....	22
2.3. RTT150 Optik Teleskopu.....	24
2.4. SW UMa.....	25
2.5. BZ UMa.....	27
3. MATERYAL ve METOT.....	31
3.1. X-ışını Analizi.....	31
3.2. Optik Analiz.....	33
3.2.1 CCD fotometri.....	34
3.2.1.1 Tayf analizi.....	34
3.2.1.1.1. Ön indirgeme işlemleri.....	34
3.2.1.1.2. Apall işlemi	35
3.2.1.1.3. Dalgaboyu ölçümü.....	35
4. BULGULAR.....	36
4.1. SW UMa Veri Analizi.....	36
4.2. BZ UMa Veri Analizi.....	47
5. TARTIŞMA.....	55
5.1. SW UMa.....	55
5.2. BZ UMa.....	58
6. SONUÇ.....	61
7. KAYNAKLAR.....	64
ÖZGEÇMİŞ	

SİMGELER ve KISALTMALAR DİZİNİ

Simgeler

Å	Angstrom $1 \text{ Å} = 1.0 \times 10^{-10} \text{ m}$
B_0	Işınım şiddeti
c	Işık hızı $c = 3 \times 10^8 \text{ m/s}$
C	Soğurucunun ısı kapasitesi
cm	Santimetre $1 \text{ cm} = 10^{-2} \text{ m}$
E	Enerji
dk	Dakika
G	Gauss
G	Genel çekim sabiti $G = 6.67 \times 10^{-11} \text{ N m}^2 \text{ kg}^{-2}$
g	Gaunt faktörü
h	Planck sabiti $h = 6,626 \times 10^{-34} \text{ j.s}$
i	Eğiklik açısı (dönme ekseninin bakış doğrultusuyla yaptığı açı)
K	Kelvin derece
K	Boltzmann sabiti
keV	Kilo elektron volt
kg	Kilogram
L	Lagrange noktası
L	Işınım gücü
L_v	V hacimli bir bölgeden gelen yayımlanan enerjinin toplamı
M	Kütle
m	Metre
M_\odot	Güneş kütlesi $1 M_\odot = 2 \times 10^{30} \text{ kg}$
m_v	V bandındaki parlaklık
m_0	Durgun kütle
mm	Milimetre $1 \text{ mm} = 10^{-3} \text{ m}$
\dot{M}	Sınır tabakasındaki kütle aktarım oranı $\dot{M} = dM/dt$
MG	Megagauss $1 \text{ MG} = 10^6 \text{ G}$
N_H	Birim cm^{-2} 'deki galaktik soğurma değeri

nm	Nanometre $1 \text{ nm} = 1.0 \times 10^{-9} \text{ m}$
P	Dönem (Periyot)
pc	Parsek $1 \text{ pc} = 30.857 \times 10^{15} \text{ m}$
R	Yarıçap
s	Saniye
T	Sıcaklık
V	Hacim
μm^2	Mikrometre kare $1 \mu\text{m} = 10^{-6} \text{ m}^2$
χ^2	Model uyumu için kullanılan istatistik değeri
λ	Dalga boyu
ν	Frekans
α	Sağ açıklık
δ	Dik açıklık
σ	Stefan–Boltzman sabiti
πB_ν	Birim frekans genişliğinde, birim zamanda ve birim alandaki enerji
π	Pi sayısı $\pi = 3.14$
γ	Lorentz faktörü
μs	Mikrosaniye $1 \mu\text{s} = 10^{-6} \text{ s}$
$^\circ\text{C}$	Santigrat derece
$^\circ\text{F}$	Fahrenayt derece

Kısaltmalar

AAVSO	American Association of Variable Star Observers (Amerikan Değişken Yıldız Gözlemcileri Birliği)
ADR	Adiabatic Demagnetization Refrigerator (Adyabatik Demagnetizasyon Soğutucusu)
AM Her	Kutupsal değişenler (Polars)
BC	Beyaz Cüce
BZ UMa	BZ Ursae Majoris
CCD	Charge Coupled Device (Yük Bağlanmış Cihaz)
CD	Coşkun Değişen
CGS	Centimeter, Gram, Second System of Units
CN	Cüce Nova
CUO	Kopenhag University Observatory (Kopenhag Üniversitesi Gözlemevi)
DQ Her	Orta kutupsal değişenler (Intermediate polars)
EXOSAT	The European Space Agency's X-ray Observatory (Avrupa Uzay Ajansı X-ışını Gözlemevi)
HXD	Hard X-ray Dedector (Sert X-ışını Dedektörü)
IRAF	Image Reduction and Analysis Facility (Görüntü İndirgeme ve Analiz Programları)
ISAS	Institute of Space and Astronautical Science (Uzay ve Uzay Bilimleri Enstitüsü)
NOAO	National Optical Astronomy Observatories (ABD Ulusal Optik Gökbilim Gözlemevi)
QPOs	Quasi-Periodic Oscillations (Yarı-Dönemli Salınımlar)
ROSAT	The Rontgen Satellite (Röntgen Uydusu)
RTT150	Russian-Turkish joint Telescope (Rus-Türk ortak Teleskopu)
SIMBAD	The Set of Identifications, Measurement and Bibliography for Astronomical Data (Astronomi Verileri için Tanımlama Bilgileri, Ölçümler ve Bibliyografya Kümesi)
SU UMa	SU Ursae Majoris
SW UMa	SW Ursae Majoris

TFOSC	TUG Sönük Nesne Tayföçeri ve Kamerası
TOADs	Tremendous Outburst Amplitude Dwarf Novae (Çok Büyük Patlama Genlikli Cüce Novalar)
TUG	Tubitak Ulusal Gözlemevi
U Gem	U Geminorum
XRTs	X-ray Telescopes (X-ışını Teleskopları)
XRS	X-Ray Spectrometer (X-ışını Spektrometresi)
XIS	X-ray Imaging Spectrometer (X-ışını Görüntüleme Spektrometresi)
Z Cam	Z Camelopardalis

ŞEKİLLER DİZİNİ

Şekil 1.1.	Soldaki diyagramda Langrange noktaları L harfiyle gösterilmiştir. L_4 ve L_5 kararlı denge, L_1 , L_2 , L_3 ise kararsız denge noktalarıdır. Bir cismin yerini L_4 ve L_5 konumundan biraz yer değiştirmemiz durumunda sonuç kuvvet, onu denge konumundan geriye doğru itecektir. Aynı işlemi L_1 , L_2 ve L_3 konumunda yaparsak cisim denge konumundan uzaklaşacaktır (Evren 1998). Sağdaki diyagramda ise iki yıldızın kütle çekimi alanlarını derin vadiler gibi hayal edersek, L_1 noktasını vadiler arasındaki küçük bir dağ olarak düşünebiliriz. Birinci sıvı çukuru dolduktan sonra madde ikinci çukura doğru akar (Hellier 2001).....	1
Şekil 1.2.	Çoşkun değişen sisteminin temsili resmi.....	3
Şekil 1.3.	Sınır tabakası.....	9
Şekil 1.4.	Sınır tabakasındaki düşük yığılma oranında, diskin iç kısmı sıcak korona içine doğru buharlaşır ve X-ışınları salınır (Hellier 2001)...	11
Şekil 2.1.	Elektromanyetik tayf.....	12
Şekil 2.2.	Isısal frenleme (Termal Bremsstrahlung) ışınımı şematik gösterimi.....	14
Şekil 2.3.	Sinkrotron ışınımı.....	17
Şekil 2.4.	Ters Compton mekanizması ile X-ışınımı oluşması.....	20
Şekil 2.5.	Suzaku şematik çizimi (sol) ve uydunun yandan görünümü (sağ) Sağdaki resimde uydunun üstünde XIS ortada ve onun solunda XRS ve en sağda ise HXD görülebilir.....	21
Şekil 2.6.	Mikrokalorimetrenin ana bileşenleri X-ışını soğurucusu (kırmızı olan), bir termometre (vişne çürüğü) ve sıcaklık çukurundan (mavi) oluşur.....	22
Şekil 2.7.	X-ışınları soğurulduğunda termistör içinde kısa zamanda sıcaklık değişir.....	23
Şekil 2.8.	BZ UMa'nın süper hörgüçlerinin ışık eğrisi (Price 2009).....	29
Şekil 3.1.	SW UMa'nın (0.5–6 keV) aralığında Suzaku XIS1 alıcı görüntüsü Koordinatlar J(2000) olarak verilmiştir. Beyaz daire içinde gösterilen bölge tayf için seçilen bölgedir. Siyah daire ile gösterilen bölge ise art alan ışınması için seçilen bölgedir.....	32
Şekil 3.2.	SW UMa'nın (0.5–6 keV) aralığında Suzaku XIS1 alıcı görüntüsü Koordinatlar J(2000) olarak verilmiştir. Beyaz daire içinde gösterilen bölge tayf için seçilen bölgedir. Siyah daire ile gösterilen bölge ise art alan ışınması için seçilen bölgedir.....	33

Şekil 4.1.	SW UMa'nın XIS1 alıcısıyla alınmış 10 sayım/bin ile gruplanmış 0.5–6.0 keV enerji aralığındaki X-ışını tayfi.....	36
Şekil 4.2.	SW UMa'nın AAVSO veri tabanındaki uzun dönem ışık eğrisi. 6 Kasım 2007 tarihinde sistem şekilde görüldüğü gibi durağan evrededir.....	37
Şekil 4.3.	SW UMa'nın 0.5–6 keV enerji aralığında tayfına en iyi uyumu veren modellerden biri ısısal frenleme modelidir.....	38
Şekil 4.4.	SW UMa'nın 0.5–6 keV enerji aralığında en iyi uyumu gösteren diğer tayfsal model güç kanunu modelidir.....	39
Şekil 4.5.	SW UMa'nın 0.5–2.5 enerji aralığında en iyi uyumu veren modellerden biri ısısal frenleme modeli olmuştur.....	41
Şekil 4.6.	SW UMa'nın 0.5–2.5 keV enerji aralığında en iyi tayfsal modeli veren diğer model güç kanunu modeli olmuştur.....	42
Şekil 4.7.	SW UMa sisteminin zaman serisi analizi sonucu değerleri.....	46
Şekil 4.8.	SW UMa'nın RTT150 Optik Telekobu ile Grism 15 kullanılarak alınmış tayfi (Tayftaki elementlerin soldan sağa doğru Å cinsinden dalgaboyu değerleri: [NeIII] λ 3869, H γ λ 4341, HeI λ 4476, HeII λ 4686, H β λ 4861, FeII λ 5277, HeI λ 5879, TiO λ 6159 ve λ 6179, [OI] λ 6300, H α λ 6563, HeI λ 6678).....	47
Şekil 4.9.	BZ UMa'nın XIS1 alıcısıyla alınmış 20 saniye ile gruplanmış 0.5–6.0 keV enerji aralığındaki X-ışını tayfi.....	48
Şekil 4.10.	BZ UMa'nın AAVSO veri tabanındaki uzun dönem ışık eğrisi. 24 Mart 2008 tarihinde sistem şekilde görüldüğü gibi durağan evrededir.....	49
Şekil 4.11.	BZ UMa'nın tayfına en iyi uyumu 0.5–6 keV enerji aralığında ısısal frenleme modeli vermiştir.....	50
Şekil 4.12.	BZ UMa sisteminin zaman serisi analizi sonucu değerleri.....	53
Şekil 4.13.	BZ UMa'nın RTT150 Optik Telekobu ile Grism 15 kullanılarak alınmış tayfi (Tayftaki elementlerin soldan sağa doğru Å cinsinden dalgaboyu değerleri: [NeIII] λ 3869, H γ λ 4341, HeI λ 4476, HeII λ 4686, H β λ 4861, HeI λ 4922 ve λ 5015, FeII λ 5277, HeI λ 5879, TiO λ 6159, [OI] λ 6300, H α λ 6563, HeI λ 6678).....	54

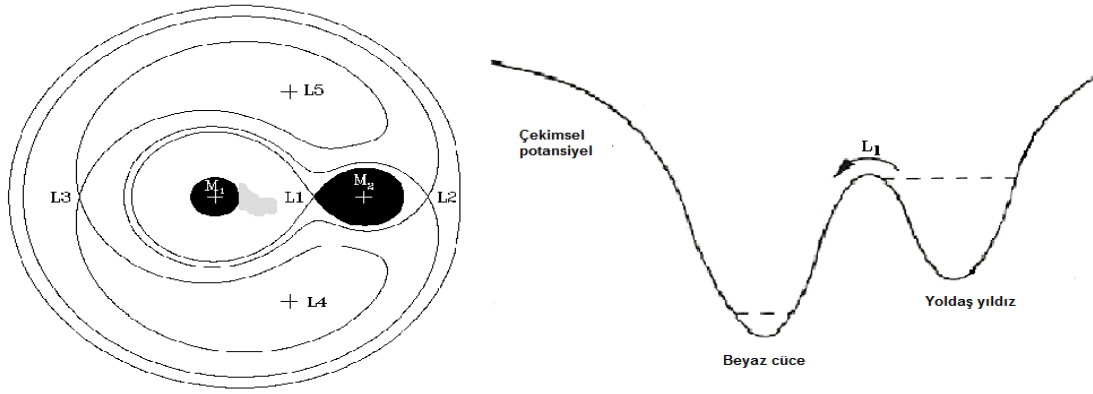
ÇİZELGELER DİZİNİ

Çizelge 2.1.	RTT150 Genel Özellikler.....	25
Çizelge 2.2.	Aşağıdaki çizelgede SW UMa sistemin genel özellikleri verilmiştir (Ritter ve Kolb 1997).....	27
Çizelge 2.3	Aşağıdaki çizelgede BZ UMa 'nın optik bölgede elde edilen parlaklık değerleri verilmiştir (Wenzel 1982).....	28
Çizelge 2.4.	Aşağıdaki çizelgede BZ UMa sistemin genel özellikleri verilmiştir (Ritter ve Kolb* 1997; Price vd**2009; Jurcevic 1994***; SIMBAD****; Ringwald 1994*****)......	30
Çizelge 4.1.	Tayfa uyumlu modellerin parametreleri aşağıdaki çizelgede verilmiştir. Bu çizelgede, N_H birim cm^{-2} 'deki galaktik soğurma değeri, kT keV cinsinden sıcaklık değeri, faktör numarası, expdec bölümünün uyumuna ait ikinci normalizasyon numarası, α güç kanunu modeli için foton indeksi, χ_v^2 ki-kare istatistik değeri ve v serbest parametre sayısıdır.....	40
Çizelge 4.2.	Tayfa uyumlu modellerin parametreleri aşağıdaki çizelgede verilmiştir. Bu çizelgede, N_H birim cm^{-2} 'deki galaktik soğurma değeri, kT keV cinsinden sıcaklık değeri, α güç kanunu için foton indeksi değeri, χ_v^2 ki-kare istatistik değeri ve v serbest parametre sayısıdır.....	43
Çizelge 4.3.	Tayfa uyumlu modellerin parametreleri aşağıdaki çizelgede verilmiştir. Bu çizelgede, N_H birim cm^{-2} 'deki galaktik soğurma değeri, kT keV cinsinden sıcaklık değeri, faktör numarası, expdec bölümünün uyumuna ait ikinci normalizasyon numarası, χ_v^2 ki-kare istatistik değeri ve v serbest parametre sayısıdır.....	51
Çizelge 6.1.	SW UMa ile ilgili bulunan sonuçlar (Patterson ve Raymond* 1985; Pringle ve Savonije** 1979).....	62
Çizelge 6.2.	BZ UMa ile ilgili bulunan sonuçlar (Patterson ve Raymond* 1985; Pringle ve Savonije** 1979).....	63

1. GİRİŞ

1.1. Çift Yıldız Sistemleri

Bir çift sistemdeki iki yıldız ortak kütle merkezi etrafında dolanırlar. Bu durumun sonucunda merkezkaç kuvvetleri oluşur. Belirli noktalarda, bu merkezkaç kuvvet iki yıldızın toplam çekim kuvvetleri tarafından tam olarak dengelenir. Lagrange noktaları olarak adlandırılan denge noktasından (beş adettir) birinde bulunan bir cisim hareketsiz kalır ve sistemle birlikte döner (Evren 1998). Şekil 1.1 'de bir çift yıldız sistemi için kuvvetlerin dengelendiği eşpotansiyel yüzeyler ve Lagrange noktaları görülmektedir. Lagrange 1 (L_1) noktası iki yıldızın kütle merkezlerini birleştiren doğru üzerinde eşpotansiyel yüzeylerin kesiştiği yerdir.



Şekil 1.1. Soldaki diyagramda Lagrange noktaları L harfiyle gösterilmiştir. L_4 ve L_5 kararlı denge, L_1, L_2, L_3 ise kararsız denge noktalarıdır. Bir cismin yerini L_4 ve L_5 konumundan biraz yer değiştirmemiz durumunda sonuç kuvvet, onu denge konumundan geriye doğru itecektir. Aynı işlemi L_1, L_2 ve L_3 konumunda yaparsak cisim denge konumundan uzaklaşacaktır (Evren 1998). Sağdaki diyagramda ise iki yıldızın kütle çekimi alanlarını derin vadiler gibi hayal edersek, L_1 noktasını vadiler arasındaki küçük bir dağ olarak düşünebiliriz. Birinci sıvı çukuru dolduktan sonra madde ikinci çukura doğru akar (Hellier 2001)

İkincil bileşenin kütlesini içeren en büyük kapalı eşpotansiyel yüzeye Roche şişimi denir. İkincil bileşen, anakoldaki evrimini tamamladıktan sonra genişleyerek Roche şişimini doldurur. İkincil bileşen en fazla, bu noktadan geçen eşpotansiyel yüzeye kadar genişleyebilir. Yıldızın bu genişlemesi, L_1 noktasına ulaşır ve bu noktada

genişleyen madde çok küçük dengesizlikler (perturbations) sonucu, baş bileşenin kütle çekim alanına girer. Böylece Roche şişimini doldurmuş olan yoldaş bileşenin, baş bileşenin etrafına madde aktarmaya başlar. Açısal momentumun korunumu gereği bu madde doğrudan baş bileşenin üzerine düşmek yerine düşük manyetik sistemlerde etrafında bir disk oluşturur.

Çift yıldız sistemleri Roche lobunu doldurup doldurmamalarına göre üç sınıfa ayrılmaktadır.

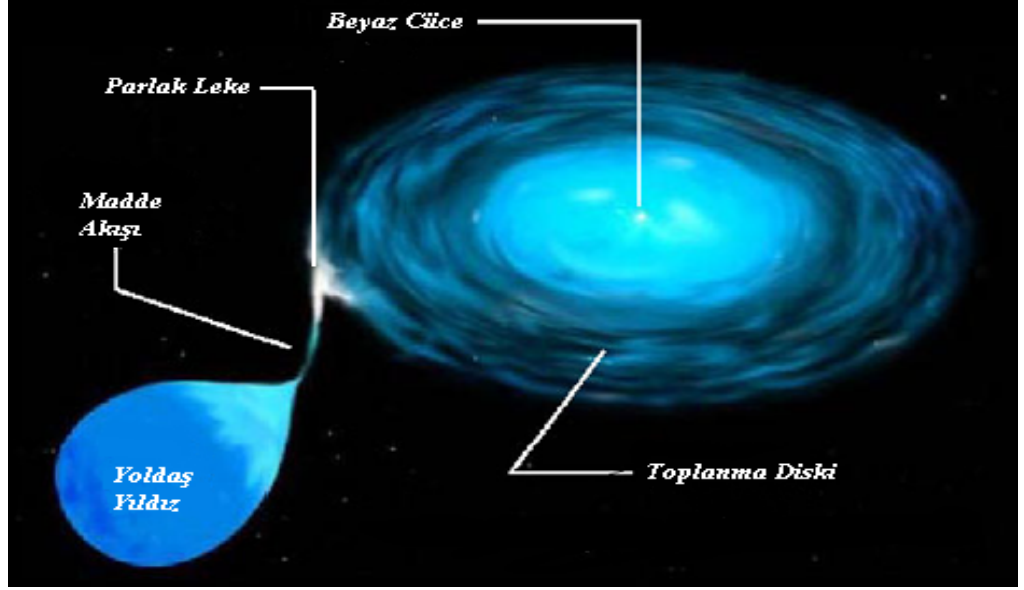
- **1. Ayrık çiftler:** Bileşenlerin ikisi de Roche şişimini doldurmamıştır.
- **2. Yarı ayırık çiftler:** Bileşenlerden biri Roche şişimini doldurmuşken, diğer bileşen doldurmamıştır.
- **3. Değen çiftler:** Her iki bileşen de Roche şişimini doldurmuştur.

1.1.2. Coşkun değişenler

Evrende karşılaştığımız nesnelere, özellikleriyle bağlantılı olarak sınıflandırırız. Bunun sebebi sınıflama işleminin, nesnelere düzenli bir sistem içinde çalışılmasını kolaylaştırmasıdır. Yıldızlarla ilgili sınıflama yapılırken incelenen yıldızın parlaklığı, tayf türü, kimyasal yapısı, sıcaklığı, ışık eğrisi gibi özellikleri incelenir. Değişen yıldızların¹ bir sınıfı olan coşkun değişenlerin yapıları hakkında temel açıklamalar 1960'lerden beri yapılmaktadır. Coşkun, diğer adıyla kataklizmik, kelimesi Yunanca 'da "kataklysmos" kelimesinden türetilmiştir. Bu kelime tufan, fırtına, felaket gibi anlamlara gelmektedir.

Coşkun değişen yıldız çiftleri (bundan sonra CD olarak anılacaklardır), bir beyaz cüce (bundan sonra BC olarak anılacaklardır) ve BC 'ye birinci lagrange noktasından madde aktaran yoldaş yıldızdan oluşan sistemlerdir. CD 'ler birbiriyle etkileşen yarı ayırık çift yıldız sistemidir.

¹ Parlaklığı zamanla değişen yıldızlara değişen yıldızlar denir. Değişen yıldız 13 Ağustos 1596'da İtalyan Fabricius tarafından keşfedilmiştir.



Şekil 1.2. Coşkun değişen sisteminin temsili resmi
(<http://imagine.gsfc.nasa.gov/Images/basic/xray/CV.gif>)

CD 'ler, BC 'lerin ve nova patlamalarının yapısını belirlemede bir araştırma alanıdır. Disk fiziği ile ilgili çalışmalarda önemli bir yere sahiptir.

1.1.2.1 Coşkun değişenlerin türleri

CD 'ler BC 'nin manyetik alanının büyüklüğüne göre, manyetik ve manyetik olmayan sistemler olmak üzere iki gruba ayrılır. Manyetik sistemlerde L_1 noktasına ulaşan madde BC 'nin manyetik alan çizgilerini takip ederek kutuplarına akar. Manyetik olmayan sistemlerde ise BC 'nin manyetik alanı düşüktür. Bu sistemlerde açısal momentum korunumu nedeniyle aktarılan madde doğrudan BC üzerine düşmek yerine genellikle BC 'nin etrafını çeviren bir toplanma diski oluşturur. Madde bu diskten yıldızın üzerine akar. Diskte biriken maddenin artması, enerji salınımına neden olur. Salınan enerji ile disk ısınır (Shafter vd 1986).

CD 'lerin alt sınıfları; klasik novalar, Cüce Novalar (bundan sonra CN olarak anılacaktır), yinelenen novalar, nova benzeri değişenler, manyetik coşkun değişenlerdir.

1.1.2.1.1. Klasik novalar

Bu sistemlerin patlama parlaklık değişimi 6–19 kadir aralığındadır. Klasik novaların patlamaları BC 'nin yüzeyindeki hidrojen zengin maddelerin termonükleer yanmasıyla oluşmaktadır (Warner 1995).

1.1.2.1.2. Cüce novalar

Bu sınıflardan CN 'lerin patlama evreleri genellikle kısa zaman aralıklarında gerçekleşir. Patlama evreleri dışında bu sistemler, sakin evrede de bulunurlar. CN 'ler patlama ışık eğrilerine göre üç alt sınıfa ayrılır, bunlar:

- a) **U Gem tipi:** Az düzenli tam dönemli olmayan patlamalar gösterirler.
- b) **Z Cam tipi:** Sık sık kesikli patlamalar gösterirler. Minimum ve maksimum patlamalar arasında bir orta değerde yaklaşık olarak sabit parlaklıkta grnrlenir.
- c) **SU UMa tipi:** İki belirgin türde patlama gösterirler. Bu patlama tiplerinin biri kısa "normal" patlamadır (1.5–2 kadir), birkaç gün sürer ve daha sık gerçekleşir. Diğeri uzun "süper" patlamadır (6–8 kadir) ve 2 hafta kadar sürer (Osaki 1996).

1.1.2.1.2.1. Cüce nova dönemleri (periyotları)

CN 'lerin ışık eğrisi değişimleri beş farklı tipte gösterilir. Bunların iki tanesi uzun dönemli değişimlerdir. Uzun dönemli değişimler yörünge dönemleri ve süper hörgüç dönemleridir. Kısa dönemli değişimler tutarlı salınımlar ve yarı dönemli salınımlardır (QPOs). Genel kanı kısa dönemli değişimlerin diskin i bölgesindeki sınır tabakasından kaynaklandığıdır. Gözlenen farklı türdeki salınımlar için birden fazla mekanizmanın sorumlu olduğu düşünülmektedir (Godon 1995).

Yörünge dönemleri dışında değişimlerin tamamı CN 'lerin patlama durumları üzerinedir (Robinson vd 1987).

a) Yörünge dönemleri

CN 'lerin yörünge dönemleri saatten gün mertebesine kadar uzanır. Tipik değerleri 1.5–4 saat arasındadır. En düşük gözlemlenen dönem 80 dakika civarıdır. İki ve üç saat arasında sadece birkaç CN gözlemlenmiştir ki bu aralığa dönem boşluğu denir. Yörünge dönem dağılımları bakımından TU Men haricinde SU UMa sistemleri dönem boşluğunun altında bulunur (dönemleri 2.1 saatten kısa). Z Cam sistemlerinin tümü ve U Gem sistemlerinin çoğu bu boşluğunun üzerine uzanır (dönemleri üç saatten uzun) (Deng vd 1994). Bir CD çift sisteminin yörünge dönemi doğrudan ölçülebilir, modele bağlı değildir.

b) Süper hörgüç dönemi

Süper hörgüçler CN 'nin bir normal patlaması sırasında görünmez, sadece süper patlama sırasında görünür. Süper hörgüçler dönemlidir. Genellikle SU UMa yıldızları azalan süper hörgüç dönemleri gösterir.

Süper hörgüç dönemleri, genellikle yörünge dönemlerinden yüzde birkaç kadar uzundur. Süper hörgüç ışık eğrileri tüm sistemlerde çok benzerdir. Bu durum süper hörgüç olayının yörünge dönemi azalması olayına bağlı olmadığına işaret eder. Süper hörgüç genliği her zaman 0.2–0.3 kadir arasındadır (Vogt 1980). Süper hörgüçler genellikle 100 dakikalık bir dönemle tekrar ederler.

c) Hızlı titreşim

Titreşim aktivitesi tüm evrelerinde rastgele bir parlaklık değişimi gösterir. Genliği 0.5 kadire yaklaşan yüksek değişimler görülebilir. Zaman aralığı 20 saniyeden 10 dakikaya kadar uzanır. CN 'lerin tutulmalarının ayrıntılı gözlemleri titreşimlerin ana kaynağının parlak leke yerine diskin içindeki sıcaklığının olduğuna işaret eder.

d) Yarı dönemli salınımlar

Yarı Dönemli Salınımlar (QPOs–Quasi Periodic Oscillation) kısa tutarlı uzunluklardaki salınımlardır. CD 'ler ve X-ışını çiftleri gibi yakın çift sistemlerde gözlemlenir. Dönemleri 30–500 s aralığındadır (Kato vd 1992).

Yarı dönemli salınımlar sadece patlama sırasında görünür. Bu salınımlar X-ışınları içinde yaklaşık yüzde otuzun üzerinde görülme sıklığına ve 10^{-3} kadrlık genliklere sahiptir (Godon 1995).

e) Tutarlı salınımlar

Tutarlı salınımlar sadece CN patlamaları sırasında gözlemlenir. Bu salınımlar 5×10^{-4} 'ten 5×10^{-3} kadire kadar parlaklık genliğine ve 10'dan 30 saniyeye kadar dönem aralığına sahiptir. Bir patlama sürecinde, frekans kaymaları görülebilir, parlama artarken dönem değeri azalır ve parlama azalırken dönem değeri artar. Patlamadan patlamaya dönem değerleri gözlenen sistem için belirli bir aralıkta bulunurlar (Godon 1995).

1.1.2.1.3. Tekrarlayan novalar

Önce klasik novalara benzediği için klasik nova olarak tanımlanmış ve sonrasında tekrarlayan patlamalar gösterdiği bulunarak ismini buradan almıştır (Warner 1995). Parlaklığı 5–6 kadir aralığında, öngörülemeyen aralıklarla gerçekleşerek, X-ışınlarından radyo ışınımına kadar aktivite gösterirler (Adamakis 2011).

1.1.2.1.4. Nova benzeri değişenler

Nova benzeri değişenler, klasik ve CN 'lere tayfsal ve fotometrik benzerliklerinden dolayı bu adı almış bir gruptur (Yılmaz 2001).

1.1.2.1.5. Manyetik coşkun değişenler

Genellikle nova benzeri değişenlerden oluşur (CN ve diğer tiplerden olanları da tespit edilmiştir.) (Warner 1995). Manyetik coşkun değişenlerin iki alt sınıfı vardır: Kutupsal değişenler ve Orta kutupsal değişenler.

a) Kutupsal değişenler (Polar, AM Her yıldızları)

BC 'nin manyetik alanı 10–20 MG aralığında çok güçlü manyetik alana sahiptir. Çok güçlü manyetik alan kütle transferinin dinamiğini etkileyerek toplanma diski oluşmasını önler (Costa ve Rodrigues 2009; Warner 1995; Cropper 1990). BC yüzeyi yakınında madde yapılarının şoklarla yoğunlukları ve sıcaklıkları yükselir. Bunun sonucunda sayklotron (optik ve kızılötesi dalgaboylarında) ve bremsstrahlung (X-ışını bölgesinde) ışınları yayılır (Karleyne vd 2011).

b) Orta kutupsal değişenler (Intermediate polars, DQ Her yıldızları)

$10^5 - 10^6$ G aralığında zayıf bir manyetik alana sahiptirler (Lamb ve Patterson 1983). İkincil yıldızdan aktarılan madde önce BC etrafında bir disk oluşturur. Oluşan diskin iç kısmı BC 'ye iyice yaklaştığında manyetik alan tarafından disk oluşumu bozulur ve madde manyetik alan çizgileri boyunca akarak BC 'nin kutuplarına ulaşır. Bu olayın sonucunda genellikle termal bremsstrahlung ışınması yoluyla sert X-ışınlarından UV aralığına doğru kinetik enerji salınır (Sing 2004).

Bu sınıfı basit bir şekilde tanımlarsak sistemin DQ Her sistemi olması ile ilgili önemli ipuçları aşağıdaki gibi verebiliriz:

- a) Kararlı optik dönemi, $P_{BCdönme} < P_{yörünge}$ olmalıdır,
- b) X-ışını titreşimleri $P_{BCdönme}$ 'e yakındır,
- c) Titreşimlerinde HeII salma çizgileri gösterir,
- d) Dairesel polarizasyon gösterir,
- e) X-ışını ve optik ışığın içindeki yanbant (sideband) dönemlerinin oluşudur,

f) Düşük enerjili soğurmalarla çok sert X-ışını spektrumu gösterir (Patterson 1994).

Burada $P_{BCdönme}$, BC'nin kendi eksenini etrafındaki dönme (spin) dönemidir.

1.1.2.2. Toplanma diski

Toplanma diski ile çok sayıda profesyonel astrofizikçi ilgilenir. Çünkü diskler CD'lerle sınırlı değildir, geniş çalışma alanlarına yayılmıştır. Toplanma diskleri farklı şekillerde oluşabilir:

- a) Yıldızların ve gezegenlerin doğduğu ilkel yıldız diskleri
- b) Çift yıldız sistemlerindeki kütle aktarımı ile oluşan disk biçimleri (CD'ler)
- c) Kuasarlar²

CD'lerin diğer çift sistemlerden farkları madde akımı yapıyor olmalarıdır. Bu madde sürekli aktıkça BC'nin etrafında içeri ve dışarı yığılarak bir toplanma (yığışma) diski oluşur. CD'ler zaman içerisinde parlaklıklarında değişimler (0.2 kadirde 8 kadir kadar) gösterirler. Bu parlaklık artışlarına patlama denir. Patlamalar toplanma diskinde meydana gelir.

1.1.2.2.1. Diskin genel yapısı

Toplanma diski, ışınımın oluştuğu sınır tabakası ve parlak leke bölgesine sahiptir. Aynı zamanda ışınımın neden olan sifon ve viskozite olayları da diskte gerçekleşir.

² Kuasarlar, evrenin en uzak köşelerinde büyük bir enerjiyle parlayan gökadalardır. Evrenin genç ve çalkantılı dönemindeyken oluştuğu bilinmektedir. Merkezlerindeki dev karadeliklerin kütle çekim gücüne kapılan büyük miktarda maddenin ısınıp şiddetli ışınım yayması nedeniyle muazzam parlaklıklarını kazandıkları düşünülmektedir.

a) Sınır tabakası

BC 'nin toplanma diskiyle etkileştiği, BC ve toplanma diskini birleştiren bölgeye sınır tabakası denir (Bkz. Şekil 1.3). Kepler dönme hızı BC 'nin hemen üstünde $\sim 3000 \text{ km s}^{-1}$ olmasına rağmen BC 'nin yüzey hızı bundan daha yavaş olmak üzere $\sim 300 \text{ km s}^{-1}$ 'dir. Toplanma diskinde yığılan madde, sınır tabakası bölgesinde BC 'nin yüzey hızı değerine yavaşlar. Yavaşlayan maddenin kinetik enerjisi ısıya ve ışımaya dönüşür. Sınır tabakası, yüksek yığılma oranlarına ulaşırsa, yığılan maddeler ışımayı engelleyerek sınır tabakası optik olarak kalınlaştırır. Tabakanın tümü diskin en sıcak yerinden yaklaşık altı kat daha sıcaktır ve $\sim 200\,000 \text{ K}$ sıcaklıklarında kara cisim ışınımı yayar.



Şekil 1.3. Sınır tabakası

(http://www2.warwick.ac.uk/fac/sci/physics/research/astro/postgraduate/whitedwarfs/boundary_layer.jpg)

b) Parlak leke

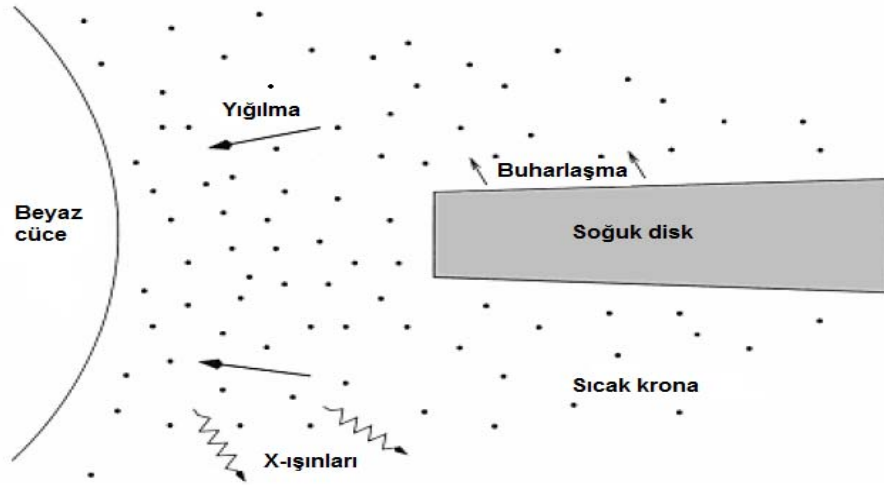
İkincil bileşenden gelen maddenin toplanma diskinde çarptığı bölgeye parlak leke denir. Akan maddenin kinetik enerjisi, çarpışma sırasında sıcaklık ve ışınım şeklinde yayınlanır. Bazı coşkun değişenler içinde çarpışma bölgesinden yayınlanan ışınım sistemin toplam ışığının % 30 'u kadardır (Hellier 2001). Bu sistemlerde gözlemlenen hızlı titreşimlerin çoğu parlak leke ile ilgilidir. Ne yazık ki parlak lekenin boyutları yoğunluğu, sıcaklığı veya ışınım modeli hakkında çok fazla bilgi yoktur. Parlak lekenin diskin dış kenarının yanında olması toplam ışınım gücü diskten daha az olması anlamına gelir.

$$L_{\text{leke}} \approx \frac{GM_1\dot{M}}{R_d} \ll \frac{GM_1\dot{M}}{R_1} \quad (1.1)$$

Burada R_d toplanma diskinin dış kenarının yarıçapı, R_1 ise BC 'nin yarıçapıdır. Parlak leke sistemin ışınım salınmasına küçük katkılar sağlar (King 1989). Warner (1974), yumuşak X-ışını yayınlanmasının CD 'lerin içindeki parlak lekeden gelebileceği fikrini önermiştir.

c) Sifonlar

Diskte yığılma oranı, $\sim 3 \times 10^{13} \text{ kg s}^{-1}$ 'den düşük olduğunda, optik olarak çok ince olan madde, yüksek sıcaklıkta enerji ışıması yapar ve soğur. Soğumanın en baskın biçimi yüklü parçacıklar arasındaki çarpışmalar ile başlıca ısıl frenleme ışınımı yoluyla olmaktadır. Ama düşük yoğunluklu maddeler içinde az sayıda çarpışma olur ve sıcak gazın yoğunluğundaki azalma onu daha az soğutur. Daha fazla genişlemesine sebep olur. Bu olayın sonucunda diskin iç kısmı sıcak korona içine buharlaşır. Böyle bir korona “sifon etkisiyle” kendini buharlaşan madde ile destekler. Maddenin BC 'ye doğru akışı, gravitasyonel enerjiyi açığa çıkararak koronanın sıcak kalmasını sağlar. Sıcak korona enerjiyi diskin içine hareket ettirir. Buharlaşan madde koronayı tekrar doldurur. Korunan açısal momentumla, koronanın bir bölümü dışarı doğru akar ve neticede dış diskin içinde yoğunlaşır (Hellier 2001).



Şekil 1.4. Sınır tabakasındaki düşük yığılma oranında, diskin iç kısmı sıcak korona içine doğru buharlaşır ve X-ışınları salınır (Hellier 2001)

Gözlemlenen farklı olaylar sifon mekanizmasıyla açıklanabilir. Örneğin, CN 'ler patlama evresine göre durağan evrede daha sert X-ışınları yayarlar. Salınan ışınım durağan evrede koronadan meydana gelir ve koronada yüksek enerjili az sayıda X-ışınları üretilir. Patlama evresinde, yığılma oranı yükselmesi sonucunda sınır tabakası soğuyarak optik olarak kalın hale gelir. Böylece kara cisim ışınımı yayınlanır. Diğer örnekler ise, diskin ana gövdesi üstünden dışarıya doğru koronal madde akması tayfta salma çizgileri oluşturur ve ayrıca merkezi diskin korona içine doğru buharlaşması CN patlamalarındaki morötesi gecikmesini açıklar (Hellier 2001).

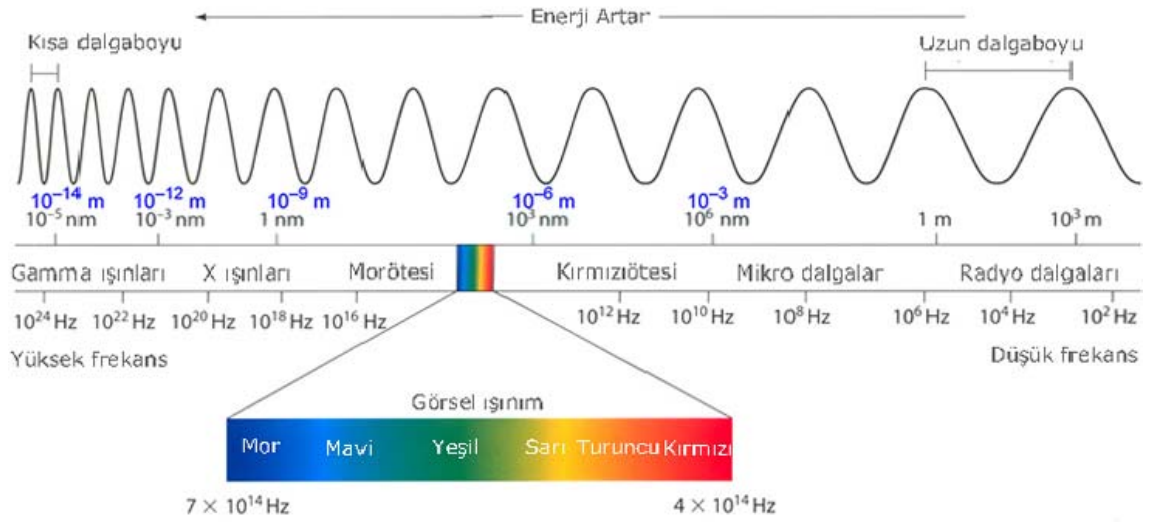
d) Viskozite

Viskozite akışkanların akmaya karşı gösterdiği dirençtir. CD 'lerin toplanma diskinde madde kepler hızında halkalar halinde dönmektedir. Viskozitenin etkisiyle dış halkalar hızlı dönmeye zorlanırken, iç halkalar yavaş dönmeye zorlanır. Viskozite açısal momentumun dışarıya doğru akışına sebep olmaktadır. Maddenin çoğu içe doğru akar ve gravitasyonel enerji salınır. Bunun sonucunda disk ısınır. Durağan evrede, diskin sıcaklığı ve viskozitesi düşükken patlama evresinde diskin sıcaklığı ve viskozitesi yüksektir (Hellier 2001).

2. KURAMSAL BİLGİLER ve KAYNAK TARAMALARI

2.1. X-ışınları

Yıldızların yapılarını ve özelliklerini anlayabilmemiz için elimizdeki tek veri yıldızlardan bize gelen elektromanyetik ışınımdır. Bu ışınının elektromanyetik tayftaki uzun dalgaboyundan kısa dalgaboyuna doğru sırası; radyo dalgaları, mikro dalga, kızıl ötesi (infrared), optik (görünür bölge), ultraviyole, X-ışınları, gama ışınları şeklindedir. İnsan gözü bu ışınının dalgaboyu 400 nm ile 700 nm arasındaki kısmını algılayabilir. Bu aralıktaki dalgaboyları gök kuşağındaki görülen renklere karşılık gelir.



Şekil 2.1. Elektromanyetik tayf (http://www.innovateknoloji.com/images//sekil4_1.jpg)

Bütün elektromanyetik dalgalar boşlukta “c” hızıyla yayılır. Frekansları (ν) ve dalga boyları (λ)

$$c = \lambda\nu \quad (2.1)$$

ifadesiyle birbirlerine bağlıdır. Foton, bir elektronun iki enerji seviyesi arasındaki geçişte yayınladığı ya da soğurduğu enerji olarak bilinen elektromanyetik ışınım paketleridir. Her bir fotonun enerjisi (E)

$$E = h\nu = \frac{hc}{\lambda} \quad (2.2)$$

şeklinde ifade edilir. Burada h Planck sabitidir ($h = 6.626 \times 10^{-34}$ j.s). Bu ifadeye göre ışığın dalga boyu azaldığında ışığın enerjisi artmaktadır.

X-ışınları 1895 yılında W.K. Roentgen tarafından bulunmuştur. X-ışınları dalga boyu aralığı genellikle 0.01–10 Å olarak kabul edilir. X-ışınlarının dalga boyu küçüktür ve elektromanyetik tayfin yüksek enerjili bölgesinde yer alır. X-ışını fotonu, sıcaklığı çok yüksek cisimlerde ve çok yüksek enerjili elektronların geçişlerinden oluşur.

X-ışını astronomisinde X-ışını yayan gök cisimleri üzerine çalışılır. Bu da bize gece gökyüzünde gördüğümüze göre evrenin çok farklı bir resmini verir. Astronomlar X-ışını enerjilerini ölçmek için genellikle kilo–elektron volt (keV) kullanırlar. Dünya'nın atmosferinde X-ışınlarının neredeyse tamamı soğurulur. Bu yüzden X-ışınlarının uzayda konumlandırılmış uydular ile gözlenmesi gerekir. X-ışınları bize gök cisimlerinin birçok türleri hakkında önemli bilgiler verebilir.

2.1.1. X-ışını yayılım mekanizmaları

Astronomik cisimlerin X-ışını yayma prensiplerini açıklamak için çeşitli mekanizmalar önerilmektedir. Bu mekanizmalardan en yaygın olarak kullanılanlar; ısısal ışınım, sinkrotron ışınımı ve ters compton saçılmasıdır.

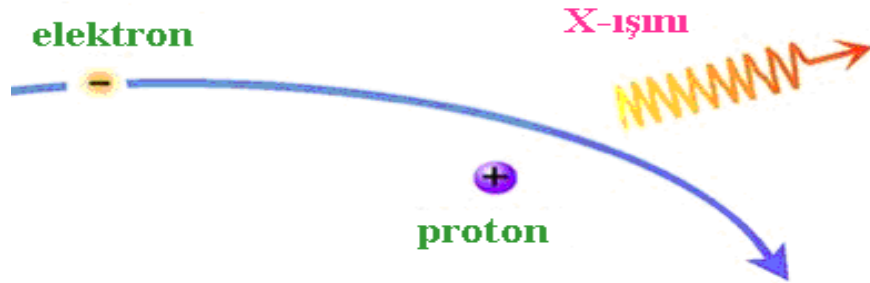
2.1.1.1. Isısal ışınım

1 000 000 K sıcaklıklardaki cisimlerin gövdesinden yayılan ışımaya ısısal ışınım denir. Bu ışınım iki farklı şekilde oluşmaktadır. Isısal ışınım, optik olarak ince bir gazdan geliyorsa ısısal frenleme (termal bremsstrahlung) mekanizmasıyla, optik olarak kalın bir gazdan geliyorsa kara cisim (blackbody) mekanizmasıyla oluşur.

2.1.1.1.1. Isısal frenleme ışıını (Termal bremsstrahlung)

10^7 K üzerindeki sıcak gazlar, iyonize halde bulunurlar. Bu gazlar, optik olarak ince olduklarında ısısal frenleme mekanizmasına sahip X-ışınları yayarlar. Gazın optik olarak ince olması, gazın kendi ışıınıını fark edilebilir miktarda soğurabilmek için yetersiz bir yoğunlukta ve kalınlıkta olması demektir. O zaman üretilen X-ışınıı tayfı ile gözlenen X-ışınıı tayfinin aynı olduğu söylenebilir. Sıcak bir gaz, bremsstrahlung (frenleme, serbest-serbest) emisyon, bağı-bağı emisyon ve serbest-bağı emisyon olmak üzere üç farklı süreçle emisyon yapar. Bağı-bağı emisyonla serbest bağı emisyonda, atomların sınır yörüngesinde son elektronların bulunması gerektirir. Ancak 10^7 K üzerindeki sıcaklıklarda atomların neredeyse tamamı iyonlaşmış durumdadır. Bu yüzden önemli emisyon süreci bremsstrahlung 'tur.

Bremsstrahlung, Almanca bir kelimedir. "Brems" kelimesi, frenleme "strahlung" kelimesi, ışıını anlamına gelmektedir. Yüksek hızlı negatif yüklü elektron, pozitif yüklü çekirdeğin yanından geçerken, Coulomb kuvveti onu yolundan saptırarak, çekirdeğin etrafında parabolik bir yörüngede hareket etmesine neden olur. Elektron aniden saçılarak farklı bir yönde ivmelenir. Bu olay sonucunda elektron enerjisini kaybeder ve bu enerji elektromanyetik ışıını olarak uzaya yayılır. Elektron birden çok da bremsstrahlung etkileşmesine uğrayabilir. Sonunda enerjisini kısmen ya da tamamen kaybedebilir.



Şekil 2.2. Isısal frenleme ışıınıı şematik gösterimi
(<http://www.astro.wisc.edu/~bank/img/bremsstrahlung.jpg>)

Gazın her birim hacminden yayınlanan ışınımın şiddeti ve tayfının ifadesi aşağıdaki gibidir.

$$B_{\nu} = 6.2 \times 10^{-39} \text{ g} \exp\left(-\frac{h\nu}{kT}\right) \left(\frac{1}{\sqrt{T}}\right) n_e^2 \quad (2.3)$$

Burada verilen B_{ν} ışınım şiddeti ($\text{erg cm}^{-3} \text{s}^{-1} \text{Hz}^{-1} \text{sr}^{-1}$ biriminde), g ise Gaunt faktörü (ν frekansına bağlı olarak yavaşça değişen bir fonksiyon olup, birim değere yakın bir sayı), h Planck sabiti (erg s biriminde), k Boltzmann sabiti (erg K^{-1} biriminde), T gaz sıcaklık değeri (K biriminde) ve n_e de gazın elektron yoğunluğudur (cm^{-3} biriminde). Eğer ışınım V hacimli bir bölgeden geliyorsa, yayınlanan enerjinin toplamı aşağıdaki ifadedeki gibidir.

$$L_{\nu} = 4\pi \cdot 6.2 \times 10^{-39} \text{ g} \exp\left(\frac{h\nu}{kT}\right) \left(\frac{1}{\sqrt{T}}\right) \int n_e^2 dV \quad (2.4)$$

burada $h\nu$ 'nin birimi $\text{erg s}^{-1} \text{Hz}^{-1}$ 'dir. $\int n_e^2 dV$ ise emisyon ölçüsüdür. Yayınlanan tayf üzerinden integral işlemi yapılması sonucunda toplam ışınım ifadesi:

$$L_{\nu} = 1.64 \times 10^{-27} \text{ g} \sqrt{T} \int n_e^2 dV \quad (2.5)$$

şeklindedir. Burada L nin birimi erg s^{-1} 'dir. Termal bremsstrahlung, foton enerjileri $h\nu$ 'nün kT 'den daha büyük olduğu değerlerde üstel olarak azalan bir tayfi, $h\nu$ ' nün kT 'den çok daha küçük olduğu değerler için yaklaşık sabit kalan bir tayfi verir. Bir kara cisim tayfi da yüksek enerjilerde benzer sonuçları verir ancak kT 'den küçük enerjilerde ν^2 kanununa göre tayf kesilir. Eğer $h\nu = 1 \text{ keV}$ ise $T \approx 1.2 \times 10^7 \text{ K}$ değeri için $h\nu = kT$ eşitliği karşılık gelir (Adams 1980).

2.1.1.1.2. Kara cisim ışıını (Blackbody)

Sıcak bir cisim optik olarak kalın ise kara cisim ışıması üretir. Çünkü optik kalın bir cisim için tayf, hem salmadan hem de soğurulmadan etkilenir. Sonuç olarak diyebiliriz ki optik olarak yeterli derecede kalın bir bremsstrahlung kaynağından kara cisim tayfı da gözlemlenebilir. Planck kanuna göre kara cisim tayfı ifadesi aşağıdaki gibidir.

$$\pi B_\nu = 2\pi h \nu^3 / c^2 (e^{h\nu/kT} - 1) \quad (2.6)$$

burada πB birim frekans genişliğinde, birim zamanda ve birim alandaki enerji, ν yayınlanan fotonun frekansı ve c de ışık hızıdır. Kara cisim radyasyonunun tayf biçimi salma yapılan cismin T sıcaklığına bağlıdır. Birim zamanda, birim alan başına yayınlanan toplam enerji ifadesi,

$$\pi B = \sigma T^4 \quad (2.7)$$

şeklindedir. σ , Stefan–Boltzman sabitidir. En fazla ışıının olduğu noktadaki foton frekansı ise şu formülü ile verilir:

$$\nu \approx 10^{11} T \quad (2.8)$$

Bir cisim ya da parçacık, ısındığı zaman enerjisine bağlı olarak belirli bir frekansta elektromanyetik ışıını salar ve ısısına bağlı olarak salınan elektromanyetik ışıının frekansı teorik olarak sıfırdan sonsuza kadar değer alabilir (Adams 1980).

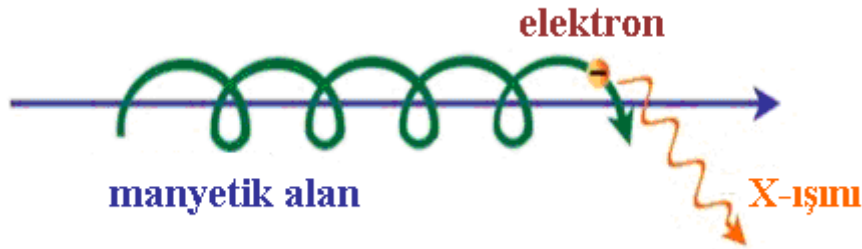
2.1.1.2. Güç kanunu modeli (Power law)

2.1.1.2.1 Sinkrotron ve sayklotron ışıını (Synchrotron and cyclotron)

Yükü parçacıklar, manyetik alan içinde manyetik alana paralel olmayan bir alanda hareket ederek hızlandıklarında klasik elektrodinamiğe göre elektromanyetik dalgalar yayarlar. Bu yayılma biçimine eğer elektronlar relativistik ise sinkrotron

relativistik değilse sayklotron ışınması denir. Bu ışınma 1912 yılında Schott tarafından tartışmaya açılmıştır.

Astrofizikçiler için sinkrotron ışınım şeklinin anlaşılması önemlidir. Bu ışınım, supernova kalıntılarının ve radyo galaksilerinin belirlenmesinde kullanılır. Yapılan gözlemlerde Güneşte, Jüpiterde, Yengeç Nebulasında ve birçok radyo galakside bu ışınma tipine rastlanmıştır.



Şekil 2.3. Sinkrotron ışınımı (<http://www.astro.wisc.edu/~bank/img/synchrotron.jpg>)

Sayklotron ışınması astrofizikçiler açısından diğer ışımaya göre daha az öneme sahiptir. Ancak nötron yıldızları (X-ışınları bölgesi), BC 'ler (optik bölge) ve Güneş parlamaları (radyo bölge) v.b. oluşumunda yüksek manyetik alan içeren durumlarda önemli bir role sahiptir.

Sinkrotron kuramının en önemli uygulaması, kozmik radyo kaynaklarının içindeki relativistik elektronların enerji içeriğinin hesabıdır. Bir radyo kaynağının ışınım tayfi çoğu olayda

$$I(\nu) = K\nu^{-\alpha} \quad (2.9)$$

şeklindeki güç kanunu ile belirtilir (Tucker 1975).

Sinkrotron ışınımı genel olarak eliptik bir polarizasyon sergiler. Lineer polarizasyon için de bir ifade elde edilebilir. Elektronlar manyetik alanla dik açı yaptıklarında ivmelenirler. Bu yüzden polarize olmuş ışınımın elektrik vektörü yönüyle, elektron ivmesi yönü aynıdır. Bu durum aşağıdaki gibi açıklanabilir:

Elektron tayfında enerjileri E ile $E + dE$ arasında olan elektron sayısı $N(E) dE$ olsun. Tayfın güç kanunu yapısında olması, kozmik ışınların enerji tayfının güç kanunu doğasında olmasındandır ve

$$N(E) = N_0 E^{-m} \quad (2.10)$$

şeklinde ifade edilebilir. Burada “ m ” sabit bir sayıdır. E enerjisindeki elektronlar γ ile gösterilen bir Lorentz faktörüne

$$\gamma = \left(1 - \frac{v^2}{c^2}\right)^{-1/2} \quad (2.11)$$

sahiptir ve bundan dolayı enerji ifadesi

$$E \approx \gamma m_0 c^2 \quad (2.12)$$

şeklinde gösterilir. E enerjili bir elektronun sinkrotron ışımından dolayı kaybedeceği enerjinin zamanla değişimi,

$$-(dE/dt) = bE^2 B_{\perp}^2 \quad (2.13)$$

ile belirtilir. Burada “ b ” sabit bir sayıdır. Enerjileri E ve $E+dE$ olan elektronlar tarafından frekansları ν ile $\nu+d\nu$ olan fotonlar oluşturulur ve ışınimleri

$$I(\nu) d\nu = (-dE/dt) N(E) dE \quad (2.14)$$

ile gösterilir. Bundan sonraki işlemlerde K_1 , K_2 gibi tanımsız sabitler serisi kullanılabilir. Bu sabitlerin değeri tayfın şemasına bağlı değildir. (dE/dt) ve $N(E)$ ifadeleri önceki eşitlikte yerine yazılırsa,

$$I(\nu) d\nu = K_1 E^2 B_{\perp}^2 E^{-m} dE \quad (2.15)$$

olur. Burada $\nu = a B_{\perp} E^2$ denkleminde sahip foton frekansdır. O zaman

$$d\nu = 2 a b B_{\perp} E dE \quad (2.16)$$

olur. Bu eşitliği yerine yazarsak

$$I(\nu) d\nu = K_2 E B_{\perp} E^{-m} dE \quad (2.17)$$

olur. E değerini de ν cinsinden ifade edersek,

$$I(\nu) d\nu = K_3 B_{\perp} \left(\frac{\nu}{B_{\perp}} \right)^{\frac{1-m}{2}} d\nu = K_3 B_{\perp}^{\frac{m+1}{2}} \nu^{-\frac{1-m}{2}} d\nu \quad (2.18)$$

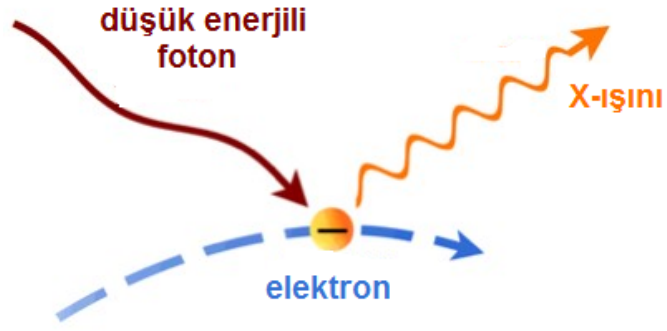
olur. Sonuç olarak E^{-m} enerjisine bağlı olan elektron enerji tayfı, farklı fakat bağımlı, bir tayfsal indise sahip bir sinkrotron tayfına doğru yönlenecektir. $I(\nu)$ ile $\nu^{-\alpha}$ doğru orantılıdır.

$$\alpha = \frac{m-1}{2} \quad (2.19)$$

ise tayfsal indistir.

2.1.1.2.2. Ters compton mekanizması ile X-ışını yayını (Inverse compton scattering)

Bir relativistik elektron hareketli düşük enerjili fotonlara çarptığında bir ışınım yayınlanır. Bu olayda elektronlar enerji kaybeder ve kaybedilen enerjiyi fotonlar kazanır. Ters Compton saçılması yaygın olarak süpernovalarda ve aktif galaktik çekirdeklerde görülür.



Şekil 2.4. Ters Compton mekanizması ile X-ışınımı oluşması
(<http://www.astro.wisc.edu/~bank>)

2.2. Suzaku X-ışın Uydusu

Suzaku, evrendeki yıldızlar, galaksiler ve karadelikler gibi nesnelere tarafından yayılan X-ışınlarının çalışılması için tasarlanan Japonya-ABD ortak uydusudur. Uzay Bilimleri ve Uzay Enstitüsünde uydulara genellikle iki isim verilir. Biri fırlatma ismi diğeri ise gönderilme-fırlatma ismidir. Fırlatma ismi bir proje adıdır. Astronomi uyduları Astro-A, Astro-B, Astro-C gibi proje isimlerine sahiptir. Orijinal 5. uydunun tekrarlanan uçuşu olduğu için Suzaku uydusuna Astro-E2 ismi verilmiştir. 10 Haziran 2005 'te uydunun başarılı bir şekilde fırlatılmasından sonra Astro-E2 'ye Suzaku ismi verilmiştir. Suzaku ismi Çin mitolojisinde geçer. Anlamı güneyin parlak kırmızı kuşudur (anka kuşu).

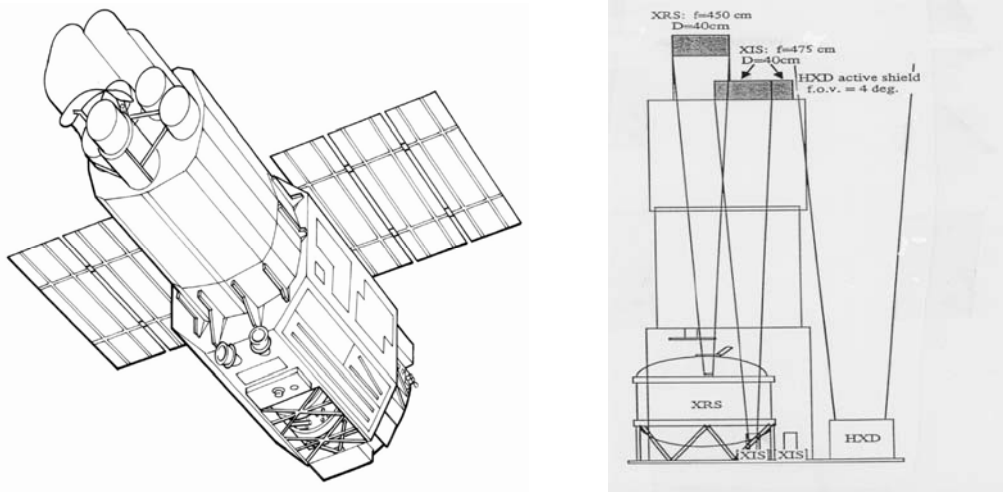
Suzaku uydusu sönük kaynakları algılayabilir. Ayrıca algılayıcılarından biri X-ışını enerjileri içindeki çok küçük farkları mükemmel bir şekilde ayırt edebilir. Bilim adamları Suzaku 'yu geniş band, yüksek hassasiyet, yüksek çözünürlüklü tayf özelliklerine sahip olacak şekilde tasarlamıştır. Bu özelliği ile Suzaku, X-ışını astronomisinde önemli bir yere sahiptir. Evrende çok sayıda nesne tarafından X-ışını yayılır. X-ışınları bu nesnelere doğası, süreçleri, oluşumu hakkında önemli bilgiler verir. Örneğin çift yıldız sistemleri, süpernova kalıntıları, kuasarlar, galaksi kümeleri vb. Suzaku 'nun gözlediği cisimlerdir ve bize vereceği cevaplardan bazı örnekler şunlardır:

- Kimyasal elementler ne zaman ve nerede oluştu?
- Galaksi kümeleri nasıl birleşti?
- Kara delik üzerine madde düştüğünde ne olur?
- Gazlar X-ışını yayan sıcaklıklara nasıl (hangi fiziksel olaylarla) ulaşır?

Suzaku 570 km yükseklikteki dairesel yörüngesini yaklaşık 96 dk tamamlamaktadır. Geniş algı aralığına (0.3–600 keV), yüksek enerji çözünürlüğüne ($\sim 6.5\text{eV}@6\text{keV}$) ve düşük gürültü kirliliğine sahiptir (Hüdaverdi vd 2008). Bu özellikleri nedeniyle sıcak X-ışın plazmasının dinamik hareketleri üzerine önemli sonuçlar sunmaktadır.

2.2.1. Suzaku genel özellikler

Suzaku 5 tane X-ışını teleskopuna (XRTs) sahiptir. Bunlardan 4 tanesi X-ışını görüntüleme spektrometresi (XIS) ve diğeri ise X-ışını spektrometresinden (XRS) oluşur. Bu teleskoplar X-ışınlarına odaklanır ve onları toplar. Kütlesi 1706 kg 'dır. Uydu 6.5m odak uzaklığına sahiptir. Uydu yüksekliği 4 set reaksiyon tekeriyle sabitlenirken, 3 adet jiroskop ve 2 yıldız takip kamerasıyla ölçülmektedir.



Şekil 2.5. Suzaku şematik çizimi (sol) ve uydunun yandan görünümü (sağ) Sağdaki resimde uydunun üstünde XIS ortada ve onun solunda XRS ve en sağda ise HXD görülebilir.

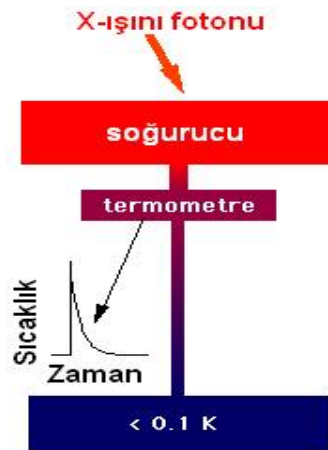
2.2.1.1. Suzaku araçları

a) X-ışını spektrometresi (XRS)

XRS, X-ışını mikrokalorimetrelerinin bir sistemi olarak X-ışını teleskopunun arkasına yerleştirilmiştir. Bu araç yaklaşık 0.3–10 keV enerji aralığında çalışır. XRS spektrometre aracı, ışık sinyalini farklı frekanslara ayırarak spektrum üreten yüksek çözünürlüğe sahip bir araçtır. Yüksek çözünürlük özelliğiyle X-ışını fotonlarının enerjileri içinde küçük farkları ayırt eder. Yüksek spektrum çözünürlüğü farklı elementlerden kaynaklanan salma çizgilerinin yorumlanmasını ve görülmesini sağlayan anahtar bir özelliktir. Bu salma çizgileri evrenimizdeki nesnelere (karadelikler, galaksi kümeleri vd) öğrenmek için güçlü bir araçtır.

XRS 'nin diğer önemli özelliği çok hassas olmasıdır. XRS, X-ışını fotonlarının yaklaşık tümünü algılaması için tasarlanmıştır. Bu özelliği sayesinde sönük kaynaklardan bile yeterli sayıda foton tespit eder.

XRS, Amerika 'daki Wisconsin Üniversitesi ile Goddard Uçuş merkezi ve Japonya 'daki ISAS ile Tokyo Metropolitan Üniversitesi 'nin işbirliğiyle geliştirilmiştir. XRS, mikrokalorimetre denilen yeni bir çeşit dedektör kullanarak çalışır. Aşağıdaki şekilde mikrokalorimetrenin bileşenleri görülmektedir.



Şekil 2.6. Mikrokalorimetrenin ana bileşenleri X-ışını soğurucusu (kırmızı olan), bir termometre (vişne çürüğü) ve sıcaklık çukurundan (mavi) oluşur

X-ışınları soğurucuya çarptığında, soğurucunun sıcaklığı artar. Termistör denilen termometre tipi soğurucunun değişimlerini ölçmek için kullanılır. Sıcaklık artışı X-ışını fotonlarının enerjisiyle yaklaşık olarak orantılıdır. Bu aşağıdaki denklemlerle gösterilir.

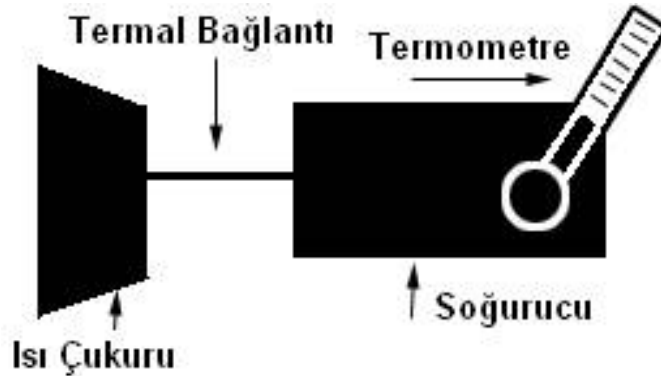
$$T \sim E/C \quad (2.20)$$

T: Sıcaklık

E: X-ışını enerjisi

C: Soğurucunun ısı kapasitesi

Sıcaklık bir nesnenin molekül ve atomlarının ortalama enerjisinin ölçüsüdür. Isı kapasitesi bir maddeye bir miktar enerji verdiğimizde bize sıcaklığının ne kadar arttığını söyler. Bu yüzden X-ışını fotonları, soğurucu tarafından soğurulduğunda, her bir atom daha fazla titreşmeye başlar.



Şekil 2.7. X-ışınları soğurulduğunda termistör içinde kısa zamanda sıcaklık değişir

X-ışınları soğurulan foton enerjisiyle orantılı olarak termistörün resistansında sıcaklık değişimleri ölçülür. XRS içindeki mikroklorimetre aşırı derecede soğuk olması gerekir (60 mK veya 0.06 K, -273 °C veya -460 °F). Bu şekilde küçük sıcaklık değişimlerini algılayabilir. XRS bu sıcaklıkları 4 aşamalı bir soğutma sisteminden elde eder. Bunlar mekanik soğutucu (cooler), katı bir neon kabuğu, sıvı helyumla doldurulmuş bir giriş ve ADR (Adiabatic Demagnetization Refrigerator) cihazından oluşur.

b) X-ışını görüntüleme spektrometresi (XIS)

0.2–10 keV aralığında X-ışını görüntüleri oluşturmak için her biri 1 milyon piksellik 4 CCD kamera setinden oluşur. Bunlar XIS0, XIS1, XIS2 ve XIS3 alıcılarıdır. XRT–I0, XRT–I1, XRT–I2, ve XRT–I3 olarak da bilinirler. Herbir CCD, 1024×1024 piksele sahiptir ve 18'×18' görüş alanına sahiptirler. Piksel 24 µm², ve her bir CCD 25mm×25mm. XIS1 alıcısında arka alan ışıklandırma yongası, diğer detektörlerdeyse ön alan ışıklandırma yongası kullanılmıştır.

c) Sert X-ışını dedektörü (HXD)

Sert X-ışını dedektörü (HXD) 10–700 keV enerji aralığı üzerinde yüksek enerjili X-ışınlarının ölçümlerini yapar. HXD görüntüleme özelliği olmayan bir detektördür. Üretimindeki temel amaç Suzaku'nun duyarlılığını yükselterek geniş bir algı aralığı oluşturulmasını sağlamaktır

(http://suzakuepo.gsfc.nasa.gov/docs/suzakuepo/about_ae2/overview/what.html).

2.3 RTT150 Optik Teleskopu

RTT150 (Rus–Türk ortak Teleskopu) ülkemizin en büyük optik teleskopudur. Rusya ile Türkiye arasında imzalanan bir protokol çerçevesinde 1998 yılında kurulmuştur. Teleskopun konumu Antalya şehir merkezine yaklaşık 60 km mesafede ve deniz seviyesinden yaklaşık 2500 m yükseklikte Saklıkent kayak merkezi yakınlarındadır. RTT150, Ritchey–Chrétien optik sistemine sahip, Cassegrain ve Coude odaklarında çalışılabilen bir teleskoptur.

Çizelge 2.1. RTT150 Genel Özellikler

Kurgu türü:	Çatal Sistem (Equatorial)
Tüp uzunluğu:	4970 mm
Ağırlığı:	37 ton
Ayna çapı:	1500 mm
Ayna merkezi delik çapı:	580 mm
Ayna odak oranı:	f/1.3
Ayna ağırlığı:	970 kg
Ayna kalınlığı:	24 cm
Ayna taşıyıcı ağırlığı:	2460 kg
Ayna kaplaması:	Al + SiO ₂

RTT150 için Cassegrain tayfölçeri olan TFOSC (TUG Sönük Nesne Tayfölçeri ve kamerası) kullanılmıştır. Bu tayfölçer, 20 Nisan 2001 'de imzalanan sözleşme çerçevesinde, Kopenhag Üniversitesi Gözlemevi (CUO) tarafından TUG için yapıldı ve Kasım 2004 'de teslim edildi. TFOSC 'un doğrudan görüntüleme ve düşük/orta çözünürlüklü tayf ölçüm olmak üzere iki çeşit işlevi vardır. TFOSC 'a ait CCD447, 13,5 açı dakikası×13,5 açı dakikası ölçülerinde bir alanda 2048 × 2048 (15 µm × 15 µm) piksel çözünürlüğe sahip görüntüler elde edilebilmektedir. Tayfsal çözünürlük normal ve eşel grism ile yaklaşık 200–5600 'dir (http://www.tug.tubitak.gov.tr/rtt150_ozellikler.php).

2.4. SW UMa

SW UMa ($\alpha = 08^h 36^m 42^s.76$; $\delta = +53^\circ 28' 37''.9$) L. Ceraski tarafından 1909 yılında keşfedildi. SW UMa sistemi, 1986 yılında süper patlama yaptığı sırada süper hörgüçlerin gözlemlenmesi sınıfının SU UMa gibi olduğunu gösterdi (Semeniuk vd 1997). Fotometrik, tayfsal ve X-ışını gözlemleri sonuçlarına göre SW UMa 'nın yörünge döneminin 81.8 dakika olduğu ve Balmer salma çizgilerine sahip olduğu bulunmuştur (Shafter vd 1986). SW UMa sistemi kısa yörünge dönemine (81.8 dakika),

son derece uzun patlama döngülerine (400–950 gün) ve çok geniş patlama genliklerine (6.6 kadir) sahiptir. Bu özelliklerinden dolayı TOADs 'ın (Tremendous Outburst Amplitude DNe) bir üyesi olabileceği düşünülmektedir. TOADs 'lar çok yaşlı CD 'lerdir ve kütle transfer oranları düşüktür (Gänsicke ve Koester 1999). SW UMa 'nın süper hörgüç dönemi yaklaşık 84.0 dakikadır ve süper hörgüç dönemi yörünge döneminden (81.8 dakika) yaklaşık %3 daha uzundur (Semeniuk vd 1997).

SW UMa 'nın yarı kutupsal sınıfında olduğu ilk kez optik ve X-ışını gözlemlerine dayanarak 1986 'da Shafter vd tarafından önerilmişse de bu güne kadar bu yönde daha fazla veri elde edilememiştir (Rosen vd 1994).

Yörünge dönem değeri sistemin eğiminin (i) 40° 'den daha büyük olması gerektiğini gösterir (Shafter 1983). SW UMa 'nın bizden uzaklığı 159 ± 22 pc bulunmuştur (Townsend ve Gänsicke 2009). SW UMa durgun evrede $V = 16.5-17$ kadir parlaklığa sahiptir (Semeniuk vd 1997). Patlama durumunda parlaklığı $V = 9-10$ kadir 'dir. İki haftalık sürelerle süper patlama gösterir. 1977 ve 1993 yılları arasında 10 tane patlama gözlenmiştir ve patlamalardan hiç biri normal patlama değildir.

Patterson ve Raymond (1985) sistem için yıldızların kütlelerini $M_1 = (0.71 \pm 0.22) M_\odot$ ve $M_2 = (0.1 \pm 0.01) M_\odot$ bulmuştur. BC yarıçapı ise (R_1) Gänsicke ve Koester (1999) tarafından 8.9×10^8 cm bulunmuştur. SW UMa optik fotometride modülasyonlar, geniş genliği, titreşim davranışları ve yarı dönemli salınımlar (QPOs) gösterirler. Bu durumlar belki parlak leke veya yoldaş yıldız tarafından BC 'nin manyetik kutuplarından sert ışımının yeniden işlenmesinin sonucu olarak orta kutupsal sınıf içinde görülebilir (Shafter vd 1986).

Sistemin genel özellikleri Çizelge 2.2 'de verilmiştir.

Çizelge 2.2. Aşağıdaki çizelgede SW UMa sistemin genel özellikleri verilmiştir (Ritter ve Kolb 1997)

Sağ açıklık (α)	08 ^h 36 ^m 42 ^s .7
Dik açıklık (δ)	+ 53° 28' 38".1
Tip	SU UMa (veya DQ Her ?)
Minimumda en yüksek parlaklık değeri	16.5 kadir
Minimumda en düşük parlaklık değeri	17.0 kadir
Normal patlamada en yüksek parlaklık değeri	10.6 kadir
Süper patlamada parlaklık değeri	9.0 kadir
Süper patlamalar arası süre	459 gün
Yörünge dönemi	0.056815 gün = 81.8 dk
Süper hörgüç dönemi	0.05833 gün = 84.0 dk
Birincil yıldız kütlesi (BC) M_1	(0.71 \pm 0.22) M_{\odot}
İkincil yıldız kütlesi M_2	(0.10 \pm 0.01) M_{\odot}
M_1/M_2	7.1 \pm 2.0
Yörünge Eğimi	45° \pm 18°
Uzaklık d	159 \pm 22 parsek

2.5. BZ UMa

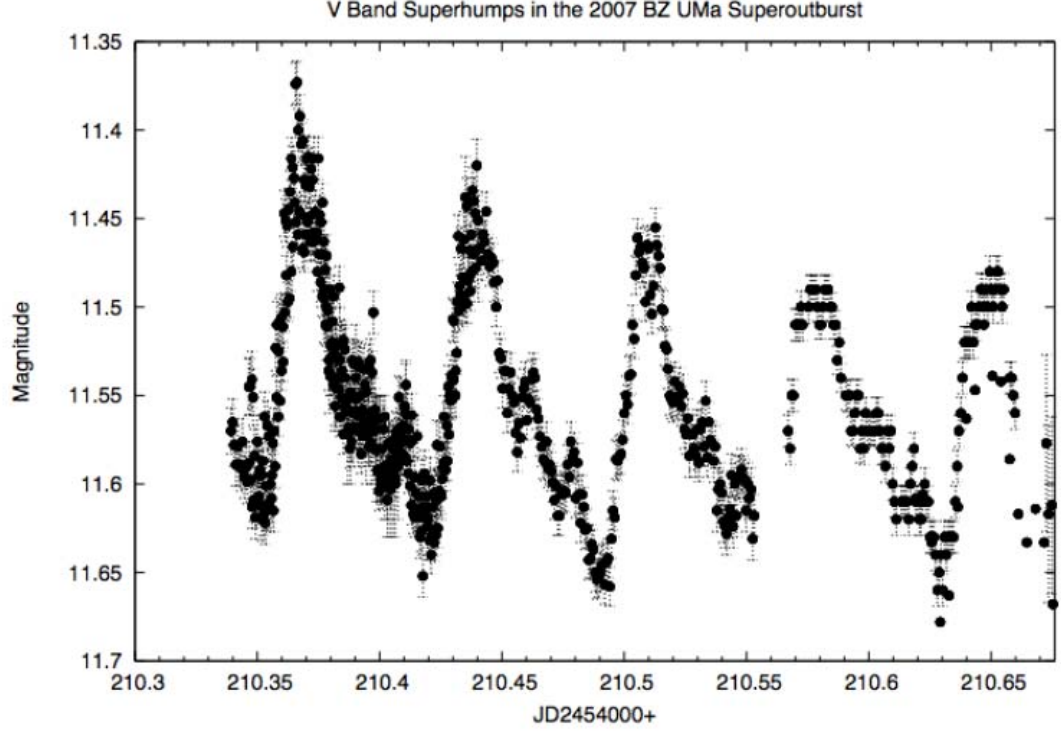
CN BZ UMa ($\alpha = 08^h 53^m 44^s.17$; $\delta = +57^\circ 48' 40''.6$) 'nın coşkun bir değişen olduğu Mayal (1972) tarafından önerilmiş ve sonrasında tayfsal gözlemlerle ilgili sonuçlardan Green vd (1972) tarafından doğasının CN olabileceği söylenmiştir. CN BZ UMa 'nın optiksel verileri 1950 ve 1974 yılları arasında Wenzel tarafından çalışılmıştır ve elde edilen sonuçlar Çizelge 2.3 'de verilmiştir (Wenzel 1982).

Çizelge 2.3. Aşağıdaki çizelgede BZ UMa 'nın optik bölgede elde edilen parlaklık değerleri verilmiştir (Wenzel 1982)

Tarih	Fotoğrafik parlaklık
1950 Ekim	13 ^m
1957 Ocak	12 ^m
1959 Ocak	11 ^m
1965 Aralık	10.5 ^m
1971 Nisan	12.3 ^m
1974 Mart	11.2 ^m

BZ UMa 'nın parlaklık değişimi $V = 10-15$ kadir civarındadır ve U Gem tipi CN gibidir. Ancak BZ UMa 'nın, seyrek patlama davranışı ve kısa fotometrik dönemi U Gem tipi ve WZ Sge sınıfını bağlayan ara bir nesne olabileceği sonucunu ortaya çıkartır. BZ UMa 'nın spektrumu düz sürekli HeI, zayıf HeII ve belirgin Hidrojen salma çizgileri gösterir (Wenzel 1982). Yörünge dönemi Claudi, Bianchini,& Munari (1990) tarafından 0.0675 gün olarak bulunmuş ve Ringwald & Thornstensen (1990) tarafından 0.0679 gün olarak geliştirilmiştir. Aynı zamanda bir X-ışın kaynağı olan BZ UMa 'nın yörünge dönemi Ringwald tarafından 97.8 dakika olarak bulunmuştur (Ringwald vd 1994). 1990 yılında yapılan bir çalışmada Claudi, Bianchini ve Munari, BZ UMa 'nın dönem boşluğunun altında olmasından dolayı ikinci olarak SU UMa tipi bir çoşkun değişen olabileceğini önermiştir (Jurcevic vd 1994). Jurcevic, Honeycutt, Schgel & Webbink (1994) kütle oranını $M_2/M_1 = 0.20 \pm 0.09$ bulmuş ve düşük yörünge dönemi, patlama aralıkları ve kütle oranına bağlı olarak tipinin U Gem ve SU UMa arasında olabileceğini desteklemişlerdir. BZ UMa 'nın dönem boşluğunun altında (2.1 saaten az), yani kısa dönemli bir sistem olmasından dolayı SU UMa tipi sınıfında olduğu düşünülmektedir ve bunu destekler şekilde Price vd (2009) ve Girazian (2007) tarafından yapılan optik gözlemlerde 2007 yılında süper hörgüçler gözlemlenmiştir (Bkz Şekil 2.8).

Düşük dönemi, normal patlama vermesi ve optik bölgede ışık eğrisinde süper hörgüçlerin varlığı bu sistemin SU UMa tipi olduğuna dair çok güçlü işaretlerdir.



Şekil 2.8. BZ UMa 'nın süper hörgüçlerinin ışık eğrisi (Price 2009)

BZ UMa 'nın 2007 yılında yapılan gözlemlerinde süper patlamanın ilk kez kaydedilmesi, süper hörgüçlerin açıklanması ve buna ek olarak dairesel polarizasyon % 0.2 seviyesinin üstünde çıkmamasından dolayı sistemin küçük veya manyetik olmayan bir etkiye sahip olduğu düşünülebilir. 40 yıllık veri arşivinin analizleri birleştirildiğinde BZ UMa 'nın geleneksel DQ Her tipi olmadığı sonucu ortaya çıkar. CN 'lerin alt sınıfı olan SU UMa ve U Gem tipinin özelliklerini gösterir (Price vd 2009).

Sistemin genel özellikleri Çizelge 2.4 'de verilmiştir.

Çizelge 2.4. Aşağıdaki çizelgede BZ UMa sistemin genel özellikleri verilmiştir (Ritter ve Kolb* 1997; Price vd** 2009; Jurcevic*** 1994; SIMBAD****; Ringwald vd***** 1994)

Sağ açıklık (α)	08 ^h 53 ^m 44 ^s .17****
Dik açıklık (δ)	+ 57° 48' 40.6"****
Tip	SU UMa?
Minimumda en yüksek parlaklık değeri	15.2 kadir
Minimumda en düşük parlaklık değeri	15.9 kadir
Normal patlamada en yüksek parlaklık değeri	10.2 kadir
Süper patlamada parlaklık değeri	-
Süper patlamalar arası süre	-
Yörünge dönemi	0.06799 gün = 97.8 dk
Süper hörgüç dönemi	0.07003 ± 0.00001 gün = 100.8 dk**
Birincil yıldız kütlesi (BC) M_1	0.65 M_{\odot} ***
İkincil yıldız kütlesi M_2	-
M_1/M_2	-
Yörünge Eğimi	-
Uzaklık d	d > 140 pc*****

3. MATERYAL ve METOT

3.1. X-ışını Analizi

Bu çalışmada Suzaku uydusunun genel kullanıma açılmış olan gözlem verileri kullanılmıştır. Kullandığımız veriler Suzaku uydusunun XIS1 alıcısına aittir.

Çalışma kapsamında kaynaklara ait veriler Suzaku 'nun ilgili internet sayfasından (<http://heasarc.gsfc.nasa.gov/db-perl/W3Browse/w3browse.pl>) alınmıştır. SW UMa için kullanılan veriler 6 Kasım 2007 (JD 2454410.73677) tarihinde gözlenmiştir. Poz süresi ~17 ks 'dir. BZ UMa için kullanılan veriler ise 24 Mart 2008 (JD 2454549.617639) tarihinde gözlenmiştir. Poz süresi ~30 ks 'dir.

Alınan görüntüler, LINUX işletim sisteminde çalışan HEAsoft (High Energy Astrophysics Software) bilgisayar yazılımı ile indirgenmiştir. Analizin ilk aşamasında, X-ışını görüntüsünün merkezinde ışınımın fazla olduğu bölgeden ve art alan ışınması temizliği için art alandan daire şeklinde bölgeler seçilmiştir. Sonrasında X-ışını fotonlarını enerjiye dönüştürebilmek için, Suzaku uydusu alıcı çiplerinin ilgili piksellerinin response dosyaları hazırlanmıştır. Response dosyalarının hazırlanmasında xisrmfgen ve xissimarfgen (version 2006–10–17) yazılımları kullanılmıştır. Kaynaktan gelen ışınmayı modellemek için XSPEC 11.3.2 programı kullanılmıştır. Veri seti SW UMa için 10 sayım/bin, BZ UMa içinse 20 sayım/bin ile gruplanarak tayf analizi yapılmıştır. Seçilen merkez bölgenin tayfına çeşitli modeller uygulanmıştır.

Öncelikle tayfin tamamına her iki sistem için (0.5–6 keV enerji aralığı) bir çok teorik model (ısısal frenleme, kara cisim, güç kanunu, meka, raymond–smith vb.) uygulanmıştır. SW UMa sistemi için ayrıca verinin sadece yumuşak X-ışını kısmı için (0.5–2.5 keV) model eşleşmesi yapılmıştır.

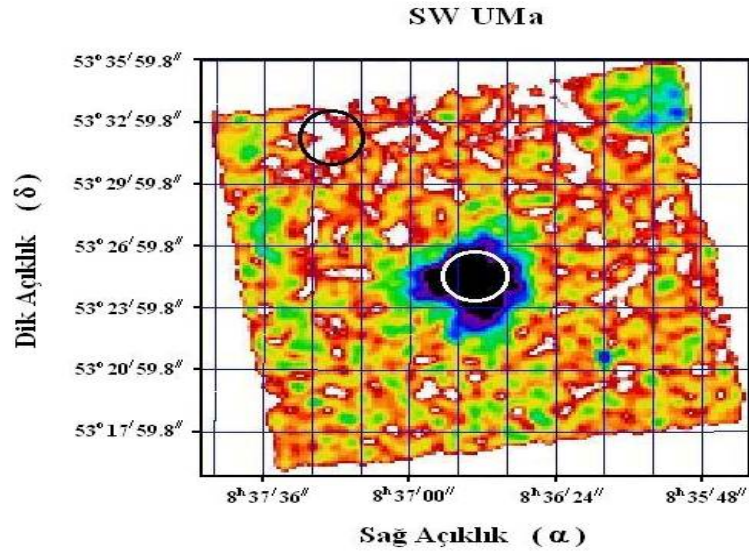
Tayf analizi yapılırken incelediğimiz sistemler için literatürde verilen herhangi bir galaktik soğurma katsayısı (N_H) bulunmadığından bu değerler literatürden alınan (3.3) formülü ile hesaplanmıştır. Reina ve Tarengi 'nin (1973) aşağıdaki verilen eşitliğinden SW UMa için N_H 'yi $5.7 \times 10^{20} \text{ cm}^{-2}$, BZ UMa için ise $5.4 \times 10^{20} \text{ cm}^{-2}$ olarak hesaplanmıştır

$$E_{B-V} = 0.06 \text{Cosec}(b) = 0.06 \left(\frac{1}{\text{Sin}b} \right) \quad (3.1)$$

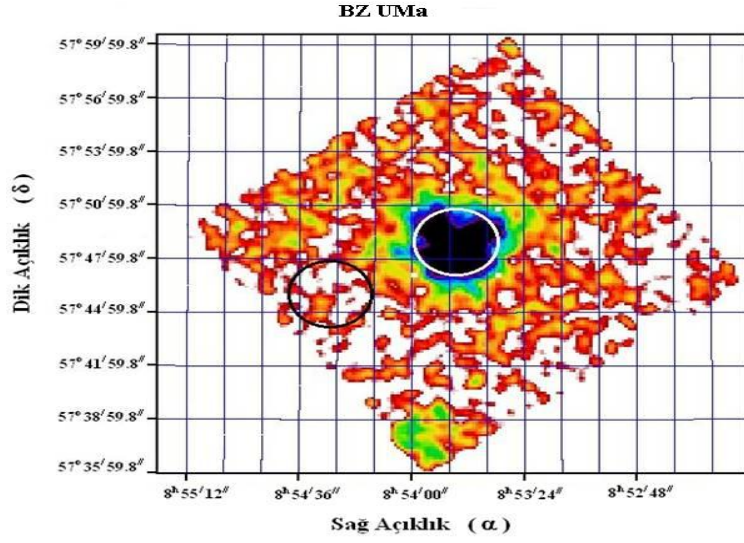
$$A_V = 3(E_{B-V}) \quad (3.2)$$

$$N_H = A_V (1.9 \times 10^{21}) \quad (3.3)$$

Burada “b” sistemlerin galaktik enlemidir.



Şekil 3.1. SW UMa 'nın (0.5–6 keV) aralığında Suzaku XIS1 alıcı görüntüsü Koordinatlar J(2000) olarak verilmiştir. Beyaz daire içinde gösterilen bölge tayf için seçilen bölgedir. Siyah daire ile gösterilen bölge ise art alan ışıması için seçilen bölgedir.



Şekil 3.2. BZ UMa'nın (0.5–6 keV) Aralığında Suzaku XIS1 alıcı görüntüsü. Koordinatlar J(2000) olarak verilmiştir. Beyaz daire içinde gösterilen bölge tayf için seçilen bölgedir. Siyah daire ile gösterilen bölge ise art alan ışınması için seçilen bölgedir.

SW UMa ve BZ UMa sistemleri için X-ışını gözlem verilerinden Period04 programı ile zaman serisi analizi yapılmıştır. Analiz 0.02–0.08 (1/dk) frekans aralığında 0.000005 aralıklarla tarama yapılmıştır.

3.2. Optik Analiz

Tez çalışması kapsamında, SW UMa sistemi için, 5 Şubat 2011 tarihinde Grism 15 ve Slit 54 kullanılarak, poz süresi 900 s olan optik tayf görüntüsü alınmıştır. BZ UMa sistemi için ise 8 Şubat 2011 tarihinde Grism 15 ve Slit 134 kullanılarak, poz süresi 900 s olan optik tayf görüntüsü alınmıştır. Gözlemlerde kullanılan Grism 15, 3230–9120 Å dalgaboyu aralığını kapsamaktadır.

Gözlem verilerinin analizi için IRAF (Image Reduction and Analysis Facility) programı kullanılmıştır. IRAF programı NOAO (National Optical Astronomy Observatories) tarafından üretilmiş bir yazılımdır. Astrofiziksel bilimsel çalışmalar için geliştirilmiştir. Çalışmamızda IRAF ile birlikte çalışan Ximtool (sunview), SAOImage (X-Windows) ve DS9 programları kullanılmıştır.

3.2.1. CCD fotometri

3.2.1.1. Tayf analizi

SW UMa ve BZ UMa sistemlerinin RTT150 ile yapılan optik gözlemlerinin analizi için kullanılan fotometri işlemleri sırasıyla aşağıda anlatılmıştır.

3.2.1.1.1. Ön indirgeme işlemleri

CCD görüntülerine bakıldığında hatalı ölçümlere neden olan etkilerin varlığına rastlanabilir. Bu etkilerin temizlenmesi işlemine ön indirgeme denir. Ön indirgeme üç aşamada gerçekleştirilir.

a) Bias görüntüsünün çıkarılması

Kamera diyaframı kapalıyken sıfır zamanlı on adet bias görüntüsü alınır. on bias görüntüsünün ortalaması alınarak gece boyunca alınan görüntülerden çıkarılır. Bu işlem CCD 'ye ait düzensizlikleri (gürültüleri) belirlemek için yapılır.

b) Dark (Kara akım) çıkarma

Teleskopun kapağı kapalıyken gözlem verisiyle aynı poz süresinde en az üç dark görüntüsü alınır. Bu görüntülerin ortalamaları flat field (düz-alan) ve gözlem görüntülerinden çıkarılır. Bu işlemin yapılma amacı CCD 'deki fazla ısınma sonucu oluşan olumsuz etkileri yok etmektir. Yaptığımız çalışmada RTT150 teleskopunun TFOSC CCD 'sinin soğutmasında sorun olmadığı (iyi soğutulduğu) için bu işlem yapılmamıştır.

c) Flat field (Düz–alan) bölme

CCD piksellerin duyarlılıkları tüm satır ve sütun boyunca yüzde birkaç oranında değişim gösterir. Bu durum CCD 'nin yapım hatalarıyla ilgilidir. Bu değişim rastgele bir etki olduğundan bir şeylerin fonksiyonu değildir. Piksellerin görelî duyarlılık farklarının düzeltilmesi için düzgün aydınlatılmış bir kaynağın gözlemlenmesi (örnek: tan zamanı gökyüzü görüntüsü) flat field (düz–alan) görüntüsü alınır. Gözlem zamanı alınan halojen flat görüntülerinin öncelikle ortalaması alındı. Gözlem görüntüleri, bias ve dark düzeltme işlemleri yapıldıktan sonra flat görüntüsünün ortalamasına bölünmüştür. Bu işlemde diğer işlemlerin aksine çıkarma işlemi yerine bölme işlemi yapılmıştır. Bunun sebebi her bir piksel hata oranı için ayrı ayrı bölünerek düzeltme yapılmış olmasındadır.

3.2.1.1.2. Apall işlemi

Elde edilen üç boyutlu görüntü apall işlemiyle iki boyutlu grafiğe dönüştürüldü. Bu grafiğin değişkenleri sayım değerine karşılık piksel şeklindedir.

3.2.1.1.3. Dalgaboyu ölçümü

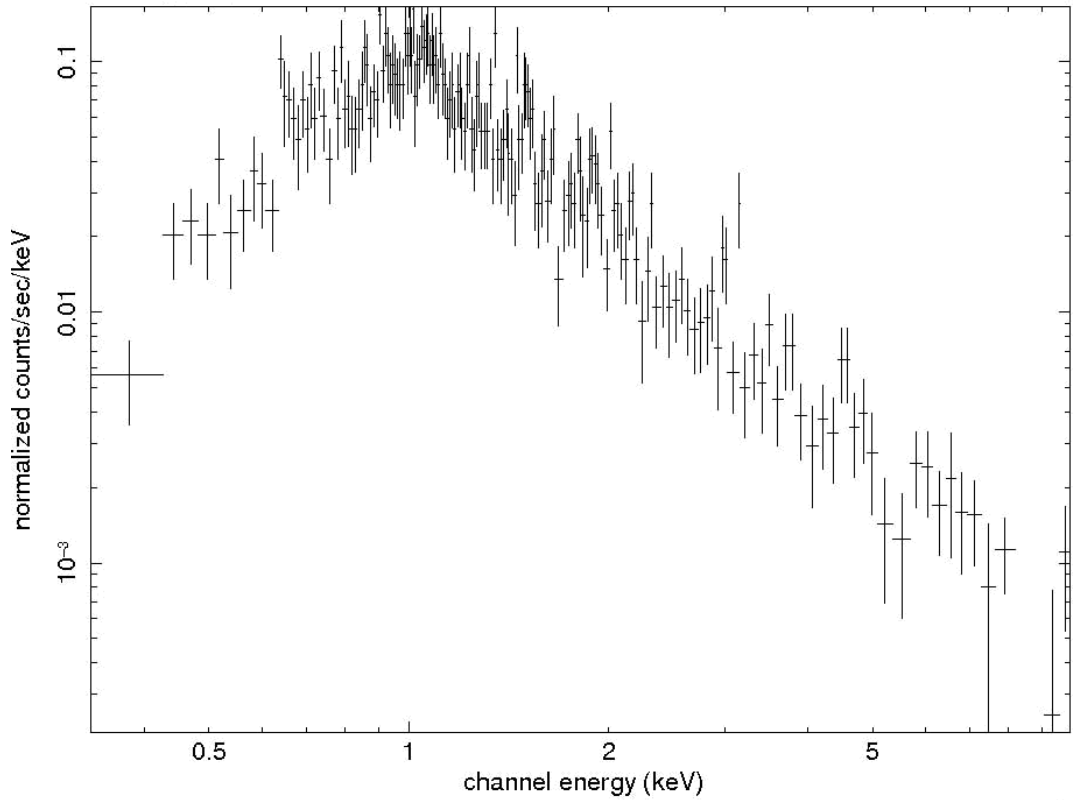
Başlangıç olarak Identify işlemiyle alınan lambda tayfının x-ekseni Angstrom biriminde dalgaboyu değerine dönüştürülür. Ardından *hedit* işlemiyle, elde edilen dalgaboyu Angstrom birimine dönüştürülmüş lambda tayfıyla kaynağın tayfı arasında bir fonksiyon elde edilir. Son olarak *dispcor* işlemiyle önceki *hedit* işlemiyle üretilen fonksiyon sistemimizin tayfına uygulanarak sistemimizin grafiğinin x-ekseni Angstrom biriminde dalgaboyuna dönüştürülmüş olur (Gülseçen ve Gülseçen 2000).

4. BULGULAR

Bundan sonraki “Bulgular”, “Tartışma” ve “Sonuç” kısımları bölümlerinde optik ve X-ışını bölgesi bir arada sunulacaktır.

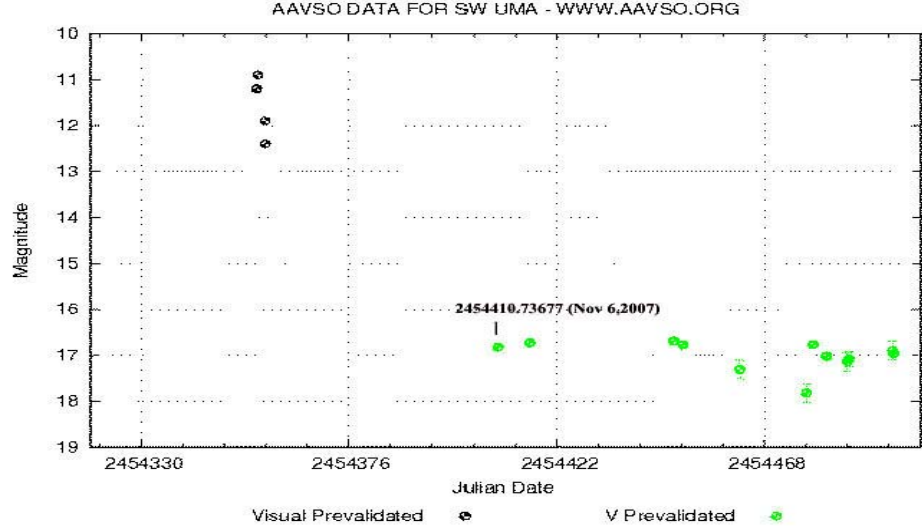
4.1. SW UMa Veri Analizi

X-ışını bölgesinde SW UMa sistemi için bu gözlemdeki foton sayım-oranı 0.43 ± 0.01 sayım/saniye olarak bulunmuştur. Eldeki X-ışın verisinin sertlik oranı $\sim 0,9$ 'dur. Yani veri yaklaşık olarak aynı değerde yumuşak ve sert X-ışınlarından oluşmuştur. Veri setinin 10 sayım/bin ile gruplanan 0.5–6.0 keV enerji aralığındaki fotonlarının X-ışını analizi sonucu oluşan tayfı Şekil 4.1 'de görülmektedir.



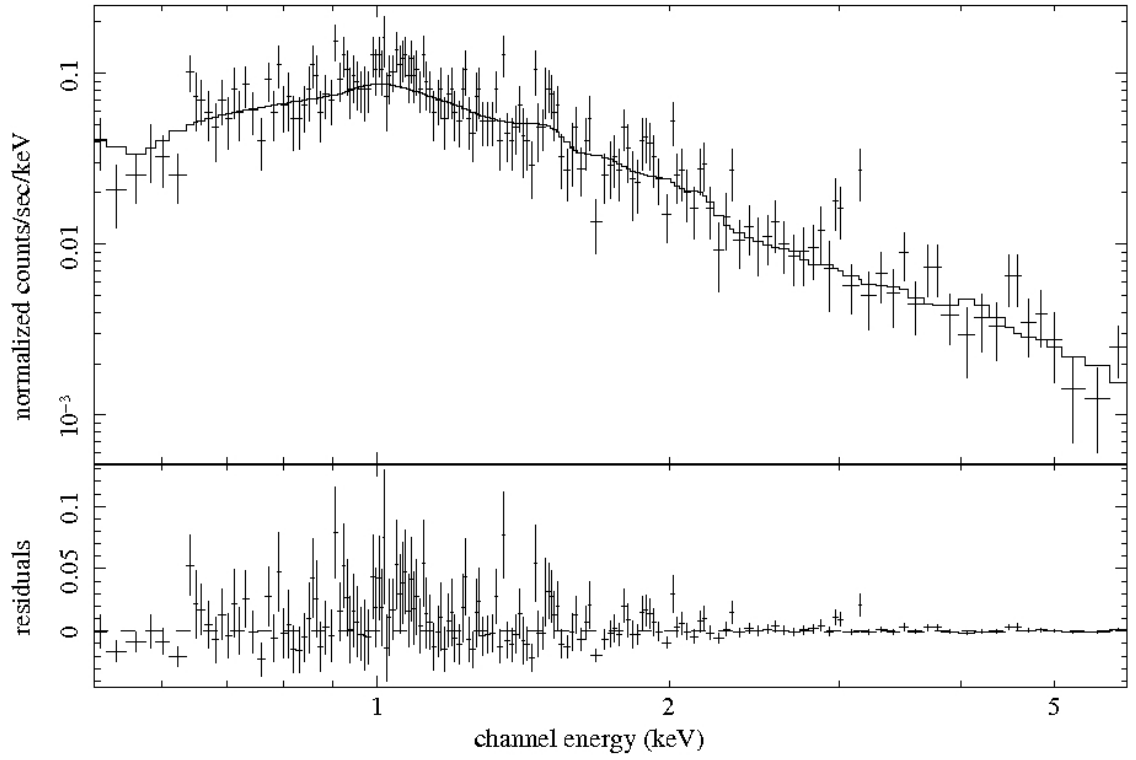
Şekil 4.1. SW UMa 'nın XIS1 alıcısıyla alınmış 10 sayım/bin ile gruplanmış 0.5–6.0 keV enerji aralığındaki X-ışını tayfı

Suzaku uydusunun SW UMA sistemi için X-ışını gözlem verilerimizin alındığı 6 Kasım 2007 tarihinde sistemin optik bölgedeki durumu, AAVSO veri tabanından alınan sistemin uzun dönem ışık eğrisinden bulunmuştur (Bkz. Şekil 4.2). Bu şekilden SW UMA'nın parlaklığının 16–17 kadir arasında olduğu ve sistemin Suzaku gözlem yaptığı sırada durağan evrede olduğu görülmektedir.

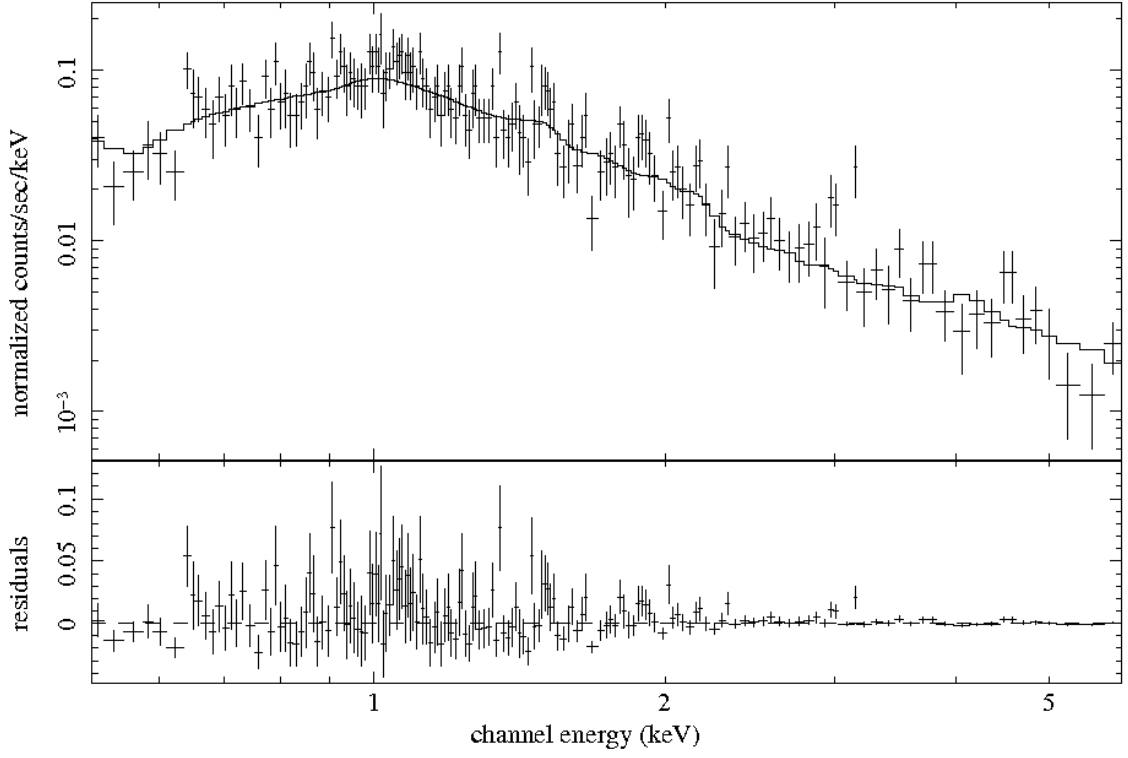


Şekil 4.2. SW Uma'nın AAVSO veri tabanındaki uzun dönem ışık eğrisi. 6 Kasım 2007 tarihinde sistem şekilde görüldüğü gibi durağan evrededir

Tayfımız belirlendikten sonra veri setimize çeşitli tayfsal modellerin uygunluğuna bakıldı. Bu modeller içinde ısıl frenleme modeli ve güç kanunu modelleri (Bkz. Şekil 4.3 ve Şekil 4.4) en iyi uyumu göstermiştir.



Şekil 4.3. SW UMa 'nın 0.5–6 keV enerji aralığında tayfına en iyi uyumu veren modellerden biri ısısal frenleme modelidir



Şekil 4.4. SW UMa'nın 0.5–6 keV enerji aralığında en iyi uyumu gösteren diğer tayfsal model güç kanunu modelidir

Eşleştirmelerin istatistiksel değerlerine bakıldığında en iyi uyum veren iki model arasında küçük bir farklılık olduğu görülmüştür ($\chi^2_\nu = 1.07$ ve $\chi^2_\nu = 1.05$, $\nu = 160$ için). Her iki model de kabul edilebilir sonuçlar vermiştir. Modellerin uyum parametreleri Çizelge 4.1 'de verilmektedir.

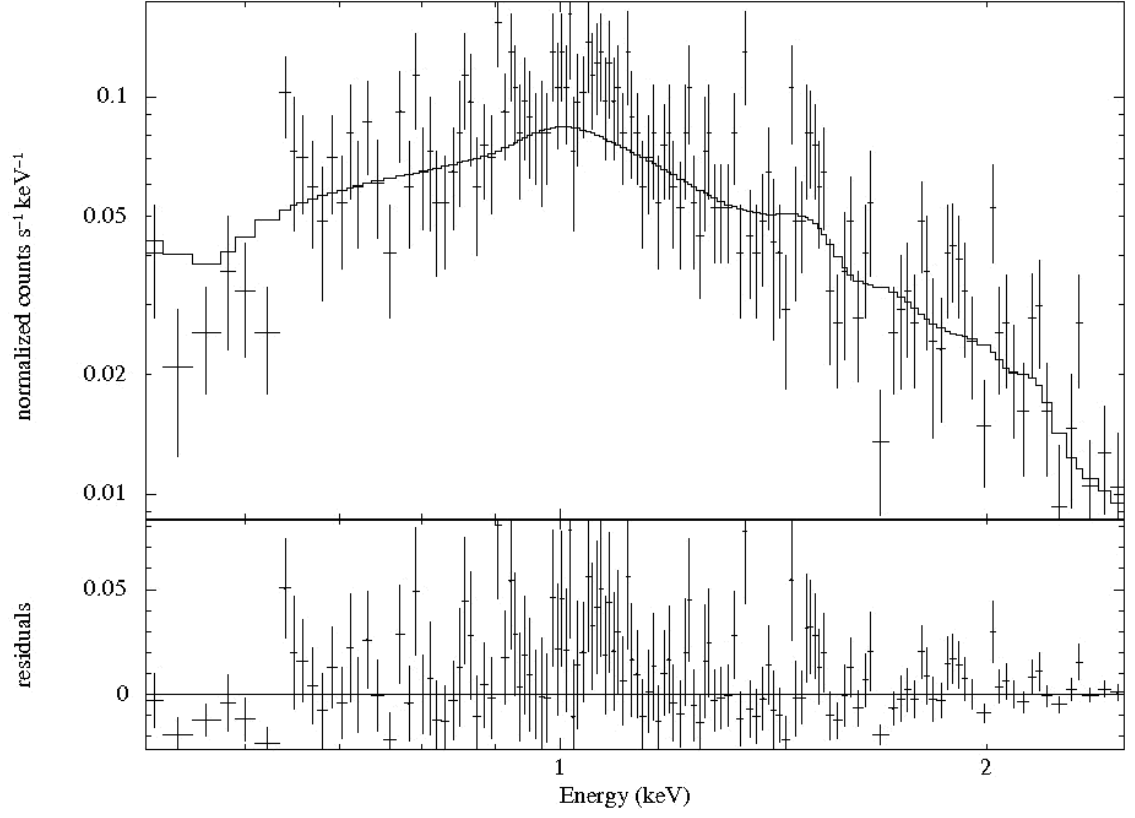
Çizelge 4.1. Tayfa uyumlu modellerin parametreleri aşağıdaki çizelgede verilmiştir. Bu çizelgede, N_H birim cm^{-2} 'deki galaktik soğurma değeri, kT keV cinsinden sıcaklık değeri, faktör numarası, expdec bölümünün uyumuna ait ikinci normalizasyon numarası, α güç kanunu modeli için foton indeksi, χ^2_{ν} ki-kare istatistik değeri ve ν serbest parametre sayısıdır

Model Parametreler	Isısal Frenleme Modeli	Güç Kanunu Modeli
N_H (cm^{-2})	5.7×10^{20}	5.7×10^{20}
kT (keV)	0.84 ± 0.16	-
Normalizasyon	0.25 ± 0.029	0.062 ± 0.020
Faktör	0.45 ± 0.15	2.58 ± 0.22
Normalizasyon	0.025 ± 0.016	0.84 ± 0.28
α (Foton İndeksi)	-	1.87 ± 0.25
χ^2_{ν}	1.07	1.05
ν	160	160

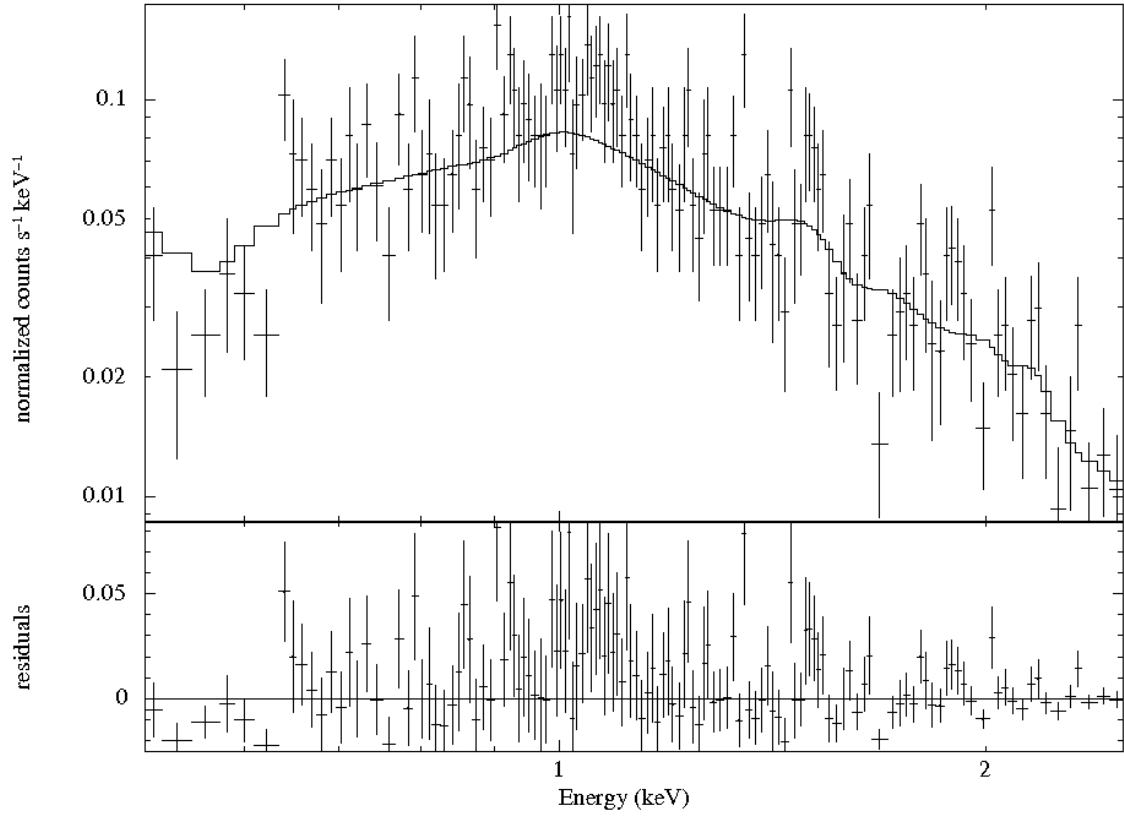
Galaktik soğurma parametresi N_H 'nin, $5.7 \times 10^{20} \text{ cm}^{-2}$ değeri literatürden alınan (3.3) formülü ile hesaplanmıştır. Yapılan tüm analizlerde bu sabit değer kullanılmıştır. Bu değer serbest bırakılması durumunda uygun bir model bulunamamıştır. Akı değerleri, ısısal frenleme modeli için $F = 3.48^{+0.02}_{-0.40} \times 10^{-10} \text{ erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1}$ ve güç kanunu modeli için $F = 3.48^{+0.07}_{-0.20} \times 10^{-10} \text{ erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1}$ olarak hesaplanmıştır. Kaynağın uzaklığını $159 \pm 22 \text{ pc}$ (Patterson ve Raymond 1985; Ritter ve Kolb 1997) aldığımızda ışıyım gücü değerlerimiz ısısal frenleme modeli için $L = 10.54^{+0.06}_{-1.21} \times 10^{32} \text{ erg s}^{-1}$ güç kanunu modeli için $L = 10.54^{+0.21}_{-1.21} \times 10^{32} \text{ erg s}^{-1}$ olarak hesaplanmıştır.

Sonraki kısımda taysal verimizin 0.5–2.5 keV 'luk yumuşak X-ışını kısmını incelediğimizde yine ısısal frenleme ve güç kanunu modellerinin uyumlu olduğu görülmüştür (Bkz. Şekil 4.4 ve Şekil 4.5). Eşleştirmenin parametre değerleri Çizelge 4.3

'te verilmiştir.Yine 0.5–6 keV enerji aralığında olduğu gibi iki modelinde gözlem verilerine istatistiksel uyumları hemen hemen aynıdır.



Şekil 4.5. SW UMa'nın 0.5–2.5 enerji aralığında en iyi uyumu veren modellerden biri ısısal frenleme modeli olmuştur.



Şekil 4.6. SW UMa'nın 0.5–2.5 keV enerji aralığında en iyi tayfsal modeli veren diğer model güç kanunu modeli olmuştur.

Çizelge 4.2. Tayfa uyumlu modellerin parametreleri aşağıdaki çizelgede verilmiştir. Bu çizelgede, N_H birim cm^{-2} ’deki galaktik soğurma değeri, kT keV cinsinden sıcaklık değeri, α güç kanunu için foton indeksi değeri, χ^2 ki-kare istatistik değeri ve ν serbest parametre sayısıdır

Model Parametreler	Isısal Frenleme Modeli	Güç Kanunu Modeli
N_H (cm^{-2})	5.7×10^{20}	5.7×10^{20}
kT (keV)	1.64 ± 0.149	-
Normalizasyon	0.16 ± 0.087	0.12 ± 0.003
α (Foton İndeksi)	-	2.30 ± 0.07
χ^2	1.19	1.20
ν	131	131

Akı değerleri ısısal frenleme modeli için $F = 2.45_{-0.10}^{+0.04} \times 10^{-10}$ erg $\text{cm}^{-2} \text{s}^{-1}$ ve güç kanunu modeli için $F = 2.46_{-0.06}^{+0.06} \times 10^{-10}$ erg $\text{cm}^{-2} \text{s}^{-1}$ olarak hesaplanmıştır. Kaynağın bizden uzaklığı 159 ± 22 pc alındığında hesaplanan ışınım gücü değerleri sırasıyla $L = 7.42_{-0.30}^{+0.12} \times 10^{32}$ erg s^{-1} ve $L = 7.45_{-0.18}^{+0.18} \times 10^{32}$ erg s^{-1} olmuştur.

Bu çalışmada ayrıca Patterson ve Raymond (1985) ’den alınan ve ısısal frenleme ışınması yapan bir sınır tabakası için kullanılan aşağıdaki eşitlik ile gözlemlenen X-ışınlarının sıcaklığından itibaren sınır tabakasındaki kütle aktarım oranı hesaplanmıştır.

$$kT_{\text{ısısal fren.}} = 1.3 [(M_{0.7}^{3.6}) / (\dot{M}_{16} \times r_e^2)] \text{ keV} \quad (4.1)$$

Burada $M_{0.7}$, $0.7 M_{\odot}$ cinsinden BC kütlesi, \dot{M}_{16} kütle aktarım oranının 10^{16} g s^{-1} ile bölünmüş hali ve r_e ’de Reynolds sayısıdır. Kolaylık olması açısından Patterson ve Raymond ’ın aldığı gibi $r_e = 1$ alınmıştır. SW UMa sisteminin BC kütlesi ortalama olarak $0.71 \pm 0.22 M_{\odot}$ (Patterson ve Raymond 1985; Ritter ve Kolb 1997) olduğundan

$M_{0.7} = 1.01$ alınmıştır. Tayflarımıza model uygulandığında bulduğumuz sıcaklık değerlerini 4.1 eşitliğinde yerine koyduğumuzda kütle aktarım oranları:

a- 0.5–6 keV enerji aralığı ısısal frenleme modeline uyumlu gelen sıcaklık değeri

$9.727_{-1.898}^{+1.890} \times 10^6$ K için kütle aktarım oranı $\dot{M} \approx 1.61_{-0.26}^{+0.39} \times 10^{16}$ g s⁻¹ hesaplanmıştır.

b- 0.5–2.5 keV enerji aralığı, ısısal frenleme modeline uyumlu gelen sıcaklık değeri

$18.983_{-1.731}^{+1.724} \times 10^6$ K için kütle aktarım oranı $\dot{M} \approx 0.82_{-0.06}^{+0.09} \times 10^{16}$ g s⁻¹ olarak hesaplanmıştır.

Yani her iki kütle aktarım oranı da, bu tür sistemler için kritik değer kabul edilen 2×10^{16} g s⁻¹ 'den (Pringle ve Savonije 1979; Narayan ve Popham 1993; Patterson ve Raymond 1985; ve Warner 1995) küçüktür.

Isısal frenleme ışınım mekanizmasından kaynaklanan sınır tabakasındaki kütle aktarım oranı için diğer bir eşitlik Pringle ve Savonije (1979) tarafından önerilmiştir:

$$L_{ST} = \frac{G M_{BC} \dot{M}}{2 R_{BC}} \quad (4.2)$$

Burada R_{BC} , BC yarıçapı $R_{BC} = 8.9 \times 10^8$ cm Gänsicke ve Koester (1999), M_{BC} BC kütlesi ve L_{ST} tayfsal analiz sonucu hesapladığımız sınır tabakasından gelen ışınım gücü değeridir. Değerlerimizi (4.2) eşitliğinde yerine koyduğumuzda hesaplanan sınır tabakasındaki kütle aktarım oranı:

a- 0.5–6 keV enerji aralığı thermal bremsstrahlung modeline uyumlu gelen ışınım

değeri $L_{ST} = 10.54_{-1.21}^{+0.06} \times 10^{32}$ erg s⁻¹ için, hesaplanan kütle aktarım değeri

$\dot{M} \approx 1.99_{-0.23}^{+0.00} \times 10^{16}$ g s⁻¹ olmuştur.

b- 0.5–2.5 keV enerji aralığı thermal bremsstrahlung modeline uyumlu gelen ışıma değeri $L_{ST} = 7.42_{-0.30}^{+0.12} \times 10^{32}$ erg s⁻¹ için, hesaplanan kütle aktarım değeri $\dot{M} \approx 1.40_{-0.06}^{+0.02} \times 10^{16}$ g s⁻¹ olmuştur.

Coşkun değişenler için yoldaş bileşenin tayfsal modelini veren eşitlik aşağıdaki gibidir.

$$X = 26.5 - 0.7 (P_{\text{saat}}) \quad (4.3)$$

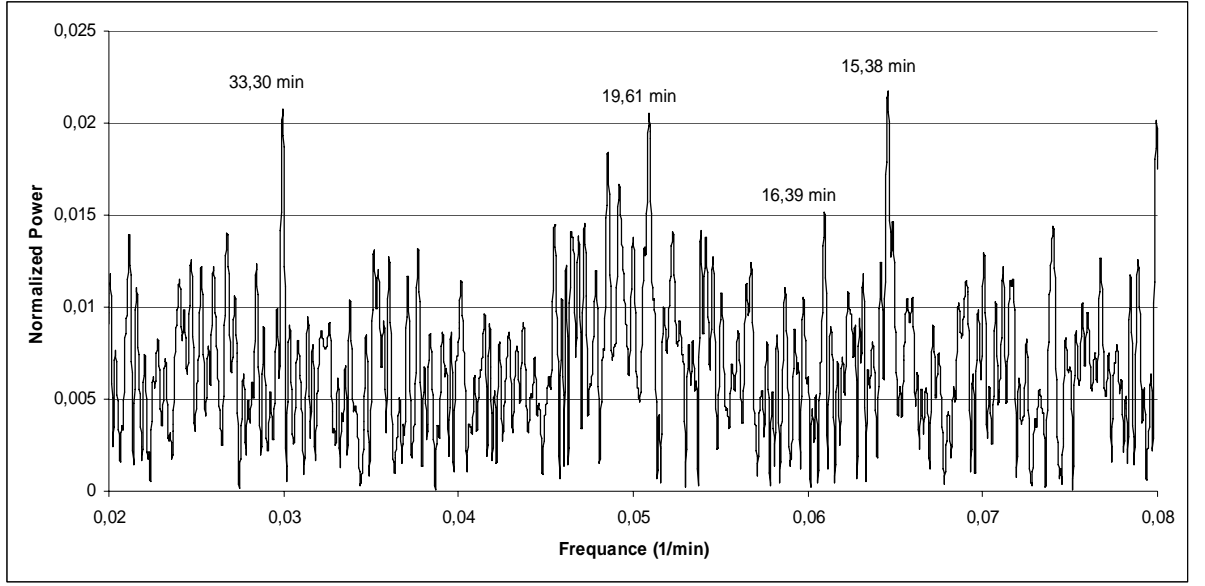
Bu eşitlik Smith ve Dhillon (1998) tarafından yörünge dönemleri 4 saatten az sistemler için ortaya konulmuştur. Eğer $X = 0$ ise tayfsal tip G0, $X = 10$ ise tip K0, $X = 20$ ise M0 olur. Birçok sistem gibi bu eşitlik SW UMa için de kullanıldığında;

$$P_{\text{saat}} = 81.8 \text{ dk} = 1.36 \text{ saat} < 4 \text{ saat}$$

$$X = 26.5 - (0.7)(1.36) = 26.5 - 1.14 = 25.55$$

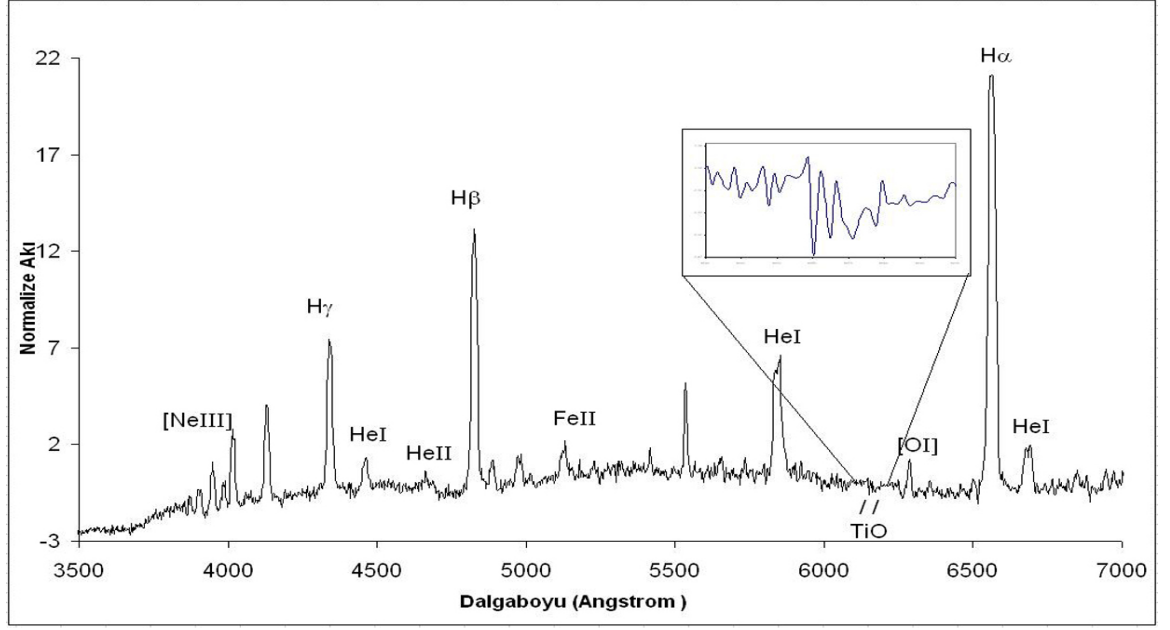
Bu sonuçtan SW UMa'nın yoldaş yıldızının türünün M5 veya M6 olabileceği sonucu çıkar.

SW UMa sistemi için zaman serisi analizi sonucu bulunan dönem değerleri aşağıda gösterilmektedir. Bu analiz sonucu bulunan BC'nin dönme (spin) dönemi 15.38 dk olarak elde edilmiştir.



Şekil 4.7. SW UMa sisteminin zaman serisi analizi sonucu değerleri.

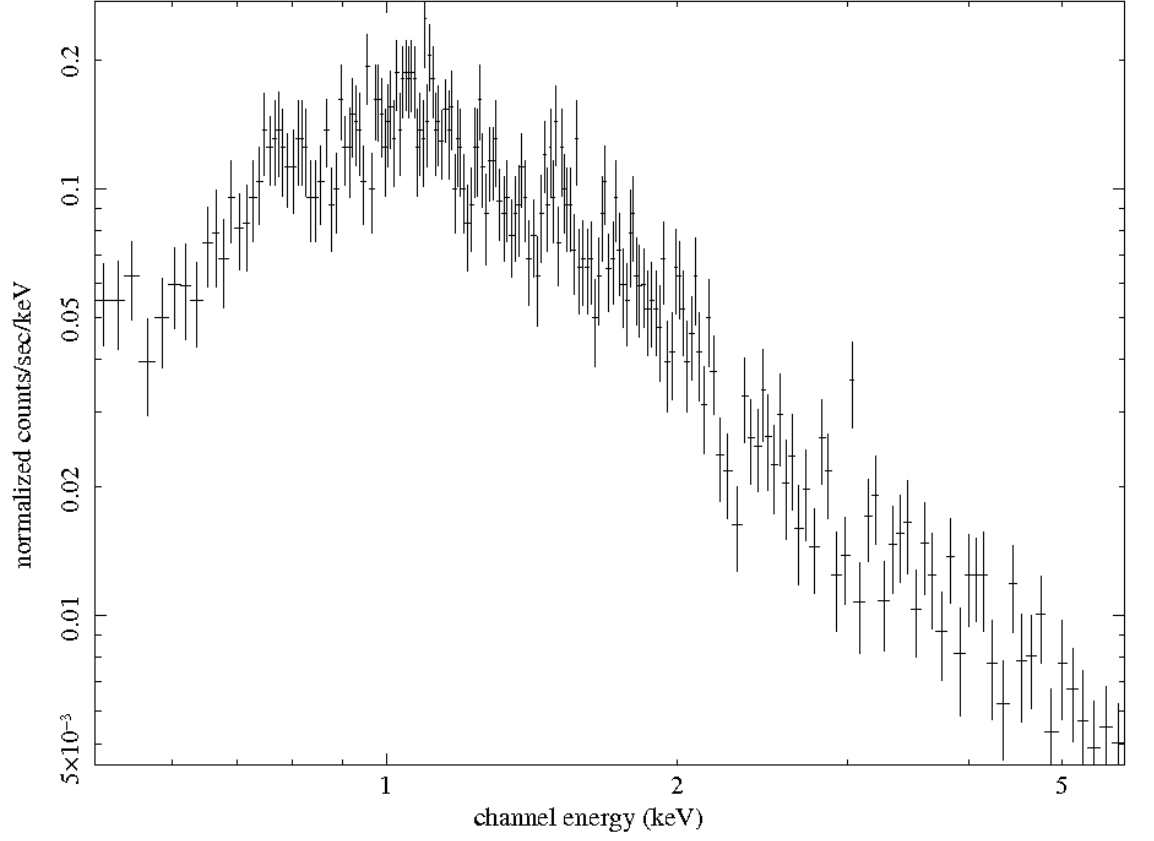
Şekil 4.8 'de RTT150 Optik Telekobu ile yapılan gözlemden alınan SW UMa 'nın optik tayfi görülmektedir. Tayfta Hidrojen ve HeI 'in güçlü salma çizgilerinin bulunması küçük dönemli (1.5 saatin altında) sistemlere özgü tipik bir özelliktir. DQ Her sistemlerinde görünen HeII çizgileri de SW UMa 'nın tayfında, zayıfta olsa görülmektedir. Tayfta görülen H α salma çizgisi ise sistemde bir diskin olduğu anlamına gelmektedir (Hellier 2001). TiO çizgisi yoldaş yıldızın tayfsal türünün M olduğunu gösterir, HeII çizgisinin varlığı ise SW UMa 'nın DQ Her sınıfına ait olabileceğini göstermektedir. Tayftaki köşeli parantezle gösterilen salma çizgileri bu çizgilerin yasak geçişte olduğunu gösterir.



Şekil 4.8. SW UMa 'nın RTT150 Optik Teleskobu ile Grism 15 kullanılarak alınmış tayfi (Tayftaki elementlerin soldan sağa doğru Å cinsinden dalgaboyu değerleri: [NeIII] λ 3869, H γ λ 4341, HeI λ 4476, HeII λ 4686, H β λ 4861, FeII λ 5277, HeI λ 5879, TiO λ 6159 ve λ 6179, [OI] λ 6300, H α λ 6563, HeI λ 6678)

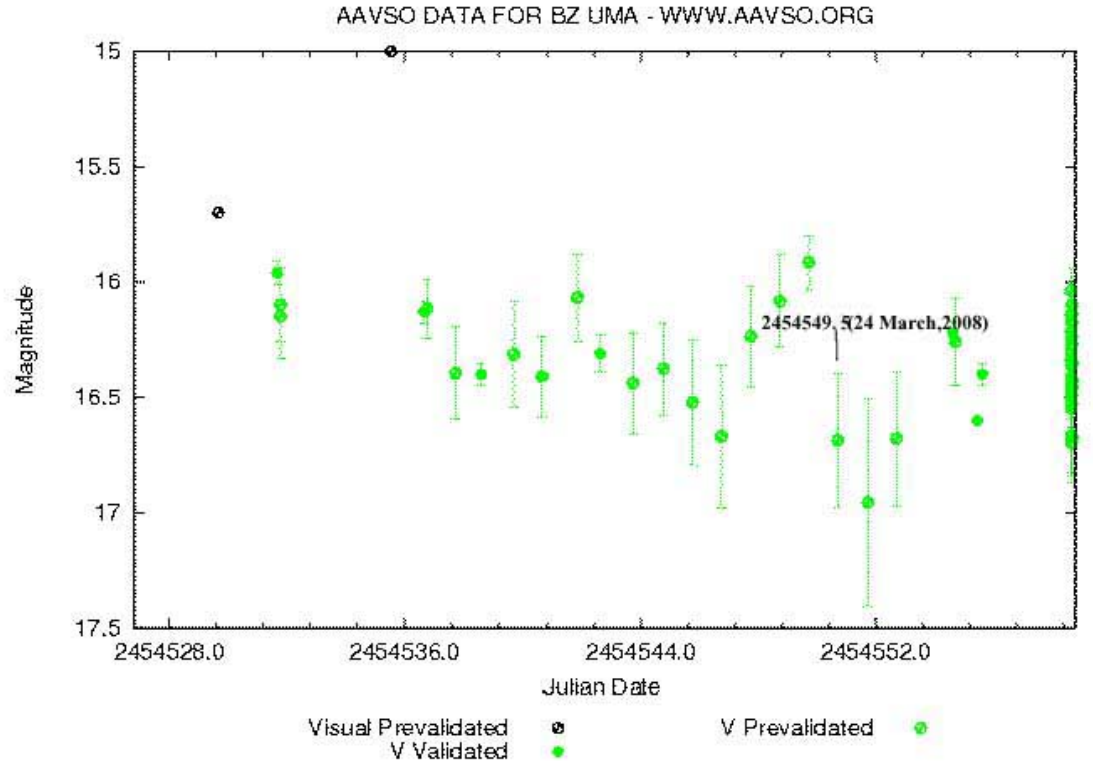
5.2. BZ UMa Veri Analizi

BZ UMa sistemi için bu X-ışın verisinin foton sayım-oranı 0.48 ± 0.04 sayım/saniye olarak bulunmuştur. Eldeki X-ışın verisinin sertlik oranı ~ 0.3 'tür. Veri seti 20 sayım/bin ile gruplanmış 0.5–6.0 keV enerji aralığındaki fotonlardan oluşmaktadır ve X-ışını analizi sonucu oluşan tayf Şekil 4.9 'da görülmektedir.



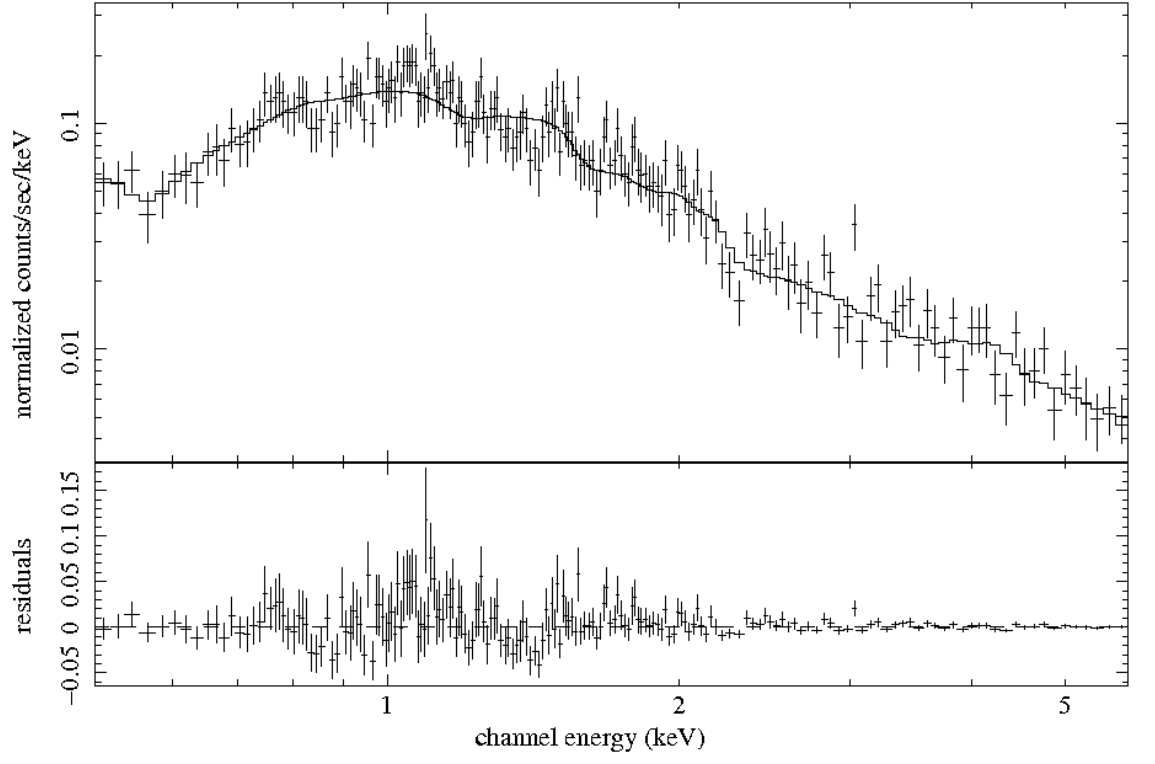
Şekil 4.9. BZ UMa 'nın XIS1 alıcısıyla alınmış 20 sayım/bin ile gruplanmış 0.5–6.0 keV enerji aralığındaki X-ışını tayfi

Şekil 4.10'da BZ UMa 'nın uzun dönem ışık eğrisi verilmiştir. Bu ışık eğrisi AAVSO veri tabanından alınmıştır. Suzaku uydusunun BZ UMa sistemi için X-ışını gözlem verilerini aldığı 24 Mart 2008 tarihinde şekilden BZ UMa 'nın parlaklığının 15,8–16 kadir arasında olduğu bulunmuştur. Yani sistem Suzaku gözlem yaptığı sırada durağan evrededir.



Şekil 4.10. BZ Uma'nın AAVSO veri tabanındaki uzun dönem ışık eğrisi. 24 Mart 2008 tarihinde sistem şeklinde görüldüğü gibi durağan evrededir

Tayf elde edildikten sonra veri setine çeşitli tayfsal modellerin uygunluğuna bakıldı. Bu modeller içinde ısısal frenleme modeli en iyi uyumu vermiştir (Bkz Şekil 4.11). Modelin uyum parametreleri Çizelge 4.3 'te görülmektedir.



Şekil 4.11. BZ UMa'nın tayfına en iyi uyumu 0.5–6 keV enerji aralığında ısısal frenleme modeli vermiştir

Çizelge 4.3. Tayfa uyumlu modellerin parametreleri aşağıdaki çizelgede verilmiştir. Bu çizelgede, N_H birim cm^{-2} ’deki galaktik soğurma değeri, kT keV cinsinden sıcaklık değeri, faktör numarası, expdec bölümünün uyumuna ait ikinci normalizasyon numarası, χ_v^2 ki-kare istatistik değeri ve ν serbest parametre sayısıdır

Model	Isısal Frenleme Modeli
Parametreler	
N_H (cm^{-2})	5.4×10^{20}
kT (keV)	9.08 ± 3.72
Normalizasyon	0.06 ± 0.006
Faktör	2.50 ± 0.22
Normalizasyon	0.58 ± 0.08
χ_v^2	0.99
ν	187

Galaktik soğurma parametresi N_H , $5.4 \times 10^{20} \text{ cm}^{-2}$ değeri literatürden alınan (3.3) formülü ile hesaplanmıştır. Yapılan tüm analizlerde bu sabit değer kullanılmıştır. Bu değer serbest bırakılması durumunda uygun bir model bulunamamıştır. Akı değeri $F = 2.89_{-0.21}^{+0.01} \times 10^{-10} \text{ erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1}$ olarak hesaplanmıştır. Kaynağın uzaklığını 140 pc aldığımızda ışınım gücü değerimiz ısısal frenleme modeli için $L = 6.77_{-0.49}^{+0.03} \times 10^{32} \text{ erg s}^{-1}$ olarak hesaplanmıştır.

Ayrıca Patterson ve Raymond (1985) ’den alınan ve ısısal frenleme ışıması yapan bir sınır tabakası için sınır tabakasındaki kütle aktarım oranı (4.1) eşitliğinden hesaplanmıştır, Burada $M_{0.7}$, $0.7 M_{\odot}$ cinsinden BC kütlesi, \dot{M}_{16} kütle aktarım oranının 10^{16} g s^{-1} ile bölünmüş hali ve r_e ’de Reynolds sayısıdır. Kolaylık olması açısından Patterson ve Raymond ’ın da aldığı gibi $r_e = 1$ alınmıştır. BZ UMa sisteminin BC kütlesi ortalama olarak $0.65 M_{\odot}$ olduğundan $M_{0.7} = 0.929$ alınmıştır (Jurcevic vd 1994). Tayfımıza uygulanan modelden bulduğumuz sıcaklık değerlerini eşitlikte yerine koyduğumuzda kütle aktarım oranı, 0.5–6 keV enerji aralığı ısısal frenleme modeline

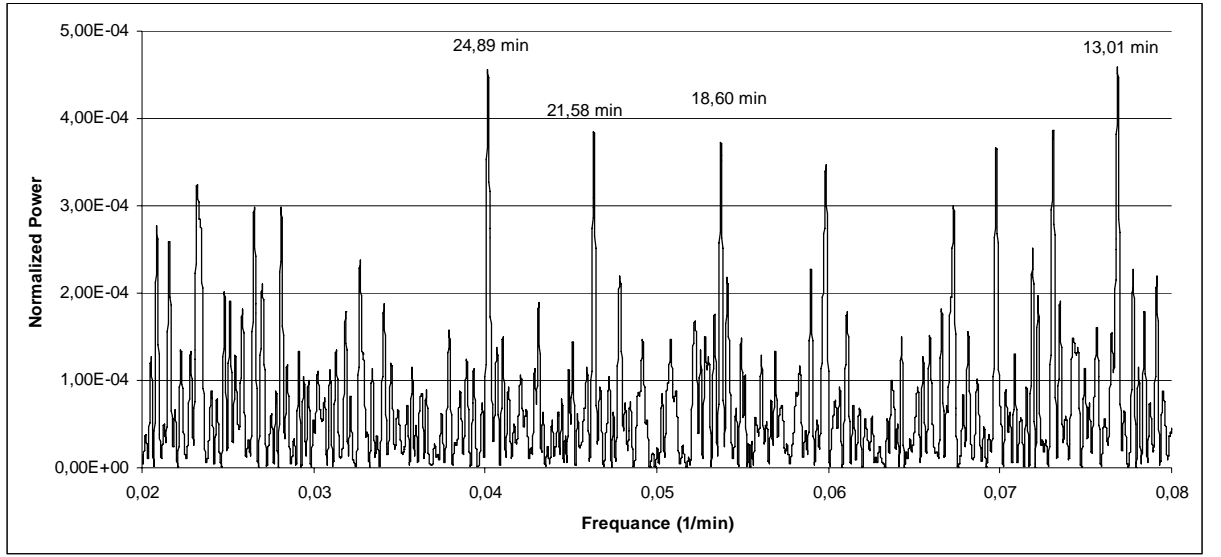
uyumlu gelen sıcaklık değeri $T = 1.053_{-0.432}^{+0.432} \times 10^8$ K için kütle aktarım oranı $\dot{M}_{16} \approx 0.11_{-0.3}^{+0.8} \times 10^{16}$ g s⁻¹ olarak hesaplanmıştır, yani kütle aktarım oranı, kritik değer kabul edilen 2×10^{16} g s⁻¹ 'den (Pringle ve Savonije 1979; Narayan ve Popham 1993; Patterson ve Raymond 1985; ve Warner 1995) küçüktür.

Isısal Frenleme mekanizmasından kaynaklanan sınır tabakasındaki kütle aktarım oranı için diğer bir eşitlik Pringle ve Savonije (1979) tarafından önerilen (4.2) eşitliğidir. Burada R_{BC} , BC yarıçapıdır ki literatürde BZ UMa 'nın BC 'nin yarıçapı için herhangi bir değer verilmemektedir. Bu sebeple Patterson ve Raymond (1985) 'den alınan (4.4) eşitliği ile BC yarıçapı hesabı yapılmıştır:

$$R_{BC}/R_{\odot} = 0.007(M_{BC}/M_{\odot})^{-0.8} \quad (4.4)$$

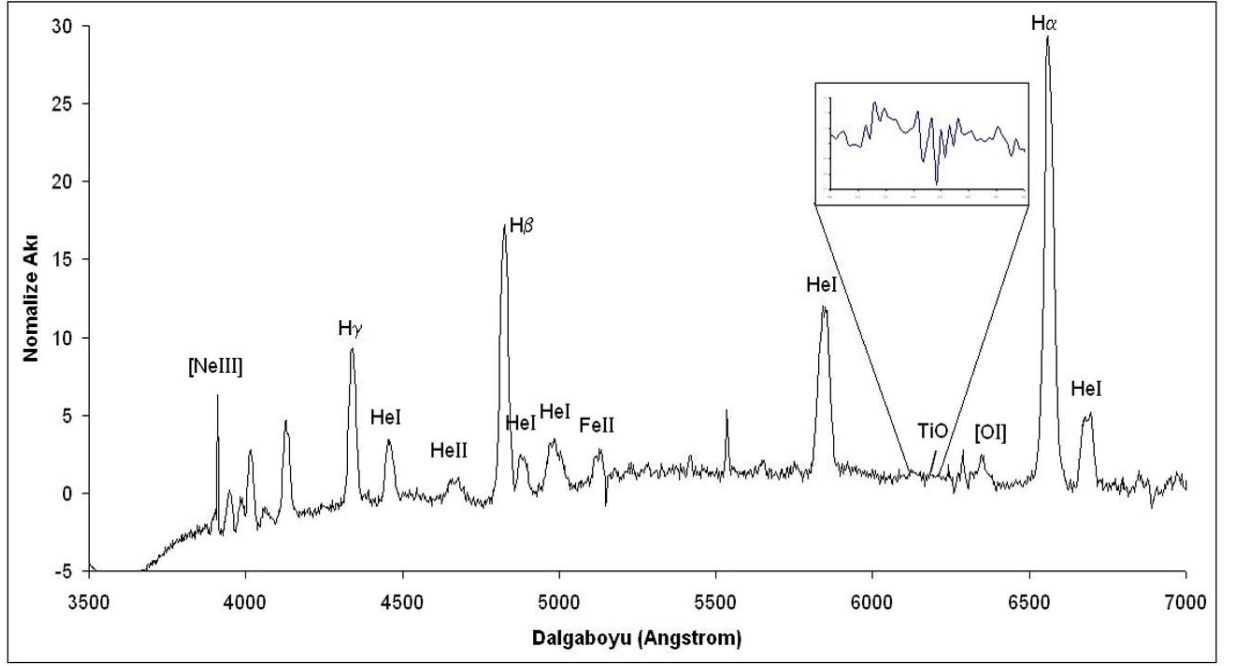
Burada R_{\odot} ve M_{\odot} Güneş yarıçapı ve kütlesi, M_{BC} ve R_{BC} BC kütlesi ve yarıçapıdır. M_{BC}/M_{\odot} oranı için 0.65 değeri kullanılmıştır (Jurcevic vd 1994). BC yarıçapı, $R_{BC} = 6.88 \times 10^8$ cm olarak hesaplanmıştır. Tayfsal analizden aldığımız L_{ST} sınır tabakasından gelen ışınım gücü değeridir. Değerlerimizi (4.2) eşitliğinde yerine koyduğumuzda 0.5–6 keV enerji aralığı ısısal frenleme modeline uyumlu gelen ışınım değeri $L_{ST} = 6.77_{-0.49}^{+0.03} \times 10^{32}$ erg s⁻¹ için, hesaplanan kütle aktarım değeri $\dot{M}_{16} \approx 1.08_{-0.08}^{+0.00} \times 10^{16}$ g s⁻¹ olarak elde edilmiştir. Bu ısısal frenleme modeli sıcaklığından belirlenen sınır tabakasından gelen kütle aktarım oranı, CD 'ler için üst limit değeri olan 2×10^{16} g s⁻¹ 'den daha küçüktür. Smith ve Dhillon (1998) tarafından yörünge dönemleri 4 saatten az sistemler için verilen (4.3) eşitliğinden ve BZ UMa 'nın yörünge dönemi $P_{\text{saat}} = 97,8$ dk = 1.63 saat kullanılarak bulunan BZ UMa 'nın yoldaş bileşeninin tayf türü M5 olarak bulunmuştur.

BZ UMa sistemi için zaman serisi analizi sonucu bulunan dönem değerleri aşağıda gösterilmektedir. Bu analiz sonucu BC 'nin dönme (spin) dönemi için 13.01 ve 24.89 dk değerleri bulunmuştur. Bu iki değerden biri uygun değerdir.



Şekil 4.12. BZ UMa sisteminin zaman serisi analizi sonucu değerleri

RTT150 Optik Telekobu ile yaptığımız gözlem sonucu elde edilen BZ UMa'nın optik tayfı görülmektedir. $H\alpha$ çizgisi yaklaşık 120 \AA genişliğine sahiptir. Tayfta görülen $H\alpha$ salma çizgisi sistemde bir diskin olduğu anlamına gelmektedir (Hellier, 2001). Tayfta zayıf da olsa görülen HeII çizgisi BZ UMa sisteminin DQ Her tipi bir sistem olabileceğine bir kanıttır (Patterson 1994). Yine tayfta çok zayıfta olsa görünen TiO çizgisi yoldaş yıldızın tayfsal türünün M olduğunu gösterir. Tayftaki köşeli parantez ile gösterilen salma çizgileri, bu çizgilerin yasak geçişte olduğunu gösterir.



Şekil 4.13. BZ UMa 'nın RTT150 Optik Telekobu ile Grism 15 kullanılarak alınmış tayfi (Tayftaki elementlerin soldan sağa doğru Å cinsinden dalgaboyu değerleri: [NeIII] λ 3869, H γ λ 4341, HeI λ 4476, HeII λ 4686, H β λ 4861, HeI λ 4922 ve λ 5015, FeII λ 5277, HeI λ 5879, TiO λ 6159, [OI] λ 6300, H α λ 6563, HeI λ 6678)

5. TARTIŞMA

5.1. SW UMa

SW UMa'nın literatürdeki çalışmalarının büyük kısmı optik bölge gözlemlerinden oluşmaktadır. Sistem X-ışınlarında sadece üç uydu EXOSAT (0.05–50 keV), ROSAT (0.1–2.4 keV) ve Suzaku (0.5–6 keV) tarafından gözlenmiştir. EXOSAT düşük enerji (0.05–2.5 keV) verileri Shafter, Szkody ve Thorstensen (1986) tarafından 0.07 keV sıcaklıklı kara cisim ve 0.21 keV sıcaklıklı ısısal frenleme mekanizması modeli ile açıklanmıştır. Aynı veriler Szkody, Osborne ve Hassall (1988) tarafından 100 eV sıcaklıklı kara cisim ve 0.5 keV sıcaklıklı ısısal frenleme mekanizması modeli ile açıklanmıştır. Shafter, Szkody ve Thorstensen (1986) analizleri sonucunda yumuşak X-ışınlarının manyetik alan çizgileri boyunca şekillenen ve iç diskte radyal olarak akan maddeden kaynaklandığı sonucuna varmışlardır. Fakat Szkody, Osborne ve Hassall (1988) tarafından sistemin süper patlaması sırasında yapılan optik gözlemler bu manyetik alan varlığı tezini desteklememiştir. ROSAT gözlemi verileri üç ayrı yazar tarafından analiz edilmiştir. Bunlardan Rosen, Clayton, Osborne ve McGale (1994) yaptıkları tayf analizinde iki sıcaklıklı Raymond–Smith modelinin en iyi uyumu verdiğini görmüşler, sistemde manyetik alana ait herhangi bir bulgu elde edememişler ve yayınlanan X-ışınlarının Meyer ve Meyer–Hofmeister'in Koronal sifon modeli ile açıklanan bir sınır tabakasından geliyor olabileceği sonucuna varmışlardır. Richman (1996) aynı veri setinin analizini yapmış fakat sadece ısısal frenleme mekanizması ile uyuma bakmıştır. Gün ve Ercan (2003) çalışmalarında aynı veri ile tayfa en iyi uyumun Raymond–Smith modeli ile elde edildiğini görmüş ve Meyer ve Meyer–Hofmeister'in koronal sifon modelini kullanılarak sistemde koronaya buharlaşan kütle aktarım miktarını ve diskteki kütle aktarım oranı değerlerini hesaplamışlardır. Bu çalışmada 0.5–2.5 keV ve 0.5–6 keV enerji aralıklarında SW UMa'nın X-ışını tayfına uyum sağlayan ısısal frenleme ve güç kanunu modelleri olmuştur. Yukarıda bahsi geçen çalışmaların X-ışınlarının kaynaklandığı sınır tabakası için bu çalışma da dahil olmak üzere tüm çalışmaların ısısal temelli modeller öngördükleri açıktır. Burada ortaya çıkan diğer bir zorluk SW UMa'nın tayfına güç kanunu modelinin de en iyi uyum gösteren modellerden biri olmasıdır. Eğer bu model en iyi uyumlardan birini veriyorsa buradan sistemde manyetik alan ve bu alanın etkin olmaya başladığı uzaklıktan itibaren ortadan

kalkan bir toplanma diski ve manyetik alanın etkin olduğu kısımlarda manyetik alan çizgileri boyunca oluşan yığılma kolonlarından BC 'nin kutuplarına doğru kütle aktarımı beklenebilir. Gün ve Ercan (2003) çalışmasında 0.5–2 keV enerji aralığı için elde ettiği sınır tabakası kütle aktarım oranı $\dot{M} \approx 0.01 \times 10^{16} \text{ g s}^{-1}$ iken bu çalışmada 0.5–2.5 keV enerji aralığında elde edilen kütle aktarım oranı $\dot{M} \approx 0.82_{-0.06}^{+0.09} \times 10^{16} \text{ g s}^{-1}$ ve $\dot{M} \approx 1.40_{-0.06}^{+0.02} \times 10^{16} \text{ g s}^{-1}$ 'dir. Her iki sonuç da düşük kütle aktarımlı olması sebebiyle uyumludur.

Sistemin Suzaku uydusu tarafından verilerinin alındığı 6 Kasım 2007 tarihinde AAVSO veri tabanında optik durumuna bakıldığında parlaklığının 16–17 kadir arasında olduğu görüldüğünden sistemin durağan halde olduğu sonucuna varılmıştır. Isısal frenleme tayfı yayınlayan gazların $\sim 1 \times 10^8 \text{ K}$ sıcaklığında optik olarak ince gazlar olması gerekmektedir. Bu sıcaklık kıyaslama sıcaklığı olarak alınmıştır (Warner 1995). Sistem için 0.5–6 keV aralığında bulunan $T = 9.727_{-1.898}^{+1.890} \times 10^6 \text{ K}$ ve 0.5–2.5 keV aralığında bulunan $T = 18.893_{-1.731}^{+1.724} \times 10^6 \text{ K}$ değerleri ısısal frenleme modeli kıyaslama sıcaklığı değerine yakın değerlerdir. Isısal frenleme mekanizması modeline göre hesaplanmış kütle aktarım oranları $2 \times 10^{-16} \text{ g s}^{-1}$ değerinden küçük olarak bulunmuştur yani sistem düşük kütle aktarımına sahiptir. Yüksek kütle aktarımlı sistemler sınır tabakasının optikçe kalınlaşmasına, düşük kütle aktarımlı sistemlerde ise sınır tabakasının ince olmasına yol açar. Sistemin bu durumda optikçe ince olması beklenmektedir. İstatistiksel olarak da ısısal frenleme mekanizması modeli X-ışını tayfına en iyi uyum veren modeller arasındadır. Bulunan sonuçlar sistemin ısısal frenleme mekanizmasına sahip olduğunun güçlü kanıtlarıdır.

Sınır tabakasının BC ve diske yakınlığından dolayı optikçe ne kadar ince olursa olsun yayınlanan sert X-ışınımının bir kısmı BC veya BC 'ye yakın sınır tabakası materyali, ki bu sınır tabakası üzerinde oluşan bir korona olabilir, tarafından soğurulup ve daha düşük enerjili yumuşak X-ışınları olarak yayınlanabilir (Pringle ve Savonije 1979). Dolayısı ile sert X-ışınları yayınlamakta olan bir kaynaktan yumuşak X-ışınları da gözlemek olasıdır. Ayrıca sert X-ışını yayınlamakta olan bir kaynaktan aynı anda

yumuşak X-ışınlarının da gözlenebilmesi BC kütlesi büyük ve Galaktik kolon yoğunluğu küçük sistemler için öngörülmektedir (Patterson ve Raymond 1985) ki SW UMa bu şartları $M_{BC} = (0.71 \pm 0.22) M_{\odot}$ ve $N_H = 5.7 \times 10^{20} \text{ cm}^{-2}$ değerleri ile sağlamaktadır. Bu söylenenler göz önüne alındığında SW UMa için yapılan bu çalışmada gözlenen yumuşak X-ışınlarının sınır tabakasının BC 'ye en yakın bölgesinde soğurulup daha düşük enerjili olarak yayınlanan X-ışını fotonlarından oluştuğu düşünülebilir.

Literatürde SW UMa sisteminin yoldaş yıldızının tayfsal türü M5.5 olarak verilmektedir (Dhillon vd 2000). Smith ve Dhillon tarafından önerilen yörünge dönemleri 4 saatten az sistemler için geçerli olan eşitliği kullanılarak SW UMa sisteminin yoldaş yıldızının türü M5 veya M6 olabileceği hesaplanmıştır. Öte yandandan, tayfta zayıf da olsa görülen TiO çizgisi yoldaş yıldızın tayfsal türü M olduğunu optik yönden doğrulamaktadır.

Sistemin RTT150 optik teleskopu ile yaptığımız gözlem sonucu elde edilen optik tayfi incelendiğinde görülen H ve He I 'in güçlü salma çizgilerinin küçük dönemli (1.5 saatin altında) sistemlerin tipik bir özelliği olması ile sistemimizin 81.8 dk 'lık yörünge dönemiyle bağdaşmaktadır. Tayfta görülen H α salma çizgisi ise diskin varlığına yönelik önemli bir sonuç (Hellier 2001) olduğundan sistemin diskli yapısını doğrulamaktadır.

SW UMa 'nın DQ Her sistemi olmasıyla ilgili tartışmada zaman serisi analizi sonucu bulunan 15.38 dk 'lık BC 'nin dönme dönemi Shafter ve arkadaşlarının (1986) bulduğu 15.9 dk 'lık döneme yakındır ve bu değer 81.8 dk 'lık yörünge dönem değerinden küçük olması, X-ışını titreşimleri $P_{BCdönme}$ 'ye yakın olması (Patterson 1994) DQ Her tipi olmasını desteklerken, optik tayfımızda DQ Her sistemlerinde görülen HeII çizgilerinin görülmesi de sistemin DQ Her olma ihtimalini artırmaktadır. Buna ilaveten, X-ışın tayfına en iyi uyumu gösteren modellerden birinin güç kanunu modeli olması sistemin manyetik alana sahip olabileceğini düşündürmektedir ki bu da bizi DQ Her olma ihtimali var sonucuna götürmektedir.

SW UMa sisteminin 1986 yılında süper patlama yaptığı sırada süper hörgüç gözlemlenmesi, sınıfının SU UMa olduğunu düşündürmüştür (Semeniuk vd 1997). Shafter ve arkadaşlarının (1986) 'da dediği gibi '*SW UMa 'nın bazı zamanlarda düşük kütle aktarımlı bir sistem olması sebebiyle süper patlama göstermesi ilginçtir. Ya iyi bir toplanma diski gelişmemiştir ya da toplanma diskinin küçük bir bölümü manyetik alan tarafından bozulmuştur. Bu yüzden iki sınıfın da karakteristiğini gösterir. SW UMa hem DQ Her ve hem de SU UMa tipindedir*'. Bu sonuçlar, bizim çalışmamızda elde edilen sonuçlarla birebir uyumludur.

5.2. BZ UMa

BZ UMa 'nın Suzaku uydusu tarafından X-ışını gözlem verilerinin alındığı 24 Mart 2008 tarihinde sisteme optik durumuna AAVSO veri tabanında bakıldığında parlaklığının 15.8–16 kadir arasında olduğu görüldüğünden sistemin durağan halde olduğuna karar verilmiştir. Sistemin ısısal frenleme modeline göre 0.5–6 keV enerji aralığındaki sıcaklık değeri $T = 1.053_{-0.432}^{+0.432} \times 10^8$ K bulunmuştur. Bu değer 1×10^8 K 'lik (Warner 1995) ısısal frenleme modeli kıyaslama sıcaklığı değerine yakın bir değerdir. Isısal frenleme mekanizması modeline göre hesaplanmış kütle aktarım oranları $\dot{M}_{16} \approx 1.08_{-0.08}^{+0.00} \times 10^{16}$ g s⁻¹ ve $\dot{M}_{16} \approx 0.11_{-0.3}^{+0.8} \times 10^{16}$ g s⁻¹ değeri, kütle aktarım oranı için 2×10^{16} g s⁻¹ kritik değerinden küçük olarak bulunmuştur. Bu nedenle sistem düşük kütle aktarımına sahiptir diyebiliriz. Yüksek kütle aktarımlı sistemler sınır tabakasının optikçe kalınlaşmasına, düşük kütle aktarımlı sistemlerde ise sınır tabakasının ince olmasına yol açar. Sistemin bu durumda optikçe ince olması beklenmektedir. İstatistiksel olarak da ısısal frenleme mekanizması modelinin X-ışını tayfına en iyi uyum veren modeldir. Bulunan sonuçlar sistemin ısısal frenleme mekanizmasına sahip olduğunun güçlü kanıtlarıdır.

Sınır tabakasının BC ve diske yakınlığından dolayı optikçe ne kadar ince olursa olsun yayınlanan sert X-ışınımının bir kısmı BC veya BC 'ye yakın sınır tabakası materyali, ki bu sınır tabakası üzerinde oluşan bir korona olabilir, tarafından soğurulup ve daha düşük enerjili yumuşak X-ışınları olarak yayınlanabilir (Pringle ve Savonije 1979). SW UMa durumunda olduğu gibi, BZ UMa bu şartları $M_{BC} = 0.65 M_{\odot}$ ve $N_H =$

$5.4 \times 10^{20} \text{ cm}^{-2}$ değerleri ile sağlamaktadır. Bu söylenenler göz önünde bulundurularak BZ UMa için yapılan bu çalışmada gözlenen yumuşak X-ışınlarının sınır tabakasının BC 'ye en yakın bölgesinde soğurulup daha düşük enerjili olarak yayınlanan X-ışını fotonlarından oluştuğu düşünülebilir.

Smith ve Dhillon tarafından önerilen yörünge dönemleri 4 saatten az sistemler için geçerli olan eşitlikten BZ UMa sisteminin yoldaş yıldıızının tipinin M5 olabileceği bulunmuştur. Coşkun değişenlerin yoldaş yıldıızının tayfsal türü genelde K veya M 'dir (Warner 1995). BZ UMa sisteminin M5 olduğu literatürle de uyumludur(Ritter ve Kolb 1997). Optik tayfta görülen TiO izgisi yoldaş yıldıızın tayfsal türünün M olduğuna dair optik bölgedeki kanıtlardandır.

Sistemin RTT150 optik teleskopu ile yaptığımız gözlem sonucunda elde edilen optik tayfi incelendiğinde görülen H α salma çizgisi ise diskin varlığına yönelik önemli bir sonuçtur ve sistemin diskli yapısını doğrulamaktadır(Hellier 2001). Tayfta görülen HeII izgisi BZ UMa sisteminin DQ Her tipi bir sistem olabileceği ile ilgili bir kanıttır (Patterson 1994).

BZ UMa sistemi için zaman serisi analizi sonucu bulunan uygun BC 'nin dönme dönem değerleri 13.01 ve 24.89 dk olarak bulunmuştur. DQ Her sistemlerinin kararlı optik dönemi, $P_{BCdönme} < P_{yörünge}$ olmalıdır. X-ışını titreşimleri $P_{BCdönme}$ 'ye yakındır (Patterson 1994). Buna göre BZ UMa sistemi DQ Her sistemi olabilir. BZ UMa sisteminin DQ Her sistemi olmasına dair bulunan işaretlere rağmen BZ UMa 'nın önceki çalışmalarında bir veya iki çalışmada dairesel polarizasyon gözlemlendiği belirtilmekte bunun dışındaki çalışmalarda ne dairesel ne de doğrusal polarizasyona rastlanmadığı söylenmektedir. Bu da BZ UMa 'nın orta kutupsal tipte olabileceği savını çürütmektedir. Buna karşılık 1968 'den günümüze kadar yapılan tüm optik gözlemlerde BZ UMa 'nın normal patlamalar ve hörgüçler gösterdiği teyit edilmektedir. Price ve arkadaşlarının (2009) ve Girazian (2007) makalelerinde anlatmış oldukları üzere 2007 nisan ayında yapılan optik gözlemlerde süper patlama ve süper hörgüçler görülmüştür. Bu önemli gözlem BZ UMa 'nın SU UMa türü bir CN olduğu şeklindeki sınıflamanın doğruluğunu kanıtlamaktadır. Daha önceleri süper patlama gözlenmemesi sistemin

yıllar içerisindeki gözlemlerdeki uzun boşluklardan kaynaklanıyor olabileceği gibi sistemin kendisinin süper patlama aralıklarının çok uzun olmasından da kaynaklanıyor olabilir.

6. SONUÇ

Yapılan bu çalışmada en son X-ışını uydusu olan Suzaku 'nun ve RTT150 optik teleskopunun gözlem verileri kullanılmıştır. SW UMa ve BZ UMa sistemlerinin gözlem yapıldığı sırada durağan evrede olduğu ve düşük kütle aktarımına sahip olduğu bulunmuştur. SW UMa sisteminin ışınım mekanizmasının ısısal frenleme mekanizması ve güç kanunu modeli, BZ UMa sistemin ise ısısal frenleme mekanizması modeli olduğu bulunmuştur. Elde ettiğimiz verilerden SW UMa 'nın SU UMa ve DQ Her tiplerinin özelliklerini gösteren CN olduğu bulunmuştur. BZ UMa 'nın ise SU UMa tipi CN olduğu sonucuna varılmıştır. Bulunan sonuçlar aşağıdaki Çizelge 6.1 ve Çizelge 6.2 'de verilmiştir.

Çizelge 6.1. SW UMa ile ilgili bulunan sonuçlar (Patterson ve Raymond* 1985; Pringle ve Savonije** 1979)

SW UMa	Isısal Frenleme Mekanizması Modeli (0.5–6 keV)	Güç Kanunu Modeli (0.5–6 keV)	Isısal Frenleme Mekanizması Modeli (0.5–2.5 keV)	Güç Kanunu Modeli (0.5–2.5 keV)
Akı (erg cm ⁻² s ⁻¹)	$3.48^{+0.02}_{-0.40} \times 10^{-10}$	$3.48^{+0.07}_{-0.20} \times 10^{-10}$	$2.45^{+0.04}_{-0.10} \times 10^{-10}$	$2.46^{+0.06}_{-0.06} \times 10^{-10}$
Işınım Gücü (erg s ⁻¹)	$10.54^{+0.06}_{-1.21} \times 10^{32}$	$10.54^{+0.21}_{-1.21} \times 10^{32}$	$7.42^{+0.12}_{-0.30} \times 10^{32}$	$7.45^{+0.18}_{-0.18} \times 10^{32}$
Sıcaklık (K)	$9.727^{+1.890}_{-1.898} \times 10^6$	-	$18.983^{+1.724}_{-1.731} \times 10^6$	-
N _H (cm ⁻²)	5.7×10^{20}	5.7×10^{20}	5.7×10^{20}	5.7×10^{20}
Kütle Aktarım Oranı* (g s ⁻¹)	$1.61^{+0.39}_{-0.26} \times 10^{16}$	-	$0.82^{+0.09}_{-0.06} \times 10^{16}$	-
Kütle Aktarım Oranı** (g s ⁻¹)	$1.99^{+0.00}_{-0.23} \times 10^{16}$	-	$1.40^{+0.02}_{-0.06} \times 10^{16}$	-
İkincil Yıldız Tayf Türü	M5 veya M6			
BC Dönme Dönemi (dk)	15.38			
Tipi	SU UMa ve DQ Her			

Çizelge 6.2. BZ UMa ile ilgili bulunan sonuçlar (Patterson ve Raymond* 1985; Pringle ve Savonije** 1979)

BZ UMa	Isısal Frenleme Mekanizması Modeli (0.5–6 keV)
Akı ($\text{erg cm}^{-2} \text{s}^{-1}$)	$2.89_{-0.21}^{+0.01} \times 10^{-10}$
Işınım Gücü (erg s^{-1})	$6.77_{-0.49}^{+0.03} \times 10^{32}$
Sıcaklık (K)	$1.053_{-0.432}^{+0.432} \times 10^8$
N_{H} (cm^{-2})	5.4×10^{20}
Kütle Aktarım Oranı * (g s^{-1})	$0.11_{-0.3}^{+0.8} \times 10^{16}$
Kütle Aktarım Oranı ** (g s^{-1})	$1.08_{-0.08}^{+0.00} \times 10^{16}$
BC Yarıçapı (cm)	6.88×10^8
İkincil Yıldız Tayf Türü	M5
BC Dönme Dönemi (dk)	13.01 ve 24.89
Tipi	SU UMa

7. KAYNAKLAR

- ADAMAKIS, S., EYRES, S. P. S., SARKAR, A. and WALSH, R. W. 2011. A Pre-outburst Signal in the Long-term Optical Light Curve of the Recurrent Nova RS Ophiuchi. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 414, 3, p. 2195–2203.
- ADAMS, D. J. 1980. Cosmic X-Ray Astronomy. *Monographs on Astronomical Subjects: 6*, p 159. Leicester.
- CLAUDI, R., BIANCHINI, A. and MUNARI, U. 1990. BZ Ursae Majoris. *The International Astronomical Union Circulars*, 4975, p. 2.
- CROPPER, M. 1990. The Polars. *Space Science Reviews*, 54, p. 195–295.
- COSTA, J. E. R. and RODRIGUES, C. V. 2009. Stokes Imaging of AM Her Systems Using 3D Inhomogeneous Models–I. Description of the Code and an Application to V834 Cen. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 398, 1, p. 240–248.
- DENG, S., ZHANG, Z. Y. and CHEN J. S. 1994. A Statistical Study of IUE Spectra of Dwarf Novae. 1: Quiescence, *Astronomy and Astrophysics*, 281, 3, p. 759–774.
- DHILLON, V. S., LITTLEFAIR, S. P., HOWELL, S. B., CIARDI, D. R., HARROP-ALLIN, M. K. and MARSH, T. R. 2000. Infrared spectroscopy of cataclysmic variables - III. Dwarf novae below the period gap and nova-like variables. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 314, 4, p. 826-838.
- EVREN, S. 1998. Genel Astronomi II. Derleme, Ege Üniversitesi Fen Fakültesi Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, p. 106.
- GÄNSICHE, B. T. and KOESTER, D. 1999. SW Ursae Majoris, CU Velorum and AH Mensae: Three More Accreting White Dwarfs Unveiled?. *Astronomy and Astrophysics*, 346, p.151–157.
- GIRAZIAN, Z. 2007. The Classification of BZ Ursae Majoris. California State University, Fresno.

- GODON, P. 1995. The Propagation of Acoustic Waves and Quasi-periodic Oscillations in Accretion Disc Boundary Layers. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 274, 1, p. 61–74.
- GREEN, R.F., FERGUSON, D.H., LIEBERT, J. and SCHIDT, M. 1982. Cataclysmic Variable Candidates from the Palomar Green Survey. *Astronomical Society of the Pacific*, 94, p. 560–564.
- GÜLSEÇEN, S. ve GÜLSEÇEN, H. 2000. Yeni Başlayanlar İçin IRAF Kullanımı El kitabı IRAF 2.10 Sürümü.
<http://www.istanbul.edu.tr/fen/astronomy/elkitap/iraf/iraf.htm>
- GÜN, İ. G. and ERCAN, E. N. 2003. X-Ray Spectral Analysis of SU UMa Type Dwarf Novae Observed with Rosat. *International Journal of Modern Physics–D*, 12, 4, p.739 –755.
- HELLIER, C. 2001. Cataclysmic Variable Stars. *Praxis Publishing*, 111, 6, p. 210, UK.
- HUDAVERDİ, M., ERCAN, E, N., BOZKURT, M., FURUZAWA, A. ve KUNIEDA H. 2008. SUZAKU X-IŞINI UYDUSU ve GALAKSİ KÜMELERİ VERİ SONUÇLARI. XVI. Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi Yayınları ULUSAL ASTRONOMİ KONGRESİ ve V. ULUSAL ÖĞRENCİ ASTRONOMİ KONGRESİ, Bildiri Kitabı, I, p. 587.
- JURCEVIC, J. S., HONEYCUTT, R. K., SCHLEGEL, E. M. and WEBBING, R. F. 1994. Spectroscopy and Photometry of the Dwarf Nova BZ Ursae Majoris and the CV Linewidth/K, Mass-ratio Relation. *Astronomical Society of the Pacific*, 106, 699, p. 481–485.
- KARLEYNE, M. G. S., CLAUDIA, V. R. and JOAQUIM, E. R. C. 2011. CYCLOPS–X: Simultaneous Optical and X-ray Modeling of Polars (1). Divisãõ de Astrofísica, Instituto Nacional de Pesquisas Espaciais, Av. Dos Astronautas 1758, 12227–010, Sãõ Jos´e dos Campos–SP Brazil.
- KATO, T., HIRATA, R. and MINESHIGE, S. 1992. Discovery of 'Super-quasi-periodic Oscillations' During Superoutburst of Dwarf Nova SW Ursae Majoris. *Publications of the Astronomical Society of Japan*, 44, 5, p. 215–219.
- KING, A. R. 1989. Mass Transfer in Cataclysmic Binary Systems. *Classical Novae edited by Bode, M. F. and Evans, John A., Wiley – Sons Ltd*, p. 17–37.

- LAMB, D. Q. and PATTERSON. 1983. Spin-up and Magnetic Fields in DQ HER Stars. Cataclysmic variables and related objects; Proceedings of the Seventy-second Colloquium, Haifa, Israel, August 9–13, 1982 (A84–35926 16–90). *Dordrecht, D. Reidel Publishing Co.*, p. 229–236.
- MAYALL, M. W. 1972. Variable Star Notes: Notes on U Geminorum and Z Camelopardalis Type Variables During 1971. *Journal of the Royal Astronomical Society of Canada*, 66, p.179.
- NARAYAN, R. and POPHAM, R. 1993. Hard X-rays from Accretion Disk Boundary Layers. *Nature (ISSN 0028–0836)*, 362, 6423, p. 820–822.
- OSAKI, Y. 1996. Dwarf–Nova Outbursts. *Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, 108, p. 39–60.
- PATTERSON, J. and RAYMOND, J. C. 1985. X-Ray Emission from Cataclysmic Variables with Accretion Disks –Part Two–Extreme Ultraviolet Soft X-Ray Radiation. *Astrophysical Journal*, 292, 2, p. 550–558.
- PATTERSON, J. 1994. The DQ Herculis Stars. *Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, 106, 697, p. 209–238.
- PRICE, A., MASIERO, J., HENDEN, A. A., VANMUNSTER, T., DVORAK, S., OKSANEN, A., SHEARS, J., STARKEY, D., ARMINSKI, A., COLLINS, D., DURIG, D., HARRIS, B., KOFF, R., KOPELMAN, M., KRAJCI, T., RESZELSKI, M., SIMONSEN, M., ARRANZ, T., TOMLIN, R. and WELLS, D. 2009. Polarimetry and the Long–Awaited Superoutburst of BZ UMa, *The Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, 121, 885, p. 1205–212.
- PRINGLE, J. E. and SAVONIGE, G. J. 1979. X-ray Emission from Dwarf Novae. *Royal Astronomical Society, Monthly Notices*, 187, p. 777–783.
- REINA, C. and TARENGHI, M. 1973. X-ray Absorption and Optical Extinction in Interstellar Space. *Astronomy and Astrophysics*, 26, p. 257–261.
- RICHMAN, H. R. 1996. X-Ray Spectra of Cataclysmic Variables from ROSAT. *Astrophysical Journal*, 462, p. 404–427.
- RINGWALD, F. A. and THORSTENSEN, J.R. 1990. Quasi– Periodic Variation in the Radial Velocity Curve of the Dwarf Nova BZ UMa. *Bulletin of the American Astronomical Society*, 22, p. 1291.

- RINGWALD, F., THORSTENSEN, J.R. and HAMWEY, R. M. 1994. Orbital Studies of the Cataclysmic Variables CZ Orionis, V1193 Orionis and BZ Ursae Majoris. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 271, 2, p. 323–342.
- RITTER, H. and KOLB, U. 1997. Catalogue of Cataclysmic Binaries Low–Mass X-Ray Binaries and Related Objects. *Astronomy and Astrophysics*, 129, p.83.
- ROBINSON, E. L., SHAFTER, A. W., HILL, J. A., WOOD, M. A. and MATTEI, J. A. 1987. Detection of Superhumps and Quasi–periodic Oscillations in the Light Curve of the Dwarf Nova SW Ursae Majoris. *Astrophysical Journal*, 313, p. 772–781.
- ROSEN, S. R., CLAYTON, K., OSBORNE, J. P. and MCGALE, P. A. 1994. ROSAT Constraints on the Intermediate Polar Candidates V426–OPHIUCHI Sw–Ursae and 1H:0709–360. *Royal Astronomical Society, Monthly Notices*, 269, 4, p. 913– 920.
- SEMENIUK, I., OLECH, A., KWAST, T. and NALEZYTY, M. 1997. CCD Photometry of SW Ursae Majoris During the 1996 Superoutburst. *Acta Astronomica*, 47, p.201–209.
- SHAFTER, A. W., SZKODY, P. and THORSTENSEN, J.R. 1986. X-ray and Optical Observations of the Ultrashort Period Dwarf Nova SW Ursae Majoris–A likely New DQ Herculis Star. *Astrophysical Journal*, 308, p.765–780.
- SHAFTER, A. W. 1983. A New Ultra–Short Period Dwarf Nova: SW Ursae Majoris. *Information Bulletin on Variable Stars*, 2354, p. 2.
- SING, D. K., HOWELL, S. B., SZKODY, P. and CORDOVA, F. A. 2004. Far Ultraviolet Spectroscopic Explorer Spectroscopy of the Transitional Magnetic Cataclysmic Variable V405 Aurigae. *The Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, 116, 825, p. 1056–1060.
- SMITH, D. A. and DHILLON, V. S. 1998. The secondary stars in cataclysmic variables and low–mass X-ray binaries. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 301, 3, p. 767–781.
- SZKODY, P., OSBORNE, J. and HASSAL, J. M. 1988. EXOSAT and IUE Observations of SW UMa During Superoutburst. *Astrophysical Journal*, 328, p. 243–250.

- TOWNSLEY, D. M. and GÄNSICHE, B. T. 2009. Cataclysmic Variable Primary Effective Temperatures: Constraints on Binary Angular Momentum Loss. *Astrophysical Journal*, 693, 1, p. 1007–1021.
- TUCKER, W. 1975. Radiation Processes in Astrophysics. *Cambridge, Mass., MIT Press*, p.320
- WARNER, B. 1974. X-ray Emission from Cataclysmic Variable Stars. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 167, p. 47–50.
- WARNER, B. 1995. Cataclysmic Variable Stars. *Cambridge University Press*, 28, 523 p. Cambridge.
- WENZEL, W. 1982. BZ Ursae Majoris–Missing Link Between the Dwarf Novae of U Geminorum and WZ Sagittae Type. *Information Bulletin on Variable Stars*, 2256, p. 2.
- VOGT, N. 1980. The SU UMa Stars–an Important Sub–group of Dwarf Novae. *Astronomy and Astrophysics*, 88, 1–2, p. 66– 76.
- YILMAZ, M. 2001. Katakizmik Değişen Yıldızlar. Özel Konu, Ankara Üniversitesi Fen Fakültesi Uzay Bilimleri Bölümü, p. 50.

ÖZGEÇMİŞ

Ata KARAGÜL, 08/03/1984 tarihinde Antalya'da doğdu. İlköğretim ve lise öğrenimini Antalya'da tamamladı. Ondokuz Mayıs Üniversitesi Eğitim Fakültesi Fizik Öğretmenliği bölümünden 13/06/2008 tarihinde mezun oldu. Tezli Yüksek Lisans eğitimine 02/02/2009 tarihinde Akdeniz Üniversitesi Fen Bilimleri Enstitüsü Fizik Anabilim Dalı'nda başladı. Şu an yüksek lisans tez aşamasında astrofizik alanında çalışmaktadır.