

**T.C.**  
**ÇANAKKALE ONSEKİZ MART ÜNİVERSİTESİ**  
**FEN BİLİMLERİ ENSTİTÜSÜ**

**FİZİK ANABİLİM DALI**  
**YÜKSEK LİSANS TEZİ**

**XMM-NEWTON UYDUSU İLE**  
**VW HYİ'NİN X-IŞIN VERİ ANALİZİ**

**Mukadder İĞDİ ŞEN**

**Danışman:**  
**Prof. Dr. Zeki EKER**

**Temmuz, 2008**  
**ÇANAKKALE**

# **XMM-NEWTON UYDUSU İLE VW HYİ'NİN X-IŞIN VERİ ANALİZİ**

**Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi Fen Bilimleri Enstitüsü  
Yüksek Lisans Tezi  
Fizik Anabilim Dalı**

---

**Mukadder İĞDİ ŞEN**

**Danışman:  
Prof. Dr. Zeki EKER**

**Temmuz, 2008  
ÇANAKKALE**

# **XMM-NEWTON UYDUSU İLE VW HYI'NİN X-IŞIN VERİ ANALİZİ**

**Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi Fen Bilimleri Enstitüsü  
Yüksek Lisans Tezi  
Fizik Anabilim Dalı**

---

**Mukadder İĞDİ ŞEN**

**Danışman:**

**Prof. Dr. Zeki EKER**

**Eş Danışman:**

**Yrd. Doç. Dr. Gülnur İKİS GÜN**

**Temmuz, 2008**

**ÇANAKKALE**

## YÜKSEK LİSANS/DOKTORA TEZİ SINAV SONUÇ FORMU

MUKADDER İĞDİ ŞEN, tarafından PROF DR ZEKİ EKER, YRD DOC DR GÜLNUR İKİS GÜN yönetiminde hazırlanan "COŞKUN DEĞİŞENLERİN XMM-NEWTON VERİ ANALİZİ" başlıklı tez tarafımızdan okunmuş, kapsamı ve niteliği açısından bir Yüksek Lisans tezi olarak kabul edilmiştir.



PROF DR MEHMET EMİN ÖZEL

Yönetici

mevcut Başlık yerine  
"Xmm Newton ile VW Hgi'nin  
X-ışın Veri Analizi"  
olunun kaydı ile.  
25

PROF DR ZEKİ EKER

Jüri Üyesi

İsim değişikliği uygundur.

PROF DR İSMAİL TARHAN

Jüri Üyesi

İsim değişikliği uygundur.

YRD DOC DR GÜLNUR İKİS GÜN

Jüri Üyesi

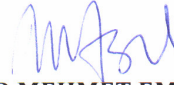
İsim değişikliği uygundur.

YRD DOC DR METİN ALTAN

Jüri Üyesi

Sıra No:.....

Tez Savunma Tarihi:28/07/2008



PROF DR MEHMET EMİN ÖZEL

Müdür

Fen Bilimleri Enstitüsü

## TEŞEKKÜR

Tez konusunun seçimi ve tezin hazırlanmasının tüm aşamalarında öneri ve yardımlarını esirgemeyen, engin bilgi ve tecrübelerini benimle paylaşan, Astronomi ve Astrofizik aşığı danışmanım Sayın hocam Y. Doç. Dr. Gülnur İKİS GÜN'e teşekkürü bir borç bilirim.

Yüksek lisans eğitimim ve kendisi ile yaptığım çalışmalar sırasında büyük bir istekle bilgilerini aktaran, desteğini her zaman yanımda hissettiğim, derslerine katılmaktan büyük zevk aldığım, Astronomi ve Astrofiziği kesinlikle çok sevdiğini anladığım danışmanım Sayın hocam Prof. Dr. Zeki EKER'e şükranlarımı sunarım.

Yüksek lisans eğitimim ve tez hazırlığım sırasında beni eşsiz bilgileri ile aydınlatan, yardımsever bir kişiliğe sahip ve öğrenci olmama aldırmadan benimle bir arkadaş gibi konuşup sorularıma çözüm üreten Sayın hocam Prof. Dr. Edwin BUDDING' e çok teşekkür ederim (çok güzel Türkçe konuştuğunu bildiğim için İngilizce yazmak istemedim).

Yüksek lisans eğitimim sırasında bilgi ve deneyimlerini bizlerle paylaşan Fizik bölümündeki Sayın hocalarım Prof. Dr. Osman DEMİRCAN'a, Prof. Dr. Mehmet Emin ÖZEL'e, Prof. Dr. Serhat ÖZDER'e, Prof. Dr. İsmail TARHAN'a, Prof. Dr. Ahmet ERDEM'e, Prof. Dr. Uğur CAMCI'ya, Doç. Dr. Caner ÇİÇEK'e, Y. Doç. Dr. Hilal GÖKTAŞ'a, Y. Doç. Dr. Esin SOYDUGAN'a, Y. Doç. Dr. Faruk SOYDUGAN'a, Y. Doç. Dr. Oktay YILMAZ'a ve bilgilerini benimle içtenlikle paylaşan Araştırma görevlisi ve Uzman arkadaşlarıma ve yardımlarını esirgemeyen bölüm sekreterimiz İsmail ÇALIŞKAN' a çok teşekkür ederim.

Boğaziçi Üniversitesi'nde 20 Ağustos 2007- 9 Eylül 2007 tarihleri arasındaki IARS (International Advanced Research School) / Astrofizik Yaz Okulu sırasında, Analizlerimi yaparken kullandığım SAS programının eğitimini veren Sayın hocam Murat HÜDAVERDİ' ye ve bu yaz okulu sırasında Astrofizik bilgilerini bizlerle

paylaşan ve her türlü sorumuza çözüm üreten Sayın hocam Doç. Dr. Aşkın ANKAY'a ve Astrofizik yaz okulundaki arkadaşlarıma teşekkürlerimi sunarım.

İstanbul Kültür Üniversitesi'nde 10-17 Temmuz 2007 tarihleri arasındaki Amatör Teleskop Yapımı Çalıştayı ve 15-17 Temmuz 2007 tarihleri arasındaki II. Uluslararası Katılımlı Amatör Astronomi Sempozyumuna katıldığım sırasında, gökyüzünü benim için daha da anlamlandıran ve Astronomiden zevk almamızı ve ona sahip çıkmamızı her fırsatta söyleyen hocalarım Sayın Haldun MENALİ ve eşi Sayın Gamze MENALİ' ye ve teleskop aynasını çok büyük bir aşkla yapan ve bunu çalıştaya katılan herkese gerçekten sevdiren ve bana hala güzel fikirler veren Sayın hocam Richard Dick PARKER'a şükranlarımı sunarım. Çalıştaya katılan 50 kişiden biri olmamı sağlayan, kalp kırmadan çözüm üretme ustası Sayın hocam Prof.Dr. Dursun KOÇER'e ve Çalıştayıdaki arkadaşlarıma yardımlarından ve arkadaşlıklarından dolayı çok teşekkür ederim. Sayın Gamze MENALİ' ye AAVSO nun (American Association of Variable Star Observers, bu kısaltma çalıştayda birçok kez espi konusu olduğu için açık şekli yazmak istedim) yöneticilerinden Sayın Dr. Arne A. HENDEN ile tanıştırmış, bu bilimin bana hiç te uzak olmadığını hissettirdiği, hayatta hiç kimseden çekinilmemesi gerektiğini ve hepimizin insan olduğunu hatırlattığı için özel bir teşekkürü borç bilirim.

Yüksek lisans eğitimim sırasında başından sonuna yanımda olan sevgili arkadaşım Fatma Gül İNCE'ye çok teşekkür ederim.

Yüksek lisansım ve tez aşamasında, bana her konuda destek olan eşim Tekin ŞEN' e, ablam Müşerref SEDEF'e, eniştem İsmail SEDEF'e, hayatıma neşe katan yeğenlerim Mehmet Fatih SEDEF'e ve Emircan KÖROĞLU'na çok teşekkür ederim. İYİKİ VARSINIZ VE İYİ Kİ YANIMDASINIZ.

Mukadder İĞDİ ŞEN

## SİMGELER VE KISALTMALAR

### SİMGELER

1 Å	:	$10^{-10} \text{ m} = 10^{-8} \text{ cm}$
1 eV	:	$1,6 \times 10^{-19} \text{ Joule}$
a	:	Eliptik çift yıldız yörüngelerinde bağıl (relatif) yörünge yarı büyük eksen
c	:	Işık hızı
D	:	Kaynağın gözlemciye olan uzaklığı
€	:	Süperbüyük uzaması
E / ΔE	:	(X-Işın) Enerji tayfı ayırma gücü
F <sub>disk</sub>	:	Disk akısı
F <sub>opt</sub>	:	Optik akı
F <sub>uv</sub>	:	Morötesi akısı ( $\text{erg s}^{-1} \text{ cm}^{-2}$ )
F <sub>x</sub>	:	X-ışını akısı
G	:	Genel Çekim Sabiti ( $G: 6,67 \times 10^{-11} \text{ m}^3/\text{kg.s}^2$ )
G	:	Manyetik alan (birimi: Gauss)
h	:	Planck sabiti (değeri: $6,62 \times 10^{-34} \text{ m}^2 \text{ kg} / \text{s}$ )
k	:	Boltzman sabiti (değeri: $1,38 \times 10^{-23} \text{ Joule K}^{-1}$ )
kT	:	Bir sistemin termodinamik entropisini artırmak için gerekli ısı enerjisi veya T sıcaklığında bir kara cisim için en muhtemel fotonun enerjisi.
L	:	Işınım gücü (birimi $\text{erg s}^{-1}$ )
L <sub>☉</sub>	:	Güneşin ışınım gücü
L <sub>1</sub>	:	İç Lagrange noktası
L <sub>disk</sub>	:	Disk ışınım gücü
L <sub>leke</sub>	:	Sıcak lekenin ışınım gücü
L <sub>sınır</sub>	:	Sınır tabakasının ışınım gücü
L <sub>X</sub>	:	X-ışınlarında ışınım gücü
L <sub>yığı</sub>	:	Kütle yığılmasının ışınım gücü (birimi: $\text{erg s}^{-1}$ )
m <sub>p</sub>	:	Protonun kütlesi
• M	:	Kütle Yığılma oranı
M <sub>☉</sub>	:	Güneş kütlesi
M <sub>1</sub>	:	Beyaz cüce kütlesi

$\dot{M}_{\text{sınır}}$	:	Sınır tabakasındaki kütle aktarım oranı
$\dot{M}_{\text{disk}}$	:	Yığılma diskindeki kütle aktarım oranı
$\dot{M}_{\text{krit}}$	:	Kritik kütle transfer oranı
$\dot{M}_{\text{yığ}}$	:	Yığılma diskindeki kütle yığılma oranı
$N_{\text{H}}$ ya da $n_{\text{H}}$	:	Nötr Hidrojen kolon yoğunluğu
$P_{\text{st}}$	:	Süperyumsek periyodu
$P_{\text{yör}}$	:	Yörünge periyodu
$q$	:	$M_2 / M_1$ , kütle oranı
$Q$	:	Durağan hal (Quiescence state)
$R_1$	:	Beyaz cücenin yarıçapı
$R_{3:1}$	:	3:1 rezonans yarıçapı
$R_{\text{d}}$	:	Disk dış yarıçapı
$R_{\text{dış}}$	:	Yığılma diskinin dış kenarının yarıçapı
$R_{\text{iç}}$	:	Disk iç yarıçapı
$S/N$	:	Sinyal / Gürültü (Signal / Noise)
$\tau_{\text{N}}$	:	Normal patlama soğuma zamanı, Normal patlama süresi
$\tau_{\text{S}}$	:	Süper patlamadan sonraki soğuma zamanı, Süper patlama süresi
$\tau_{\text{v}}$	:	Viskoz yayılma süresi
$T_{\text{disk}}$	:	Disk sıcaklığı
$\tau_{\text{dön}}$	:	Dönen akışın hızlanma ya da yavaşlama süresi
$T_{\text{eff}}$	:	Etkin sıcaklık
$T_{\text{exc}}(0)$	:	Başlangıç sıcaklığı artışı
$T_{\text{max}}$	:	Maksimum sıcaklık (Soğumanın başladığı sıcaklık)
$T_{\text{min}}$	:	Minimum sıcaklık
$PT_{\text{N}}$	:	Normal patlamaların oluş sıklığı
$PT_{\text{S}}$	:	Süper patlamaların oluş sıklığı
$T_{\text{sınır}}$	:	Sınır tabakası sıcaklığı
$v_{\text{iç}}$	:	Disk iç kısmının dönme hızı
$v_{\text{sınır}}$	:	Sınır tabakasının dönme hızı
$\alpha$	:	Foton indeksi
$\sigma$	:	Stefan-Boltzman sabiti (değeri: $5,67 \times 10^{-8} \text{ W}\cdot\text{m}^{-2}\cdot\text{K}^{-4}$ )
$\chi^2$	:	Çi-kare (Chi-Squared)



## KISALTMALAR

2-D	:	İki boyutlu
AAVSO	:	American Association of Variable Star Observers (Değişen Yıldız Gözlemcileri Amerikan Birliği)
AOCS	:	Attitude and Orbital Control System (Davranış ve Yörünge Kontrol Sistemi)
ASCA	:	Japan's fourth cosmic X-ray astronomy (Japonya dördüncü kozmik X-ışın Astronomi uydusu)
BeppoSAX	:	Italian-Dutch - BeppoSAX - X-Ray Astronomy Satellite (İtalya-Almanya- BeppoSAX- X-ışın Astronomi uydusu)
BL	:	Boundary Layer (Sınır Tabakası)
CCD	:	Charge Coupled Device (Işığa Duyarlı Elektronik Dedektör)
CCF	:	Current Calibration File (Güncel Kalibrasyon Dosyası)
CD	:	Katakizmik Değişenler
CHANDRA	:	Chandra X-ray Observatory (NASA's Advanced X-ray Astrophysics Facility, (AXAF) in yeni ismi)
CNO	:	Karbon Azot Oksijen
CV	:	Cataclysmic Variable (Coşkun (Katakizmik) Değişenler)
CXB	:	Cosmic X-ışın Background (Kozmik X-ışın Arkaplanı)
DI	:	Disk Kararsızlık Modeli
<i>Dne</i>	:	Dwarf Novae (Cüce Novalar)
DNOs	:	Dwarf Nova Oscillations (Cüce Nova Salınımları)
d.o.f.	:	Degree of freedom (serbestlik derecesi)
EMT	:	The Enhanced Mass Transfer Modeli (Artan Kütle Transfer Modeli)
EPIC	:	European Photon Imaging Camera (Avrupa Foton Görüntüleme Kamerası)
ERMS	:	EPIC Radiation Monitor System (EPIC Işınım Görüntüleme Altsistemi)
ESA	:	European Space Agency (Avrupa Uzay Ajansı)
ESO	:	European Organisation for Astronomical Research in the Southern Hemisphere (Güney Yarıküredeki Astronomi Araştırmaları İçin Avrupa Organizasyonu)
EUV	:	Extreme ultraviole (Uç morötesi)

EUVE	:	Extreme Ultraviolet Explorer (Uç morötesi keşif uydusu)
EXOSAT	:	The European Space Agency's X-ray Observatory (Avrupa Uzay Ajansı X-ışın Uydusu)
FOV	:	Field of view (Görüş alanı)
FPA	:	Focal Plane Assembly (Odaksal Düzlem Topluluğu)
FUSE	:	Far Ultraviolet Spectroscopic Explorer (Uzak Morötesi Tayfsal Keşif Uydusu)
FUV	:	Far-Ultraviolet (Uzak Morötesi)
FWHM	:	Full Width at Half Maximum (Yarı Maksimumdaki Tüm Genişlik)
GHRSS	:	Goddard High Resolution Spectrograph (Goddard Yüksek Çözünürlüklü Tayfölçer)
Ginga	:	Ginga uydusu (Japonya galaksi uydusu demektir)
GTI	:	Good Time Interval (En İyi Zaman Aralığı)
HEAO	:	The High Energy Astrophysics Observatory (Yüksek Enerji Astrofizik Uydusu)
HEW	:	Half Energy Width (Yarı enerji genişliği)
Heasarc	:	High Energy Astrophysics Science Archive Research Center (Yüksek Enerji Astrofizik Bilim Arşivi Araştırma Merkezi)
HR	:	Hertzsprung Russell
HST	:	Hubble Space Telescope (Hubble Uzay Teleskobu)
HUT	:	Hopkins Ultraviolet Telescope (Hopkins Morötesi Teleskobu)
IPC	:	The Imaging Proportional Counter (Görüntüleme Orantı Sayacı)
IR	:	Infrared (Kızılötesi)
IUE	:	International Ultraviolet Explorer (Uluslararası Morötesi Keşif Uydusu)
IUE SWP	:	International Ultraviolet Explorer short-wavelength prime (Başlıca Kısa Dalgaboyu Uluslararası Morötesi Kaşifi)
JD	:	Julian date (Julyen Günü)
MOS	:	Metal Oxide Semi-conductor (Metal Oksit Yarı-iletken)
MSP	:	Mirror Support Platform (Ayna Destek Platformu)
NASA	:	National Aeronautics and Space Administration (America Ulusal Havacılık ve Uzay Dairesi)
ODF	:	The Observation Data Files (Gözlemsel Veri Dosyaları)

OM	:	Optik Monitor (Optik Monitör)
PI	:	Pulse-Invariant (calibrated spectral channel) (Düzenlenmiş Tayf Kanalı)
PPS	:	The Pipeline Processing Subsystem (Pipeline oluşturan Alt sistem)
PSF	:	Point-Spread Function (Nokta Yayılma Fonksiyonu)
PSPC	:	The Position Sensitive Proportional Counters (Pozisyon Duyarlı Orantı Sayacı)
QE	:	Quantum Efficiency (Kuantum verim oranı)
QPOs	:	Quasi-Periodic Oscillations (Yarı-Periyodik Salınımlar)
RASNZ	:	Royal Astronomical Society of New Zealand (Yeni Zellanda Kraliyet Astronomi Topluluğu)
RASNZ/VSS	:	Royal Astronomical Society of New Zealand / Variable Star Section (Yeni Zellanda Kraliyet Astronomi Topluluğu / Değişen Yıldız Bölümü)
RFC	:	RGS Focal Camera (RGS Odaklayıcı Kamera)
RFS	:	Refresh Frame Store (Yenilenen Frame Belleği)
RGA	:	Reflection Grating Array (Yansımali Kırınım Izgara Dizisi)
RGS	:	Reflection Grating Spectrometer (Yansımali Kırınım Izgara Tayf Ölçeri)
RJD	:	Reduced Julian Day (Indirgenmiş Jülyen Günü)
ROSAT	:	The Röntgen Satellite (Röntgen Uydusu)
ROSAT WFC	:	ROSAT Wide Field Camera (ROSAT Geniş Alan Kamerası)
SAAO	:	South African Astronomical Observatory (Güney Afrika Ulusal Astronomi Gözlemevi)
SAS	:	Science Analysis Subsystem (XMM Bilimsel Analiz Yazılımı)
SED	:	Spectral energy distribution (Tayfsal Enerji Dağılımı)
SM	:	Service Module (Servis Modülü)
SOC	:	XMM-Newton Science Operations Centre (XMM-Newton Bilimsel Operasyon Merkezi)
SSC	:	Survey Science Center (XMM-Newton Araştırma Bilim Merkezi)
STIS	:	Space Telescope Imaging Spectrograph (Uzay Teleskobu Görüntüleme Tayfölçeri)
SU UMa	:	SU Ursae Majoris (SU Büyük Ayı)

TTI	:	The Thermal-Tidal Instability Model (Termal Gelgitli Kararsızlık Modeli)
UT	:	Universal Time (Evrensel Zaman)
UV	:	Ultraviolet (Morötesi)
VSNET	:	An Intensive International Mailing List on Variable Stars (Değişen Yıldızlar Uluslararası Mail Listesi)
VTL/ISAAC	:	ESO Very Large Telescope./ ISAAC infrared spectroscopy (ESO Büyük Teleskop / ISAAC Kızılötesi Tayf Ölçümü)
WD	:	White Dwarf (Beyaz Cüce)
WFC	:	Wide Field Camera (Geniş Alan Kamerası)
XMM-Newton	:	X-ray Multi Mirror Mission (X-ışın Çok Aynalı Uydusu)
XSPEC	:	An X-Ray Spectral Fitting Package (X-ışın Tayf Eşleştirme Paketi)

# XMM-NEWTON UYDUSU İLE VW HYİ'NİN X-IŞIN VERİ ANALİZİ

## ÖZET

Coşkun Değişenler (Cataclysmic Variables), beyaz cüce bileşeni üzerine Roche lobunu doldurmuş anakol yıldızından madde transfer eden yoğun çift yıldız sistemleridir. Birincil Yıldız üzerine olan madde aktarımına bağlı olarak patlama gösterirler. Cüce novalarda kabuk atılmazken novalarda kabuk atımı olmaktadır. Bu tezde, bir Coşkun Değişen çift yıldız sistemi olan VW Hyi'nin X-ışın gözlemleri değerlendirilmiştir. Sistem durağan halde iken XMM-Newton X-ışın uydusu ile gözlenmiş verinin tayfsal analizi yapılmıştır.  $E_x < 15$  keV'dan düşük X-ışınlarına duyarlı olan uydudan elde edilmiş verilerden sınır tabakasının  $E_x < 12$  keV bölgesindeki bolometrik akısı  $\sim 6,7 \times 10^{-12}$  erg  $\text{cm}^{-2} \text{s}^{-1}$  ve tüm sınır tabakası ışıyım gücü  $L_x = 6,8 \times 10^{30}$  erg  $\text{s}^{-1}$  olarak hesaplanmıştır. XMM'in PN+ MOS dedektörü için, "Cevmkl Xspec" tayfsal modelinden X-ışın yayan plazmanın tepe sıcaklığı  $kT_{\text{tepe}} = 6,28$  keV'tur. Sınır tabakası ışıyım gücünün disk ışıyım gücüne oranı  $L_{\text{sınır}}/L_{\text{disk}} \sim 0,2$ 'dir. X-ışın tayf analizi, sınır tabakasında beyaz cüce bileşeni üzerine çökerken izobarik soğuma akışı yoluyla soğuyan, sıcak ve ince (optik olarak) bir plazma bulunduğunu göstermektedir. Fe XXV ve Fe XXVI çizgileri, sıcaklığı  $10^7 - 10^8$  K'ni bulan plazmadan kaynaklanmaktadır. 6,9 keV'ta görülen Fe XXVI çizgisi ya daha yüksek sıcaklıkta bir plazmanın var olmadığını ya da X-ışınlarında verimli ışınım yapmadığını göstermektedir. Sınır tabakasından beyaz cüce üzerine kütle yığılma oranı  $kT_{\text{tepe}} = 6,28$  keV için  $\dot{M}_{\text{sınır}} = 2,71 \times 10^{14}$  gr / sn =  $4,3 \times 10^{-12}$   $M_{\odot}/\text{yr}$  olarak hesaplanmıştır.

VW Hyi optik bölgede patlama dönemine girerken mor ötesi dalga boylarında yaklaşık bir gün sonra patlamaya geçtiği için morötesi gecikmesi gösteren bir sistemdir. Bu gecikmeyi açıklayan modellerden biri Meyer ve Meyer-Hofmeister'in koronal sifon akış modelidir. Yapılan tayfsal analiz sonucunda optik olarak ince sınır tabakasının koronal sifon modeline göre önce buharlaştığı daha sonra ise koronadan beyaz cüce üzerine doğru soğuyarak indiği sonucuna varılmıştır.

**Anahtar sözcükler:** Coşkun değişenler, kataklizmik, XMM, sınır tabakası, VW Hyi

# X-RAY DATA ANALYSIS OF VW HYI WITH XMM-NEWTON OBSERVATORY

## ABSTRACT

Cataclysmic variables (CV) are compact binary star systems in which matter is transferred from a Roche Lobe filling main-sequence star onto a white dwarf. It is already known that outbursts correlate with the amount of mass transfer from secondary onto white dwarf. While shell ejection does not occur during dwarf nova outbursts, novae have ejected shells. In this thesis, a spectral analysis of the dwarf nova VW Hyi (which is a CV) is presented. The system was observed during the quiescent state with the XMM-Newton satellite sensitive to  $E_x \leq 15$  keV. X-ray bolometric flux of boundary layer ( $E_x < 2$  keV) is estimated to be  $\sim 6,7 \times 10^{-12}$  erg  $\text{cm}^{-2} \text{s}^{-1}$  and entire boundary layer luminosity,  $L_x = 6,8 \times 10^{30}$  erg / s. Measurements by PN+MOS detector on XMM indicate that X-ray emitting maximum plasma temperature is  $kT_{\text{max}} = 6,28$  keV according to "Cevmkl Xspec" spectral model. The ratio of boundary layer to disk luminosity is found to be  $L_{\text{snr}} / L_{\text{disk}} \sim 0,2$ . The X-ray spectra analysis indicate the presence of a hot and thin plasma (optically) in the boundary layer that cools via an isobaric cooling flow while settling onto the white dwarf. Fe XXV and Fe XXVI lines are originated from a plasma having temperature of  $10^7 - 10^8$  K. The Fe XXVI line at 6,9keV, clearly demonstrates that plasma at higher temperatures is either not present or not radiating efficiently in X-rays. For  $kT_{\text{max}} = 6,28$  keV, the rate of accretion from the boundary layer on to the white dwarf is estimated to be  $\dot{M}_{\text{snr}} = 2,71 \times 10^{14}$  gr / sn =  $4,3 \times 10^{-12} M_{\odot}/\text{yr}$ .

VW Hyi is a system which shows ultraviolet delay because the outburst in ultraviolet wavelengths occurs approximately one day later than that in optical wavelengths. One of the models which can explain this delay is Coronal Siphon Model. At the end of the spectral analysis in this study, thin boundary layer evaporates according to coronal siphon model and then it settle down to white dwarf becoming cold from the corona.

**Keywords:** Cataclysmic variables, XMM, boundary layer, VW Hyi

## İÇERİK

	Sayfa
TEZ SINAVI SONUÇ BELGESİ .....	iii
TEŞEKKÜR .....	iv
SİMGELER VE KISALTMALAR .....	vi
ÖZET .....	xii
ABSTRACT .....	xiii
<b>BÖLÜM 1 - GİRİŞ.....</b>	<b>1</b>
<b>1.1. Genel Bakış.....</b>	<b>1</b>
<b>1.1.1. Elektromanyetik Tayf.....</b>	<b>2</b>
<b>1.2. X-ışınları.....</b>	<b>2</b>
<b>1.2.1. Giriş .....</b>	<b>2</b>
<b>1.2.1.1. X-ışın Akıları ve Tayf.....</b>	<b>4</b>
<b>1.2.1.2. X-ışın Işınım Gücü .....</b>	<b>4</b>
<b>1.2.1.3. X-ışını Yayan Mekanizmalar ve Tayf Modelleri .....</b>	<b>5</b>
<b>1.2.1.3.1. Isısal Frenleme (Termal Bremsstrahlung) Işınımı....</b>	<b>6</b>
<b>1.2.1.3.2. Raymond-Smith Modeli.....</b>	<b>12</b>
<b>1.2.1.3.3. Kuvvet Kanunu Modeli (Power Law Model ).....</b>	<b>12</b>
<b>1.2.1.3.3.1. Sinkrotron Radyasyonu ile X-ışınlarının</b>	
<b>Üretilmesi.....</b>	<b>12</b>
<b>1.2.1.3.3.2. Ters-Compton Mekanizması ile X-ışınlarının</b>	
<b>Üretilmesi.....</b>	<b>16</b>
<b>1.2.2. Kozmik X-ışınlarının keşfi.....</b>	<b>19</b>
<b>1.3. Coşkun (Kataklizmik) Değişenler.....</b>	<b>20</b>
<b>1.3.1. Coşkun Değişen Yıldızlar Nedir? .....</b>	<b>21</b>
<b>1.3.2. Coşkun Değişen Bileşenleri.....</b>	<b>22</b>
<b>1.3.2.1. Beyaz Cüce .....</b>	<b>23</b>
<b>1.3.2.2. İkincil Yıldız (Kırmızı Cüce, Red Dwarf), .....</b>	<b>24</b>
<b>1.3.2.3. Yığılma Diski.....</b>	<b>26</b>
<b>1.3.2.4. Roche Lobu Geometrisi ve Kütle Transferi.....</b>	<b>27</b>
<b>1.3.2.5. Disk Oluşumu: .....</b>	<b>30</b>

1.3.2.5.1. Manyetik Olmayan Coşkun Değişenlerde Yığılma...	31
1.3.2.5.2. Maddenin disk ile etkileşimi .....	32
1.3.2.6. Diskin Genel Özellikleri.....	33
1.3.2.7. Disk Yapısının Özellikleri.....	34
1.3.2.8. Yığılma Diskinin Bileşenleri .....	34
1.3.2.8.1. Diskin Dış Kısmı.....	34
1.3.2.8.1.1. Sıcak Leke.....	35
1.3.2.8.1.1.1. Yumuşak X-Işınlarının Kaynağı Olarak Sıcak Leke .....	36
1.3.2.8.2. Diskin İç Kısmı.....	37
1.3.2.8.2.1. Sınır tabakası (Boundary Layer, BL) .....	37
1.3.2.8.2.2. Sifonlar (Siphons) .....	40
1.3.2.8.2.3. Rüzgarlar (Winds).....	41
1.3.2.8.3. Yığılma diskindeki viskozite .....	42
1.3.3. Coşkun Değişenlerin sınıflandırılması.....	43
1.3.3.1. Klasik Novalar .....	44
1.3.3.2. Tekrarlayan Novalar .....	44
1.3.3.3. Nova Benzeri Değişenler .....	45
1.3.3.3.1. Kutupsal Değişenler (Polars, AM Her yıldızları).....	45
1.3.3.3.2. Yarı-kutupsal Değişenler (Intermediate Polars, DQ Her yıldızları).....	46
1.3.3.4. Cüce Novalar (Dwarf Novae, DNe) .....	47
1.3.3.4.1. CÜCE NOVALARIN ALT SINIFLARI .....	48
1.3.3.4.1.1. U Geminorum Alt Sınıfı .....	48
1.3.3.4.1.2. Z Camelopardalis Altsınıfı.....	49
1.3.3.4.1.3. SU UMa Alt Sınıfı (SU Ursae Majoris ).....	49
1.3.3.4.1.3.1. SU UMa'ların Patlama Durumu.....	50
1.3.3.4.1.3.1.1. Normal Patlamalar .....	50
1.3.3.4.1.3.1.1.1. Tümsekler (Humps) .....	51
1.3.3.4.1.3.1.2. Süper Patlamalar .....	51
1.3.3.4.1.3.1.2.1. Süper Patlamanın Işık Ölçümü .....	52
1.3.3.4.1.3.1.2.2. Süpertümsekler .....	52
1.3.3.4.1.3.1.3. Parlamalar (Flares).....	54



1.3.3.4.1.3.2. SU UMa Yıldızlarının Durağan Hali	54
1.3.3.4.2. Cüce novaların periyotları	55
1.3.3.4.2.1. Yörünge Periyodu	55
1.3.3.4.2.2. Süper Tümsük Periyodu	55
1.3.3.4.2.3. Parıldamalar (Flickering)	56
1.3.3.4.2.4. Yarı Periyodik Salınımlar ( QPOs )	56
1.3.3.4.2.5. Cüce Nova Salınımları (DNOs)	57
1.3.3.5. Cüce Novalar ve Diğer Coşkun Değişenler Arasındaki Farklar	58
1.3.3.6. Cüce Novaların Durağan Durumları ile ilgili Teoriler	59
1.3.3.6.1. Koronal Sifon Akışı Modeli	62
1.3.3.6.1.1. Yığılma Diskinde Beyaz Cüce Ve Sınır Tabakası Arasındaki Koronanın Sınır Koşulları	63
1.3.3.6.1.2 Koronal Yapının Hesaplanması	65
1.3.4. Coşkun Değişenlerin Çeşitli Dalgaboylarındaki Işımaları	69
1.3.5. Coşkun Değişenlerin X-ışın Gözlemleri	71
1.3.5.1. Cüce Novalarda Durağan Hal Sırasında Yayınlanan X-ışınları	72
<b>BÖLÜM 2 - XMM-NEWTON UYDUSU VE VERİ ANALİZ YÖNTEMİ</b>	<b>74</b>
2.1. XMM-Newton Uydusu	74
2.1.1. XMM-Newton Uydusunun Bileşenleri	76
2.1.2. Teleskop Konfigürasyonu	78
2.1.3. Isısal Kısıtlamalar	79
2.1.4. Aynalar	80
2.1.5. Optik Tasarım	81
2.1.6. XMM Aynalarının Etki Alanları	83
2.1.7. Avrupa Foton Görüntüleme Kamerası (EPIC)	84
2.1.7.1 Yonga (Çip) Geometrisi	84
2.1.7.1.1. MOS Yapılı CCD	85
2.1.7.1.2. PN Yapılı CCD	87
2.1.8. Yansıtımlı Izgara Tayfölçer (RGS)	88
2.1.9. Optik Monitör	89

2.1.10. XMM-Newton Uydusunun Diğ er X-ış ın Uyduları ile Kıyaslanması	92
2.1.11. XMM ile G ö zlem	93
2.1.12. Coş kun Değ iş enlerin İ ncelenmesinde XMM	93
2.2. XMM Veri Analizi	94
2.2.1. XMM Bilimsel Analiz Yazılım ı (Science Analysis Subsystem, SAS)	94
2.2.1.1. SAS ile Etkileş imli XMM Veri Analizi	95
2.2.1.2. Ximage	96
2.2.1.3. Xspec (Xspec11)	96
2.2.2. Veri Hazırlama	96
2.2.2.1. XMM Verisinden Standart Veri Sonucu Oluş turma	96
2.2.2.2. XMM Bilimsel Verisi ve Analize Hazırlık	97
2.2.2.3. G ö zlemsel veri dosyası (Observation Data File, ODF)	97
2.2.2.4. CCF – G üncel Kalibrasyon Dosyaları	98
2.2.3. Uzaysal Analiz ( Spacial Analysis)	98
2.2.4. Tayfsal Analiz (Spectral Analysis)	99
2.2.4.1. Tayf (Spectrum)	99
2.2.4.2. Tayfsal Eş leşt irmeler (Spectral Fits)	100
2.2.4.2.1. Ç i-kare İ statistiğ i ( $X^2$ )	100
<b>B Ö L Ü M 3 - VW HYDRI'NİN G Ö ZLEMLERİ VE X-IŞ IN VERİ ANALİZ İ .</b>	<b>108</b>
3.1 . VW Hyi (Hydri – K ü ç ü k Su Yılan ı)	109
3.1.1. VW Hyi nin Genel Ö zellikleri	109
3.1.2. Optik G ö zlemler	112
3.1.3. X-ış ın G ö zlemleri	117
3.1.4. Mor ö tesi (Ultraviolet, UV) G ö zlemleri	126
3.1.5. Kızıl ö tesi (Infrared, IR) G ö zlemleri	135
3.1.6. Radyo G ö zlemleri	137
3.1.7. VW Hyi'nin XMM-Newton Verisi ile Tayf Analizi	138
3.1.7.1. VW Hyi nin Uzaysal (Spacial) Analizi	139
3.1.7.1.1. Kaynak Belirleme (source detection)	143

3.1.7.2. VW Hyi nin Tayfsal (Spectral) Analizi .....	146
3.1.7.3. Tayfsal Eşleştirmeler (Fit) .....	165
<b>BÖLÜM 4 - SONUÇLAR VE TARTIŞMA .....</b>	<b>186</b>
<b>KAYNAKLAR .....</b>	<b>191</b>
<b>EK 1- Bazı X-ışın Uydularının Genel Özellikleri.....</b>	<b>I</b>
<b>EK 2- Verinin Web Sitesinden Bilgisayara Kaydedilmesi .....</b>	<b>III</b>
<b>EK 3- Analiz İçin Veri Hazırlığı.....</b>	<b>XI</b>
<b>EK 4- Kaynak Hakkında Genel Görüntü Bilgisi Almak ve Düzenlemek .....</b>	<b>XIV</b>
<b>EK 5- Kaynak Belirleme.....</b>	<b>XV</b>
<b>EK 6- Işık Eğrisi ve Görüntü Oluşturma.....</b>	<b>XVI</b>
<b>EK 7- XIMAGE (Görüntü Düzenleme) .....</b>	<b>XXII</b>
<b>EK 8- Tayfsal Analiz.....</b>	<b>XXIV</b>
<b>Tablolar .....</b>	<b>XXVI</b>
<b>Şekiller.....</b>	<b>XXVII</b>
<b>Yaşam Öyküsü .....</b>	<b>XXXI</b>

# BÖLÜM 1

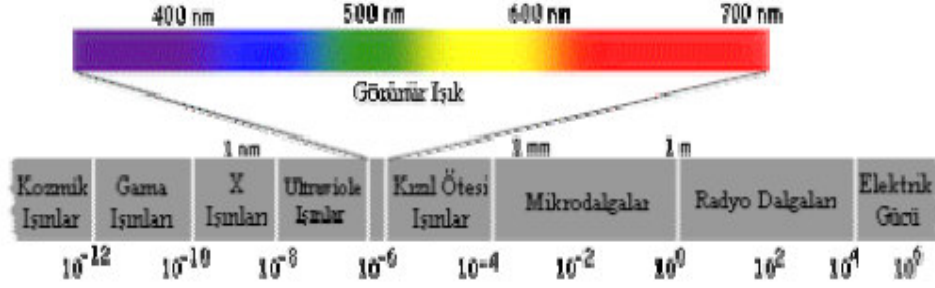
## GİRİŞ

### 1.1. Genel Bakış

X-ışın astronomisindeki gelişmeler, çoğunlukla teknolojiye ilerlemelere bağlıdır. Her yeni X-ışın uydusu, birçok astronomik nesnenin yapısının anlaşılmasına yardımcı olmaktadır. XMM-Newton X-ışın Uydusu 10 Aralık 1999 da Avrupa Uzay Ajansı (ESA) tarafından ve aynı yıl Chandra X-ışın Gözlemevi de America Ulusal Havacılık ve Uzay Dairesi (NASA) tarafından uzaya gönderilmiştir. XMM-Newton yüksek duyarlılık, tayfsal ve açısız çözünürlükle araştırmacılara daha ayrıntılı X-ışın gözlem olanağı sağlamaktadır. Bu tezde, XMM-Newton X-ışın uydusu tarafından gözlenmiş SU UMa türü bir Cüce Nova olan VW Hyi'nin X-ışın tayf analizi yapılmıştır.

Bölüm 1'de X-ışın astronomisi, Coşkun değişenler, Cüce novalar ve SU UMa'lar hakkında detaylı bilgiler verilmektedir. Bölüm 2'de analiz verisinin temin edildiği XMM-Newton X-ışın uydunun yapısı ve işleyişi bilgisi ve analiz yapılırken izlenen süreç belirtilmektedir. Bölüm 3'te, SU UMa türü Cüce Nova VW Hyi nin elektromanyetik tayfın çeşitli dalga boylarındaki gözlemlerine ait bilgiler ve bu sistemin durağan hal sırasında XMM-Newton ile yapılan gözlem verisinin analizi ve Bölüm 4'te ise analize ait sonuçlar yer almaktadır.

### 1.1.1. Elektromanyetik Tayf



Şekil 1.1. Elektromanyetik tayf diyagramı

Çıplak gözle görülebilen ışık, gerçekte elektromanyetik tayfın çok küçük bir bölümüdür (Şekil 1.1). Görülebilir bölge, gökkuşağında görülen kırmızı, yeşil, turuncu, mor gibi renklerden oluşmaktadır. Bu renklerin her biri farklı dalgaboylarındaki ışığa karşılık gelmektedir.

Elektromanyetik dalgaların dalgaboyu, enerji ve frekansları vardır. En uzun dalgaboyundan en kısa dalgaboyuna doğru elektromanyetik tayfın sıralanışı; Radyo dalgaları, mikrodalga, kızılötesi, optik, morötesi, X-ışınları ve gama ışınları şeklindedir.

## 1.2. X-ışınları

### 1.2.1. Giriş

Işığın dalgaboyu azaldığında, enerjisi artmaktadır. X-ışınlarının dalgaboyu morötesine göre küçük ancak enerjisi daha büyüktür. X-ışınları ilk olarak Alman bilim adamı Wilhelm Conrad Roentgen tarafından 1895’de vakum tüpleriyle deney yaparken tesadüfen bulunmuştur (Kola, 2006).

Bir dalganın iki tepe noktası arasındaki uzaklığına "Dalgaboyu" denir. Birimi metre (m) dir. Ancak metre büyük bir birim olduğundan çalışmalarda nanometre ( $10^{-9}$  m), mikrometre ( $10^{-6}$  m) gibi daha küçük birimleri kullanılmaktadır. Dalgaboyu  $\lambda$  olan bir X-ışını Denklem 1.1 de belirtilen frekansa sahiptir.

$$\nu = \frac{c}{\lambda} \quad (1.1)$$

Burada c ışık hızıdır ve farklı enerjili fotonların birleşimidir. Fotonlar elektromanyetik ışınım paketleridir.  $\lambda$  dalga boyu veya  $\nu$  frekanslı fotonun enerjisi Denklem 1.2 deki gibi verilir.

$$E = h\nu = \frac{h.c}{\lambda} \quad (1.2)$$

Burada h Planck sabitidir. X-ışınlarının foton enerjilerinin ölçümünde yaygın olarak kullanılan birim keV'tur. Ayrıca, frekans birimleri 1/s veya Hz (Hertz) olarak (saniye başına tekrarlama periyodu) ve dalga boyu birimi ise genellikle Angstrom ( $1 \text{ \AA} = 10^{-10} \text{ m} = 10^{-8} \text{ cm}$ ) dur.

0,1-20 keV (Yumuşak X-ışınları) aralığındaki X-ışınları dünya atmosferinden içeri girdiğinde atmosfer tarafından soğurulduklarından yeryüzüne kadar ulaşamamaktadırlar. Bu nedenle yer yüzeyinden bu aralıktaki X-ışın gözlemleri yapılamadığı için 0,1-20 keV enerji aralığındaki astronomik gözlemler atmosferin üst kısımlarında ya da atmosfer dışında belirlenen yörüngelerde hareket eden uydularla sağlanmaktadır. Daha sert (daha yüksek enerjili) X-ışınlarının atmosfer içindeki gözlemleri ~30 km yükseklikte yapılabilmektedir. X-ışını astrofiziği araştırmaları için, uyduların üzerine X-ışın dedektörleri yerleştirilmektedir. X-ışın dedektörleri X-ışını kaynağından gelen fotonları toplayarak, toplanan foton sayısına veya toplanan fotonun enerjisine göre cisim hakkında bilgi vermektedir (Adams, 1980).

### 1.2.1.1. X-ışın Akıları ve Tayf

Astronomik bir kaynaktan Yer atmosferi üzerine gelen enerji miktarına "Akı" denir ve kaynağın akı ölçülen noktaya uzaklığına bağlıdır. Foton akıları, iki yolla hesaplanmaktadır.

İlk yol, X-ışın kaynak akısının [foton  $\text{cm}^{-2} \text{s}^{-1}$ ] biriminde ölçülmesidir. Foton sayım oranları, foton akıları ile bağlantılıdır. Etki alanına ve kullanılan dedektörün tayfsal verimliliğine bağlıdır.

İkinci yol, belirli X-ışın bant genişliğini kaplayan toplam enerjinin ölçülmesidir. Birimler çoğunlukla [ $\text{erg cm}^{-2} \text{s}^{-1}$ ] ya da [ $\text{keV cm}^{-2} \text{s}^{-1}$ ] dir. İki kaynak aynı tayfa sahipse, enerji akıları foton akıları ile doğrudan orantılıdır.

Enerji tayfı yaygın olarak, keV olan enerjiye karşı logaritmik ekseninde foton akısı olarak çizilir. Tayfsal yoğunluk [ $\text{keV cm}^{-2} \text{s}^{-1}$ ] birimindedir. Foton sayısı tayfı, enerji tayfına göre daha dik görünür (Adams, 1980).

### 1.2.1.2. X-ışın Işınım Gücü

Bir astronomik kaynağın ışınım gücü, tüm dalga boylarında tüm uzaya yaydığı enerjinin bir ölçüsüdür. Gözlenen akıdan farklıdır. Denklem 1.3 ile verilen ışınım gücü-akı bağıntısından görülebileceği gibi hesaplanan ışınım gücü (L) , enerji akısı (F) ile bağlantılıdır. Işınım gücünün (L) Akıya (F) oranı, kaynağa olan d uzaklığının karesi ile orantılıdır; Eğer akı (F) tüm dalga boylarında değilse ve belli dalgaboyu aralığında ise, "ışınım gücü de o tayf aralığı içindir" denir. X-ışınlarında akılar için (1.3) formülü X-ışını ışınım gücünün ifadesi olur. Burada d kaynağın Dünya'ya olan uzaklığıdır. Işınım gücünün birimi [ $\text{erg s}^{-1}$ ] dir (Adams, 1980).

$$L = 4\pi d^2 F \quad (1.3)$$

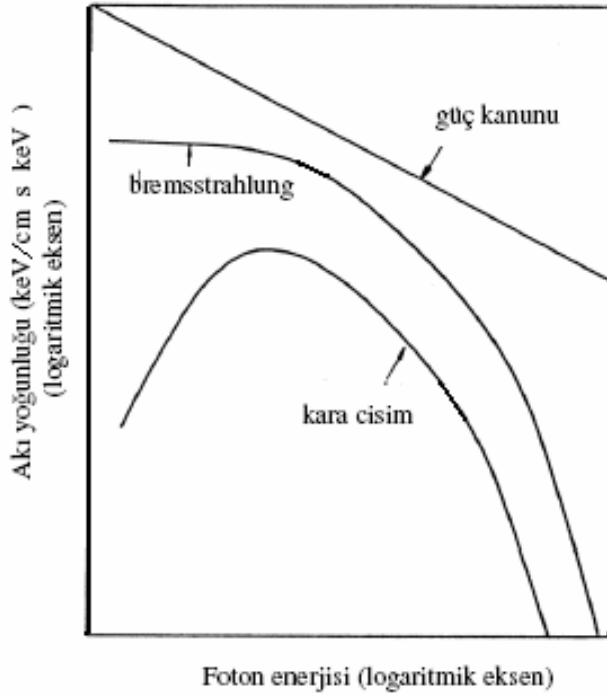
### 1.2.1.3. X-ışını Yayın Mekanizmalar ve Tayf Modelleri

Mevcut anlayışa göre, astronomik cisimlerin X-ışın yayma prensiplerini açıklayabilmek için çeşitli mekanizmalar önerilmektedir. Bu mekanizmaların en yaygın olanları aşağıda belirtilmektedir:

1- **Isısal ışınım:** 1 000 000 ° Kelvin sıcaklıktaki cisimlerden kaynaklanan ışınımır.

2- **Senkrotron ışınımı:** Bir manyetik alanın etkisi altında hareket eden, enerjik kozmik ışın elektronları tarafından yayınlanır.

3- **Ters Compton Saçılması:** Kozmik ışın elektronlarının, yıldız ışığı ya da mikrodalga fotonları ile çarpışmasından oluşmaktadır.



Şekil 1.2. Üç X-ışını mekanizmasının verdiği tayflar (Hellier, 2001)



Isısal ışınım, ya optik olarak ince gazdan gelen Frenleme ışınımı (bremsstrahlung) yoluyla, ya da optik olarak kalın bir gazdan gelen karacisim ışınımı yoluyla olmaktadır. Bu emisyon mekanizmalarının biri veya birkaçının kullanılmasıyla oluşturulan modeller, gözlenen X-ışın tayfını çoğunlukla açıklayabilmektedirler.

Eğer düşük enerjilerde gözlenen tayf düz ise, cismin Frenleme ışınımı mekanizması ile X-ışını yayınladığı anlaşılmaktadır, çünkü karacisim tayfı belirgin zirve (pik) göstermektedir (Şekil 1.2) (Adams, 1980).

#### 1.2.1.3.1. Isısal Frenleme (Termal Bremsstrahlung) Işınımı

$10^7$  K üzerindeki sıcak gazlar, eğer optik olarak ince iseler frenleme mekanizması ile oluşmuş x-ışınları yayarlar. Optiksel incelik, gazın kendi radyasyonunun kayda değer bir soğurma gerçekleştirmek için yetersiz bir kalınlık ve yoğunlukta olduğu anlamına gelir. Bu, gözlenen x-ışın tayfının üretim boyunca gözlenen tayfla aynı olduğunu gösterir. Bir gaz üç değişik fiziksel işlem ile emisyon yapar: (frenleme) serbest-serbest salma, bağlı-bağlı salma ve serbest bağlı salma. Bağlı bağlı salma, en azından bazı elektronları çekirdeklerin etrafındaki bağlı yörüngelerde bulunan atomların varlığını gerektirmektedir. Elementlerin normal astrofiziksel bollukta olduğu gaz şeklindeki plazmalar (bollukları, artan atom ağırlığıyla azalan çoğu hidrojen, helyum ve ağır elementlerin izlerinden oluşan)  $10^7$  K in üzerindeki sıcaklıklarda neredeyse tamamen iyonlaşırlar. Bu nedenle hesaba katılması gereken başlıca salma türü frenleme mekanizmasıdır.

Frenleme ışınımı (serbest serbest salma), elektronların plazmadaki pozitif iyonların çekici Coulomb alanından geçmesi sırasında gerçekleştirdiği ışımadır. Gazın her birim hacminden yayınlanan ışınımın şiddeti ve tayfı

$$B_v = 6.2 \times 10^{-39} \text{ g} \exp\left(\frac{-hv}{kT}\right) \frac{1}{\sqrt{T}} n_e^2 \quad (1.4)$$

dir. Burada  $B_\nu$   $\text{erg cm}^{-3} \text{s}^{-1} \text{Hz}^{-1} \text{sr}^{-1}$  birimindeki ışınım şiddeti,  $g$ , Gaunt faktörü ve  $\nu$ 'nün frekansına bağlı olarak yavaşça değişir,  $h$  CGS biriminde Planck sabiti,  $k$  CGS biriminde Boltzmann sabiti,  $T$  Kelvin biriminde sıcaklık,  $n_e$   $\text{cm}^{-3}$  biriminde elektron yoğunluğudur.

Yayınlıyıcı bölge bir hacme sahipse ( $V$ ), salınan toplam enerji şöyle yazılabilir:

$$L_\nu = 4\pi \times 6.2 \times 10^{39} g \exp \frac{h\nu}{kT} \frac{1}{\sqrt{T}} \int n_e^2 dV \quad (1.5)$$

birimi  $\text{erg s}^{-1} \text{Hz}^{-1}$  dir. Burada  $\int n_e^2 dV$  emisyon ölçüsü olarak bilinir. Salma tayfı üzerinden integral alarak, toplam ışınım gücü için bir ifade elde edilebilir.

$$L = 1.64 \times 10^{-27} g \sqrt{T} \int n_e^2 dV \quad (1.6)$$

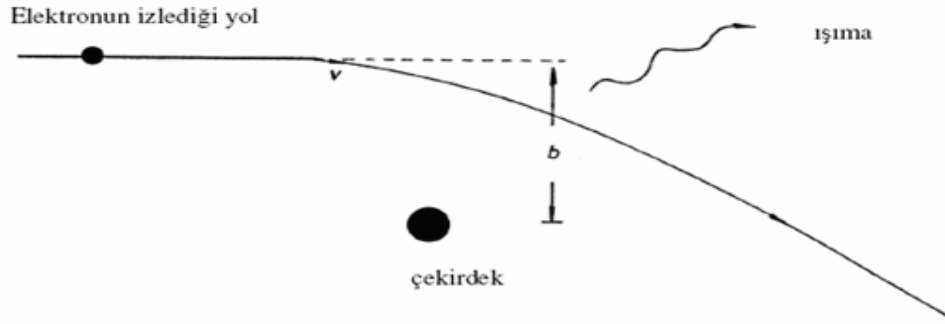
$\text{erg s}^{-1}$  dir. Böylece ısısal frenleme enerjileri  $kT$  den daha büyük olan  $h\nu$  enerjili fotonlar için üstel olarak azalan bir tayf sağlar. Yüksek enerjilerde bir siyah cisim ışıması da benzer davranışlar sergiler, fakat  $\nu^2$  yasasını takip ederek  $kT$ 'nin altındaki enerjilerde kesilir. Eğer,  $T=1,2 \times 10^7 \text{ }^\circ\text{K}$  ve  $h\nu/kT=1$  ise  $h\nu=kT$ 'dir.

İki, x-ışın kaynağının görüş doğrultusundaki soğuk madde tarafından soğurulmasıdır. Bu etki, Galaktik düzlemde 5 kpc veya daha uzakta bulunan kaynaklar için çok bellidir. İkincisi yayılan plazmanın kendi içindeki serbest serbest soğurmanın ilk etkisidir. Yayılan plazmanın hacmi ve elektron yoğunluğuna bağlı olarak meydana gelen foton frekansı genellikle tayfın x-ışın bölgesinde yer alır.

Sıcaklıkları  $20 - 200 \times 10^6 \text{ K}$  sıcaklık aralığında bulunan çoğu Galaktik x-ışın kaynağının tayfını açıklamak için bir sıcak gazın tek salma mekanizması frenleme ışınımı varsayımıdır. Bununla birlikte x-ışın kaynaklarının sıcak gaz modellerini yapmak için hesaba katılması gereken iki ilave faktör vardır. İlki, herhangi bir sıcak gaz kütlesi içinde gerçek bir sıcaklık gradyenti varmış gibi olmalıdır. Böylece farklı sıcaklıklarda karakterize edilen frenleme ışınımı tayfından x-ışın tayfı elde edilecektir. İkincisi, x-ışın sıcaklıklarında bir kozmik plazmanın tamamen

iyonlaştığını söylemenin tam olarak doğru olmadığıdır. Hatta  $10^8$  K'de demir bir veya iki tane bağlı elektrona sahiptir. Bu nedenle, sözde frenleme ışınımı tayfı demir 25 ve demir 26'nın tayf çizgilerinin üzerine eklenmiş olmalıdır. Bu çizgiler genişlemiş olsalar da Sco X-1 ve Cyg X-3 te dâhil olmak üzere- birçok kaynakta gözlenmiştir.  $10^7$  K de, diğer birçok element tamamen iyonlaşmıştır,  $10^8$  K de ise kozmik kompozisyonun sıcak gaz tayfına çizgi radyasyonu hâkimdir.

Frenleme ışınımının temel fiziği şu şekilde açıklanabilir; Bir sıcak gaz bağlı olduğu atomlardan ayrılmış elektronlara sahiptir. Böyle bir elektronun rölativistik olmayan  $v$  hızında hareket ettiği düşünülün. Yüklü tek bir çekirdeğe doğru Şekil 1.3'te gösterildiği gibi bir tesir (çarpma) parametresi  $b$



Şekil 1.3. Frenleme ışınımı mekanizmasının şematik gösterimi (Adams, 1980)

ile yaklaştığı varsayalım. Elektron ve pozitif iyon arasındaki elektrostatik çekim, elektronun iyon etrafında parabolik bir yörüngede hareket etmesine neden olacaktır. Elektronun hissedeceği ivmelenme kabaca  $a=(K_1e^2)/b^2$  olacaktır, burada  $e$  elektronun yükü,  $K_1$  Coulomb yasasındaki elektrik sabiti, yaklaşık süre için zaman  $t=b/v$  dir. Çünkü iyon elektrondan çok daha fazla kütleli olduğundan onun ivmelenmesi ihmal edilebilir. Böylece, elektronun  $t$  süresince ışınım yaydığı düşünülebilir. Böyle bir pulsun (atma) Fourier analizi elektronun ortalama foton frekansında belirgin bir bileşene sahip olduğunu gösterir

$$\nu = \frac{1}{2\pi t} = \frac{v}{2\pi b} \quad (1.7)$$

Klasik elektromanyetik teoriye göre, ivmelendirilen bir elektronun yaydığı elektromanyetik ışınma enerjisi onun ivmelenmesinin karesiyle orantılıdır, o da,  $dE/dt = K_2 a^2$  dır,  $a$  yerine yukarıdaki  $a=(K_1 e^2)/b^2$  ifadesi konulduğunda  $dE/dt = K_2((K_1 e^2)/b^2)^2 = K_2 \times (K_1 e^2)^2/b^4$  olur. Burada  $K_2 \times (K_1 e^2)^2$  ifadesi yerine  $K_3$  gibi bir sabit terim konulursa,  $dE/dt = K_3/b^4$  elde edilir. Böylece, bir elektronun çarpışmada saldıdığı enerji miktarı aşağıdaki gibi olur.

$$E = \frac{dE}{dt} \cdot t = \frac{K_3}{b^4} \cdot \frac{b}{v} = \frac{K_3}{b^3 v} \quad (1.8)$$

Plazmanın toplam ışıması;  $v$  hızının büyüklüğüne ve  $b$ , etki parametresi değerlerine bağlı olarak birçok elektronun ortalama etkisine göre olacaktır. Adım adım ilerlenirse, ilk olarak etki parametrelerinin etkisinin değiştiği, tüm elektronların aynı  $v$  hızına sahip oldukları varsayalım.  $Pdb$  olasılık olmak üzere, bir elektron bir saniyede  $b$  ile  $b+db$  etki parametresi aralığında ve alanı  $2\pi b db$  olan etki halkasına bağlı olarak bir protonla çarpışacaktır, proton yoğunluğu ( $n_e$  elektron yoğunluğu ile aynı olacak şekilde), ve elektronun hızı  $v$  olmak üzere,  $Pdb = 2\pi b db n_e v$  olur. Ayrıca saniyedeki çarpışmaların sayısı olan,  $Ndb$  de,  $b$  ile  $b+db$  aralığındaki etki parametresi ve  $n_e$  elektron yoğunluğuna bağlı olacaktır, böylece;  $N db = 2\pi db n_e^2 v$  olmaktadır.

Bu çarpışmalarla bir saniyede, birim hacimden,  $v$  ile  $v+dv$  frekans aralığında yayılan enerji miktarı

$$\begin{aligned} I_v dv &= EN db \\ &= \frac{K_3}{b^3 v} 2\pi db n_e^2 v \\ &= \frac{K_3 2\pi n_e^2 db}{b^2} \end{aligned} \quad (1.9)$$

olacaktır. Yukarıda kurulan bağlantı kullanılarak,  $dv$  frekans aralığı,  $db$ , etki parametresiyle ilişkilendirilebilir.  $v = v/2\pi b$  dir. Türevi alınırsa,  $|dv| = v db/2\pi b$  bulunur ve ifadede  $I_v$  yerine  $db$  alınırsa

$$I_\nu d\nu = \frac{K_4 n_e^2 d\nu}{\nu} \quad (1.10)$$

elde edilir burada tüm sabitler  $K_4$  te bir araya getirilmiştir. Bu eşitlik, sadece tek hıza sahip elektronlar içeren plazma tayfının düz olacağını ifade eder. Açıkça bu tayf sınırsız yüksek foton frekanslarına kadar genişletilemez; aşağıdaki eşitlikten açıkça görüleceği gibi tayf, fotonun enerji miktarı elektronun toplam kinetik enerjisine eşit olduğunda kesilmelidir

$$h\nu = \frac{1}{2} m_0 v^2 \quad (1.11)$$

Burada  $h$  Planck sabiti,  $m_0$  elektronun kütlesidir. Plazmalar x-ışın sıcaklıklarında olsalar da buradaki elektronlar rölativistik olmayan hızlarda hareket etmektedirler.

Hesaplamayı tamamlamak için plazmadaki elektronların  $T$  sıcaklığında ısısal dengede olduklarını varsayarak hız dağılımlarının etkisini dikkate almak gerekir. Maxwell-Boltzmann hız dağılımına göre

$v_x$  ile  $v_x + dv_x$

$v_y$  ile  $v_y + dv_y$

$v_z$  ile  $v_z + dv_z$

hız bileşenlerine sahip elektronların kesri

$$f(v) d^3v = \left( \frac{m_0}{2\pi kT} \right)^{\frac{3}{2}} \exp\left( \frac{-m_0 v^2}{2kT} \right) d^3v \quad (1.12)$$

olacaktır. Burada  $v = \sqrt{v_x^2 + v_y^2 + v_z^2}$  ve  $d^3v = dv_x dv_y dv_z$  dir.  $v$  ile  $d^3v$  aralığında hızlara sahip elektronlar gözlenen tayfa  $v < m_0 v^2 / 2h$  için

$$I_\nu d\nu = f(v) d^3v \frac{K_4 n_e^2}{\nu} d\nu \quad (1.13)$$

katkısını yapacaklardır. Elektronların hız dağılımları üzerinden integral alınarak gözlenen toplam tayf elde edilir.

$$\begin{aligned}
 I_\nu d\nu &= K_4 n_e^2 \int_{\sqrt{2h\nu/m_0}}^{\infty} \frac{f(v)}{v} d^3v d\nu \\
 &= K_4 n_e^2 d\nu \left(\frac{m_0}{2\pi kT}\right)^{3/2} \int_{\sqrt{2h\nu/m_0}}^{\infty} \frac{1}{v} \exp\left(\frac{-m_0 v^2}{2kT}\right) d^3v
 \end{aligned} \tag{1.14}$$

İntegral küresel kutupsal koordinatlarda tekrar yazılırsa;

$$d^3v = v^2 dv d\theta \sin\theta d\phi$$

Böylece

$$\begin{aligned}
 \int &= \int_0^{2\pi} d\phi \int_0^\pi \sin\theta \int_{\sqrt{2h\nu/m_0}}^{\infty} v \exp\left(-\frac{m_0 v^2}{2kT}\right) dv \\
 &= \text{sabit} \times T \times \exp\left(-\frac{h\nu}{kT}\right)
 \end{aligned} \tag{1.15}$$

olur. Sonuçta frenleme ışınımından beklenen tayf

$$I_\nu d\nu = K_5 n_e^2 \frac{1}{T^{1/2}} \exp\left(-\frac{h\nu}{kT}\right) \tag{1.16}$$

halini alır. Frenleme ışınımının daha detaylı davranışı

$$I_\nu d\nu = K_5 g(v) n_e^2 \frac{1}{T^2} \exp\left(-\frac{h\nu}{kT}\right) \tag{1.17}$$

formülünü verir. Burada  $g(v)$ ,  $v$  ile yavaşça değişen kuantum mekaniksel bir faktördür (Adams, 1980).

### 1.2.1.3.2. Raymond-Smith Modeli

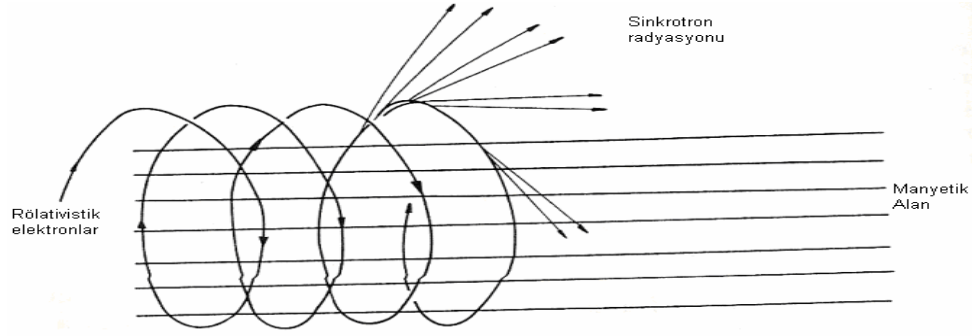
Raymond-Smith Modeline uyan tayfa göre (Sıcak Plazmanın Yumuşak X-ışını Tayfı), optik olarak ince ve yıldızlararası ortama uygun element bolluklarına sahip ve elektron sıcaklıkları  $1,6 \times 10^5$  °K ile  $1,0 \times 10^8$  °K arasında olan sıcak plazmadan 200 Å dan kısa dalgaboylarında (yani morötesi ve X-ışın enerji aralığı) yayınlanan ışınının tayfidir. Temel olarak ısısal frenleme mekanizmasına dayanır. Verilen bu sıcaklık değerleri Boltzman sabitini  $k$  yı kullanarak  $2,208 \times 10^{-18}$  Joule  $\leq kT \leq 1,38 \times 10^{-15}$  Joule ya da  $1 \text{ eV} = 1,6 \times 10^{-19}$  Joule'u kullanarak,  $1,38 \text{ eV} \leq kT \leq 8,625 \times 10^3 \text{ eV}$  ya da  $0,0138 \text{ keV} \leq kT \leq 8,625 \text{ keV}$  olarak bulunur. Bu modelde plazmadaki element bollukları ısısal frenleme mekanizmasında olduğu gibi güneş koronası yerine orta yaştaki süpernova kalıntılarının içerdiği bolluklar şeklindedir. Bolluklar, He=10,93, C=8,52, N=7,96, O=8,82, Ne=7,92, Mg=7,42, Si=7,52, S=7,2, Ar=6,9, Ca=6,3, Fe=7,6, Ni=6,3 tür (Raymond ve Smith, 1977).

### 1.2.1.3.3. Kuvvet Kanunu Modeli (Power Law Model )

Kuvvet kanunu iki şekilde açıklanmaktadır: Sinkrotron Radyasyonu ve Ters-Compton Radyasyonu.

#### 1.2.1.3.3.1. Sinkrotron Radyasyonuyla X-ışınlarının Üretilmesi

Sinkrotron radyasyonu, rölativistik elektronlar eğri yollarda hareket ettiklerinde ve manyetik alan tarafından ivmelendirildiklerinde oluşur. Yöntemin basitleştirilmiş bir açıklaması Ginzburg ve Syrovatskii (1963) tarafından önerildiği gibi şu şekildedir;



Şekil 1.4. Sinkrotron radyasyonu mekanizması (Adams, 1980).

Rölativistik bir elektron,  $c$  ışık hızına yakın bir  $v$  hızıyla hareket eder. E kinetik enerjisi,  $m_0 c^2 (\gamma - 1)$  'ye eşit olacak, burada  $\gamma = (1 - \frac{v^2}{c^2})^{-1/2}$  olan özel rölativitenin Lorentz faktörü,  $m_0$  elektronun durgun kütle enerjisidir. Yüksek rölativistik elektronlar için  $\gamma$  birimden daha büyük olur, bu nedenle E kinetik enerjisi  $\gamma$  ile orantılıdır. Elektronun dinginliği rölativistik harekettten dolayı ayrıca artarak, bu nedenle, elektron  $\gamma m_0$  kütesine sahipmiş gibi hareket eder. Basit bir durum olan, B şiddetinde bir manyetik alanda alan yönüyle dik açılarda hareket eden elektron ele alınırsa: Elektron  $e v B$  'ye eşit bir kuvveti hissedecektir, burada e elektronun elektrik yüküdür. Bu kuvvet, elektronun manyetik alan çizgileri etrafında çemberler üzerinde hareket etmesine neden olur. Elektron üzerindeki manyetik kuvvet ile onun kütlesi ve merkezci ivmenin çarpımı arasında ilişki sağlayan denklem aşağıdaki şekilde yazılabilir;

$$e v B = \gamma m_0 \frac{v^2}{R} \quad (1.18)$$

Burada R yörüngesel yarıçapıdır. Elektronun yörüngedeki periyodu;  $T = \frac{2\pi R}{v} = \frac{2\pi \gamma m_0}{e B}$  olur. Dairesel hareket ivmeli bir harekettir. Elektron ivmeli olduğu için elektromanyetik radyasyon yayınlamak zorundadır. Eğer rölativistik olarak hareket etmiyorsa, bu radyasyon  $\nu = 1/T$  frekanslı bir sinus dalgasıdır ve siklotron radyasyonu olarak bilinir fakat, elektronun rölativistik hareketi iki önemli etki hakkında bilgi verir. Birincisi, elektron sadece  $\alpha = 1/\gamma$  radyanlık açıklık açısına



sahip ileriye doğru bir koni içerisinde emisyon yapar. Bunun anlamı şudur ki, bir gözlemci elektron kendi yörüngesinin  $\alpha/2\pi$ 'lik bir kesrinde bulunduğu radyasyonun sadece bir pulsunu görecektir. İkincisi, gözlemci radyasyonun bu pulsunu gördüğünde, elektron doğruca gözlemciye doğru hareket eder, onun için gözlenen pulsun süresi  $1 - \frac{v}{c}$  miktarıyla Doppler-kaymasına uğrar. Gözlemci bu nedenle, süresi yaklaşık olarak;

$$t = \frac{T\alpha}{2\pi} \left(1 - \frac{v}{c}\right) \quad (1.19)$$

olan bir puls görür. Bu formül  $\gamma$  ve  $\beta$  terimleri cinsinden yazılırsa;

$$t = \frac{2\pi\gamma m_0}{eB} \frac{1}{2\pi\gamma} \left(1 - \frac{v}{c}\right) \quad (1.20)$$

ve  $\frac{v}{c} \approx 1$  olduğu için

$$\left(1 - \frac{v}{c}\right) \left(1 + \frac{v}{c}\right) = 1 - \frac{v^2}{c^2} \cong 2 \left(1 - \frac{v}{c}\right) \quad \text{buradan,}$$

$$1 - \frac{v}{c} \approx \frac{1}{2} \left(1 - \frac{v^2}{c^2}\right) = \frac{1}{2} \gamma^{-2} \quad \text{elde edilir. Dolayısıyla}$$

$$t \cong m_0 / 2eB\gamma^2 \quad (1.21)$$

olur. Eğer pulsların bu dizisi, Fourier analizi yoluyla, onun frekansları bileşenleri içerisinde analiz edilirse, baskın frekans bileşeni  $\nu = 1/(2\pi t)$  değerinde meydana gelecektir. Bu nedenle gözlenen radyasyon  $\nu = eB\gamma^2 / m_0\pi$  frekansında tepe yapacaktır.

Genel bir durum olarak, eğer elektron manyetik alana göre dik açılarda hareket etmiyorsa, yukarıdaki formül hala geçerlidir. Eğer,  $B$  yerine elektron hareketine göre dik açılardaki manyetik alanın bileşeni olan  $B_{\perp}$  kullanılırsa, elektron manyetik alan çizgileri etrafında helezoni yörüngelerde hareket eder.

$E = \gamma m_0 c^2$  enerjili elektronun, sinkrotron radyasyonu ile enerji kaybı oranı,  $-(dE/dt) = bE^2 B_{\perp}^2$  ile verilir.  $b$ , kullanılan birimlere bağlı bir sabittir. Rölativistik elektrodinamikte tam bir işleyiş için bu formülün türetimi gereklidir.

Sinkrotron radyasyonu, genelde iki gözlemsel özellik ile kabul edilir. 1- Radyasyon lineer olarak polarize olur. 2- Radyasyon tayfı  $I(\nu) = k \cdot \nu^{-\alpha}$  şeklinde bir güç yasasıdır. Radyasyonun polarizasyonu doğrudan doğruya elektronların sadece manyetik alana göre, dik açılar boyunca ivmelenmesi sonucudur, bu nedenle, polarize edilmiş radyasyonun elektrik vektörü, elektron ivmesi yönündedir. Bu radyasyon tayfı, kozmik ışınların enerji tayfının güç yasası doğasından dolayı bir güç yasasıdır. Bu son nokta aşağıdaki gibi örneklenebilir.

Farz edilsin ki elektron spektrumu, enerjileri  $E$  ile  $E + dE$  arasında olan elektronlarınki gibi  $N(E)dE$ 'dir. Şu halde güç yasası doğası  $N(E) = N_0 E^{-m}$  formunda yazılabilir. Burada " $m$ " sabittir.  $E$  enerjili elektronlar  $\gamma$  lorentz faktörüne sahip olacaktır ve dolayısıyla  $E = \gamma m_0 c^2$  olur.  $E$  enerjili elektron sinkrotron radyasyonu ile  $-(dE/dt) = bE^2 B_{\perp}^2$  oranında enerji kaybına uğrar. Burada  $b$  sabittir ve  $\nu = aB_{\perp} E^2$  frekanslı fotonlar oluşturur.  $\nu$  ile  $\nu + d\nu$  aralığındaki bir frekanstaki fotonlar,  $E$  ile  $E + dE$  enerji aralığındaki elektronlar tarafından oluşturulacaklardır. Dolayısıyla şiddetleri  $I(\nu)d\nu = (-dE/dt) \cdot N(E)dE$  ile verilir. Bundan sonra,  $K_1, K_2$  gibi tanımsız sabitler serisi kullanılabilir ve tayfsal şema bu sabitlerin değerine bağlı değildir.  $dE/dt$  ve  $N(E)$  ifadelerini yerlerine yazılırsa;  $I(\nu)d\nu = K_1 \cdot E^2 B_{\perp}^2 E^{-m} dE$  olur. Şimdi  $dE$ 'nin  $d\nu$  şeklinde dönüştürülmesi gereklidir.  $\nu = aE^2 B_{\perp} \Rightarrow d\nu = 2aB_{\perp} E dE$  olur. Bu  $I(\nu)$ 'de yerine yazılırsa,

$I(\nu)d\nu = K_2.EB_{\perp}E^{-m}d\nu$  olur ve  $E'$ 'de  $\nu$  cinsinden yazılırsa;

$$I(\nu)d\nu = K_3.B_{\perp}\left(\frac{\nu}{B_{\perp}}\right)^{\frac{1-m}{2}}d\nu = K_3B_{\perp}^{\frac{m+1}{2}}\nu^{\frac{1-m}{2}}d\nu \quad (1.22)$$

olur. Buradan görülür ki,  $E^{-m}$  enerjisine bağlı elektron enerji tayfı, farklı fakat bağımlı, bir tayfsal indise sahip bir sinkrotron tayfına gider (Adams, 1980);

$$I(\nu) \propto \nu^{-\alpha}$$

$$\alpha = \frac{m-1}{2} \quad (1.23)$$

#### 1.2.1.3.3.2. Ters-Compton Mekanizması ile X-ışınlarının Üretilmesi

Ters-Compton radyasyonu, rölativistik bir elektronun düşük enerjili bir foton ile çarpıştığı zaman oluşur. Elektron kinetik enerji kaybeder ki, bu enerji fotona aktarılır. Eğer düşük enerjili foton  $\nu_1$  frekansına sahip ve çarpışmadan sonra  $\nu_2$  frekansına sahip olursa, bu iki nicelik arasında  $\nu_2 \cong \gamma^2\nu_1$  şeklinde bir bağıntı vardır. Bu durum aşağıdaki gibi açıklanabilir.

Matematiksel karışıklıktan kaçınmak için, fotonun  $180^\circ$  ile saçıldığı özel durum ele alınabilir. İlk olarak başlangıçta durgun olan bir elektron tarafından saçılan bir x-ışın fotonu olayı olan normal Compton saçılması göz önünde bulundurulur. Saçılmadan önce, foton  $\nu_1'$  frekansına ve  $\lambda_1' = c/\nu_1'$  dalga boyuna, çarpışmadan sonra ise  $\lambda_2'$  dalgaboyuna sahip olsun.  $\lambda'$  dalga boylu fotonun enerjisi  $hc/\lambda'$  ve hareket doğrultusundaki momentumu  $h/\lambda'$  olur. Çarpışmadan önce durgundur ve bu nedenle sıfır kinetik enerjiye ve momentuma sahiptir. Elektron çarpışmadan sonra  $s'$  hızıyla geri tepecektir. Çünkü geri tepme hızı rölativistiktir,  $(\Gamma - 1)m_0c^2$  ve  $\Gamma m_0s'$  ifadeleri elektronun kinetik enerjisi ve momentumu için

kullanılabilir  $[\Gamma' = (1 - s^2 / c^2)^{-1/2}]$ . Çarpışmadaki enerji ve momentum korunumu ifadelerini veren denklemleri yazılırsa.

$$\begin{aligned}\frac{hc}{\lambda_1} &= \frac{hc}{\lambda_2} + (\Gamma' - 1)m_0c^2 \\ \frac{h}{\lambda_1} &= \Gamma' m_0 s' - \frac{h}{\lambda_2}\end{aligned}\quad (1.24)$$

elde edilir.  $\Gamma'$  ifadesinin  $s'$  ifadesine bağlı olduğu göz önünde tutulup denklemler çözümlerse;

$$\lambda_2 - \lambda_1 = \frac{2h}{m_0c} \quad (1.25)$$

elde edilir. Ters-Compton saçılması yukarıda anlatılan etkileşme ile aynıdır, fakat, hareketsiz bir çerçeveden bakıldığında elektron rölativistik olarak hareket etmektedir. İki fotonun dalgaboyu, elektronun başlangıç hızı  $v$ 'ye bağlı olan görünür Doppler-kaymasını kapsayacaktır. Tam rölativistik Doppler kayması bağıntısını kullanarak, gelen foton, gözlemcinin durgun çerçevesinde kızıllaşmış olarak görünecektir;

$$\lambda_1 = \lambda_1' \sqrt{\frac{1+v/c}{1-v/c}} \quad (1.26)$$

ve saçılan foton maviye kaymış olarak gözükcektir;

$$\lambda_2 = \lambda_2' \sqrt{\frac{1-v/c}{1+v/c}} \quad (1.27)$$

Fakat Compton saçılmasının yukarıdaki analizinden;

$$\lambda_2 \sqrt{\frac{1+v/c}{1-v/c}} - \lambda_1 \sqrt{\frac{1-v/c}{1+v/c}} = \frac{2h}{m_0c} \quad (1.28)$$

elde edilir. Çok rölativistik bir elektron için;  $\gamma = (1 - v^2/c^2)^{-1/2}$  ve  $v \approx c$  durumunda  $1 + v/c = 2$  olur. Buradan

$$\sqrt{\frac{1-v/c}{1+v/c}} = \sqrt{\frac{1-v^2/c^2}{(1+v/c)^2}} \cong \sqrt{\frac{1-v^2/c^2}{4}} = \frac{1}{2\gamma} \quad (1.29)$$

elde edilir. Buradan  $\lambda_2 = \lambda_1/4\gamma^2 + h/\gamma m_0 c$  sonucu çıkar. Bütün astrofiziksel durumlarda  $h/\gamma m_0 c \ll \lambda_1/4\gamma^2$  alınır. Dolayısıyla,  $\lambda_2 \cong \lambda_1/4\gamma^2$  veya  $v_1 = c/\lambda_1$  ve  $v_2 = c/\lambda_2$  kullanılarak  $v_2 \cong 4\gamma^2 v_1$  elde edilir. Eğer farklı açılardaki çarpışmalar hesaba katılırsa;  $v_2 \cong \gamma^2 v_1$  ortalama sonuç elde edilir.

Yüksek enerjili foton enerjisi şekline dönüşen, elektron enerjisi oranı, düşük enerjili fotonların  $w$  enerji yoğunluğuyla orantılıdır;

$$-\frac{dE}{dt} \propto \gamma^2 w \quad (1.30)$$

X-ışınlarının üretilmesi tartışılırken, düşük enerjili fotonların iki kaynağı genellikle göz önünde bulundurulur:  $\nu = 6.10^{14} Hz$  frekanslı yıldız ışığı fotonları ile etkileşen  $1.3.10^7 eV$  ( $\gamma = 35$ ) enerjili elektronlarla çarpışması 4 keV enerjili ışınları üretir, ve ayrıca,  $2.5.10^9 eV$  ( $\gamma = 500$ ) enerjili elektronlar mikrodalga fon ışınması fotonları ( $5.10^{10} Hz$ ) ile çarpışması yine 4 keV enerjili x-ışınlarını üretir.

Ters-Compton yönteminden beklenen x-ışın tayfı, elektronun enerji tayfının tayfsal indisine bağlı olan bir indise sahip bir güç yasası şeklinde olacaktır (Adams, 1980).

### 1.2.2. Kozmik X-ışınlarının keşfi

Kozmik X-ışın kaynaklarının gözlenmesinde iki büyük engel bulunmaktadır. Birincisi, X-ışınlarının tümü dünya atmosferinden içeri tamamıyla giremez. Bundan dolayı kullanılan dedektörler, araştırma (sounding) roketlerinin atmosferde üst katmanlara kadar çıkan balonların ya da uyduların üzerinde yer almaktadır. İkincisi, X-ışınları optik teleskoaplarda odaklanan görünür ışıkla aynı şekilde kolayca odaklanamaz.

Güneşten başka ilk gözlenen kozmik X-ışın kaynağı Akrep (scorpius) X-1, 1962 yılında Riccardo Giacconi'nin liderlik ettiği bir grup bilimadamı tarafından bir araştırma (sounding) roketine yerleştirilen orantılı sayacın gözlemi sonucu tespit edilmiştir. Bu beklenmedik keşfi, sayısız roket ve balon denemeleri izlemiştir. Aralarında Yengeç Nebula Atarcası, M87 galaksisi, X-ışın yıldızları ve süpernova kalıntılarının da bulunduğu 40 yeni X-ışın kaynağı keşfedilmiştir. Sadece kozmik X-ışın kaynaklarının gözlemlerine adanmış ilk uydu, Uhuru'dur (1970-1973), bu bilinen X-ışın kaynaklarının sayısını 400'ün üzerine çıkarmıştır. X-ışın astronomisinin ilk 20 yılında, X-ışınlarını tespit etmek için orantılı sayaç (proportional counter) ve parıldama sayaçları (scintillators) kullanılmıştır. Bu dedektörlerin açısal çözünürlüğü, optik ve radyo teleskoplarınkinden çok düşüktü. Duyarlılıktaki ve çözünürlükteki büyük gelişmeler, X-ışınlarını odaklayan optiklerin gelişmesi ile mümkün olmuştur. X-ışın teleskoaplari kullanarak doğru görüntüler üretebilen ilk uydu, Einstein X-ışın uydusuydu (1978-1981). ROSAT (1990-1999), ilk detaylı tüm-gökyüzü taramasını gerçekleştirmiş ve 120 000 X-ışın kaynağını keşfetmiştir. Bu, daha önceden bilinen kaynak sayısının 25 katıdır. Diğer X-ışın uyduları son 30 yılda fırlatılmışlardır; Bunlar: EXOSAT (1983-1986), ASCA (1993-2000), RXTE (1995-hala çalışmakta), BeppoSAX (1996-2002), Chandra (1999-hala çalışmakta) ve XMM-Newton'dur (1999- hala çalışmakta).

En modern X-ışın uyduları, görüntü oluşturmak için orantılı sayaçlar ya da CCD üzerine X-ışınlarını odaklayan aynalarla donatılmışlardır. Odaklama optiklerinin tasarımındaki zorluk, normal etki alanındaki X-ışınlarının

yansıtılmamasıdır. Eğer etki alanı açısı çok dar ise (teğet etkileşimli, grazing incidence) X-ışınları yansıyabilmektedir. Çok dar açılı aynalar kullanarak, X-ışınları için optik sistemler (teleskoplar ve yansıtma kırınımlı ızgaralar) yapılabilir. Çok dar açı ile aynalardan sağlanan toplama alanı küçük olur. X-ışın teleskoplarının duyarlılığını artırmak amacıyla, XMM-Newton'da olduğu gibi birçok ayna bir arada kullanılmaktadır (örneğin, iç içe geçmiş konfigürasyondaki gibi) (Pandel, 2004).

### 1.3. Coşkun (Katakizmik) Değişenler

Yer'den çok uzakta olmaları nedeniyle yıldızlar Güneş gibi kolay incelenemez, ama yine de yıldızların fiziksel boyutları, iç yapıları ve evrimleri belirlenebilir. Yıldızlar için en önemli bilgi kaynağı, onlardan alınan ışıktır. Yıldızların ışınımı, onlar hakkında detaylı bilgi edinilmesini sağlar. Yıldızlar çeşitli niteliklerine göre sınıflandırılmaktadırlar. Yıldızlara ilişkin sınıflama, onların parlaklık, tayf türü, kimyasal bileşim, sıcaklık, dönem ve ışık eğrileri gibi parametrelerinin incelenmesiyle yapılan bir çalışmadır. Yıldız sınıflarından biri, "Değişen Yıldızlar" dır. Bu sınıftaki yıldızlar parlaklıklarında zamanla düzenli ya da düzensiz değişim gösterirler. Değişen yıldızlar değişimin nedenine göre iki büyük gruba ayrılırlar:

- 1- İçten Değişenler
- 2- Geometrik Değişenler

Geometrik Değişenlerde değişim, örtme ve örtülme olaylarından dolayı olmaktadır. İçten değişenlerdeki değişimin nedeni sıcaklık, yoğunluk ve basınçta bir değişimin olmasıdır. İçten Değişenler ise kendi içinde iki alt sınıfa ayrılırlar:

- a) Pulsasyon Yapan Değişen yıldızlar
- b) Patlayan Değişen yıldızlar

Pulsasyon yapanlar, parlaklıklarında oldukça düzenli bir değişim gösterirler. Patlayan değişenler de ise çok az düzenli değişim görülür. Parlaklık ani bir şekilde artar (novalar gibi) veya azalır (R Coronae Borealis tipleri gibi).

1960 yıllarında Patlayan Değişen yıldızlara yeni bir alt sınıf daha eklenmiştir. Bu sınıf “Coşkun (Katakлизмik) Değişen Yıldızlar“ olarak adlandırılmıştır. Bunların ışık eğrileri, dönem, renk (sıcaklık), patlama davranışları ve diğer bazı parametreleri incelendiğinde çeşitli alt sınıfları keşfedilmiştir.

### **1.3.1. Coşkun Değişen Yıldızlar Nedir?**

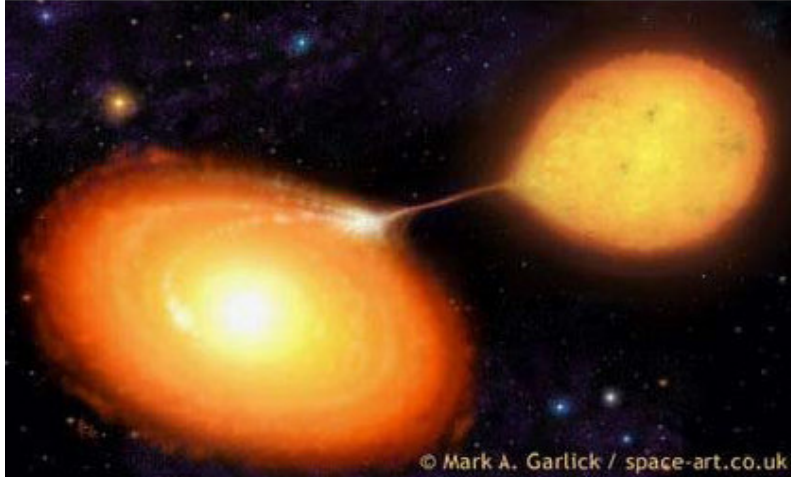
Anakol yıldızı olan bir ikincil (eş) yıldızdan madde akımları ile kütle kazanan beyaz cüceli (dejenere, yozlaşmış, birincil yıldız) yakın çift sistemler “Coşkun Değişenler (Cataclysmic Variable, CV) “ olarak bilinir. İlk cüce nova olan U Geminorum 1855'te Hind tarafından keşfedilmesine rağmen, kütle transferi sonucu beyaz cücenin etrafına toplanan maddenin bir disk oluşturması konusunda bir yüzyıl kadar hiç çalışılmamıştır.

Bütün Coşkun değişenlerin çift yıldız olduğu Struve (1955) tarafından ortaya konulmuştur. Bu sistemlere ait kütle transferi içeren bir modeli ilk kez Crawford ve Kraft (1956) ileri sürmüştür. Coşkun değişenlerin patlama ışık eğrisindeki titreşimleri Warner ve Nather (1971) tarafından açıklanmıştır. Smak (1971) bu sistemler için standart bir model açıklamıştır. Cüce novalardaki süper patlamalar Vogt (1974) ve Warner (1975) tarafından tespit edilmiştir. Birincil yıldızın beyaz cüce olduğu tartışmasını Warner (1979) başlatmıştır. Coşkun değişenlerin birincil yıldız ve ikincil yıldız kütleleri, yarıçapları, parlaklıkları, sınır tabakası, disk ve manyetik sistemlerdeki yığılma sütunları hakkında yeni bilgiler elde etmek ve çeşitli yapılarını anlamak amacıyla modeller geliştirmek yapılan ve devam eden çalışmalardan bazılarıdır (Hellier, 2001).

Kraft (1990), gökbilim gözlemleri ve teorik fizikçilerin 1950 – 1965 yılları arasında ortaya çıkardığı verilerden yararlanarak bu tür yıldızlar için modern bir taslak oluşturmuştur. Coşkun Değişenler, yarı ayrıklı çift sistemlerdir ve ortak bir kütle merkezi etrafında dolanmaktadırlar. Sistemlerin yörünge periyotları genellikle 80 dakika ile birkaç saat arasındadır. Coşkun Değişen sistemlere ilişkin örnek bir model Şekil 1.5'te yer almaktadır. Burada sağda şişerek Roche lobunu doldurmuş

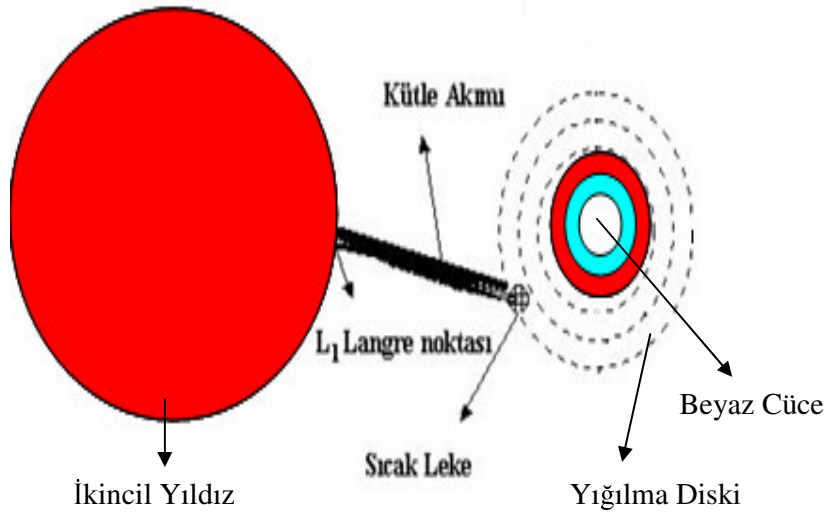


bir anakol yıldızı ve ondan transfer olan maddeyi çevresinde oluşmuş yığılma diskine alan bir beyaz cüce görülmektedir. Coşkun değişenler uzun optik gözlem sürelerine sahiptirler. Manyetik alan şiddetlerinin ve yüksek yoğunluklu sıcak plazmanın çalışılması için mükemmel laboratuardır (Pandel, 2004).



Şekil 1.5. Coşkun Değişen Yıldızlar için örnek bir model.

### 1.3.2. Coşkun Değişen Bileşenleri



Şekil 1.6. Coşkun Değişenin şematik gösterimi.

### 1.3.2.1. Beyaz Cüce

Şekil 1.6'da görülmekte olan Coşkun Değişen bileşenlerinden Beyaz Cüce (Birincil Yıldız, White Dwarf, WD), dünya boyutunda parlak bir yıldızdır, yıldızın sönmüş çekirdeği hayatının sonuna yaklaşmaktadır. Normal yıldızlar çoğunlukla hidrojen den oluşan dev gaz küreleridir. Gravitasyon çekimi yıldızın çökmesine sebep olacakken, içerdeki basınç nedeniyle yıldız dengededir. Merkezde, basınç çok büyüktür ve gaz milyon derecede ısınmıştır. Nükleer reaksiyonlar devam ederse, yıldız enerji yaymaya devam eder (yıldızın ışığı görünür). Güneşte 500 milyon ton hidrojen her saniye helyuma dönüşmektedir. Reaksiyonların sonlarına doğru nükleer yakıt (helyum ve muhtemelen karbon, oksijen ve daha ağır çekirdek) azalır ve çekirdekte birikir, etrafındaki tabakaların ağırlığı tarafından yüzlerce binlerce kez dünyanın yoğunluğuna sıkışır. Bu yoğunluklarda yörüngedeki atomlar hemen hemen üst üste biner. Fakat kuantum mekaniğinin bir sonucu olan Pauli dışlama ilkesi, iki elektronun aynı zamanda aynı yerde bulunmasını önler ve atomları ayrılmaya zorlar ve daha fazla büzülmeyi durdurur. Yıldızın çekirdeği büyür fakat eylemsiz kalır. Çünkü, hidrojen yakıtı çekirdekte tümüyle tükenir ve yıldız belki orjinal yarıçapının 100 katı kadar olan kırmızı dev boyutuna şişer. Çekirdekten uzağa itilen daha dıştaki tabakalar uzun süre bağlı kalamaz ve alttaki radyasyon basıncı yardımıyla gezegenimsi nebula şeklinde uzaya atılır. Yoğun çekirdek ortaya çıkar ve beyaz cüce olarak gözlemlenir, artık orjinal yıldızdan çok farklı duruma gelmiştir.

Beyaz cücenin kütlesi aşağı yukarı tahmin edilebilir. Hiçbir beyaz cüce Chandrasekhar limitinden ( $1,4 M_{\odot}$ ) daha ağır olamaz. Beyaz cüceler genel olarak  $0,3-1,3 M_{\odot}$  aralığında bulunmaktadır. Yaklaşık  $1,4$  güneş kütlesinde ( $1,4 M_{\odot}$ ), gravitasyon basıncı çekirdekteki elektronlara baskı uygular, aksi takdirde elektronlar protonlarla birleşerek nötron haline dönüşebilirler. (Hellier, 2001)

Beyaz cüce, durağan haldeki cüce novaların uzak morötesi (far-ultraviolet, FUV) bölgesinde gözlenmesi ile daha iyi anlaşılmaktadır. Durağan haldeki cüce novaların incelenmesi ile, yığılma fiziği ve beyaz cücenin fiziksel yapısı hakkında bilgi elde edilmektedir. Hubble uzay teleskobu (HST) ve diğer morötesi gözlemleri,

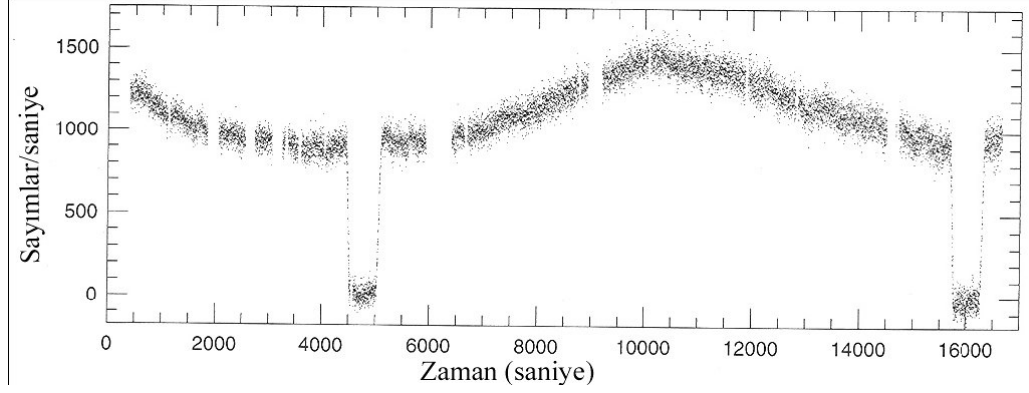
bu sistemlerin beyaz cüce üzerine yığılma etkisini direkt olarak gözlemlemek için kullanılmaktadır. Bu incelemeler, efektif sıcaklık, fotosfer bollukları, dönme oranları, patlamadan sonraki soğuma oranları ve çok sayıdaki cüce novaların değişen kütlelerinin belirlenmesini sağlamaktadır (Sion, 1999; Gansicke, 1999). Coşkun değişenler yaklaşık 2 ile 3 saat arasında periyot değerine sahip değillerdir. Buna “Periyot Boşluğu” adı verilir. Periyot boşluğunun (2 -3 saat) altındaki sistemlerde, beyaz cücenin efektif sıcaklığı, periyot boşluğunun üstündeki sistemlerden daha düşüktür (Deng ve diğ., 1994). Periyot boşluğunun altındaki sistemlerin ortalama kütlesi, bu boşluğunun üstündekilerden daha küçüktür (Smith ve Dhillon, 1998).

Cüce novalardaki beyaz cüceler, durağan halde çoğunlukla FUV (uzak morötesi) de baskındır (Godon ve diğ., 2004).

#### **1.3.2.2. İkincil Yıldız (Kırmızı Cüce, Red Dwarf),**

Tutulma gösteren sistemlerde toplam tutulma süresi ölçüldüğünde, ikincil yıldızın beyaz cüce önünden geçiş süresi bulunur. Beyaz cücenin yörüngedeki hızı ve tutulma zamanları bilinirse,  $yol = Hız \times Zaman$  dan ikincil yıldızın yarıçapı bulunabilir. Bu tür sistemler için yapılan çalışmalardan, ikincil yıldızın  $\sim 0,15 R_{\odot}$  de olması gerektiği bulunmuştur.

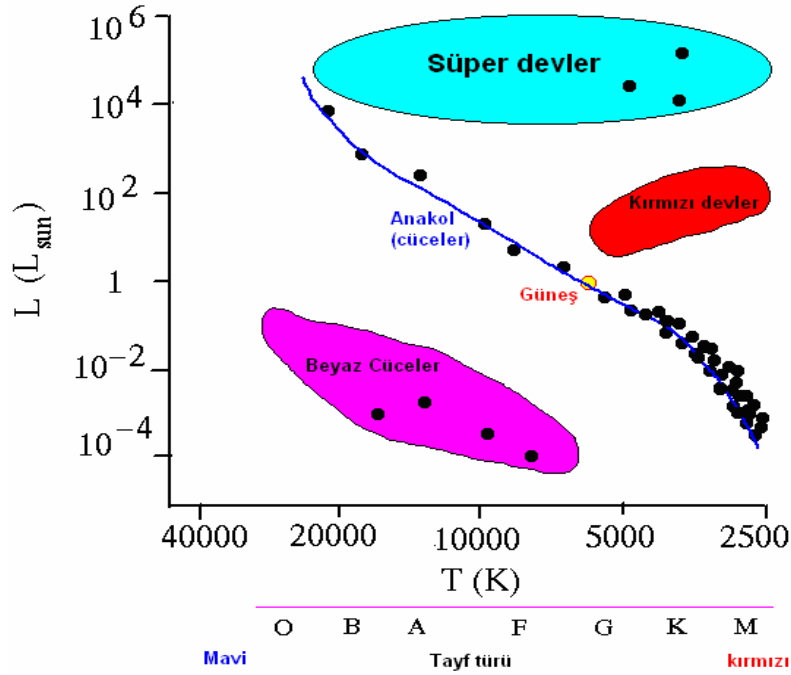
Birçok Coşkun değişende İkincil yıldız, beyaz cüceden daha geniş olmasına rağmen, çok küçüktür ve çok sönüktür. Bu yıldızlar "Kırmızı Cüce" olarak adlandırılırlar. Kırmızı Cücede az madde bulunması nedeniyle ( $0,15 R_{\odot}$  ve  $0,12 M_{\odot}$  kütle) çekirdekteki maddenin ağırlığı çok azdır ve bu nedenle çekirdekteki sıcaklık düşüktür. Nükleer reaksiyonlar güneştekinin binde biri kadar düşük oranda sürmektedir. Sonuç olarak, kırmızı cücenin yüzeyi  $2900^{\circ}K$  sıcaklıkta olup Güneşin yüzeyine ( $5800^{\circ}K$ ) göre soğuktur.



Şekil 1.7. Her 3 saat 7 dakikada örtülme gösteren NN Ser' in bir ışık eğrisi. Şekildeki boşluklar bulutlu havadan kaynaklanmaktadır (Hellier, 2001).

Kırmızı Cüce, beyaz cüceye çok yakın dönmektedir ve  $60\,000\text{ }^{\circ}\text{K}$  sıcaklıkta yayınlanan güçlü ışınım nedeniyle beyaz cüceye bakan yüzü  $7500\text{ }^{\circ}\text{K}$  e kadar ısınır. Bu, Şekil 1.7'deki ışık eğrisinde görülen özelliğe neden olur yani yavaş ve düz değişim. Tutulmaya yakın Kırmızı Cücenin ısınan yarı küre yüzü bizden uzaklaşır, yarı küre soğur ve çok zayıf görülür (tutulma ortasında hiçbir akı yoktur). Bir süre sonra yıldızlar yörüngede döndüklerinden dolayı, ısınan yarı kürenin çoğunluğu görünmeye başlar ve ışık eğrisinde maksimum parlaklığa ulaşılır. Bu değişim "yansıtma etkisi" olarak adlandırılmaktadır. Bu biraz yanıltıcıdır çünkü, kırmızı cüce beyaz cücenin ışınımını sadece yansıtmak yerine onu soğurur ve yeniden yayar (Hellier, 2001).

Yörünge periyodu 3-4 saati aşan coşkun değişenlerde, ikincil yıldız çoğunlukla V bandında ortaya çıkar ve toplam V bandı akısının yüzde beşinden daha az katkı sağlar. Periyot aralığı 80 dakika ile yaklaşık üç saat arasındaki coşkun değişenlerin, M7-M5 tayf türünden cüce ikincil yıldızlara ve periyot aralığı üç-altı saat olanların ise yaklaşık M4 – M0 tayf türünden ikincil yıldızlara sahip olması beklenmektedir. Daha uzun periyotlu sistemler, anakoldan uzaklaşıp evrim geçiren ikincil yıldız barındırmaktayken, yörünge periyot aralığı 1,3 - 9 saat olan birçok coşkun değişendeki ikincil yıldızlar Şekil 1.8'deki HR grafiğinde görülen G, K veya M tayf türünden düşük kütleli bir anakol yıldızı olabilmektedirler (Sproats ve diğ., 1996).



Şekil 1.8. Yıldızların sıcaklık ve parlaklık değerlerine göre HR grafiği  
 ([http://cass.ucsd.edu/public/tutorial/images/hr\\_diagram3.gif](http://cass.ucsd.edu/public/tutorial/images/hr_diagram3.gif))

Yığılma diskinden gelen kuvvetli ışınlama sürekliliği arttırıp çizgilerin belirginleşmesini önlediği için, genellikle ikincil yıldızın tayfını görmek zordur. İkincil yıldızlar, Yaklaşık  $1 R_{\odot}$  da sıcak ışınlama kaynağıdır ve yaklaşık  $100 \text{ km s}^{-1}$  hızla dönmektedirler. Yılda uğradıkları kütle kaybı yaklaşık  $10^{-8} - 10^{-11} M_{\odot}$  kadardır (Smith ve Dhillon, 1998).

### 1.3.2.3. Yığılma Diski

Merkezinde yer alan beyaz cüce üzerine çökeceği bilinen, dairesel şekle sahip ince disk "Yığılma Diski" olarak adlandırılmaktadır. Sistemin periyodu kısaldıkça dairesel disk ikincil yıldızın çekim etkisi ile eliptikleşir. Eliptik disklerde presesyon hareketi de bulunmaktadır. Disklerin varlığı Coşkun değişenlerle sınırlı değildir ve birçok astrofizik cisminde bulunmaktadır. (Hellier, 2001).

#### 1.3.2.4. Roche Lobu Geometrisi ve Kütle Transferi

Çift yıldız bileşenleri arasında güçlü gravitasyonel etkileşimler vardır. Bu sistemlerde, daha az yoğunluğa sahip ikincil yıldız, beyaz cüceye yakın olmasından dolayı gelgit kuvvetlerinin etkisi ile şekli bozulmakta ve armutumsu bir şekil almaktadır. Bileşenler birbirine yaklaştıkça, ikincil yıldızın birincil yıldızın yakınına artan bir oranda daha fazla çekime maruz kalır ve küreselliği bozulur. Birincil yıldızın madde aktarabilecek seviyeye gelir. Her bir yıldızın etkin olabildiği bölgeye "Roche Lobu" denir. Roche Lobunu dolduran yıldız yörüngesinin dönme hızı ile aynı zamanda döner (senkronize), buna gel-git kilitlemesi (tidal-locking) denilmektedir (Hellier, 2001). Yer' inki ile kıyaslanabilir yarıçapa sahip beyaz cüce, tipik olarak etkilenmemiştir. Gelgit kuvvetleri kısa zaman ölçeklerinde yörüngelerin başlangıç düzensizliklerini yok eder, böylece çiftin bileşenleri ortak kütle merkezi etrafında dairesel yörüngelerde hareket eder.

İkincilden beyaz cüce üzerine madde transfer edilirken, açığa çıkan gravitasyonel enerji miktarı büyüktür; bu süreç Coşkun Değişenleri, kızılötesinden X-ışınlarına kadar güçlü ışımlar yayan cisimler yapar (Pandel, 2004). Coşkun Değişenlerin hareket bilgisi incelemeleri için, iki yıldız da nokta kaynak olarak kabul edilmektedir (Kopal, 1959). Çünkü beyaz cüce çok yoğundur ve ikincil yıldızın kütlesi çoğunlukla çekirdeğinde yoğunlaşmıştır. Bu nokta-kütle yaklaşımı Newton' un genelleştirdiği Kepler' in üçüncü yasası ile Denklem 1.31 deki gibi tanımlanmaktadır.

$$P_{yör}^2 = \frac{4\pi^2 a^3}{G(M_1 + M_2)} \quad (1.31)$$

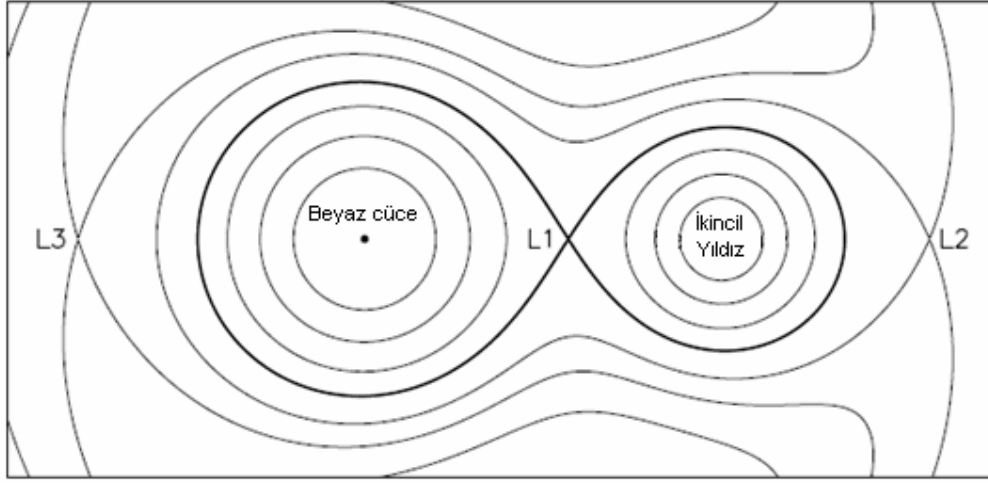
a iki yıldız arasındaki uzaklık (Eliptik çift yıldız yörüngelerinde bağıl (relatif) yörünge yarı büyük eksenini),  $M_1$  ve  $M_2$  birincil ve ikincil yıldızın kütleleri,  $P_{yör}$  yörünge periyodudur. Tipik olarak  $P_{yör} = 2$  saat,  $M_1 = 1 M_{\odot}$  ve  $M_2 = 0,2 M_{\odot}$  ( $M_{\odot} =$  güneş kütlesi =  $2,0 \times 10^{30}$  kg) olan kısa periyotlu coşkun değişenler için, eliptik çift yıldız yörüngelerinde bağıl (relatif) yörünge yarı büyük eksenini (a) sadece  $6 \times 10^8$  m'dir ve bu güneşin yarıçapından biraz daha küçüktür (Pandel, 2004).

Çift ile birlikte dönen referans yapıdaki etkin potansiyel Denklem 1.32 deki şekilde yazılabilir.

$$\phi(\vec{R}) = -\frac{GM_1}{|\vec{R} - \vec{R}_1|} - \frac{GM_2}{|\vec{R} - \vec{R}_2|} - \frac{1}{2}(\vec{w} - \vec{R})^2 \quad (1.32)$$

Son terim hayali merkezkaç kuvvetini verir. Burada  $\vec{R}_1$  ve  $\vec{R}_2$  birincil ve ikincil bileşenlerin konum vektörleri ve  $\vec{w}$  yörüngesel dönüşün açısal frekans vektörüdür ( $|\vec{w}| = 2\pi/P_{orb}$ ). Konum vektörleri  $\vec{R}$ ,  $\vec{R}_1$  ve  $\vec{R}_2$  çiftin kütle merkezine göre ölçülür. Şekil 1.9,  $M_2/M_1 = 0,5$  olan bir çift sistem için yörünge düzleminde  $\phi(\vec{R})$  'in (etkin potansiyel) eş potansiyel yüzeylerinin bir kesitini gösterir. İki yıldız arasındaki etkin potansiyel  $\phi(\vec{R})$  in birleşim noktası (eyer noktası), iç Lagrange noktası  $L_1$  olarak adlandırılmaktadır. Bu noktada, dönen referans yapıdaki iki yıldız etki eden kuvvetler tam olarak dengededir.  $L_1$  noktasında kesişen potansiyel yüzeyleri Roche Lobları olarak adlandırılır. Eş potansiyel yüzeyi bir yıldız içerebilecek kadar büyük ve kapalı bir yapıdadır. (Pandel, 2004). Roche lobları parçacıkların hareketini belirler. Tüm ölçekte çiftin ayrılışı ( $a$ ) ile verilmekteyken, bu eş potansiyel yüzeyinin şekli tamamıyla kütle oranı  $q$  ile belirlenmektedir. Roche Lobları  $L_1$  iç Lagrange noktasından birbirine bağlıdır (King, 1989).

Coşkun değişenler yarı ayrıktır. Yani ikincil yıldız kendi Roche lobunu tamamen doldurmuş, birincil yıldız ise Roche lobundan daha küçüktür (Pandel, 2004). Sonuç olarak ikincil yıldızın  $L_1$  noktasına yakın yüzeyindeki madde, birincil yıldız tarafından uygulanan çekimsel (gravitasyonel) güce daha fazla dayanamaz ve beyaz cüceye doğru düşer.  $L_1$  noktasından gazın akışı, başlangıçta normal yörüngesindedir, sonra beyaz cücenin manyetik alanına bağlı olarak, bir yığılma diski şeklinde ya da direkt olarak beyaz cücenin kutupları üzerine yığılacak şekilde manyetik alan çizgileri boyunca oluşan yığılma kolonları boyunca hareket eder.



Şekil 1.9. Kütle oranı  $q=M_2 / M_1 = 0,5$  olan coşkun değişen için yörünge düzlemindeki eş potansiyel yüzeyleri.  $L_1$  iç,  $L_2$  ve  $L_3$  dış Lagrange noktalarını göstermektedir. Koyu renkli çizgi kritik Roche lobunu göstermektedir (Pandel, 2004).

$L_1$  noktasından beyaz cüce yüzeyine gelirken, yığılma maddesinin kazandığı gravitasyonel enerji ısıya dönüşür ve sonunda X-ışınlarından kızılötesi dalga boylarına ışımaya yaparak serbest kalır. Çiftin yığılma ışınım gücü Denklem 1.33'te verilmektedir.

$$L = \frac{GM\dot{M}_1}{R_1} \quad (1.33)$$

Beyaz cücenin kütlesi  $M_1$ , yarıçapı  $R_1$  ve  $\dot{M}$  ise kütle yığılma oranıdır. Coşkun değişenlerdeki  $10^{31} - 10^{34}$  erg  $s^{-1}$  lik ışınım gücüne uygun olacak şekilde ortalama yığılma oranı,  $10^{-11} - 10^{-9} M_{\odot} y^{-1}$  aralığındadır. Coşkun değişenlerde ikincil yıldızdan beyaz cüce üzerine kütle transferi olmaktadır. Eğer çiftin toplam açısal momentumu sabit olsaydı, ikincil yıldızdan gelen kütle transferi, çiftin ayrıklığının artmasına ve böylece, ikincil yıldız ayrık olana ve kütle transferi kesilene kadar Roche lobunun genişlemesine neden olacaktır. Bununla birlikte Coşkun



değişenler manyetik frenleme yoluyla açısal momentumunu kaybeder (Verbunt ve Zwaan, 1981) ve Coşkun değişenlerde çift yıldızın ayrıklığı azalır ve ikincil yıldızın Roche lobunda kalması sağlanır.

Roche lobunun ne kadar hızla büzüleceğini, açısal momentum kaybı belirler ve bu yüzden uzun zaman ölçeğinde ortalama yığılma oranı kontrol edilir (Pandel, 2004). Roche lobu içindeki ortalama yoğunluk sadece yörünge periyoduna bağlıdır (Eggleton, 1983). İkincil yıldızın Roche lobunu tamamen doldurmuş olduğu yarı ayırık çift yıldızlar için; genellikle anakol yıldızı olduğu varsayılan bir yıldızın, kütle yarıçap ilişkisinin bilinmesi şartıyla, sadece yörünge periyodundan kütlelerini belirlemek mümkündür (Pandel, 2004).

#### 1.3.2.5. Disk Oluşumu:

Madde akışının açısal momentumu korunarak, sistemin yörünge düzleminde beyaz cüceye doğru hareket eder. Bu sırada enerjisinin bir kısmı ışıma yoluyla kaybolur. Böylece akış açısal momentuma uygun en düşük enerjili yörüngeye ulaşmaya çalışır. Bu  $R_{\text{daire}}$  yarıçaplı dairesel yörünge için denklemi Denklem 1.34'te verilmektedir.

$$\frac{R_{\text{daire}}}{a} = (1 + q)[0.500 - 0.227 \log q]^4 \quad (1.34)$$

Burada  $q$  kütle oranı,  $a$  eliptik çift yıldız yörüngelerinde bağıl (relatif) yörünge yarı büyük eksenidir. Coşkun değişenlerde, bahsi geçen bu yarıçap beyaz cücenin yarıçapından daha büyüktür.  $0,5 R_{\text{daire}} > R_1$  eşitsizliğinden dolayı madde akışı beyaz cüceye direkt olarak çarpmaz. Madde akışı daireselleşir. Beyaz cüceye yakın yığılma maddesi, açısal momentumunun bir kısmını daha dıştaki daha yavaş dönen maddeye verir. Bu şekilde, daha içteki madde beyaz cüceye doğru döne döne yavaş yavaş yayılır. Bu madde açısal momentumları dışarıya doğru transfer edilirken iç yayılmanın neden olduğu kayıpları gidermek için bağlanma enerjisini bırakır. En sonunda, yörünge düzleminde yer alan ve dönmekte olan bir disk oluşur ve beyaz cüce yüzeyine kadar

ulaşır. Bu "Yığılma Diski" olarak bilinmektedir. Bu yapı Şekil 1.5 ve Şekil 1.6'da açık olarak görülebilir (King, 1989).

### 1.3.2.5.1. Manyetik Olmayan Coşkun Değişenlerde Yığılma

Verbunt (1982), Manyetik olmayan coşkun değişenlerde ( $B < 10^6 G$ ), beyaz cücenin manyetik alanının, yığılma diskini dağıtmayacak kadar az olduğunu belirtmektedir. Yığılma akışının  $L_1$  Lagrange noktasından yörünge düzlemine girdiğini, açısal momentumun korunumundan dolayı, yığılma maddesinin beyaz cüce yüzeyine direkt olarak vurmadığını ifade etmektedir. Bu nedenle kütle transferi ilk başladığı zaman akış, beyaz cüceye çarpana kadar merkezkaç etkisiyle çiftin düzleminde uzanan bir yığılma diski üzerindeki yörüngede beyaz cücenin etrafında döner. Soğuk bileşenden Beyaz cüceye akan madde çift sistemin yörünge düzleminde, beyaz cüce etrafında ince bir yığılma diskine yayılır.

Diskteki belli bir yarıçaptaki madde, o yarıçaptaki Kepler hızı ile beyaz cüce etrafında döner. Diskte farklı yarıçaplardaki maddenin farklı hızlarda dönmesinden dolayı kinetik enerjinin viskoz yayılması, yığılma maddesini ısıtır ve açısal momentumu azaltır. Açısal momentum kaybı, gazın beyaz cüceye doğru yavaşça dönerek inmesine neden olur. Diskteki radyal hız Kepler hızına göre küçüktür ve gaz dağılan enerjinin çoğunun ışıma yapması için yeterli zamana sahiptir. Optik olarak kalın disklerin her bir halkası karacisim ışınımı yayınlamaktadır ve  $R$  yarıçapındaki  $T_{eff}$  sıcaklığı Denklem 1.35'teki gibi hesaplanır.

$$T_{eff}^4 = \frac{3GM\dot{M}_1}{8\pi\sigma R^3} \left(1 - \sqrt{\frac{R_{iç}}{R}}\right) \quad (1.35)$$

Burada  $\dot{M}$  kütle (diske ikincil yıldızdan gelen) yığılma oranı,  $M_1$  beyaz cüce kütlesi,  $\sigma$  Stefan-Boltzman sabiti ve  $R_{iç}$  iç disk yarıçapıdır. Diskteki madde beyaz cüce üzerine yığılmadan önce hızı, Kepler hızından beyaz cücenin çok düşük dönme hızına yavaşça azalır. (Pringle, 1977; Pringle ve Savonije, 1979). Düşük kütle yığılma oranlarında ( $\dot{M} \leq 10^{16} g s^{-1}$ ), sınır tabakası optik olarak incedir ve yaklaşık

olarak  $\sim 10$  keV ( $\sim 10^8$  K) sıcaklıklı X-ışın yayınlayan plazmaya sahiptir. Yüksek kütle yığılma oranlarında ise ( $\dot{M} > 10^{16}$  g s<sup>-1</sup>), sınır tabakası optik olarak kalındır ve sıcaklığı  $\sim 10$  eV'a ( $10^5$  °K) azalmaktadır. Virial teoremine göre, diskin iç kısmındaki yığılma enerjisinin yarısı ışıma yoluyla yok olur. Beyaz cücenin yavaş döndüğü durumda, enerjisinin diğer yarısı, madde beyaz cüce dönme hızına yavaşladığı zaman serbest kalır (Lynden- Bell ve Pringle, 1974). Temel yığılma teorisi, disk ışınım gücünden ( $L_{\text{disk}}$ ) ve sınır tabakası ışınım gücünden ( $L_{\text{sınır}}$ ) Denklem 1.36 kullanılarak elde edilir (Pandel, 2004)

$$L_{\text{disk}} = L_{\text{sınır}} = \frac{G \dot{M} M_1}{2 R_1} \quad (1.36)$$

ki burada  $R_1$  beyaz cücenin yarıçapıdır. Ancak manyetik olmayan Coşkun değişenlerin gözlemlerinden,  $L_{\text{sınır}} < L_{\text{disk}}$  olduğu görülmektedir (Ferland ve diğ., 1982; van Teeseling ve Verbunt, 1994). Düşük sınır tabakası ışınım gücü için muhtemel açıklamalar: iç diskin kesilmesi (King, 1997), Koronal sifon akışı yoluyla iç diskin buharlaşması (Meyer ve Meyer-Hoffmeister, 1994) veya beyaz cücenin frenleme hızına yakın dönmesidir.

#### 1.3.2.5.2. Maddenin disk ile etkileşimi

Işık eğrisindeki yörüngesel tümsek ve tayftaki emisyon-çizgisi sıcak lekeyi gösterir. Yığılma akışının kinetik enerjisinin çoğu diske çarpma sırasında dağılmaktadır. Gözlemlerden anlaşıldığı gibi, maddenin bir kısmı düzlemin dışına, yukarıya doğru fırlayabilir. Bu evrede, madde akışının disk düzleminin dışına sıçrama bölgesi, beyaz cücenin önünde yer almaktadır ve bu madde, beyaz cüceden ve sınır tabakasından yayınlanan enerjik X-ışını emisyonunu soğurabilir (Hellier, 2001).

### 1.3.2.6. Diskin Genel Özellikleri

Yığılma diskleri aynı cisimde farklı zamanlarda, kararlı ya da kararsız halde bulunabilir. Kararlı durumdaki ve patlamanın maksimumundaki birçok coşkun değişenden yayınlanan ışıktaki disk emisyonu baskındır (Warner, 1976). Diskin kalınlığı gözlemsel özelliklere çok küçük bir etkide bulunur.

İkincil yıldızdan transfer edilen kütle oranı ( $\dot{M}$ ) genelde sabittir, fakat bu transfer edilen maddenin disk boyunca dağılımı homojen değildir. Kütle transferi çok yüksek ya da çok düşük olur ise, disk sadece o zaman kararlı bir denge durumunda olabilir; orta değerlerde ise disk her iki denge durumu arasında hızlı değişimler yapmaya zorlanır.

Coşkun Değişenlerde kuvvetli ve zayıf X ışını yayınlama durumlarına göre iki kütle akım geometri teorisi geliştirilmiştir. Birinci halde X ışını, disk ile dejenere yıldız arasından salınır. Hızlı yörüngesel dönme hareketleri nedeniyle transfer edilen kütle disk tabakalarında dağılmaya zorlanır ve sonuç olarak bu tabakalar arasında X ışını üretimi olur. İkinci halde, maddenin beyaz cüce üzerine hızlı akması maddeye bir kinetik enerji kazandırır. Bu kinetik enerjinin disk tabakalarının yüzeyinde serbest kalmasıyla güçlü şoklar oluşur ve X ışını salınır. Her iki tip modelde kuvvetli ve zayıf X ışını verme durumu tamamen madde akımının türüne ve miktarına göre değişecektir (Warner, 1995).

Optik olarak ince ya da kalın, kararlı ya da kararsız ve bunlar arasında geçişli olan yığılma diskleri bulunmaktadır. (Gansicke ve Koester, 1999). Periyot boşluğunun altındaki sistemlerin yığılma diskindeki kütle yığılma oranı, periyot boşluğunun üstündeki sistemlerinkinden küçüktür (Deng ve diğ., 1994). Diskin bolometrik ışınım gücü  $L_{bol}$ , Denklem 1.37 ile hesaplanabilir (Smak, 1983).

$$L_{bol} = \frac{1}{2} \frac{GM_1 \dot{M}}{R_1} \quad (1.37)$$

Yığılma diski, beyaz cücenin ekvatoru üzerindeki maddeyi besler ve beyaz cüce ısıtarak X-ışınları yayınlar (Pandel, 2004 ).

### 1.3.2.7. Disk Yapısının Özellikleri

Kararlı durum disk teorisi, ikincil yıldızdan kütle transferi ile beyaz cüceyi çevreleyen disk oluşum varsayımına dayanır. Disk kararsızlık modeline göre, patlama en dış disk dairesinde başlar ve ilk olarak en dış diskte bir parlama oluşur. Patlamanın başlangıcında disk yarıçapı azalır. Kütle transfer yoğunluğu (madde yığılma oranı) arttıkça disk, yeni bir denge yarıçapına doğru genişlemeye başlar.

### 1.3.2.8. Yığılma Diskinin Bileşenleri

#### 1.3.2.8.1. Diskin Dış Kısmı

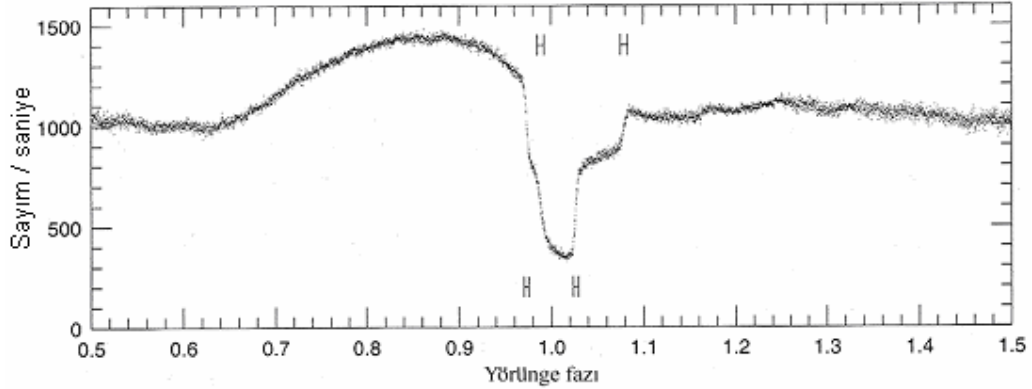
Sistemde diskin dış kısımlarının efektif sıcaklığını hesaplamak için  $\dot{M}$ ,  $M_1$ ,  $R_1$  ve  $R=R_d$  (diskin dış yarıçapı) bilinmelidir. Efektif sıcaklık  $T_{eff}$  ile gösterilir. Teorik kararlılık / kararsızlık bir kritik sıcaklığa bağlıdır. Bu da  $T_{eff}=T_{eff,krit}$  şeklinde verilir. Gansicke ve Koester (1999) tarafından elde edilen  $T_{eff,krit}$  ve  $\dot{M}$  arasındaki ilişki Denklem 1.38'de verilmektedir.

$$\dot{M} = \frac{8\pi}{3} \sigma T_{eff,krit}^4 \frac{R_d^3}{G M_1} \left(1 - \left(\frac{R_1}{R_d}\right)^{1/2}\right)^{-1} \quad (1.38)$$

Teorik sınır:  $M_1 = M_\odot$  için  $\log T_{eff,krit}=3,8$  dir (Gansicke ve Koester, 1999).

### 1.3.2.8.1.1. Sıcak Leke

Yığılma maddesi diskin dış kısmına çarptığı sırada, İkincil yıldızdan gelen akışın kinetik enerjisinin büyük bir kısmı ışınım ve ısıya dönüşür ve madde akışının disk ile etkileştiği bölge (1500 – 4000 °K) ısınır. Böylece “Sıcak Leke ” oluşmuş olur ve madde diskin kepler hareketi ile yol alır (Smith ve diğ., 2006). Gelen madde diskin kenarına radyal doğrultuya dik olarak ulaşmaktadır, fakat madde içeriye doğru hareketli olduğundan sıcak lekede türbülans meydana gelir. Bazı durumlarda sıcak leke sistemin toplu ışınımının %30’una katkı sağlar. Bu, fotometrik ışık eğrilerinde "yörünge tümseği" şeklinde gözlenebilir. Bu sistemlerde tutulmadan önce ışık miktarında bir artış gözlenmektedir (Hellier, 2001). Bu tümsek genel olarak, yüksek eğimli ( $i > 70^\circ$ ) ve kısa periyotlu sistemlerde daha belirgindir. Sıcak leke düşük eğimli sistemlerin yörüngesel evrelerine benzer akı katkısı sağlar (Sproats ve diğ., 1996).



Şekil 1.10. Z Cha'nın tutulma ışık eğrisi. (Janet Wood tarafından yapılan ışık eğrisi) (Hellier, 2001)

Şekil 1.10'da verilen örnekte ZCha sisteminin Sıcak lekesi beyaz cüceden biraz daha büyüktür. Ayrıca yığılma diski bu örneğe göre 0,92-1,08 evresine kadar devam eden daha yavaş bir tutulma, diskin beyaz cüceden veya sıcak lekeden daha büyük olduğunu gösterir. Şekil 1.10'da aşağıdaki H ler beyaz cücenin tutulmaya girdiği ve çıktığı yerlerdir. Sıcak lekeden kaynaklanan yörünge tümseği 0,65-1,1 fazları arasında görülmektedir. Yığılma maddesinin diske çarptığı bölge daha dışta olduğu için daha çabuk örtülmektedir. Bu nedenle Şekil 1.10'da yukarıdaki iki H birbirinden

daha uzaktır. Önce leke örtülür, ortada beyaz çüce örtülür. Önce beyaz çüce sonra da sıcak leke tutulmadan çıkar (Hellier, 2001).

Lekenin ışınım gücü Denklem 1.39 ile verilmektedir. Sistemin emisyonuna katkısı azdır.

$$L_{\text{leke}} \sim \frac{GM_1 \dot{M}}{R_{\text{dış}}} \ll \frac{1}{2} \frac{GM_1 \dot{M}}{R_1} \quad (1.39)$$

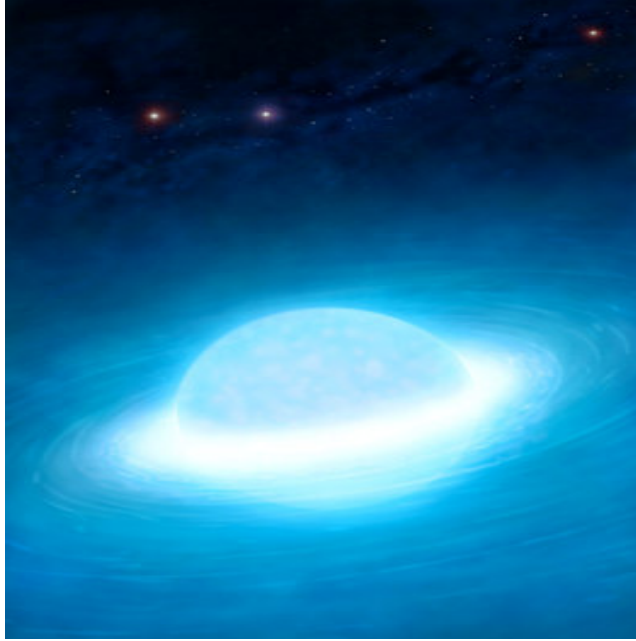
$R_{\text{dış}}$ : yığılma diskinin dış kenarının yarıçapı ve  $R_1$ : beyaz çücenin yarıçapıdır (King, 1989).

#### 1.3.2.8.1.1.1. Yumuşak X-Işınlarının Kaynağı Olarak Sıcak Leke

Coşkun değişenlerdeki yumuşak X-ışın emisyonunun bir kısmı sıcak lekeden gelmektedir (Warner, 1974). Pringle (1977) nin belirttiği gibi, sıcak leke beyaz çüceden uzak olduğu için, akan madde açısal momentumunu koruyarak dairesel bir yörüngede ilerlemektedir. Birinci Langrange noktasından ( $L_1$ ) çıkıp diske düşen maddenin radyal hızı sıcak lekede yok olmaktadır. Sıcak leke tarafından salınan optik ışığın parıldaması,  $L_1$  den gelip diske çarpan maddenin homojen olmadığının bir kanıtıdır. Sıcak leke yumuşak X-ışın emisyonu için iyi bir olasılıktır (Pringle, 1977).

### 1.3.2.8.2. Diskin İç Kısmı

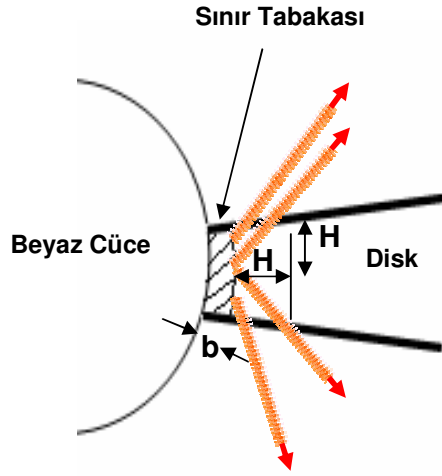
#### 1.3.2.8.2.1. Sınır tabakası (Boundary Layer, BL)



Şekil 1.11. Sınır tabakasının temsili resmi (<http://www.warwick.ac.uk>)

Diskte Kepler hızında hareket eden gazın birincil yıldızın yüzey hızına yavaşladığı bölge sınır tabakasıdır (Warner, 1995). Kepler dönme hızı beyaz cüce yüzeyinin az üstünde  $\sim 3000$  km / s'dir ama beyaz cüce  $\sim 300-500$  km / s yüzey hızı ile çok daha yavaş dönmektedir. Sınır tabakasının temsili bir resmi Şekil 1.11'de verilmiştir. Yığılma maddesi sınır tabakası olarak bilinen geçiş bölgesinde beyaz cücenin hızına yavaşlamaktadır. Yavaşlayan maddenin kinetik enerjisi ısıya dönüşür ve ışıma yapar; sıcak sınır tabakası, toplam parlaklığının yarısını ışıma yoluyla yaymaktadır. Sınır tabakası yığılma diskini beyaz cüceye birleştirir. (Hellier, 2001)





Şekil 1.12: Yığılma diskinin yüzeyine dik bir düzlemde optik olarak kalın sınır tabakasının temsili bir çizimi (Warner, 1995).

Şekil 1.12’de verilen diskin yüksekliği,  $\sim 0,01 R_1$  dir, ve sınır tabakasının radyal uzantısı küçüktür. Yüksek kütle yığılma oranlarında sınır tabakası ortaya çıkmakta olan ışınmayı durduracak yeteri kadar madde içermekte ve böylece optik olarak kalın olmaktadır. Tüm tabaka, kabaca diskin en sıcak kısımlarından altı kat daha sıcaktır ve yaklaşık  $200\ 000\ ^\circ\text{K}$  karakteristik sıcaklıklarında "kara cisim" ışınımı yapmaktadır (Hellier, 2001).

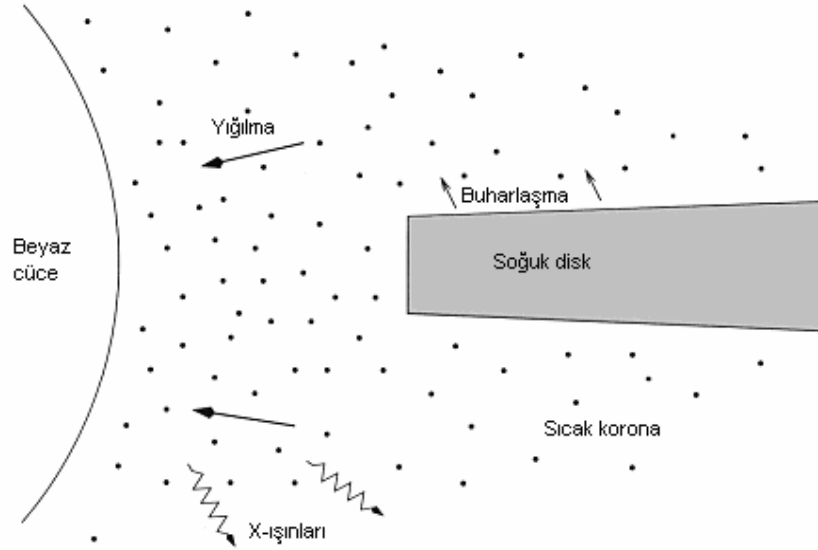
Örten sistemlerin gözlemlerinden X-ışın emisyonunun beyaz cüceye çok yakın bir bölgeden geldiği görülmektedir (Mukai ve diğ., 1997; Van Teeseling, 1997; Pratt ve diğ., 1999; Wheatley ve West, 2003). X-ışınları, yığılma diski ile beyaz cüce arasındaki, yığılma maddesinin kinetik enerjisini bıraktığı ve beyaz cüce yüzeyi üzerine yerleştirdiği dar sınır tabakasındaki gazın şok ısınması nedeniyle salınır (Baskill ve diğ., 2005). X-ışınları kısmen, yığılma diskinden, sınır tabakasından ya da optik olarak ince sıcak koronadan kaynaklanmaktadır. He II çizgilerinin araştırılmasıyla sınır tabakasının yığılma diskinden daha az parlak olduğu görülmektedir (Silber ve diğ., 1994). Sınır Tabakasında (BL), yığılma ışınım gücünün yarısı serbest kalmaktadır. En sonunda sınır tabakasındaki plazma beyaz cüce üzerine yığılır (Pandel ve diğ., 2003b). Yüksek kütle yığılma oranlı sistemlerde, X-ışın akısı genellikle morötesi akısından daha azdır (Van Teeseling ve Verbunt, 1994).

Kütle yığılma oranı, kritik değerin  $\dot{M}_{\text{krit}} = 2 \times 10^{16} \text{ g s}^{-1}$  (Silber ve diğ., 1994) altına indiğinde, sınır tabakası optik olarak incedir ve sıcaklığı artmaktadır (Narayan ve Popham, 1993).  $\dot{M}_{\text{krit}}$  değeri, beyaz cücenin kütlesine ve diskin akışkanlığına bağlıdır. Optik olarak kalın sınır tabakası, yumuşak X-ışını ve uç morötesi (EUV) bandlarında ışınım yapmaktadır. Eğer sınır tabakası optik olarak ince ise ( $\dot{M}, \dot{M}_{\text{krit}}$  in altında ise), sınır tabakasının yoğunluğu ve opaklığı (donukluğu) düşüktür, yığılma gücünde ışınım yapabilmesi için gaz sıcaklığı  $kT \sim 10 \text{ keV}$ 'a yükselmelidir (Silber ve diğ., 1994). Sınır tabakası bölgesinin tipik sıcaklıkları  $2-5 \times 10^5 \text{ K}$ 'dir (Pringle ve Savonije, 1979). Optik olarak ince sınır tabakası, yaklaşık  $20 \text{ keV}$  enerjili ve ~yaklaşık  $2 \times 10^8 \text{ K}$  sıcaklıklı sert X-ışınları yayar (Warner, 1995). Daha yüksek yığılma oranları için, sert X-ışın emisyonu ortadan kalkmaktadır ve ışınımın çoğu yumuşak X-ışınları olarak salınmaktadır (Pringle ve Savonije, 1979). Yaklaşık  $10^8 \text{ K}$  sıcaklıklı optik olarak ince gazın soğuması sırasında serbest-serbest emisyon görülür, ancak etkisizdir. Eğer soğuma zamanı  $t_{\text{soğ}}$ , adyabatik (ısı kaybetmeden) yayılma zamanından ( $t_{\text{ad}}$ ) daha uzunsa, sınır tabakası X-ışını yayan sıcak korona biçiminde genişleyecektir. Gözlemlerden,  $1 \times 10^5 \text{ K}$ 'den küçük sıcaklıklı sınır tabakası ve yüksek kütle transfer oranlı sistemlerde, sınır tabakası ya da diskin iç kısmından güçlü yıldızlararası rüzgar olduğu görülmektedir (Warner, 1995).

Teoride patlama halindeki birçok Coşkun değişenin yüksek kütle transfer oranı (optik olarak kalın), durağan haldeki cüce novaların ise düşük kütle transfer oranına sahip olduğu düşüncesi, X-ışın gözlemleri ile desteklenmektedir. Patlama halindeki Coşkun değişenlerin optik ve morötesi tayfı, oldukça yüksek kütle transfer oranı gerektiren tayf vermektedir (Silber ve diğ., 1994). Düşük kütle transfer oranlı sistemler, yüksek kütle transfer oranlı sistemlerden çok daha yüksek  $F_x/F_{\text{uv}}$  oranı ile ışınım yapmaktadır (Richman, 1996).

### 1.3.2.8.2.2. Sifonlar (Siphons)

Yığılma oranı, yaklaşık  $3 \times 10^{13} \text{ kg s}^{-1}$  ( $5 \times 10^{-10} M_{\odot} / \text{yıl}$ ) den çok daha düşük olduğu zaman, yüksek sıcaklıkta oldukça zayıf olan madde kendini enerji ışıması için zorlar ve soğur. Soğuma genellikle, "frenleme" ışımasına neden olan yüklü parçacıklar arasındaki çarpışmalar ile olmaktadır. Fakat, düşük yoğunluklu maddede az çarpışma olur, bu nedenle soğuyamaz ve sıcak gaz genişler, yoğunluğundaki azalma onu daha az soğutur ve böylece daha da genişler. Sonunda diskin iç kısmı sıcak "korona" içine buharlaşır. Sınır tabakası etkili bir şekilde, çok daha geniş fakat  $10^8 \text{ }^{\circ}\text{K}$  sıcaklıklı optik olarak ince ve zayıf bölgenin içine genişler. Bu mekanizmanın basit şekli Şekil 1.13'te verilmiştir.



Şekil 1.13. Düşük yığılma oranında, sınır tabakası aktivitesi (Hellier, 2001)

Bu şekilde korona "Sifon etkisi" yoluyla buharlaşan madde ile desteklenir. Maddenin beyaz cüceye doğru akışı, koronayı sıcak tutan gravitasyonel enerjiyi açığa çıkarır ve sıcak korona enerjiyi diskin içine nakleder, buharlaşan madde koronayı yeniden doldurur. Korunan açısal momentumla, koronanın bir kısmı dışarı doğru akar ve sonunda dış diskte yoğunlaşır.

Gözlenen çeşitli olağanüstü durumlar, sifon mekanizması yardımı ile açıklanabilmektedir. Örneğin, durağan halde cüce novada gözlenen X-ışınları patlamadakinden daha serttir. Durağan haldeki emisyon koronadan ortaya çıkar ve az sayıda enerjisi yüksek X-ışınları üretir. Patlamada, yığılma oranı yükseldiği için sınır tabakası etkili şekilde soğur ve optik olarak kalın duruma geri döner. Böylece uç morötesinde (EUV) zirve gösteren karacisim emisyonuna yayınlanır.

İkinci olarak, diskin ana gövdesi üstünden dışarı akan koronal madde akışı, tayfta emisyon çizgileri üretir. Böylece durağan haldeki cüce nova tayfının, diskin ana gövdesinin optik olarak kalın olması durumunda, güçlü emisyon çizgileri gösterdiği gözlenir.

Diskin korona içine buharlaşması, aynı zamanda cüce nova patlamalarındaki "morötesi gecikmesini" açıklamaktadır. Bu patlamaların başlangıcında, optik akı yükseldikten yaklaşık 1 gün sonra morötesi akısı yükselmektedir. Bu şöyle açıklanır: Patlama ile oluşan sıcak madde dalgası, daha dıştaki diske hızlı bir şekilde gönderilir (optik yayılma); fakat en içteki (morötesi yayılımı) bölge patlamaya katılmadan önce buharlaşan madde ile oluşan ve diskin en iç kısmında bulunan boşluğun madde ile yeniden dolmasını beklemek zorundadır (Hellier, 2001).

#### **1.3.2.8.2.3. Rüzgarlar (Winds)**

Sınır tabakasının yakınındaki atomlar, kütleli çekim nedeniyle beyaz cüceye doğru çekilmektedir. Fakat aynı zamanda, sınır tabakasından dışarı taşan enerjik fotonlar tarafından ters yönde itilmektedir. Eğer atom yeteri kadar foton soğurursa, çift yıldızın dışına akan rüzgar'ın bir parçası olması için atom, fotonu püskürtecektir.

Atomlar, özellikle soğurulan fotonlar ile etkili olmaktadır ve bir foton bir elektronu en düşük enerji yörüngesinden (temel durum), sonraki en düşük yörüngeye (ilk uyarılma durumu) yükselten uygun enerjiye sahiptir. Uyarılmış durumdaki bir atom soğurulan fotonun bir kopyasının yayınlanması ile temel (eski enerji

seviyesine) durumuna geri döner. Atom daha sonra, bu çevrimi tekrarlayarak başka bir fotonu soğurabilir. Bu durumlar arasında uyarılmanın ve eski seviyeye geri dönmenin hızlı geçişi "Rezonans geçişi"; ve sonuçta ortaya çıkan tayfsal çizgi de "rezonans çizgisi" adını alır.

Soğurulan fotonlar sınır tabakasından dışarı gittiği için, momentumları atomları dışarı itecektir. Bununla birlikte eski seviyeye dönme sırasında fotonlar rasgele yönlerde yayılmaktadır. Momentumları net bir etkiye sahip değildir. Etkili bir şekilde atom, fotonları dışı doğru olan ışın akışından farklı yönlere dağıtır ve dışarıya doğru sürükler. Bu rüzgarın çalışma mekanizmasıdır (Hellier, 2001).

#### **1.3.2.8.3. Yığılma diskindeki viskozite**

Diskteki madde Kepler hızı ile dönmektedir. Daha hızlı dönen yörüngelerde madde yoğunluğu daha fazladır. Yığılma maddesindeki herhangi bir viskozite komşu halkadaki maddeyi birlikte dönmeye zorlar. Dış halkalar hızlı dönmeye zorlanırken, iç halkalar yavaş dönmeye zorlanır. Açısal momentum kaybeden iç halka beyaz cüceye doğru düşer, ama daha küçük yarıçaplı dairede kepler hızına ayak uydurur ve daha hızlı döner. Viskozite açısal momentumun dışarıya doğru akışına neden olmaktadır. Madde içeriye doğru akar ve gravitasyonel enerji serbest kalır. Böylece disk ısınır. Viskozite diskin ısınmasına sebep olur.

Durağan evrede disk soğuk ve viskozite düşüktür, patlama evresinde ise disk sıcak ve viskozite yüksektir. Sıcak ve oldukça akışkan (viskoz) durumdaki disk maddesinin içeriye doğru akışı artar, yani, disk maddesinin içeriye doğru akışı gelen kütle transferinden daha fazla olur (patlama anında). Fakat bu sıcak durum fazla sürdürülemez ve disk sonunda başlangıç durumuna geri döner (durağan hal).

Disk'in iç içe geçmiş halkalar şeklinde olduğu kabul edilmektedir. Böylece diskteki kararsızlık bir halkadan diğerine geçebilmektedir. Daha yüksek bir viskozite olduğunda daha sıcak bir halka komşu halkalara doğru yayılarak

kararsızlığı daha da artırabilmektedir. Bir halkadaki kararsızlık diğerini de tetikler. Bu etkiden dolayı ortaya çıkan sıcaklık dalgası diskte yayılarak sıcaklığı artırır ve sistemi patlamaya götürür (Hellier, 2001).

### 1.3.3. Coşkun Değişenlerin sınıflandırılması

Genel olarak Coşkun Değişenlerin her birinin farklı bir karakteristik patlama yapısı vardır. Birçoğunda, beyaz cüce etrafında termonükleer bir süreç meydana getirecek kadar kütle biriktiğinde patlama meydana gelir. Onun için her türün kendine özgü bir davranışı vardır.

İlk zamanlar süpernovaların, novaların, tekrarlayan novaların ve cüce novaların aynı fiziksel yapıda oldukları düşünülüyordu. En belirgin ortak özellikleri patlama ile birlikte gelen parlaklık artışıydı. Bu parlaklık artışı, süpernovada en fazla cüce novada ise en azdı. Işık eğrisine bakılarak tespit edilen parlaklık artışı böylece bu tip yıldızları ayırmada kullanılan bir kriter oldu. Bugün biliniyor ki, süpernovalar bir yıldızın çöküşü ya da patlaması ile oluşan ölümdür. Böyle bir olay yıldızı tamamen parçalamaktadır. Cüce novalarda meydana gelen olaylar ise sistemi parçalamamaktadır. Novalar ve Cüce Novalar arasındaki farklılık ise, Tekrarlayan Novaların keşfi ile tespit edilmiştir (Pandel, 2004).

Coşkun değişenler oldukça karmaşık sınıflandırma şemalarının gelişimine yol açmıştır, bunlar çoğunlukla gözlemsel özelliklere dayanmaktadır. Gözlem tekniklerinin ilerlemesi ve teknik bilginin gelişimi ile sınıflandırma değişikliğe uğramaktadır. Günümüzde Coşkun Değişenleri sınıflandırma işlemi patlama biçimleri, patlama dönemleri (iki patlama arasındaki süre), manyetik gücü ve farklı tayfsal özellikleri baz alınarak yapılmaktadır. Buna göre bugün kullanılan sınıflandırma sistemi, coşkun değişenleri dört büyük sınıfa ayırmaktadır: Klasik Novalar, Cüce Novalar, Tekrarlayan Novalar, Nova Benzeri Değişenler (Warner, 1995).

### 1.3.3.1. Klasik Novalar

Klasik Novalarda, Patlama sırasında, normal parlaklığından maksimum parlaklığa geçerken altı kadirde 19 kadire kadar parlaklık artışı olabilmektedir. Patlamadan sonra ışık eğrilerinde on günden başlayıp yüzlerce güne kadar sürebilen yavaş bir inişleri vardır. Patlamaları, beyaz cücenin yüzeyi üzerindeki hidrojen zengin maddenin termonükleer yanma süreci yoluyla olmaktadır. Patlamadan sonra, dışarı atılan maddenin genişleyen kabuğu tayfsal çalışmalarla tespit edilmektedir. Bu klasik nova patlamalarını cüce nova patlamalarından ayırtmaya yardım etmektedir (Pandel, 2004).

Klasik novaların gözlenen bir patlaması olur (tekrar patlama olması için gereken zaman çok uzundur. Bununla ilgili şüphelenilen süre ise 10 000 yıl mertebesindedir). Patlama sırasında Novalardan salınan enerji  $10^{44}$  erg 'i aşar. Kütleleri  $10^{-5}$ - $10^{-4}$   $M_{\odot}$  olan bir kabuk, 1000 km / s mertebesindeki hızlarla fırlatılır. Genellikle kısa periyotlu çift yıldız sistemleridirler. Novalar, beyaz cüce (kimyasal elementleri Karbon ve Oksijen ya da Magnezyum ve Neon olan) ve soğuk bir yıldızdan (G ya da K tayf türü) oluşan sistemlerdir. Soğuk yıldız, Roche lobunu aşar. Roche lobundan taşan madde beyaz cüce etrafında bir yığılma diski oluşturur. Sonunda hidrojen zengin madde birincil yıldızın (beyaz cüce) yüzeyine yığılır ve beyaz cücenin sıcak ve yoğun dış yüzeyinde birdenbire meydana gelen hidrojen yanması ile patlama oluşur.

### 1.3.3.2. Tekrarlayan Novalar

Klasik novalara benzerler ve birden fazla patlama gösterirler. Bir kaç onyılıda (10-100) bir patlarlar. Klasik Novalardaki gibi, patlama sırasında kabuk yüksek hızlarda dışarı atılır. Patlamalarını tekrarlamaları nedeniyle "tekrarlayan novalar" olarak anılmaktadırlar. Patlama sırasında parlaklıkları 7-9 kadir kadar artabilir ve patlama sırasında yayınlanan enerji  $10^{43}$ - $10^{44}$  erg arasındadır. Maksimuma yükseliş genellikle 24 saat gibi çok kısa bir sürede olur. İniş ise birkaç ay sürebilir. Bu yıldızlarda her bir patlamaya ait ışık eğrileri hemen hemen aynıdır (Aliş, 2002).

### 1.3.3.3. Nova Benzeri Değişenler

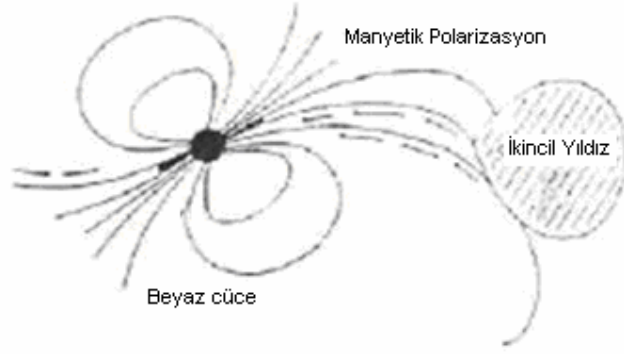
Kısa periyotludurlar. Işık eğrilerinin tipik özellikleri veya ışığın tayf özellikleri, novalara benzediği için nova benzeri değişenler olarak sınıflandırılırlar. Bu sistemler, novaya benzeyen patlamalar göstermesi yanı sıra, hiç bir patlama gözlenmeyen cisimleri de kapsar. Nova benzeri değişenlerin minimum parlaklıkta iken tayfı novalara benzer. Bir çoğu emisyon-çizgi tayfına sahiptir. Bu sistemlerin alt grubu olan UX UMa yıldızları ayrıca geniş soğurma çizgileri de gösterirler.

Bu tür sistemlerde beyaz cücenin manyetik alanı  $10^6 G$  veya daha düşük ise bir yığılma diski oluşur. Nova benzeri değişenlerin geniş bir alt grubu da Manyetik Coşkun Değişenlerdir. Bu sistemlerde, beyaz cücenin güçlü manyetik alanı ( $>10^6 G$ ) yığılma diskini dağıtır (ya kısmen ya da tamamen) ve böylece yığılma akışı, Manyetik alan çizgilerini takip ederek yığılma sütunları şeklinde beyaz cücenin kutuplarına gider. Manyetik Coşkun değişenler iki alt gruba ayrılır. Kutupsal ve Yarı kutupsal Nova benzeri değişenler (Aliş, 2002).

#### 1.3.3.3.1. Kutupsal Değişenler (Polars, AM Her yıldızları)

İkincil yıldızdan gelen madde akışı bir disk oluşmadan manyetik alan çizgileri boyunca hareket ederek beyaz cücenin manyetik kutuplarında birikir. Bu tip sistemlere AM Her sistemleri ya da “ Kutupsallar (polars)” denir. Kutupsallar denmesinin nedeni kuvvetli manyetik alandan (10-80 MG) dolayı, bu sistemlerden gelen ışınımın kutuplaşmış (polarize) olmasıdır. Şekil 1.14’te kuvvetli manyetik alana sahip bir AM Her sisteminin temsili yapısı görülmektedir (Alis, 2002).

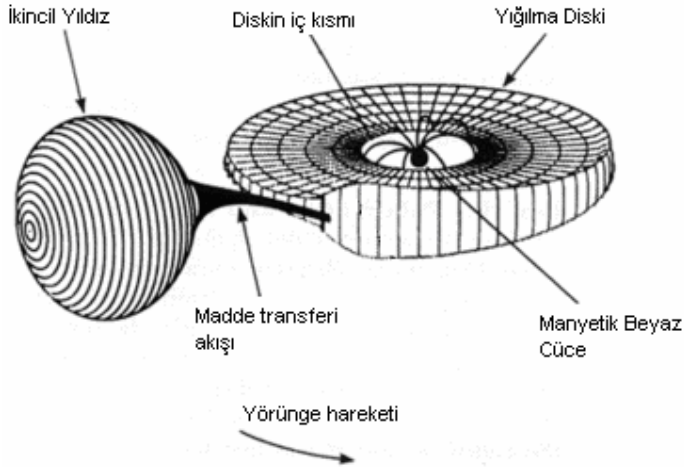




Şekil 1.14. Kuvvetli manyetik alana sahip coşkun değişenlerin şematik gösterimi (Aliş, 2002).

### 1.3.3.3.2. Yarı-kutupsal Değişenler (Intermediate Polars, DQ Her yıldızları)

İkincil yıldızdan gelen madde, önce madde akışına uğrar, sonra bir disk oluşur ve en sonunda yine madde akışı biçiminde (manyetik alan çizgileri boyunca) beyaz cüceye aktarılır. Şekil 1.15'te bu sistemlere ait temsili bir resim görülmektedir. Manyetik alanları 1 - 10 Milyon Gauss'tur (Alis, 2002; [http://en.wikipedia.org/wiki/Intermediate\\_polar](http://en.wikipedia.org/wiki/Intermediate_polar)). Şekil 1.15'de bu tür sistemlerin yapısını gösteren temsili resim vardır.



Şekil 1.15. Yarı-kutupsal sistemlerin şematik gösterimi ([http://en.wikipedia.org/wiki/Intermediate\\_polar](http://en.wikipedia.org/wiki/Intermediate_polar))

#### 1.3.3.4. Cüce Novalar (Dwarf Novae, DNe)

Cüce novalar, coşkun değişenlerin alt sınıfıdır ve kısa periyotludurlar. Tipik olarak optik parlaklıkları 2 - 6 kadir arasında değişen, tekrarlayan patlamalar gösterirler. Dört parlaklık durumunda bulunabilirler: Durağan hal, patlamaya yükseliş, patlama ve patlamadan iniş. Patlama sırasında kabuk atılımı yoktur. Patlamalar, birkaç günden birkaç haftaya kadar olan sürelerde devam eder ve düzenli şekilde tekrarlanır. Patlamalar arasında geçen süre ~10 günden 10 yıla kadar değişir (Pandel, 2004).

Cüce novalar, ışınım gücü  $10^{30}$ - $10^{33}$  erg s<sup>-1</sup> olan güçlü X-ışın kaynaklarıdır. X-ışınlarının kaynağı, beyaz cüce ile yığılma diskinin iç kenarı arasındaki sınır tabakasıdır. Burada başlangıçta Kepler hızında hareket etmekte olan disk maddesi, beyaz cücenin dönme hızına yavaşlarken kinetik enerjisini dağıtır. Cüce novalardaki ~ 2-20 keV sıcaklıklı gazdan X-ışın emisyonunun, Frenleme mekanizması yoluyla oluştuğu belirtilmektedir. (Patterson ve Raymond, 1985b; Eracleous ve diğ., 1991; Belloni ve diğ., 1991; Mukai ve Shiokawa, 1993). Öncelikle yığılma enerjisinin yarısı diskten optik ve morötesi dalgaboylarında, ışınım yolu ile uzaklaşmaktadır. Beyaz cüce hızlı dönmedikçe, yığılma enerjisinin diğer yarısı, sınır tabakasında serbest kalmaktadır ve X-ışınları ve uç morötesi (extreme UV) şeklinde salınmaktadır. Bununla birlikte, birçok cüce nova için sınır tabakası parlaklığı disk parlaklığından daha düşük olarak görülmektedir. VW Hyi de durağan halde sınır tabakasından yayımlanan X-ışın akısı, standart olarak beklenilenden 4 kat daha düşük olarak bulunmuştur (Pandel, 2004).

Roche lobunu dolduran ikincil yıldız hidrojen zengin maddesini beyaz cüceye transfer eder. Kütle transferi, kütle yığılma oranının çevrimsel değişikliklere uğradığı yığılma diski yoluyla olmaktadır. Düşük yığılma oranına ( $\sim 10^{-11}$  M<sub>☉</sub> / yıl,  $10^{16}$  gr/s) sahip durağan hal, her birkaç haftada (yada aylarda), yüksek kütle yığılma oranlı ( $\sim 10^{-8}$  M<sub>☉</sub> / yıl) birkaç gün (yada hafta) süren patlamalarla kesilmektedir (Godon ve diğ., 2004)

Durağan haldeki cüce novaların bazılarının tayfında beyaz cüceden başka ilave bileşenlerin etkileri görülmektedir. Ör, emisyon çizgilerinin bulunması ve Lyman alfa çizgilerinin azalması gibi. İlave bileşenin olası yerlerinin: 1- Beyaz cücenin ısınmış bölgesi, 2- Sınır tabakasından direkt emisyon, 3- Diskin optik olarak kalın bölgesi, 4- Soğuk disk üstündeki korona/kromosfer olabileceği belirtilmektedir (Godon ve diğ., 2004).

Durağan haldeki cüce novaların uzak morötesi (FUV) tayfı karmaşıktır ve patlamadan sonra zamanla değişim göstermektedir. Birçok durumda durağan halde beyaz cüce baskın olmasına karşın, çeşitli sistemlerde hızlı dönen yığılma kuşağından, sınır tabakasından ve yığılma diskinden kaynaklanan katkılar görülmektedir (Long ve diğ., 2007).

#### **1.3.3.4.1. CÜCE NOVALARIN ALT SINIFLARI**

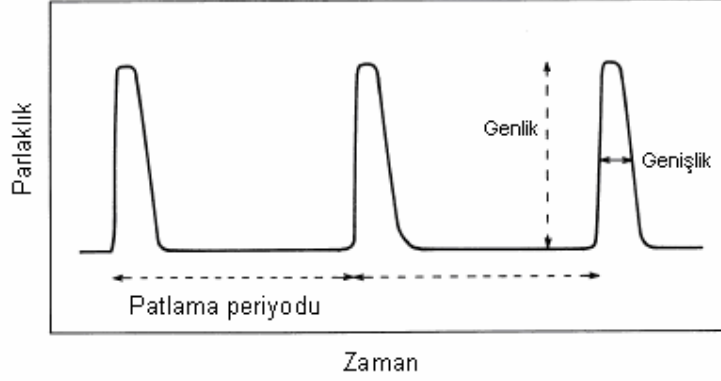
Cüce novalar, küçük ve sık patlamalar gösterirler (Bakınız Şekil 1.16). Bu patlamalar, 2-5 kadir genliklidir, yaklaşık 2 gün ile 2 hafta arasındaki sürelerde devam eder ve yaklaşık 10 gün ile 30 yıl arasında oluş sıklığına sahiptirler (Cordova ve diğ., 1980).

Cüce novaların üç farklı türü vardır. Sınıflandırma, patlama ışık eğrisine göre yapılmaktadır. Alt sınıflar U Geminorum (SS Cyg) Değişenleri, Z Camelopardalis Değişenleri (Z Cam) ve SU Ursae Majoris Değişenleridir (SU UMa).

##### **1.3.3.4.1.1. U Geminorum Alt Sınıfı**

Z Cam ve SU UMa sınıfından olmayan tüm Cüce Novalar bu gruba girmektedir (Warner, 1995). Şekil 1.16 da görülen ışık eğrisine benzeyen ışık eğrilerinden kolayca tanınabilirler. Tanımlanmaları için üç temel parametre vardır: 1- patlama periyodu 2- patlama genliği 3- patlama genişliği (Smak, 1984).

Tekrarlayan patlama profili gösterirler. Bir günden daha az sürede parlaklık zirveye yükselir ve birkaç gün içinde tekrar durağan hale geri döner (Cordova ve diğ., 1980).



Şekil 1.16. Bir cüce novanın şematik ışık eğrisi (Smak, 1984)

#### 1.3.3.4.1.2. Z Camelopardalis Alt sınıfı

U Gem'in davranışlarına ek olarak, minimum ve maksimum arasındaki yarı seviyede, neredeyse sabit parlaklıklı uzun süreli (günlerce, bazen aylarca) duraklamalar gösterirler (Smak, 1984). Maksimum parlaklığın  $\sim 0,7$  kadar altında uzun süre kalırlar (Warner, 1995).

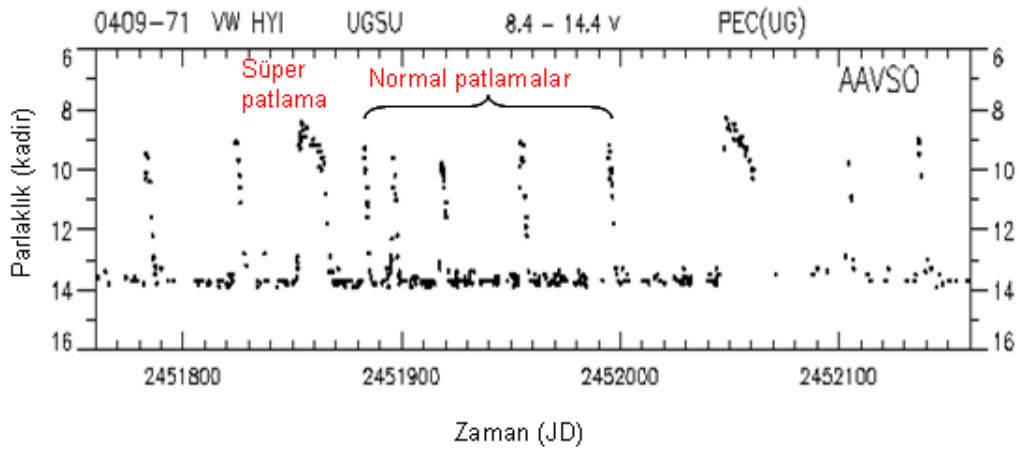
#### 1.3.3.4.1.3. SU UMa Alt Sınıfı (SU Ursae Majoris )

SU UMa'ların çoğunlukla yörünge periyodu 0,1 günden kısadır. Manyetik olmayan cüce novaların çoğu 2,1 saatin altındaki periyodlu SU UMa'lardır (Udalski, 1990). SU UMa'lar çok kısa periyodlu coşkun değişenlerin %70 'ini ve cüce novaların %18 ini oluştururlar. İkincil yıldızlarının kütleleri benzerdir ve yaklaşık  $0,2 M_{\odot}$  dir (Vogt, 1980).

SU UMa'lar genel olarak, iki tür patlama gösterirler: normal ve süper patlamalar. Normal patlamalar yaklaşık 1 gün sürerler (Normal patlamaların görsel parlaklıkları genel olarak 9,5 kadirdir) ve  $\sim 20$  gün aralıkla görülürler. Süper

patlamalar yaklaşık 12 gün sürerler (Süper patlamaların görsel parlakları genel olarak 8,7 kadirdir) ve ~150 gün aralıkla görülürler (Mohanty ve Schlegel, 1995). Yaklaşık olarak beş normal patlamadan sonra, bir süper patlama gösteren sistemlerdir. Süper patlamalar normal patlamalara göre ~0,7 kadir daha parlaktır (Vogt, 1980). VW Hyi nin süper patlamaları sırasında ışık eğrisinde, Vogt (1974) ve Warner (1975) tarafından "süper tümsek (superhump)" olarak adlandırılan periyodik zirveler görülür. Süper tümseklerin genlik ve şekilleri benzerdir (oldukça keskin zirveler ve geniş minimum) (Vogt, 1980).

#### 1.3.3.4.1.3.1. SU UMa'ların Patlama Durumu



Şekil 1.17. VW Hyi nin ışık eğrisi. Normal ve süper patlamalar görülmektedir (AAVSO).

#### 1.3.3.4.1.3.1.1. Normal Patlamalar

Şekil 1.17 den görüldüğü gibi, normal patlamalar, sık görülen kısa patlamalar şeklinde diğer cüce nova patlamalarına benzemektedir. İki süper patlama arasında bir ya da birkaç normal patlama görülür (Vogt, 1980). Cüce novaların normal patlama mekanizması, Disk Kararsızlık modeli ile iyi bir şekilde açıklanabilir (Udalski, 1990). Bir miktar gaz, durağan halde iken diskte birikir. Bu gaz çok büyük

miktarlara ulaştığında disk sıcaktır, viskozite yükselir ve bir patlama ile diskte biriken gaz beyaz cüce üzerine yığılır (Rosenzweig ve diğ., 2000).

#### **1.3.3.4.1.3.1.1.1. Tümsekler (Humps)**

Sistemin gözlemciye dönük yüzünde görülen, karşıt evrede örtülmelerden dolayı görülmeyen sıcak lekeden dolayı ışık eğrilerinde tümsek (hump) adı verilen yükseklikler oluşmaktadır (Smak,1984).

#### **1.3.3.4.1.3.1.2. Süper Patlamalar**

Süper patlamalar Termal Gelgitli Kararsızlık Modeli ile açıklanmaktadır. Buna göre, süper patlamalar normal patlamalar tarafından tetiklenmektedir.

Süper patlamalar normal patlamalara göre daha seyrekler, daha uzun sürerler ve daha büyük genliğe sahiptirler (Schreiber ve diğ., 2004). Tekrarlama zaman aralıkları daha uzundur, daha düzenlidirler ve normal patlamalardan daha parlaktırlar (~ 0,7 kadar). Süper patlamalar ile normal patlamaların oluş sıklığı  $1 \leq PT_S / PT_N \leq 14$  dür (Bateson, 1979, 1988; Vogt, 1980; van Paradijs, 1985; O'Donoghue ve diğ., 1991; Warner, 1995; Ritter ve Kolb, 1997).

Bateson (1977b) ve Smak (1985), van der Woerd ve van Paradijs (1987) in incelemelerinden süper patlamalar ve normal patlamalarla ilgili aşağıdaki özellikler belirlenmiştir:

- a)süper patlamadan sonraki ilk normal patlama 9-24 gün aralığında görülür;
- b)süper patlamadan sonraki normal patlama çevriminin ortalama uzunluğu, süper çevrim ortasında 17 günden 30 güne kadar artar;
- c)süper patlamadan önceki son iki normal patlama çevrimin uzunluğu birbirine yakındır (Warner, 1995).

Süper patlamaların bir diğer özelliği, yörünge ışık eğrilerinde göze çarpan periyodik tümsekler (girinti, çıkıntılar) bulunmasıdır (Schreiber ve diğ., 2004).

Bunlar süpertümsek (superhumps) olarak bilinen periyodik parlaklık değişimidir (Udalski, 1990). Süper tümseklerin genlik ve şekilleri benzerdir (oldukça keskin zirveler ve geniş minimum) (Vogt, 1980). Süper patlamaların ışık eğrisinin karakteristik bir özelliği, süper maksimum parlaklıktan sonra başlayan ve minimum duruma hızla inerek sonlanan eğimli bir düzlüktür (Semeniuk ve diğ., 1997). Bu düzlük, bir tarafı dik diğer tarafı yavaş yavaş azalan eğime sahiptir. Bu nedenle, süper patlamalar aynı sistemdeki bir normal patlamadan 5-10 kat daha uzun sürmektedir (Warner, 1995). VW Hyi de, yapılan bir çalışmada süper maksimumdan bir gün sonra süper tümsek görülmüştür (Semeniuk, 1980).

#### **1.3.3.4.1.3.1.2.1. Süper Patlamanın Işık Ölçümü**

Süper patlamaya yükselişte görülen parlaklık ve renk değişimleri, aynı sistemde normal patlamada görülenden ayırdedilemez. Ör, VW Hyi de her iki tür patlamada, yükselişte, kısa dalgaboylarında (UV) gecikme vardır (Verbunt ve diğ., 1987); ve optikte yükseliş oranları aynıdır (Vogt, 1974; Warner, 1975; Bateson, 1977b; Walker ve Marino, 1978; Pringle ve diğ., 1987). Bu süper patlamaların normal patlamalar şeklinde başladığı fikri ile uyumludur (Polidan ve Holberg, 1987). Süper patlamadaki düzlük sırasında parlaklık azalır ve renkler kırmızılaşır. VW Hyi (Verbunt ve diğ., 1987) ve AY Lyr (Szkody, 1982) deki morötesi akı değişimlerinin normal ve süper patlamadaki azalmaları birbirine çok benzerdir (Warner, 1995).

#### **1.3.3.4.1.3.1.2.2. Süpertümsekler (Superhumps)**

Tüm SU UMa'ların ışık eğrilerinde süper patlamalar sırasında süper tümsekler görülmektedir (Semeniuk ve diğ., 1997). Hızlı yükseliş ve yavaş azalmalar süper tümseklerin karakteristik özelliğidir (Oizumi ve diğ., 2007). Süper tümseklerin 1972 Aralık ayındaki keşfinden beri, birçok SU UMa yıldızı "yüksek-hızlı fotometri " kullanılarak gözlemlenmiştir (Vogt, 1974; Warner, 1975). Genellikle, süper patlamanın optik maksimuma ulaşmasından sonraki 1-2 gün içinde görülen süper

tümsek, ışık eğrisinde toplam ışık üretiminin %30'u kadar artış sağlar (Warner, 1995). Süper tümsek genlikleri 0,2-0,3 kadir arasındadır (Vogt, 1980).

Süper tümseklerin, süper patlama sırasında diskin eliptik olmasından kaynaklandığı şeklindeki ilk açıklama Vogt (1980) tarafından yapılmıştır.

VW Hyi'nin Aralık 1972'de Vogt (1974) ve Warner (1975) tarafından yapılan gözlemlerinde, yörüngesel tümseğin patlamanın parlak kısımlarında kesildiği tespit edilmiştir. Çıkıntılı periyodik tümsek maksimum ışık alınırken görülmüş ve süper patlamanın sonuna kadar görülmeye devam etmiştir (Semeniuk, 1980).

Işık eğrisinde, süper patlamadan aşağı inilirken, süper tümseğin inişi sırasında; disk kısmen boşalmaktadır, böylece yarıçap büzülmekte ve presesyon periyodu uzamaktadır. Bu nedenle, patlamadan inişin daha aşağı kısmında süper tümsekler keskince değişmektedir (Hellier, 2001).

Süper tümsek periyotları, yörünge periyodundan biraz daha uzundur (~ % 3 ). Schreiber ve diğ. (2004), bunun, disk yarıçapı, 3:1 rezonans yarıçapına ulaştığı zaman oluşan disk deformasyonlarından kaynaklandığı düşüncesinin yaygın olduğunu (Whitehurst, 1988; Whitehurst ve King, 1991) ve rezonansın sadece, eğer kütle oranı  $q = M_2/M_1 \leq 0,33$  ise meydana gelebileceğini ifade etmektedirler. VW Hyi için bu değer 0,175 dir.

Süpertümsek uzaması  $\epsilon$  gösterilir ve süpertümsek periyodu ( $P_{st}$ ) ile yörünge periyodu ( $P_{yör}$ ) arasında  $\epsilon = (P_{st} - P_{yör})/P_{yör}$  bağıntısı vardır. Patterson ve diğ. (2005) VW Hyi için bu değeri,  $\epsilon = 0,0331 \pm 0,0008$  bulmuşlardır.



### **1.3.3.4.1.3.1.3. Parlamalar (Flares)**

Bazı cüce novalar ~1-2 kadir genlikli ve kısa süreli (12-48 saat) parlamalar gösterirler. Bateson (1993), parlamaların patlamadan 4-10 gün önce haberci olarak sık sık ortaya çıktığını tespit etmiştir (Echevarria ve diğ., 1996).

### **1.3.3.4.1.3.2. SU UMa Yıldızlarının Durağan Hali**

Durağan halde düşük vizkoziteli soğuk diskte, sadece, madde diskin dış kenarına çarptığı sırada serbest kalan az miktardaki gravitasyonel potansiyel enerjiden dolayı yığılma parlaklığı olmaktadır. Gaz diskin içinden geçip beyaz cüce üzerine düşerken, daha büyük miktarda gravitasyonel potansiyel enerji ortaya çıkar.

Durağan halde, ikincil yıldızdan kütle transfer oranı düşüktür (Rosenzweig ve diğ., 2000). Bu nedenle beyaz cüce üzerine yığılma oranı düşüktür. Yığılma diskinin iç kısmındaki optik olarak ince bölgeden, kısa dalga boyu bölgesinde, çizgi emisyonu görülür. Durağan halde morötesi akısı beyaz cüceden, patlama durumunda ise, çoğunlukla diskin iç kısmındaki optik olarak kalın bölgeden gelmektedir (Deng ve diğ., 1994).

Durağan halde ışık eğrileri ve tayflarda sistemden sisteme farklılıklar görülür. Bunun nedeni farklı yörünge eğimidir. Yörünge eğimi  $\geq 60^\circ$  için periyodik tümsekler ortaya çıkmaktadır (Vogt, 1980). Beyaz cüce özellikle kısa periyodlu ve yüksek eğimli sistemlerde durağan halde iken morötesinin kısa dalgaboyları kısmında ışımaya yaparken; yığılma diskinden özellikle periyot boşluğunun üstündeki (3 saatten uzun) düşük eğimli sistemlerde morötesinin uzun dalga boylarında ışımaya gelmektedir (Deng ve diğ., 1994).

#### **1.3.3.4.2. Cüce novaların periyotları**

Cüce novaların ışık eğrisi beş farklı tür değişim gösterir. İki uzun dönemli değişimler ve üçü kısa dönemli değişimlerdir. Uzun dönemli değişimler: yörünge periyodu ve süper tümsek periyodu, kısa dönemli değişimler: parıldama, cüce nova salınımları (DNOs) ve yarı periyodik (QPOs) salınımlardır. Kısa dönemli değişimler, diskin iç bölgesindeki sınır tabakası ya da beyaz cücenin yüzeyinden kaynaklanmaktadır (Godon, 1995).

##### **1.3.3.4.2.1. Yörünge Periyodu**

Coşkun değişenlerde sürekli bir hareketlilik vardır ve yörüngelerin kısa olmaları bir avantaj sağlarken sönük olmaları da dezavantajlarıdır. En önemli özellikleri kütle transferi yapmalarıdır. Işık eğrileri kütle transferi ve patlamalardan dolayı değişiklik gösterir. Periyodik olarak bileşenlerinden birisinin diğerinin önünden geçtiği sırada ışık eğrisinde bir düşme olur (Hellier, 2001).

Cüce novaların yörünge periyotları ortalama 1,5 - 4 saat aralığındadır. 80 dakikaya yakın en düşük yörünge periyodu gözlenmiş ancak iki saatten daha fazla yörünge periyodu gözlenmemiştir. 2 -3 saat periyot boşluğunda sadece birkaç cüce nova görülmektedir. SU UMa sistemlerinin yörünge periyotlarının dağılımı (TU Men hariç) 2,1 saatten daha kısadır ve periyot boşluğunun altında bulunurlar. U Gem'lerin çoğu ve Z Cam'ların hepsi, 3 saatten daha uzun periyodla boşluğun üstünde yer alırlar (Deng ve diğ., 1994). Coşkun değişenlerin yörünge periyodu gözlem yolu ile ölçülebilir. Periyot, parlaklığı ve patlamaları etkiler (Ringwald ve diğ., 1994).

##### **1.3.3.4.2.2. Süper Tümsek Periyodu**

Süper tümsekler sadece cüce novaların süper patlamaları sırasında görülen periyodik olaylardır. Genellikle süper tümsek periyodu yörünge periyodundan yaklaşık %3 daha uzundur (Semeniuk, 1980). Genlikleri 0,2-0,3 kadir aralığındadır.

Süper tümseklerin ışık eğrileri, tüm durumlarda birbirine çok benzer görünmektedir. Bu, süpertümsek oluşumunun yörünge eğimine bağlı olmadığını gösterir (Vogt, 1980).

#### **1.3.3.4.2.3. Parıldamalar (Flickering)**

Parıldama, sistemlerin tüm evrelerinde bulunan, parlaklıkta meydana gelen düzensiz iniş ve çıkış değişimleridir. Parıldamalar genellikle sakin haldeki sistemlerde daha kuvvetli görülürler (Aliş, 2002). Genlikleri değişkendir ve 0,5 kadire kadar değişebilir. Süreleri ~20 s - 10 dak. arasındadır. Uzun bir süre parıldamaya sıcak lekenin neden olduğu kabul edilmiş ancak, cüce novaların tutulmalarının incelemelerinden, parıldamanın sıcak lekeden daha çok, diskin iç kısmındaki sıcak bölgeden kaynaklandığı sonucuna varılmıştır (Godon, 1995).

Bu değişimler tek bir dönem ile ifade edilemese de bazı sistemler diğerlerine göre parıldama açısından daha aktiftir. Örneğin LX Ser 'in parıldama sıklığının beş dakikalık bir zaman ölçeği varken, HT Cas'ınki bundan daha kısadır. U Gem'in 1971'de alınan ışık eğrisi, örtülme sırasında parıldamanın kaybolduğunu göstermiştir. Bu sebeple parıldamanın sıcak lekeden kaynaklandığı sonucuna varılmıştır. Nedeni ikincil yıldızdan diske doğru olan yığılma akımının türbülans etkisidir. HT Cas'da ise sıcak leke ve beyaz cücenin her ikisinin örtülmeleri ışık eğrisinde ayırdedilebilir. Beyaz cüce örtülmeden çıktığında parıldamalar tekrar ortaya çıkar oysa sıcak leke ise hala gizli durumdadır. Bu sebeple günümüzde parıldamaların kaynağının beyaz cüceye yakın bir yer olduğu düşünülmektedir (Hellier, 2001).

#### **1.3.3.4.2.4. Yarı Periyodik Salınımlar (QPOs)**

Yarı Periyodik Salınımlar (Quasi Periodic Oscillations, QPOs), periyodları birkaç çevrim sonra değişen hızlı değişimlerdir ve diskin iç kısmında giden dalgalarda, merkezden ışığın yansımaları ve (veya) kaybolması ile ortaya çıkarlar

(Warner ve Woudt, 2006). Patterson ve diğ. (1977) tarafından Cüce nova salınımlarından (DNOs) farklı türdeki parlaklık salınımları, RU Peg'in patlaması sırasında görülmüştür. Bu patlama sırasında, 5 gün boyunca, yaklaşık 50 s periyotla ve  $\sim 0,005$  kadir genlikle gözlenmişlerdir. QPO'lar cüce novalarda görülen DNOs'ın  $\sim 2-3$  katı ortalama periyoda sahiptirler (Warner, 1995).

Bu tür salınımlar sadece patlama sırasında görülürler. Bu salınımlar optikte  $10^{-3}$  kadir ve X-ışınlarında toplam ışınımın  $\sim \%30$ 'u kadar genliklidirler. Cüce nova salınımlardan (DNOs) çok daha uzun periyot aralığına (30-300 saniye) sahiptirler (Godon, 1995). Yakın çift sistemlerde (Coşkun Değişenler ve X-ışın çiftleri) gözlenmektedirler. (Kato ve diğ., 1992). QPO'ların geniş periyotları olmasına rağmen düşük genliklerinden dolayı belirlenmesi zordur ve gözden kaçırılabilir (Hellier, 2001).

#### **1.3.3.4.2.5. Cüce Nova Salınımları (DNOs)**

Cüce nova salınımları (Dwarf Nova Oscillations, DNOs), ışık eğrilerinde gözlemlenen dönemleri sabit ya da çok yavaş değişen değişimlerdir. Sadece, cüce novaların patlamaları sırasında görülürler, 7-30 saniyelik periyotlara sahiptirler (QPO'lardan daha kısadırlar) ve periyodik değildirler, bir saat veya daha fazla sürebilirler (Hellier, 2001). Genellikle  $5 \times 10^{-4} - 5 \times 10^{-3}$  kadir genliklidirler. Birincil yıldızın yakın yığılma bölgelerinden yayınlanan eş yönlü olmayan yumuşak X-ışın ve EUV emisyonunun sonucu oluşmaktadırlar. Yığılma diskinden birincil yıldızın kütle transfer oranındaki değişiklikler DNO periyodunu değiştirmektedir. Optik DNO'lar, yığılma bölgelerinden, diskin yada parlamasına neden olan şeyin yüzeyinden kaynaklanmakta iken, diğer DNO bileşenleri yığılma bölgesinden oluşmaktadır (Warner ve Woudt, 2006). Patlamalar sırasında, cüce nova salınımlarının frekansında değişiklik görülebilmektedir (Godon, 1995).

### 1.3.3.5. Cüce Novalar ve Diğer Coşkun Değişenler Arasındaki Farklar

Cüce novalar ve diğer Coşkun değişenler (Novalar ve Nova benzeri yıldızlar) arasındaki temel farklar şunlardır:

1- Cüce novalardaki emisyon çizgileri genellikle daha şiddetlidir. Cüce novalarda genellikle Balmer, HeI ve CaII çizgileri ve nadiren HeII gözlenmektedir. HeII çizgileri Novalar ve Nova benzeri sistemlerin tayfının tipik özelliğidir.

2- Minimumdaki novaların ortalama mutlak görsel parlaklıkları  $M_V = 4$  kadir civarında iken cüce novalarınki oldukça zayıftır ( $M_V = 7,5$  kadir). Parlaklığa katkısı olan disk, cüce novalarda diğer coşkun değişenlere göre daha sönüktür.

3- Cüce novalarda disk ile kıyaslanabilecek kadar parlak olan sıcak leke, diğer sistemlerde daha zayıftır. Bolometrik parlaklık oranı  $L_{leke} / L_{disk} \approx 1 / 3$  dir.

4- Yörünge periyotları farklıdır. Coşkun değişenler yaklaşık 2 ile 3 saat arasında periyot değerine sahip değillerdir. Buna “Periyot Boşluğu” adı verilir. Cüce novalar bu boşluğun her iki yanına dağılmış yörünge periyoduna sahiptirler. Buna karşılık novaların ise 3 saatten daha uzun periyotları bulunmaktadır (Smak, 1984).

5- Patlama sırasında, normal parlaklığından maksimum parlaklığa geçerken Cüce novalar, 2 - 8 kadire kadar, Klasik Novalar, 6 kadirde 19 kadire kadar parlaklık artışı gösterebilirler. Klasik novaların patlamaları, beyaz cücenin yüzeyi üzerindeki hidrojen-zengin maddenin termonükleer yanışı yoluyla olmaktadır. Bu nedenle, patlamadan sonra, dışarı atılan maddenin genişleyen kabuğu tayfsal olarak tespit edilmektedir ve uzak-kızılötesi emisyonuna yol açmaktadır. (Howell ve diğ., 1996; Pandel, 2004).

6- Nova benzeri sistemlerin kütle yığılma oranı durağan halde cüce novalardan yüksektir (Sproats ve diğ., 1996).

### 1.3.3.6. Cüce Novaların Durağan Durumları ile ilgili Teoriler

Cüce novaların patlama dönemleri haricinde buldukları duruma “Durağan Hal” denir. Cüce novaların durağan haldeki ortalama mutlak kadirleri  $M_V = 7,5$  tir. Parlak lekeden, ikincil yıldızdan ve farklı disk eğimlerinden ışınım farklı katkıları olmaktadır. Sıcak lekeden gelen katkı, ışık eğrisindeki yörüngesel tümseğin genliğinden, çok sönük ve yüksek eğimli sistemlerde birincil yıldızın katkısı da tutulma profillerinden hesaplanabilmektedir. Tutulma gösteren bazı kısa periyotlu sistemlerde sıcak lekenin varlığına dair kanıtlar görülse bile, ışık eğrisinde yörüngesel tümsek zayıf ya da hiç yoktur. Bu, tüm diskin optik olarak ince olduğunun belirtisi olabilir. Durağan halde, parlak lekenin sıcaklığı  $T \leq 15\ 000$  °K kadardır. Kızılötesinde (IR) birkaç cüce nova, minimum ışıkta gözlemlenecek kadar parlaktır.

Durağan halde, sert X-ışınları yüksek eğimli sistemlerde, çok parlak cüce novalardan gözlemlenebilmektedir. Sıcaklık nesneden nesneye ve verilen nesneden güne değişmektedir. Durağan haldeki tipik X-ışın ışınım gücü  $L_x \sim 10^{31}$  erg  $s^{-1}$  civarındadır (Warner, 1995).

Durağan halde, cüce novalardan gözlenen X-ışınları kısmen sınır tabakasından ve kısmen de buharlaşma süreci sonucu oluşan koronadan kaynaklanmaktadır. Yığılma diskinde koronaya düşük kütle yığılma oranları görülmektedir ( $10^{-12,5}$  ten  $10^{-13} M_{\odot} / \text{yıl}$ ) (Meyer ve Meyer-Hofmeister, 1994). Cüce novada görülen sert X-ışın emisyonu ışınım gücü  $L \sim 6 \times 10^{31}$  erg  $s^{-1}$  lik ortalama seviyededir, bu düşük kütle yığılma oranlı sistemlerde ( $\dot{M} \leq 10^{16}$  g  $s^{-1}$ ) sıcaklığı  $\sim 10^8$  °K olan koronanın karakteristik özelliğidir (Warner, 1995).

Patlamalar arasındaki evrede X-ışınları azaldığı için (durağan halde diskin iç kısmındaki maddenin azar azar artması ile bağlantılı yeni bir artış takip edebilir), farklı patlamalar arası zamanlarda gözlemlerle seçilen bir sistem için X-ışınlarında çok az saçılma beklenmektedir. Gözlenen patlama özellikleri gibi buharlaşma da aynı biçimde çevrimden çevrime değişmektedir.

Disk koronası yoluyla maddenin Beyaz cüce üzerine yığılması, durağan halde cüce novalardan gözlenen X-ışınlarının ve morötesi ışımının nedenidir.

Standart yığılma disk modeli, durağan halde,  $10^{-12,5}$  ten  $10^{-13} M_{\odot} \text{ yr}^{-1}$  civarında olan çok düşük kütle yığılma oranlarına sahiptir. Bu düşük kütle yığılma oranı, teorik olarak diskin her yeri tekrar soğuduğu zaman, ışık eğrisinin dik azalmasından sonra beklenmektedir. Fakat, VW Hyi'nin gözlemleri, bu anda sert X-ışınları göstermektedir ve bu X-ışınları ve UV ışığı durağan halde yavaş yavaş azalmaktadır. Gözlenen akılar  $10^{-11} M_{\odot} \text{ yr}^{-1}$  değerinde yığılma oranına eşdeğer bir enerji kaynağı gerektirmektedir (Meyer ve Meyer-Hofmeister, 1994).

DN patlama durumunda, patlama mekanizması için birçok yazar tarafından onaylanan disk kararsızlık modeli ile ilgili iki problem vardır. UV yayan bölgeler durağan haldeki soğuk diskten çıkarılırsa bu problemler çözümlenebilir. Bu durumda, ısı önce her zamanki hızında diskin iç kısmına ulaşır, fakat sonra kayıp UV yi yayan bölgeler, gözlenen UV gecikmesi ile karşılaştırılabilir bir sürede yeniden oluşur. Meyer ve Meyer-Hofmeister (1994) durağan cüce nova diski üzerindeki koronanın yapısını çalışmışlar ve sürtünme ile ısınan koronanın, optik olarak ince gazın verimsiz ışınım yaparak soğuması nedeniyle diskin iç kısmını buharlaştığını bulmuşlardır. Bu şekilde, diskin iç kısmında bir "delik" oluşmaktadır. Buharlaştan diskin iç yarıçapı için genel formül bulmak zordur fakat hesaplamalar onun değerinin birkaç taneden on beyaz cüce yarıçapına kadar olabileceğini işaret etmektedir (Lasota ve diğ., 1995).

Sıcak koronanın beyaz cüce sistemindeki soğuk disk ile etkileşimi, beyaz cüce etrafındaki diskin iç kısmının buharlaşmasına neden olmaktadır. Korona ile temasta, daha yüksek gravitasyonel potansiyelde madde buharlaşır ve daha düşük gravitasyonel potansiyelde yoğun yıldız (beyaz cüce) üzerine yığılır. Açısız momentumdan dolayı bu kütle akışı, sürtünme ile ısınan koronal yığılma diskinin şeklini alır.

Burada iki temel ilişki bulunmaktadır:

1- Sürtünme ile sağlanan enerji ile soğuk diskten buharlaşma yoluyla tüketim, sıcak koronanın ışıınımı ve korona ile soğuk disk arasındaki geçiş bölgesinin dengesi

2- Isı üretimi ve ısısal iletimli ısı akışı arasındaki denge (koronanın daha sıcak üstteki kısımlarından aşağı doğru)

Bu fiziksel koşulların tanımladığı denklemlerin çözümleri şunları sağlamaktadır:

1- Yoğun yıldızdan (beyaz cüce) farklı uzaklıklar için koronanın yapısı

2- Soğuk diskten geçenden çok daha yüksek, yaklaşık  $10^{-11} M_{\odot} \text{ yr}^{-1}$  lik oranlarda kütle yığılması

3- Sonuç olarak, durağan halde diskin iç kısmında bir deliğin oluşumu olasılığı, bir sonraki patlamada morötesi ışıınının gecikmesine neden olmaktadır.

Diskten buharlaşan ve ardından korona içinden geçen madde yoğun yıldız üzerine yığılır (bir kısmı koronadan rüzgar yoluyla buharlaşarak kaybolmaktadır). Beyaz cüce üzerinde tüm açısal momentumun kaybolduğu yerde bir türbülans (düzensizlik) bölgesi içinden geçtikten sonra, akış subsonic (ses altı) olur. Yığılma maddesi beyaz cüce etrafında hemen hemen küresel tabaka oluşturur. Meyer ve diğ., (1996), geometrik olarak çok ince olan bu ısısal sınır tabakasının yapısını belirlemişlerdir. Beyaz cüce üzerine yığılma ve beyaz cücenin çekim etkileri hariç, soğuk disk ve korona arasındaki ısısal sınır tabakasının fiziği birbirine benzemektedir. Hesaplamalar  $1 M_{\odot}$  üzerine  $\dot{M}_{yığ} = 10^{-11} M_{\odot} \text{ yr}^{-1}$  kütle yığılma oranı için sınır tabakasının yapısı, sıcaklık değişiklikleri, basınç, iletken ısı akışı ve merkezi bölgenin yüzeyi üzerindeki ışıınım kaybı fonksiyonu hakkında bilgi vermektedir (Meyer ve diğ., 1996).



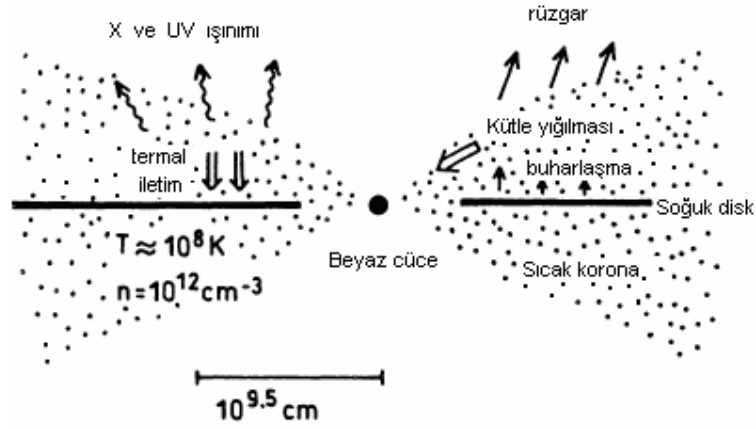
### 1.3.3.6.1. Koronal Sifon Akışı Modeli

Meyer ve Meyer-Hofmeister (1994) durağan haldeki cüce novalarda, merkezdeki beyaz cücenin gravitasyonel potansiyeli içindeki soğuk yığılma diski ve üzerinde ısıl taşıma olan sıcak korona arasındaki etkileşim için model üretmeye çalışmışlardır (Şekil 1.18). Sürtünme ile ısınan sıcak koronanın soğuk disk ile etkileşimi, beyaz cüce etrafındaki diskin iç kısmının buharlaşmasına neden olmaktadır. Bu nedenle, diskin iç kısmında bir “delik” oluşmaktadır. Bu koşullarda koronal sifon akışı ortaya çıkmaktadır. Buharlaşan disk kütlesi kısmen koronaya ve oradan da beyaz cüce üzerine yığılmakta ve kısmen de koronadan rüzgar yoluyla buharlaşarak kaybolmaktadır. Beyaz cüce üzerindeki tüm açıl momentumun kaybolduğu türbülans bölgesi içinden geçtikten sonra, akışın hızı azalır. Yığılan madde beyaz cüce etrafında hemen hemen küresel tabaka olarak şekillenir. Bu akış disk yüzeyi ve beyaz cüce arasındaki gravitasyonel potansiyeldeki farktan dolayı olmaktadır. Bu modelin çözümleri için, akışın viskozite parametresi  $\alpha$  her yerde aynı alınır (Perna ve diğ., 2003). Buharlaşan diskin yarıçapı için genel formül bulmak zordur, fakat hesaplamalar onun birkaç taneden on beyaz cüce yarıçapına kadar olabileceğini işaret etmektedir.

Meyer ve Meyer-Hoffmeister (1994) in Tek boyut modeli iç diski düzgün radyal yapılı olarak kabul eder. Bu modelde merkezdeki beyaz cücenin çekim alanındaki soğuk yığılma diski beyaz cüce üzerine yığılan kütlesinin bir miktarını Koronal buharlaşma ile koronaya verir. Bu madde daha sonra Koronadan Beyaz cüce üzerine akar. Bu akış, fiziksel olarak aşağıdaki mekanizmanın bir sonucudur: Sıcaklık yüksek koronal değerinden çok düşük atmosferik değere azalır, ısı taşınması etkisiz olur ve ışınım yayılır. Işınım, optik olarak ince durumda, parçacık sayı yoğunluğunun karesine bağlıdır. Eğer bu yoğunluk ışınım yapacak kadar yeterli değilse, madde ısınacak ve koronadaki yoğunluk artacaktır. Bu şekilde belirli bir sıcaklıkta aşağı inen ısı taşınımı, ışınım yapabilecek yoğunluğa ulaşmış kromosferik tabakalardaki derinliğe yerleşir ve sabit durum elde edilir. Bu aynı zamanda kromosfer ve korona arasında, basınç dengesi yoluyla (ya da genellikle hidrostatik denge) koronadaki son yoğunluğu belirler.

Beyaz cüce etrafında Kepler hızında dönen soğuk yığılma diski durumunda, üzerinde hala açısal momentumu tutan disk koronanın içinde buharlaşır. Açısal momentumdan kaynaklanan dönme, onu beyaz cücenin gravitasyonel çekimine zıt yönde destekler ve farklı dönmeye zorlar. Gaz sadece bu açısal momentumu kaybedebildiği oranda beyaz cücenin üzerine yığılır. Bu durum, yüksek H (disk kalınlığı) nin uzaklık r ye oranının çok küçük olduğu durumlar hariç, standart yığılma diskiye benzer. Açısal momentum transferinden sorumlu süreçler, değişen zaman ölçeğinde harekete eğilimlidir ve bundan da  $\alpha$  parametresi için değerler bulunabilir.

Yığılma akışı koronadan beyaz cüceye doğru sürekli akar. Korona yoğunluğu sabit seviyede tutmaya çalışırken, soğuk diskin yüzeyinden buharlaşma yeniden olur. Sürtünme ile ortaya çıkan gravitasyonel potansiyel enerji tarafından işlem sürdürülmektedir.



Şekil 1.18. Buharlaşan iç diskteki sürecin şematik gösterimi (Meyer ve Meyer-Hofmeister, 1994)

### 1.3.3.6.1.1. Yığılma Diskinde Beyaz Cüce Ve Sınır Tabakası Arasındaki Koronanın Sınır Koşulları

Beyaz cüce etrafındaki silindirik koordinat sistemleri, disk üzerindeki aksenal uzaklık r ve yükseklik z ile hesaba katılmaktadır. Çünkü beyaz cüceden büyük

uzaklıklarda  $(r^2 + z^2)^{1/2}$  bir sınırlama yoktur ve ısı akışı sonsuzdan gelmediği için, hem gaz basıncı P hem de ısısal iletken akı Fc asimptotik olarak sıfıra gider. Bu durum Hidrostatik çözümleri ve çok yüksekteki ses üstü akışa neden olan kononal rüzgarı hariç tutar.

Daha düşük sınırdaki sıcaklık koronal değerden düşük kromosferik değere düşer. Bu, çok ince tabakada görülür. Sıcaklığın  $10^{6.5}$  °K den  $10^4$  °K e düştüğü sadece  $10^6$  cm üzeri tabakalar için çözümler elde edilmiştir. Bu, maddenin hafifçe yana dışarı akışından ve enerjinin ihmal edilebilir olmasından dolayı görülebilmektedir. Durum böylece güneş koronasına benzemektedir, orada optik olarak ince ışınım ve ısısal ısı iletimi Shmeleva ve Syrovatskii (1973) tarafından gösterildiği gibi, tüm fiziksel nicelikler uygun ölçekleme faktörleri ile boyutsuz yapıldığı zaman, geçiş bölgesinin sabit profilli belirlenmektedir. Bu seçilen herhangi T sıcaklık değeri için P ve Fc arasındaki bir ilişki elde etmeye olanak sağlamaktadır.

$$-F_c = f(T) \times P \quad (1.40)$$

Bu Shmeleva-Syrovatskii denklemi, ışınımsal soğuma-buharlaştırma dengesinin matematiksel ifadesidir. Çözümler için alt sınır koşulu, verilen  $T_0$  sıcaklığında başlamaktır. İlave çözümler altında oldukça ince kesit Shmeleva ve Syrovatskii (1973) tarafından daha önce belirlenmiştir. Bunların tablolarından  $T_0 = 10^{6.5}$  °K için (ve daha yüksek başlangıç sıcaklıklarında daha küçük orantı faktörleri)  $f(T_0) = 10^{6.6}$  cm s<sup>-1</sup> elde edilmektedir.

Meyer ve Meyer-Hofmeister (1994)'in çözümleri, Shmeleva ve Syrovatskii (1973)'nin çözümlerinden farklıdır. Sabit buharlaşan kütle akışı, geçiş bölgesi içinden yukarı doğru geçer, koronadan yığılma ve rüzgar yoluyla kaybolan kütlelerin yerini alır. Bu kütle akışı olurken entalpi başlar ve böylece ilave soğuma oluşur.  $10^6$  °K altında Shmeleva ve Syrovatskii (1973)'nin tespit ettiği sıcaklık profili olaydan etkilenmemektedir. Bu entalpi akışı her bir logaritmik sıcaklık aralığında ortaya çıkmakta ve orada ısı akışının küçük bir miktarı daima kalmaktadır (Meyer ve Meyer-Hofmeister, 1994).

### 1.3.3.6.1.2 Koronal Yapının Hesaplanması

Durağan halde kütle korunumu denklemi

$$0 = \nabla \cdot \rho v = \frac{\partial \rho v_z}{\partial z} + \frac{\partial}{\partial r}(r \rho v_r) \quad (1.41)$$

*dir.*  $\rho$ : yoğunluk ;  $v_r$ ,  $v_z$  hız  $v$ 'nin radyal ve dikey hız bileşenleridir. Sağ taraftaki ikinci terim, dikey akışta yan taraflara doğru meydana gelen kayıpları gösterir. Radyal akış hızı

$$v_r = -\alpha V_s^2 / r \Omega \quad (1.42)$$

Denklem 1.42 ile verilmektedir. Burada  $V_s^2 = \frac{R}{\mu} T$  eş sıcaklıklı ses hızının

karesidir,  $R$  : gaz sabitidir,  $\mu$ : molekül ağırlığı,  $T$  : sıcaklık ve  $\Omega = \left(\frac{GM}{r^3}\right)^{1/2}$  (Kepler

açısal frekansdır),  $G$ : Genel çekim sabiti ( $6,67 \times 10^{-11} \text{ m}^3/\text{kg.s}^2$ ) ve  $M$ : beyaz cüce kütesidir. Denklem 1.42  $\alpha$  sürtünme parametrelili standart ince yığılma diskindeki radyal yayılma hareketini verir. Koronal yığılma durumunda, koronal disk geometrik olarak ince değildir. Bu nedenle formüllerde gerilme tensörünün ilave bileşenleri ortaya çıkmaktadır ve oluşan basıncı dengelemek için dönme frekansı Kepler değerinden sapmaktadır. Bununla birlikte, bu etkiler standart duruma göre kıyaslanabilir büyüklüktedir ve onlar  $\alpha$  parametresinin içinde gösterilebilir. Buna benzer şekilde  $\alpha$  parametresi beyaz cücenin üzerine  $R$  yarıçapında özel Kepler açısal momentumu ile yığılmakta olan maddenin yığılma akışı için  $1/(1 - \sqrt[2]{R/r})$  çarpanını da içinde barındırır.

Denklem 1.40'da bu parametrelerle gösterilen, yanlardan meydana gelen kayıpların terimi Denklem 1.43 ile değiştirilir.

$$\frac{1}{r} \frac{\partial}{\partial r} (r \rho v_r) \cong -\frac{2}{r} \rho v_r \quad (1.43)$$

Burada 2 çarpanı  $\pi r^2 dz$  hacmi üzerindeki  $2\pi r dz$  yüzeyi içinden geçen kayıpları gösterir. Bu yolla tüm 2-boyutlu çözümün bilinmeyen radyal dağılımı istenilen Tek-Boyut modelini elde etmek için yaklaşık gradyentle yer değiştirmektedir.

“z” yüksekliğinin artması ile oluşan rüzgar sistemden uzaklaşır. Bu rüzgarın akış kanalı dikey olarak sınırlı kalmaz ve hesaba katılan bölge, ana rüzgar kaynağı olduğu zaman daha küresel bir şekilde sistemi terkeder. Eğer bu akış Denklem 1.44’teki şekilde ifade edilebiliyorsa

$$2\rho v_z \frac{z}{(r^2 + z^2)} \quad (1.44)$$

Bu kolayca Denklem 1.41 ile birleştirilebilir. Bu terim kanal ara kesiti  $(r^2 + z^2)$  ile orantılı olan kütle korunumu için ortaya çıkmaktadır. Tek-boyut modelindeki son korunum denklemi

$$\frac{d}{dz} (\rho v_z) = \frac{2}{r} \rho v_r - 2 \frac{z}{(r^2 + z^2)} \rho v_z \quad (1.45)$$

olarak elde edilmektedir. Burada sadece z bağımlı terim olarak görünür. Dikey hidrodinamik denge

$$\rho v_z \frac{dv_z}{dz} = -\frac{dP}{dz} - \rho \frac{GM_z}{(r^2 + z^2)^{3/2}} \quad (1.46)$$

şeklinde elde edilir. Burada  $P = \rho \frac{R}{\mu} T$  gaz basıncıdır. Burada gözönüne alınması gereken üçüncü denklem enerji korunumu ile ilgilidir ve Denklem 1.44 e benzer

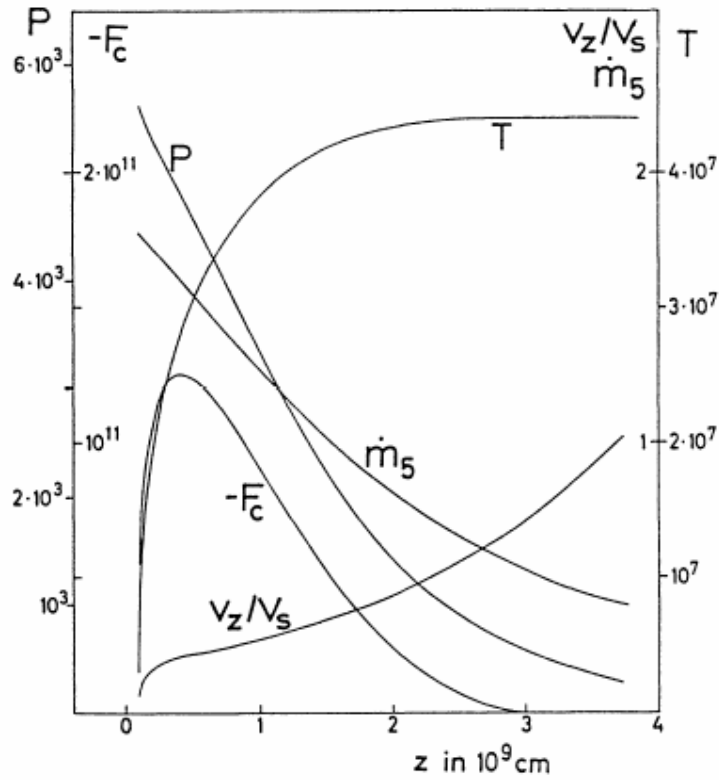
şekilde türetilmiş ve Denklem 1.47 de gösterilmiştir.

$$\begin{aligned}
& \frac{d}{dz} \left[ v_z \left( \rho \frac{v^2}{2} + \frac{\gamma}{\gamma-1} P - \rho \frac{GM}{(r^2 + z^2)^{1/2}} \right) + F_c \right] \\
&= \frac{3}{2} \alpha P \Omega - n_e n_H \wedge (T) \frac{2}{r} v_r \left( \rho \frac{v^2}{2} + \frac{\gamma}{\gamma-1} P - \rho \frac{GM}{(r^2 + z^2)^{1/2}} \right) \\
&- 2 \frac{z}{r^2 + z^2} \left[ v_z \left( \rho \frac{v^2}{2} + \frac{\gamma}{\gamma-1} P - \rho \frac{GM}{(r^2 + z^2)^{1/2}} \right) + F_c \right] \quad (1.47)
\end{aligned}$$

Yazarlar kolondaki gazın  $v_\varphi$  azimut bileşenini sabit tutacak Kepler hareketi yaptığını kabul ederler. Bu  $v_\varphi$ ,  $v^2$  teriminde ihmal edilebilir. Sağdaki ilk terim, standart  $\alpha$  lı yığılma disklerinin sürtünmeden kaynaklanan ısıyı göstermektedir. İkinci terim, optik olarak ince ışınım yaparak soğuyan gazdan meydana gelmektedir. Işınım yaparak soğuma fonksiyonu  $\Lambda(T)$  Raymond ve diğ. (1976) den alınmaktadır. Raymond ve Smith (1977) nın kozmik bollukları ile tamamıyla iyonize olmuş bir plazma kabul eder

$$F_c = -\kappa_0 T^{5/2} \frac{dT}{dz} \quad (1.48)$$

Denklem 1.48,  $\kappa_0 \cong 10^{-6} \text{ g cms}^{-3} (\text{gd})^{7/2}$  olan Dikey iletken ısı akısıdır. (Meyer ve Meyer-Hofmeister, 1994).



Şekil 1.19. Alt sınır değerleri için koronadaki parametrelerin değişimi (Meyer ve Meyer Hoffmeister, 1994)

Şekil 1.19,  $r = 10^{9.5}$  cm için bu denklemlerin çözümünü gösterir. Korona sıcaklığı  $T \approx 10^{7.6}$  K e yükselmektedir. Basınç yoğunluğu  $n$  değeri  $10^{12}$   $\text{cm}^{-3}$  olan sınır değerinden düşmektedir.

Basınç yoğunluğunun dörtte biri, yaklaşık  $1000 \text{ km s}^{-1}$  hızı ile sistemi terk eden koronal rüzgar içinde kaybolmaktadır. Bu sebeple geriye,

$$\dot{M} = \frac{3}{4} 2\pi r^2 \dot{m}_0 = 10^{-10.9} M_{\odot} \text{ yr}^{-1} \text{ luk yığılma oranlı bir madde kalmaktadır.}$$

Aşağıdaki denklemler, Meyer ve Meyer-Hofmeister (1994) tarafından oluşturulmuş bulunan koronal sıcaklık, dikey madde akış yoğunluğu ve beyaz cüce üzerine kütle yığılma oranı denklemleridir (değerlerin ölçeklendirilmesi için bakınız Şekil 1.18).

$$T = 10^{7,6} \frac{M/M_{\odot}}{r_{9,5}} \text{ K} \quad (1.49)$$

$$\dot{m} = 10^{-4,8} \frac{(M/M_{\odot})^{5/2}}{(r_{9,5})^{7/2}} g \text{ cm}^{-2} \text{ s}^{-1} \quad (1.50)$$

$$\dot{M} = 10^{-10,9} \frac{(M/M_{\odot})^{5/2}}{(r_{9,5})^{3/2}} M_{\odot} \text{ yr}^{-1} \quad (1.51)$$

Denklemler, en içteki disk bölgelerinin çok önemli olduğunu göstermektedir. (Meyer ve Meyer Hoffmeister, 1994).

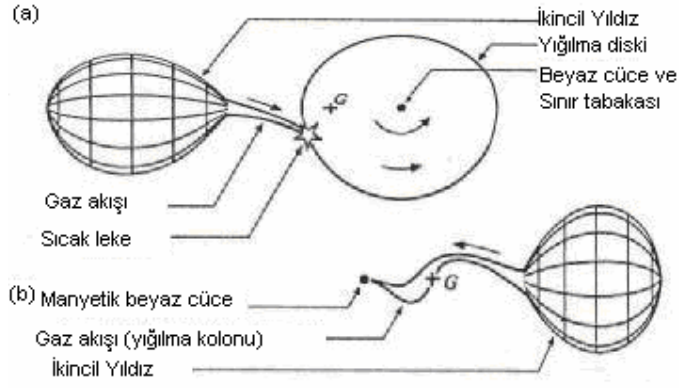
Ayrıca beyaz cücenin efektif sıcaklığı Denklem 1.52 ile hesaplanmaktadır.

$$T_{eff} = 16\,000 \frac{(M/M_{\odot})^{1/4}}{R_9^{3/4}} \dot{M}_{-11}^{1/4} \quad (1.52)$$

#### 1.3.4. Coşkun Değişenlerin Çeşitli Dalgaboylarındaki Işımaları

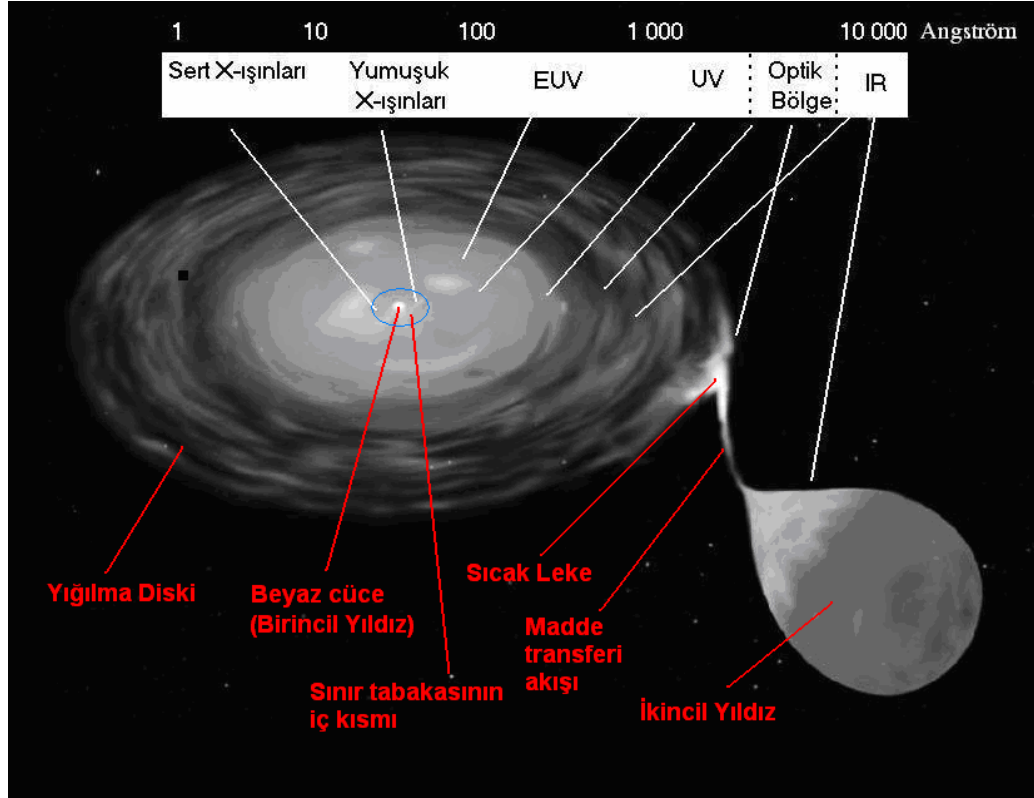
Diskli sistemlerde (Manyetik olmayan) ışınımına katkısı olan beş bölgeden söz edebiliriz: Birincil ve ikincil yıldız, yığılma diski, gaz akışı ve sıcak leke. Disk olmayan (Manyetik) sistemlerde ise bu yapılar dört tanedir: Birincil ve ikincil yıldız, gaz akımı ve yığılma sütunları. Şekil 1.20 manyetik ve manyetik olmayan sistemleri açıklayan iyi bir örnektir (Alis, 2002).





Şekil 1.20. Manyetik ve manyetik olmayan sistemler için Coşkun değişen çift yıldız sistemlerinin modelleri (Alis, 2002).

Coşkun Değişenlerde her yapı, elektromanyetik tayfın farklı bölgelerinde ışınım yapmakta veya daha baskın olmaktadır. X-ışınları daha sıcak bölgelerden yayınlanmaktadır. Bu sıcak bölgeler beyaz cüce ve yığılma diskinin iç kısımları arasında kalan bölge yani "sınır tabakası" diye bilinen bölgedir. Manyetik olmayan sistemlerde bu bölgede, yığılma diski ile beyaz cüce etkileşim içerisindedir. Düşük yığılma oranlarında sınır tabakasından yayınlanan enerji frenleme mekanizması ile oluşmuş X-ışınları şeklindedir. Yüksek yığılma oranlarında, sınır tabakası optik olarak kalındır ve yayınlanan enerji uzak morötesi tayf bölgesinde gözlenir. Beyaz cücenin ısısal ışınımı yakın ve uzak morötesinde gözlenir ve bazı sistemlerde disk emisyonuna göre baskın olur. İkincil yıldız **kızılötesinde** önemli katkı sağlamaktadır. İkincil yıldızın soğurma çizgileri coşkun değişenlerin tayfında sık sık görülür. Yığılma diskinin kendisi (soğuk bileşen) özellikle **morötesi** (ultraviolet, UV) bölgede ışınım yapmaktadır. Ayrıca yığılma diskinin katkısı **optikte** ve bir miktar da yakın-**kızılötesinde** (infrared, IR) kendini gösterir. (Mennickent ve diğ., 2004). **Optik** ışınımın büyük bir bölümü, yığılma akışının diskin dış kenarına çarptığı yer olan Sıcak lekeden ve ikincil yıldızdan gelmektedir. Son olarak da  **radyo** ışınımı ise iyonize olmuş gazlardan ve bazı sistemlerde görülen jetlerden kaynaklanmaktadır. Şekil 1.21 de, coşkun değişenlerin çeşitli dalga boylarındaki ışınımları ve yayınlandıkları bölgeler görülmektedir. Yığılma akışından, yığılma diski kalıntısından ya da akışın diske çarptığı yerdeki sıcak lekeden oluşacak herhangi bir emisyon, yakın morötesinde ışınım yapar (Gansicke ve Koester, 1999).



Şekil 1.21. Coşkun değişenlerde çeşitli dalgalı boyundaki ışımlar ve yayınlandıkları bölgeler (Aliş, 2002).

### 1.3.5. Coşkun Değişenlerin X-ışın Gözlemleri

Yığılma maddesinin beyaz cüce üzerine çarptığı zaman oluşan enerji Denklem 1.53 ile hesaplanmaktadır.

$$E \approx \frac{GM_1 \mu m_p}{R_1} \quad (1.53)$$

$M_1 = 0,7 M_{\odot}$  ve  $R_1=8000$  km olan bir beyaz cüce üzerine yığılma ile oluşan enerji  $\sim 70$  keV tur. Bu enerji yığılma maddesini  $10^8$  °K den daha yüksek sıcaklıklara ısıtır. Bu yüksek sıcaklıklarda gaz X-ışın enerjilerinde çizgi ışıması ve güçlü bir süreklilik gösteren tayf oluşturur. Beyaz cüce üzerine kütle yığılması coşkun

değişenleri ışınım gücü  $10^{34}$  erg  $s^{-1}$  ye yükselen güçlü X-ışın kaynakları yapar. Yine de bu sistemler nötron yıldızları ya da karadelikler kadar güçlü değildir (Pandel, 2004).

Coşkun değişenler optik dalgaboylarında son 150 yıldır incelenmesine rağmen, X-ışın gözlemleri son 40 - 50 yıldır yapılmaktadır. Bir uydu tarafından yapılan X-ışın taraması sırasında tespit edilen ilk Coşkun değişen EX Hya'dır ve Uhuru uydusu tarafından sert X-ışın bandında tespit edilmiştir (Warner, 1972, 1973). EX Hya daha sonra bir manyetik sistem olarak sınıflanmıştır. Bir coşkun değişenden yumuşak X-ışın emisyonu, ilk kez bir roket uçuşu sırasında cüce nova SS Cyg'de tespit edilmiştir (Rappaport ve diğ., 1974). Daha sonraki gelişmeler, X-ışın uydularındaki duyarlılığa bağlı olarak coşkun değişenlerin X-ışın keşiflerini arttırmıştır. X-ışın astronomisi kutupsallar (polars) ve yarı-kutupsalların (AM Her ve DQ Her çift sistemleri) keşfedilmesini sağlamıştır. 1978 de fırlatılan Einstein gözlemevi, gözlediği coşkun değişenlerin ~ %70 inde X-ışın emisyonu tespit etmiştir. EXOSAT uydusu, 1983'te fırlatıldığında, coşkun değişenlerin incelenmesinde uzun ve sürekli gözlemlerini geniş tayf aralığında yaptığından dolayı büyük fayda sağlamıştır. ROSAT'ın tüm gökyüzü taraması 1991 de tamamlanmış ve onunla birçok yeni coşkun değişen keşfedilmiştir (özellikle AM Her türü manyetik sistemler). Birçok sistemin ışık eğrisinin ve X-ışın tayfının detaylı incelenmesi, hassas ROSAT gözlemleri ile yapılmıştır (Pandel, 2004).

#### **1.3.5.1. Cüce Novalarda Durağan Hal Sırasında Yayınlanan X-ışınları**

Durağan haldeki cüce novalar sınıfına ait çok parlak ve yüksek eğimli sistemler olan HT Cas, Z Cha, U Gem, WZ Sge'de ve pek çok diğer sistemde sert X-ışınları tespit edilmiştir (Ricketts ve diğ., 1979; Becker, 1981; Cordova ve diğ., 1981; Cordova ve Mason, 1983, 1984; van der Woerd ve diğ., 1986; Belloni ve diğ., 1991; Mukai ve Shiokawa, 1993; Warner, 1995).

Sistem durağan halde iken, yok olan Kepler enerjisinin önemli bir bölümü, optik olarak ince sınır tabakasından sert X-ışınları şeklinde yayınlanmaktadır (Patterson ve Raymond, 1985a). Bu sert X-ışınlarının yoğunluğu çok düşük olabilir (Pringle ve Savonije, 1979). Coşkun değişenlerin yığılma oranları  $\dot{M} \leq 10^{-9.5} M_{\odot} yr^{-1}$  in altına düştüğü zaman, sert X-ışın ışıyım gücü toplam akının önemli bir kısmı olmaktadır (Narayan ve Popham, 1993). Durağan haldeki X-ışın ışıyım gücü yaklaşık  $L_X \sim 10^{31}$  erg s<sup>-1</sup> dir (Cordova ve Mason, 1984), fakat yapılan gözlemler bunun 10-30 kat daha fazla olabildiğini de göstermektedir (Mukai ve Shiokawa, 1993). Örneğin; SS Cyg  $L_X$  (2-10 keV)  $\sim 1,7 \times 10^{32}$  erg s<sup>-1</sup> X-ışın ışıyım gücüne sahiptir (Jones ve Watson, 1992; Warner, 1987).

Durağan halde yumuşak X-ışınlarının, sadece çok düşük yıldızlararası hidrojen yoğunluğuna ( $N_H \sim 6 \times 10^{17}$  cm<sup>-2</sup>) ve düşük kütle yığılma oranına ( $\dot{M} \leq 10^{16}$  g s<sup>-1</sup>) sahip cüce novalardan tespit edildiği Polidan ve diğ. (1990) ve Belloni ve diğ. (1991) tarafından açıklanmaktadır (Warner, 1995).

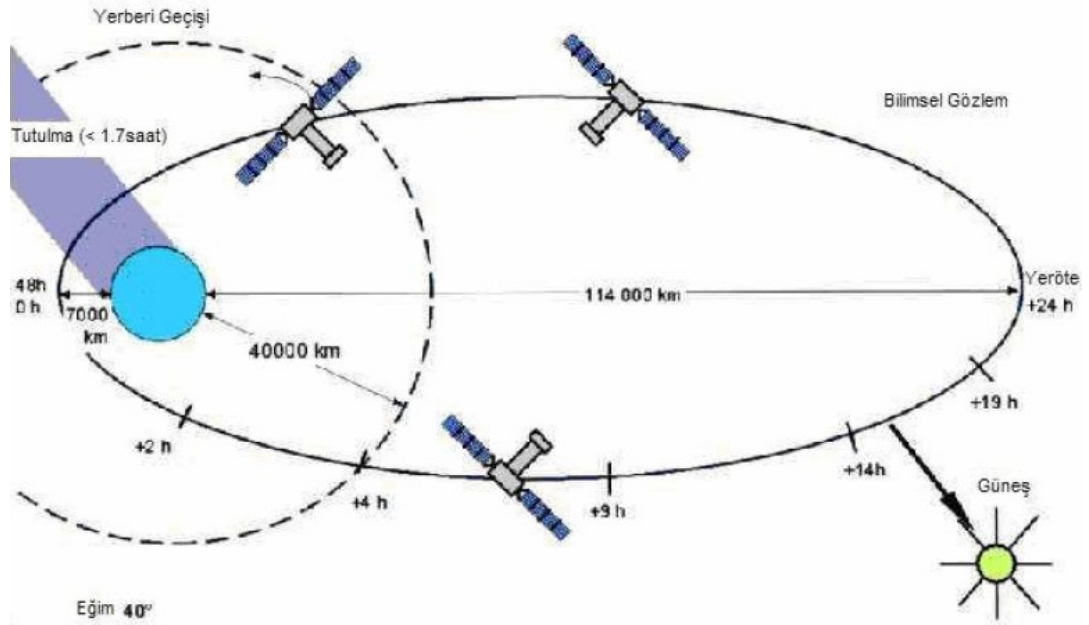
Medvedev ve Menou (2002)' ya göre, düşük kütle yığılma oranlarında (durağan haldeki cüce novalarda), sınır tabakasındaki gaz sıcak ve optik olarak incedir, bu nedenle sınır tabakası sert X-ışın emisyonu yapan güçlü bir kaynaktır (Pringle ve Savonije, 1979; Tylanda, 1981; Patterson ve Raymond, 1985a).

## BÖLÜM 2

### XMM-NEWTON UYDUSU VE VERİ ANALİZ YÖNTEMİ

#### 2.1. XMM-Newton Uydusu

İsmi ünlü İngiliz bilim adamı Isaac NEWTON'dan alan XMM-Newton uydusu, ESA'nın yürütücüsü olduğu ve İngiltere'nin liderliğinde yapılan yaklaşık 700 milyon dolarlık bir projedir. 10 metre uzunluğunda ve yaklaşık 4 ton ağırlığında olan XMM-Newton uydusu, Avrupa'da o zaman dek (1999 yılına kadar) yapılmış en büyük bilimsel uydudur. Yeröte noktası, yer merkezinden yaklaşık olarak 114 000 km ötede yer alır (Şekil 2.1). X-ışını fotonları atmosfer etkisine maruz kalmadığından uydudan alınan veriler daha kullanışlı ve sağlıklıdır.



Şekil 2.1. XMM-Newton uydusunun yörüngesinin şematik olarak gösterimi (<http://xmm.vilspa.esa.es>)

XMM-Newton uydusu gözlemlediği cisimlerden aldığı verileri yörüngesinde hareket halindeyken yeryüzündeki gözlemevlerine transfer eder. Uyduya yeryüzünden bilgisayarlar vasıtasıyla ayrıntılı talimatlar gönderilerek nereyi gözlemleyeceği ve hangi kameraları kullanması gerektiği bildirilmektedir. Uyduya enerji sağlamak üzere üzerinde güneş panelleri bulunmaktadır. Bu uydu ile yapılan analizler, evrenin oluşumu, kuazarlardaki kara delikler, galaksiler, galaksi kümeleri, çift yıldız sistemleri ve ışık ile madde arasındaki etkileşimler hakkında zengin bilgiler sağlamaktadır.

XMM-Newton uydusu 1999 yılının Aralık ayında görevine başlamıştır ve 10 yıl boyunca görevine devam etmesi öngörülmüştür. Uydu 0,1-15keV enerji aralığında gözlem yapabilme özelliğine sahiptir. Ayrıca çok geniş bir alanı gözlemleyebilmekte (30') ve X-ışını gözlemleri ile optik gözlemleri eş zamanlı olarak yapabilmektedir. XMM'in çözünürlüğü 6" dır. Bu yüksek çözünürlük X-ışını evreni açısından yeni detaylar elde etmemizi sağlamaktadır. XMM-Newton uydusunun temel özellikleri Tablo 2.1'de verilmektedir. (<http://xmm.vilspa.esa.es>; Ehle ve diğ., 2007; Jansen ve diğ., 2001). (Diğer uydular ile karşılaştırma için bakınız Ek 1).

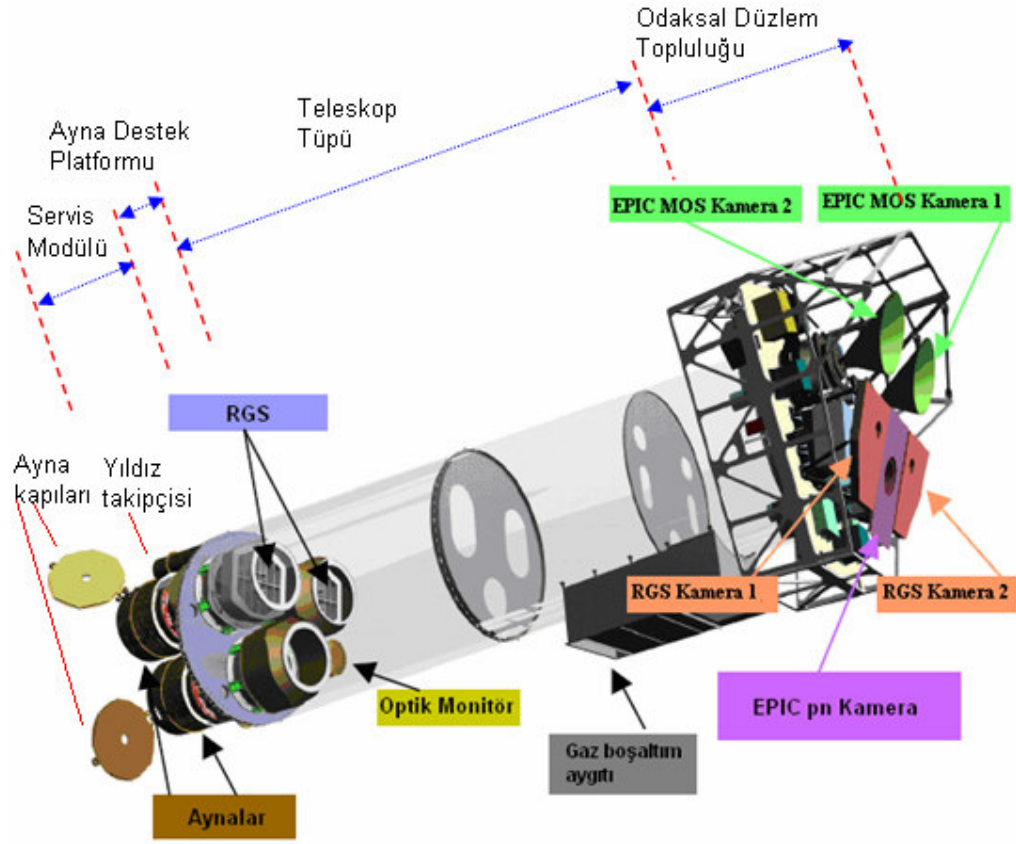
Tablo 2.1. XMM-Newton uydusunun temel özellikleri. (<http://xmm.vilspa.esa.es> ; Ehle ve diğ., 2007; Jansen ve diğ., 2001).

Özellikler	Değerler
Kütlesi	4 000 kg
Uzunluğu	10 m
Görev süresi	2-10 yıl
Max. Genişlik	16 m
Max. X-ışını saptama enerjisi (EPIC-PN)	15 keV
Min. X-ışını saptama enerjisi (EPIC-PN)	0,15 keV
Odak uzunluğu	7,7 m
Çözünürlük (FWHM)	6"
Çözünürlük (HEW)	14"
Yörüngesel yükseklik (Yeröte)	114 000 km
Yörüngesel yükseklik (Yerberi)	7 000 km

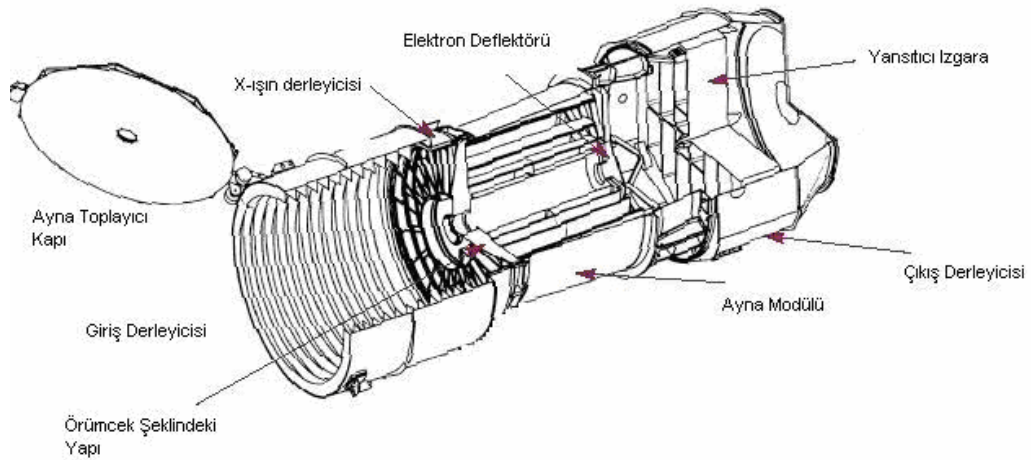
### 2.1.1. XMM-Newton Uydusunun Bileşenleri

XMM-Newton uydusu Şekil 2.3' ten şematik olarak görüldüğü gibi modüler olarak tasarlanmıştır ve dört ana parçadan oluşmaktadır. Uydunun bileşenleri ve şematik gösterimi Şekil 2.2'de görülebilir.

- Odaksal Düzlem Topluluğu (Focal Plane Assembly-FPA), odaksal düzlem araçlarını taşıyan bir platformdan oluşur. Bu platformda iki tane Yansıtma Izgaralı Tayfölçer (Reflections Gratings Spectrometer-RGS), çıktı kamerası (Den Herder ve diğ., 2001), bir adet EPIC PN (Avrupa Foton Görüntü Kamerası-European Photon Imaging Camera) ile iki adet EPIC MOS görüntü dedektörü ve kameralar için veri işleme ile birlikte güç dağıtım birimlerini içerir (Strüder ve diğ., 2001). Ayrıca RGS aygıtlarının radyatörleri de bulunmaktadır, ki bunlar CCD dedektörlerini soğutmak için kullanılır.
- Teleskop Tüpü (Telescope Tube), karbondan yapılmış bir tüptür. İki büyük yük taşıma modülü, yani Odaksal Düzlem Topluluğu ve Ayna Destek Platformu arasında bağlantı sağlar. Teleskop tüpü 6,8 m uzunlukta olduğundan dolayı fiziksel olarak üst ve alt tüp olmak üzere iki bölümden oluşmuştur.
- Ayna Destek Platformu (Mirror Support Platform, MSP), kendi platformu içinde bulunan üç adet aynanın bir araya getiricisi (Ayna Modülleri, giriş ve çıkış engelleyicisi (baffle), kapılar, iki Yansımali Kırınım Izgarası Tayfölçeri (RGS) ızgara kasası), optik monitörden ve iki yıldız takipçisinden oluşur.
- Servis Modülü (Service Module-SM), Optik Monitor aygıtı (Mason ve diğ., 2001), yıldız takipçileri, üç X-ışın Ayna Modülü, uzay aracının alt sistemlerini ve uydu için gerekli kaynakları bulunduran diğer birimleri taşır. Ayrıca servis modülüne iki adet güneş kanadı, teleskop güneş kalkanı ve ana kollarında S-bantlı antenler (servis modülünün iki yanında) bağlıdır (Şekil 2.5). (<http://xmm.vilspa.esa.es> ; Jansen ve diğ., 2001).



Şekil 2.2. XMM uydusunun bileşenleri ve şematik gösterimi. RGA lı iki X-ışın teleskobu solda görülmektedir. Topluluğun sağında, odaksal X-ışın aygıtları görülmektedir: EPIC MOS kameralar radyatörleri (yeşil/gri koni şeklinde) ile EPIC PN kamera (mor) ve RGS kameraları (turuncu). Altta siyah kutu ise Gaz boşaltım aygıtıdır. Fotoğraf Dornier Satellitensysteme GmbH nin izni ile yayınlanmıştır (XMM online).



Şekil 2.3. Teleskop konfigürasyonu (<http://xmm.vilspa.esa.es>)



### 2.1.2. Teleskop Konfigürasyonu

XMM-Newton uydusu üzerindeki 3 tane teleskoptan her biri üzerinde

- Ayna bir araya getirici kapısı (optik aletlerin birleştirilmesini, fırlatma ve erken yörünge evresi boyunca korunmasını sağlar.)

- Giriş derleyicisi ( $47^\circ$ 'den daha geniş açılarda görünen parazit ışınları tutmayı sağlar.)

- X-ışını derleyicisi (ayna sisteminin önünde yer alır. Odak düzlem kameralarının görüş alanı içindeki kaçak ışık miktarını önemli ölçüde düşürür ve bir kolimatör gibi davranır)

- Ayna modülü,

- Bir elektron saptırıcısı, (odak düzlemi dedektörlerine ulaştırıcı aynalar tarafından yansıtılan düşük enerjili elektronları koruyan çembersel bir manyetik alan üretir.)

- Yansıtımlı Izgara Düzenleyici (Reflection Grating Array-RGA) (teleskopların ikisinde bulunur.)

- Çıkış derleyicisi bulunur. (<http://xmm.vilspa.esa.es>; Jansen ve diğ., 2001) (Şekil 2.3).

### 2.1.3. Isısal Kısıtlamalar

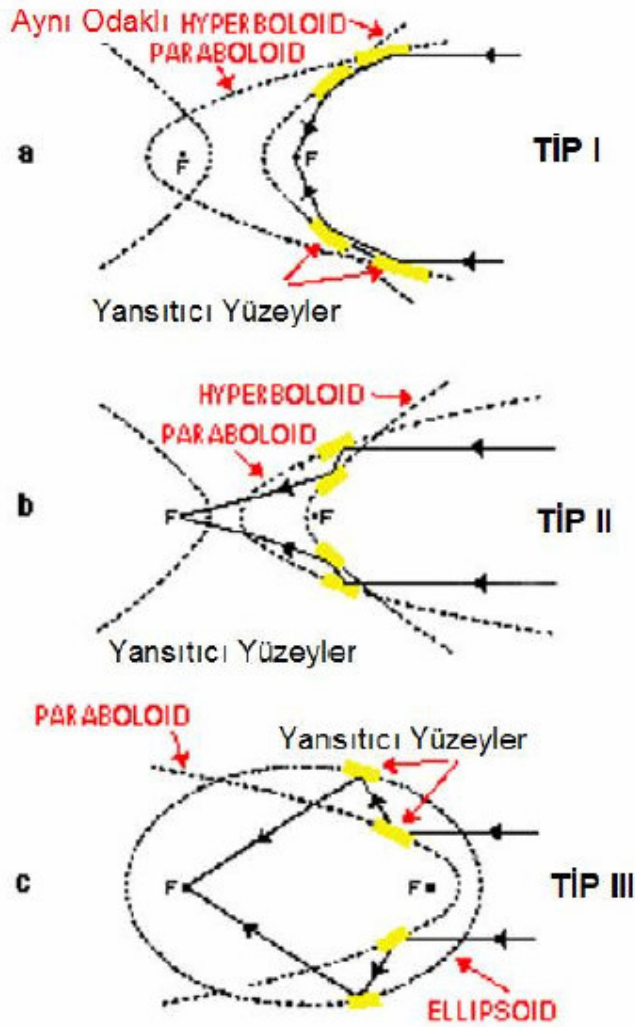
Isısal-elastik deformasyonları kısıtlamak amacıyla uzaysal olarak maksimum sıcaklık değişimi  $\pm 2$  °C de ve ayna modüllerindeki ayna kabuklarının ortalama sıcaklığı 20 °C'de sabitlenmelidir. Bu nedenle sistem  $\pm 2$  °C'den daha az sıcaklık sapmaları ile hemen hemen izotermal (aynı sıcaklıklı) olarak muhafaza edilmektedir.

XMM'nin ısısal tasarımı, güneş görüş açısının kısıtlı değişimi ( $\pm 20^\circ$ ) ile XMM in yüksek irtifası ve uzun periyotlu yörüngesi tarafından sağlanan sabit evre koşullarının bütün avantajını kullanmaktadır. Gerçekten Dünya albedosu (yansıtma gücü) ve kızılötesi ısı akıları, XMM in yüksek irtifalı yörüngesinin çok büyük kısmı boyunca ihmal edilebilmektedir. XMM yalnızca yörüngesinin yeryüzüne en yakın olan noktasından geçerken (7000 km yüksekliğine indiği zaman) ısısal kararlılığı Dünya' dan etkilenmektedir.

Maksimum 1,7 saatlik bir sürede uydu Güneş enerjisini alamadığı için, en büyük ısısal tedirginlikler bu tutulma zamanı boyunca ortaya çıkmaktadır. Bununla birlikte, tutulmalar daima, gözlem için gereken minimum yüksekliğin (40 000 km) altında olmaktadır. Kalan zamanda uzay aracının sıcaklık dengesini yeniden kurması gerekmektedir. Tutulmanın sebep olduğu sıcaklık düşüşünü ortadan kaldırmak için gereken zamanı azaltmak amacıyla, tutulma öncesi ve sonrası destekleyici ısıtma yapılmaktadır. Tüm yörüngesel tedirginlikler ve uydu davranış değişiklikleri ile başa çıkmak amacıyla, teleskop tüpü dış çevreden tamamen izole edilmiştir ve değişiklikleri karşılamak için hemen hemen sürekli olarak içerinin sıcaklığı ısıtıcı ile ayarlanmaktadır (Hüdaverdi, 2004; <http://xmm.vilspa.esa.es>).

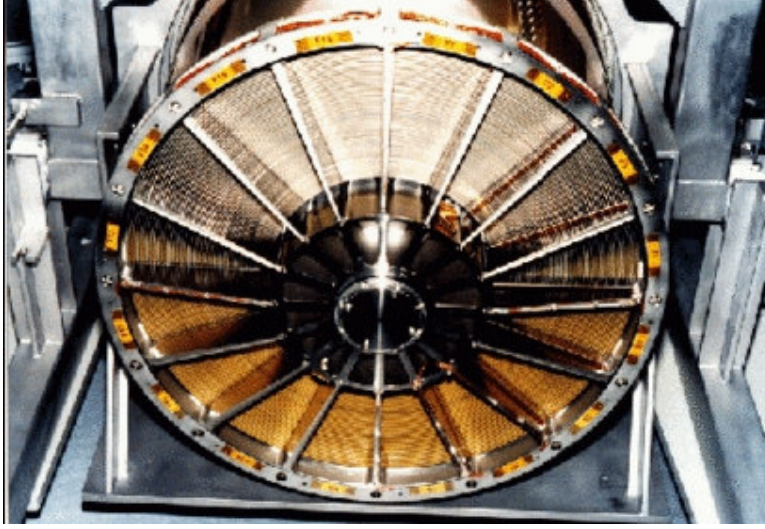
#### 2.1.4. Aynalar

XMM-Newton üzerindeki üç X-ışını teleskobunun her birisi aynı odaklı ve aynı eksenli konfigürasyonda sabitlenmiş 58 Wolter I yansıtıcı aynaları içerir (Şekil 2.5). Wolter teleskopları Alman Fizikçi Hans Wolter (1911-1978) tarafından geliştirilmiştir. Bu teleskoplar, I, II ve III olmak üzere üç tipe ayrılır (Şekil 2.4) ([http://en.wikipedia.org/wiki/Wolter\\_telescope](http://en.wikipedia.org/wiki/Wolter_telescope)).



Şekil 2.4. Wolter Teleskop tipleri ([http://en.wikipedia.org/wiki/Wolter\\_telescope](http://en.wikipedia.org/wiki/Wolter_telescope)).

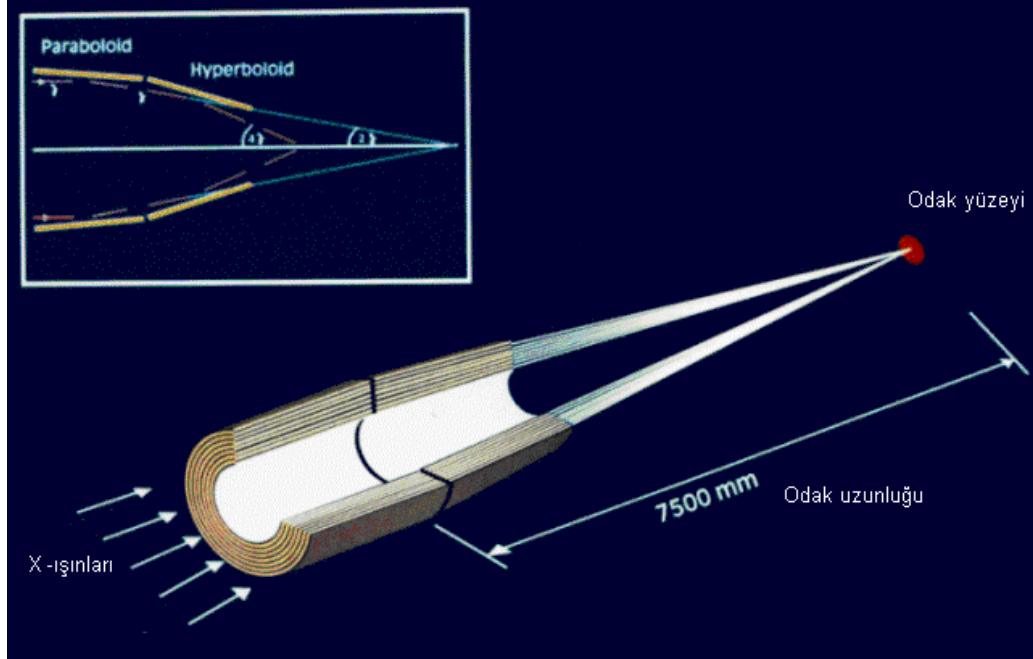
Optik aletlerin dizaynı, özellikle 7 keV enerji bölgesi baskın olacak şekilde geniş bir enerji aralığında en yüksek olası etkin alanı elde edecek şekilde oluşturulmuştur. Ayna sisteminde, yüksek enerjilerde yeterli yansımayı sağlamak için yüzeysel 30° (açıdakikalık) yansıma açısı kullanılır. Teleskobun odak uzunluğu 7,5 metre ve en büyük aynanın çapı 70 cm'dir (Şekil 2.6) (<http://xmm.vilspa.esa.es>).



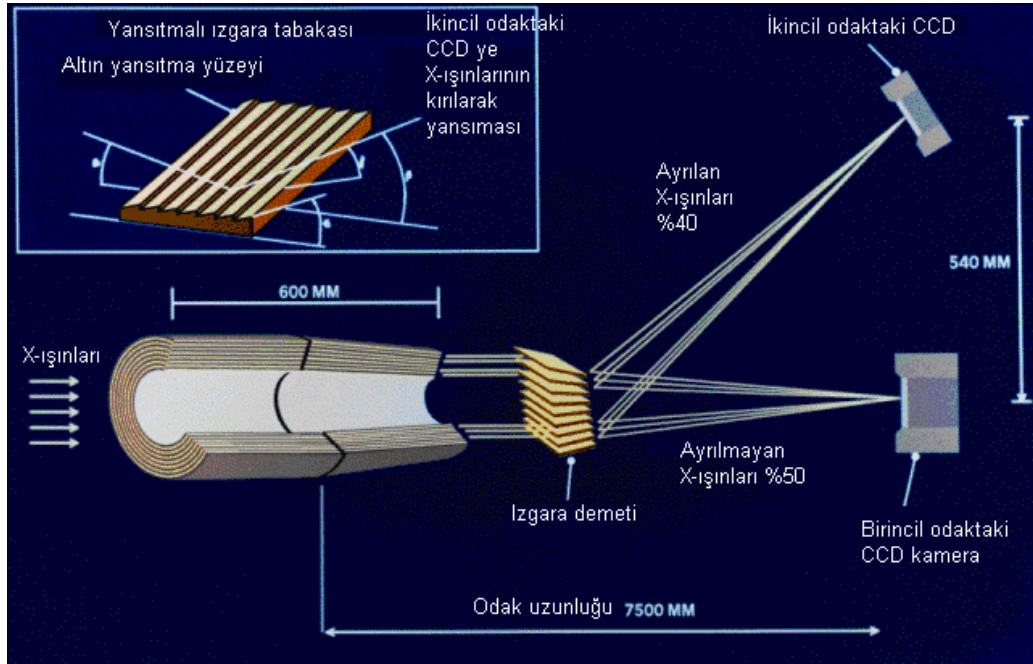
Şekil 2.5. XMM'in ayna modülü (<http://xmm.vilspa.esa.es>)

### 2.1.5. Optik Tasarım

Her bir ayna modülü, teğet etkileşimli (grazing-incidence) Wolter I tipi teleskopu içerir ve 58 adet altın kaplı, birbirine tutturulmuş aynalardan oluşur. Aynaları sıraya koymayı ve düzenlemeyi kolaylaştırmak için her ayna kabuğu bir parabolid ve ortak hiperpolidden oluşmaktadır (Şekil 2.6 ve Şekil 2.7).



Şekil 2.6. RGS siz bir XMM X-ışın teleskobunda (PN) ışığın yolu. (XMM online).



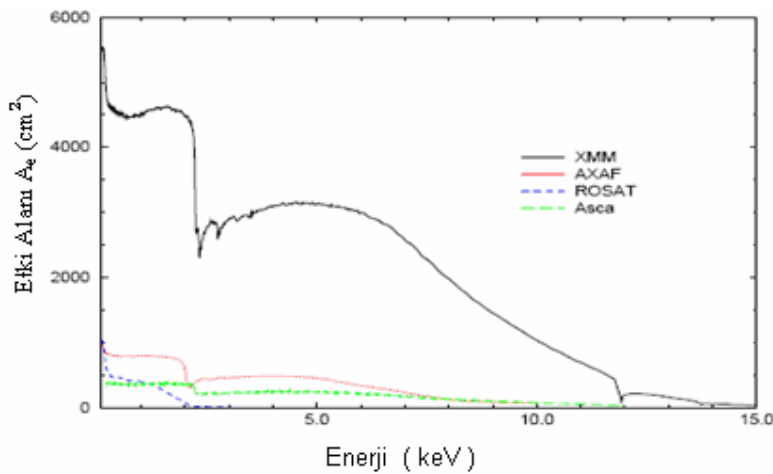
Şekil 2.7. Izgaralı (RGS) iki XMM teleskobunda (MOS1 ve MOS2) ışığın izlediği yol (XMM online).

En küçük aynanın kalınlığı 0,47 mm ve bu aynanın çapı 306 mm'dir. 700 mm çaplı aynanın kalınlığı 1,07 mm'dir. Komşu ayna kabukları arasındaki minimum radyal uzaklık 1 mm'dir. Daha fazla sayıda kabuk daha verimsiz toplama alanı oluşmasına sebep olur (<http://xmm.vilspa.esa.es>).

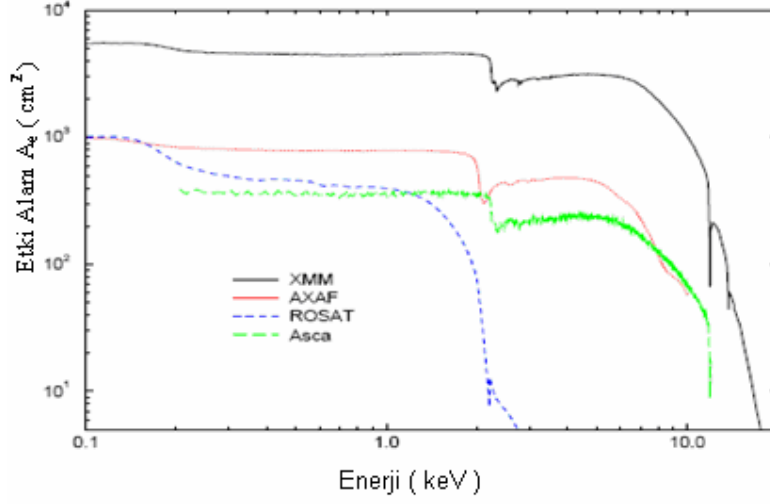
### 2.1.6. XMM Aynalarının Etki Alanları

Ayna performansının ikinci kritik ölçüsü, etki alanıdır,  $A_e$ , yani farklı foton enerjilerindeki ışınımı toplamak için aynaların yansıtma gücüdür (Dahlem, M., 1999).

XMM-Newton teleskoplarının tasarımcıları, yüksek enerjilerde (7 keV) alan çıkarmaksızın, düşük enerjilerde (2 keV) maksimum alan elde etmektedir. XMM aynaları 0,1-10 keV aralığında daha çok verimlidir. 1,5 keV civarında maksimum verim ve 2 keV e yakın kısım etkili (güçlü) kenardır. Bu tasarımın amacı her bir teleskop için 10 keV'da 350 cm<sup>2</sup>, 7 keV'da 900 cm<sup>2</sup>, 2 keV'de 1500 cm<sup>2</sup> ve 150 eV'a kadar enerjiler için 1900 cm<sup>2</sup> bir toplama alanı elde etmektir (<http://xmm.vilspa.esa.es>).



Şekil 2.8. XMM ayna modüllerinin etki alanının diğer X-ışın uyduları ile kıyaslaması (lineer ölçek) (Dahlem, M., 1999).



Şekil 2.9. XMM ayna modüllerinin etki alanının diğer X-ışın uyduları ile kıyaslaması (logaritmik ölçek) (Dahlem, M., 1999).

### 2.1.7. Avrupa Foton Görüntüleme Kamerası (EPIC)

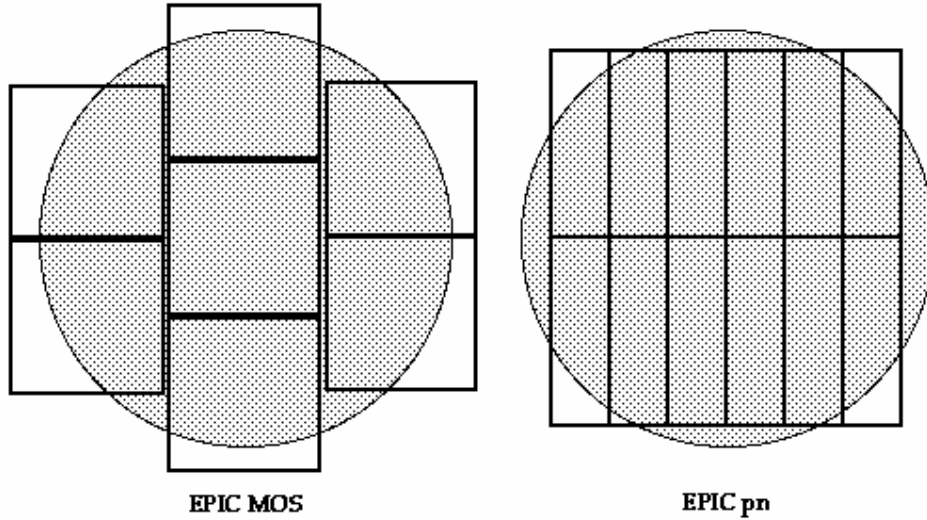
XMM-Newton uydusu, üç X-ışını CCD'si içeren kamera takımı taşımaktadır. Bunlardan ikisi MOS CCD'dir. MOS CCD'ler, X-ışını teleskoplarının arka kısmında bulunur ve yansıtma ızgaralı tayföçer ızgaraları ile donatılmıştır. Üçüncü kameradan ise engellenmemiş bir ışık demeti geçer. Bu kameranın odağında EPIC aygıtlarından PN-CCD kullanır ve bu CCD, PN-kamera olarak da bilinir.

EPIC kameraları, yarı yükseklikteki tam genişlik (FWHM) 6" olan bir açısal ayırmaya sahiptir ve 0,15-15 keV enerji aralığında orta çözünürlüklü ( $E / \Delta E = 20 - 50$ ) X-ışın tayfı sağlar. 30' teleskop görüş alanı içindeki bölgelerde son derece hassas görüntüleme gözlemleri yapabilirler (<http://xmm.vilspa.esa.es>).

#### 2.1.7.1 Yonga (Çip) Geometrisi

XMM-Newton uydusunda iki tane EPIC-MOS ve bir tane EPIC-PN olmak üzere üç farklı CCD bulunur. Bu iki farklı tip CCD (MOS ve PN)'nin ebatları farklı olsa da görüş doğrultuları ve gözlem alanları aynıdır (Şekil 2.10). CCD'lerin

boyutlarının farklı olması bir kayıp değil aksine kazançtır, çünkü herhangi bir CCD’de yakalanamayan foton diğer CCD’de büyük ihtimalle yakalanacaktır ve böylece gözlem alanının her bir noktası incelenebilecektir (<http://xmm.vilspa.esa.es>; Dahlem, M., 1999).

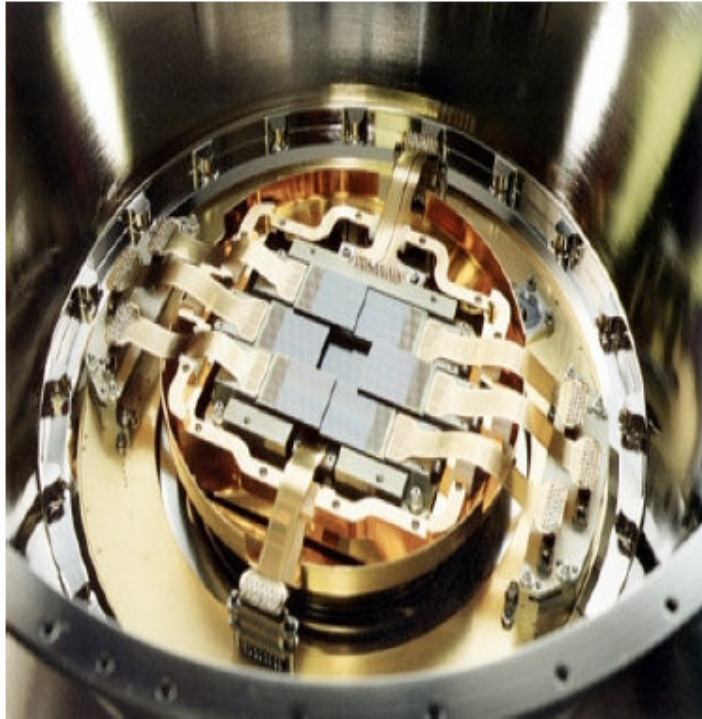


Şekil 2.10. EPIC kameralarının iki türünün görüş alanı. EPIC MOS (soldaki) ve EPIC PN (sağdaki). Taralı daireler 30' çaplı alanı göstermektedir (Dahlem, M., 1999).

#### 2.1.7.1.1. MOS Yapılı CCD

MOS-CCD, Leicester Üniversitesi ve İngiliz Elektrik Valf Şirketi tarafından ortak olarak geliştirilmiştir. MOS dedektörleri verimli enerji çözünürlüğü ile X-ışını tayfının yumuşak kısmında fotonları kaydeder. CCD'nin 40 mikron duyarlı silikon derinliği ile sert X-ışınlarında veya yüksek enerjilerde yanıtı daha düşüktür. Sert X-ışınlarını yayan bölgeyi 300 mikron kalınlığındaki PN-CCD ile incelemek daha iyi sonuç verir. Her bir MOS-CCD yedi silikon çipten oluşur ve her çip ise 600x600 pikselden meydana gelmektedir (10,9x10,9 açıdakı büyüklüğünde 7 tane kare CCD) (Şekil 2.11). MOS-CCD'lerinin (MOS-1 ve MOS-2) enerji aralıkları 0,2-10 keV'dur (<http://xmm.vilspa.esa.es>).

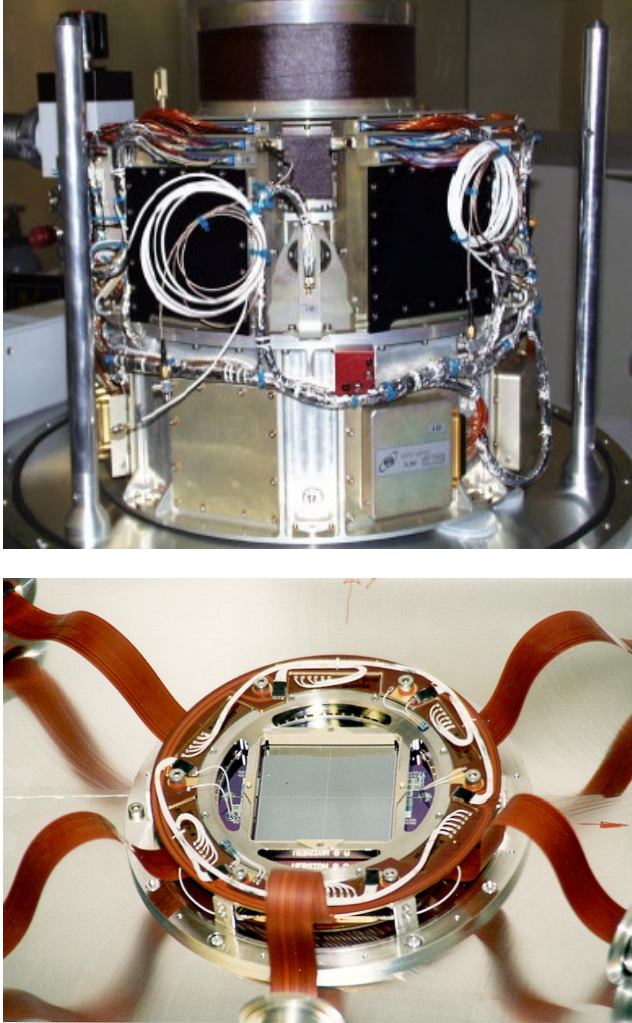




Şekil 2.11. XMM-MOS CCD (<http://xmm.vilspa.esa.es>)

### 2.1.7.1.2. PN Yapılı CCD

PN-CCD'nin düşük enerjilerden çok yüksek XMM-Newton enerjilerine kadar X-ışını yakalama kabiliyeti son derece yüksek ve homojendir (0,5 keV ile 10 keV arasında). PN CCD, kanallara bağlı 768 paralel çıktı kameranın hızlı çalışmasına olanak sağlar; sadece bir resim veya kare (frame) elde etmek için 8 ms yeterlidir. Özel çıktı biçimleri sadece 40 ms'lik bir zaman çözünürlüğü ile geçici bir cismin gözlenmesine izin verir. PN CCD, 13,6 x 4,4 açıdakikası büyüklüğünde 12 tane dikdörtgen CCD'den oluşur (Şekil 2.12) (<http://xmm.vilspa.esa.es>; Soltau, H.).



Şekil 2.12. XMM-PN CCD (XMM online).

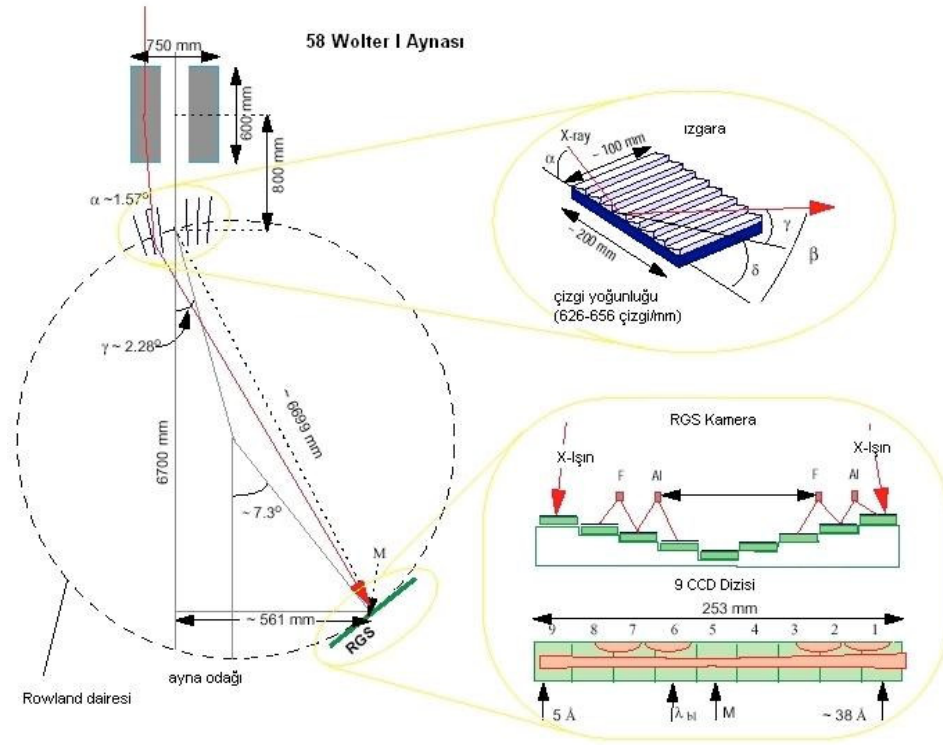
### 2.1.8. Yansıtılmal İzgara Tayföler (RGS)

XMM-Newton görevi, ESA uzun dönem programının dört ana projesinin ikincisidir. Teleskobun görüş alanı 30' ve uzaysal çözünürlüğü yaklaşık 6" (FWHM)'dir. Her teleskobun odağına CCD dedektörü yerleştirilmiştir. Üç teleskobun ikisinin arkasında X-ışını ışınlarının yaklaşık yarısı yansıtılmal ızgara tayföler tarafından kullanılır. Yansıtılmal ızgara tayföler, yansıtma ızgaralar dizisinden oluşur ve bu ızgara dizisi CCD dedektörlerine doğru X-ışınlarını saptırır.

Yansıtılmal ızgara tayföler elemanları 5 ile 35 Å (0,33 ile 2,5 keV) bir aralık üzerinde yüksek çözme gücü sağlar. İki tayföler için etki alanı yaklaşık 150 cm<sup>2</sup> de 15 Å (0,83 keV) civarında zirve yapar. Tablo 2.2' de RGS (Yansıtılmal ızgara tayföler) aygıtlarının özellikleri ve Şekil 2.13'te Yansıtılmal İzgara Tayfölerin (RGS) şematik gösterimi verilmektedir (<http://xmm.vilspa.esa.es>) (XMM online).

Tablo 2.2. RGS (Yansıtılmal ızgara tayföler) aygıtlarının özellikleri (XMM online).

		RGS 1			RGS 2		
		10 Å	15 Å	35 Å	10 Å	15 Å	35 Å
Etki Alanı (cm <sup>2</sup> )	1. Sıra	51	61	21	53	68	25
	2. Sıra	95	15		31	19	
Çözünürlük (kms-1)	1. Sıra	1700	1200	600	1900	1400	700
	2. Sıra	1000	700		1200	800	
Dalgaboyu Aralığı	1. Sıra	5 - 38 Å (0,35 – 2,5 keV)					
	2. Sıra	5 - 20 Å (0,62 – 2,5 keV)					
Dalgaboyu Kesinliği		±8 mÅ					
Dalgaboyundaki Sapma		+ 1,5 mÅ			-1,6 mÅ		
Birim Büyüklüğü (bin size)		2.5 açı saniyesi (dağılma yönüne karşı)					
[3x3 (27µ)2 piksel]		7 - 14 mÅ (dağılma yönünde, 1.sıra)					



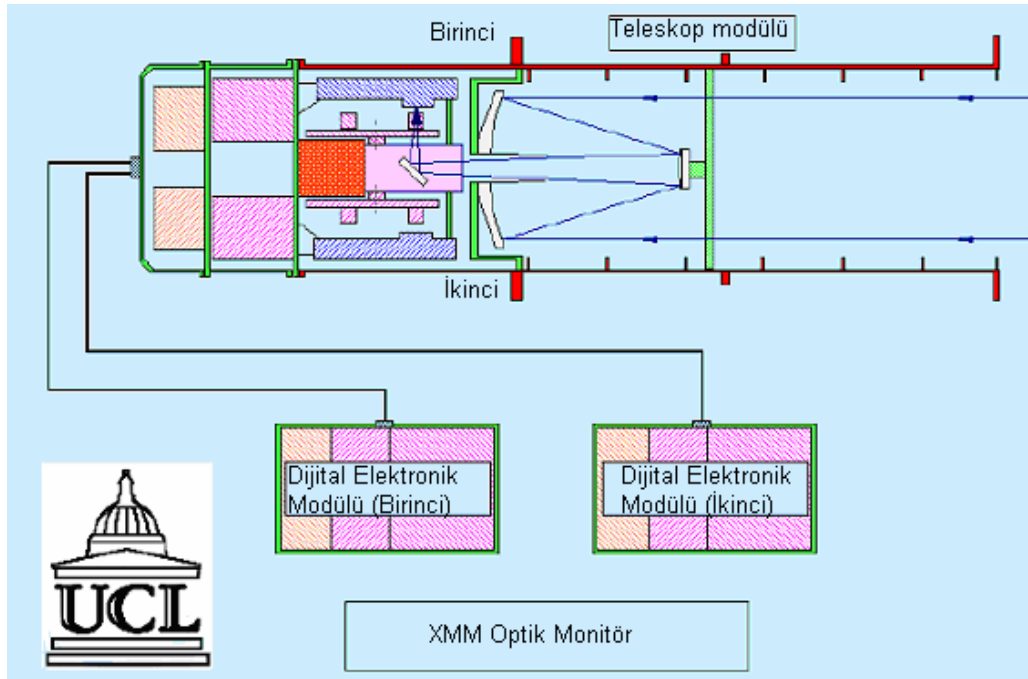
Şekil 2.13. Yansıtımlı Izgara Tayföçerin (RGS) şematik gösterimi (<http://xmm.vilspa.esa.es>)

### 2.1.9. Optik Monitör

Optik/UV Monitör XMM-Newton ayna destek platformu üzerine monte edilmiştir. XMM-OM, XMM kaynaklarının X-ışını ve morötesi/optik bantlarda eşzamanlı çok dalgaboylu gözlem rutinlerine izin vererek, merkezi 17' olan kare X-ışını görüş alanında 170 nm ile 650 nm dalgaboyları arasında gözlem yapar. XMM-OM bir teleskop modülü ve bir ayrı dijital elektronik modül içerir (Tablo 2.3) (Dahlem, M., 1999).

Tablo 2.3. Optik Monitör (OM)'ün özellikleri (Dahlem, M., 1999).

Özellikler	Değerler
Toplam Band Genişliği	180 - 600 nm (optik ve UV dalgaboyları)
Tayfsal Band Genişliği	180 - 600 nm
Hassaslık Seviyesi	24 kadir
Görüş Alanı	17' (açıdakika)
Piksel Büyüklüğü	0,476513 açısaniye/pixel
PSF ( <i>FWHM</i> ) (açısal çözünürlük)	1" (açı saniye)
Zamansal Çözünürlük	0,5 s
Tayfsal Çözünürlük	0,5/1 nm
Parlaklık limiti	$m_v=10$ kadir

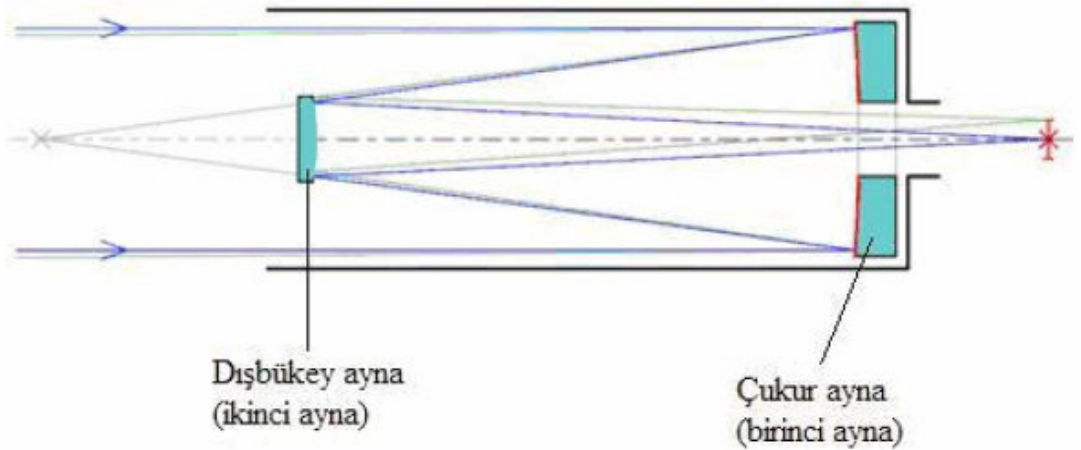


Şekil 2.14. XMM optik/UV OM teleskobundan ışığın izlediği yol (<http://xmm.vilspa.esa.es>).

Teleskop modülü  $f/12,7$ 'lik odak oranı ve 3,8 m odak uzunluğu ile değişikliğe uğramış 30 cm'lik Ritchey-Chretien teleskobu içerir. Gelen ışınlar iki dedektörün

birisinde 45 derecelik bir açıda bir eğri ayna tarafından yansıtılır. OM teleskop tüpü 2 m uzunluğundadır. Gelen ışınlar birinci ayna üzerine düşer ve ikinci ayna üzerine yansır, buradan eğri aynalar ile kendi dedektörü üzerine gönderilir. Filtre diski doğrudan doğruya dedektörün önüne monte edilmiştir (Şekil 2.14) (<http://xmm.vilspa.esa.es>).

Ritchey-Chretien teleskobu veya RCT, Cassegrain tip bir teleskopdur. RCT, birinci ve ikinci hiperboloid aynalara sahiptir. Amerikalı astronom George Willis Ritchey (1864-1945) ve Fransız astronom Henri Chretien (1879-1956) tarafından 1910 yılında icat edilmiştir. 0,5 m çapına sahip ilk RCT'yi, 1927 yılında Ritchey yapmıştır. 1 m çapındaki ikinci RCT Amerika Donanma Gözlemesinde Ritchey tarafından yapılmıştır. Cassegrain teleskobunda, iki tane eş eksenli yansıtıcının kombinasyonundan oluşan Cassegrain Yansıtıcıları kullanılır ve 1672 yılında Laurent Cassegrain tarafından geliştirilmiştir.



Şekil 2.15. Cassegrain teleskobu'nun şematik gösterimi

Cassegrain yansıtıcısında bir çukur ayna (birinci ayna) ile bir dışbükey ayna (ikinci ayna) bulunur. Bu iki aynanın optik eksenleri simetriktir. Çukur aynanın merkezinde genellikle bir delik vardır. Böylece bir göz-merceği, bir kamera veya bir ışık dedektörüne ulaşan ışığa izin verir ve çukur ayna ise parabolikken dışbükey ayna hiperboliktir (Şekil 2.15).

### 2.1.10. XMM-Newton Uydusunun Diğer X-ışın Uyduları ile Kıyaslanması

XMM in AXAF, ROSAT ve ASCA ile ayna etki alanlarının temel kıyaslaması Şekil 2.8 ve Şekil 2.9 da yer almaktadır. Burada XMM ve AXAF'ın tamamlayıcı nitelikleri ve daha önceki uydulara göre çok gelişmiş özelliklere sahip olarak X-ışın uydularının yeni neslini oluşturdukları görülmektedir (Tablo 2.4). XMM üzerindeki tüm aygıtlar kısıtlanmadıkça eş zamanlı çalışmaktadır, ancak AXAF da bir o bir öteki (tek tek) çalışır (Dahlem, M., 1999).

XMM in bazı özellikleri (Dahlem, M., 1999):

- Yüksek zaman çözünürlüklü EPIC pn kameraya sahiptir.
- EPIC pn yüksek enerjilerde yüksek duyarlılığa sahiptir.
- 0,1 keV a inen çok iyi düşük enerji cevabı bulunmaktadır.
- Genişlemiş kaynaklara çok iyi duyarlılık göstermektedir.
- Orta çözünürlüklü tayf (EPIC den) ile Yüksek çözünürlüklü tayf (RGS den) eş zamanlı alınabilmekte ve EPIC görüntüleme ve Optik/UV gözlemler (OM) eş zamanlı yapılabilmektedir.

Tablo 2.4. XMM in diğer X-ışın uyduları ile kıyaslaması. PSF, nokta yayılma fonksiyonu; FWHM, yarı maksimumdaki tüm genişlik, HEW ise yarı enerji genişliğidir. (Dahlem, M., 1999).

Uydu	Ayna PSF FWHM (")	Ayna PSF HEW (")	Enerji aralığı (keV)	1 keV daki etki alanı ( $A_e$ ) ( $cm^2$ )	Yörüngesel hedef net görüş süresi (saat)
XMM	6	15	0,1 - 15	4650	40
AXAF	0,2	0,5	0,1 - 10	800	50
ROSAT	3,5	7	0,1 - 2,4	400	1,3
ASCA	73	174	0,5 - 10	350	0,9

### 2.1.11. XMM ile Gözlem

XMM in tüm aygıtları kısıtlanmadığı sürece eş zamanlı çalışabildiği gibi, tüm aygıtlar birbirlerinden bağımsız olarak çalışabilmektedir (her birinin poz süreleri birbirlerine bağlı değildir). Ayrıca gözlemciler tüm bilimsel aygıtların bilimsel verilerini, gözlem sırasında alabilmektedirler (Dahlem, M., 1999).

### 2.1.12. Coşkun Değişenlerin İncelenmesinde XMM

Coşkun değişenler, X-ışın ışınım gücü  $10^{31} - 10^{33}$  erg s<sup>-1</sup> aralığındaki tipik olarak zayıf X-ışın kaynaklarıdır. XMM-Newton yüksek sinyal/gürültü oranında zayıf coşkun değişenlerin tayfını ve yüksek zaman çözünürlüğünde daha parlak coşkun değişenlerin gözlemlerini yapabilmektedir. Strohmayer (2004), bir çift sistem olan GP Com'un beyaz cücesinden emisyon çizgileri tespit etmiştir, ayrıca RGS tayfındaki çizgilerden X-ışınlarının yoğun, sıcak, çarpışmalı iyonize plazmada meydana geldiğini, karbon ve oksijen içermediğini ve kütle yığılma oranını bulmuştur. X-ışınlarının, beyaz cüce etrafındaki optik olarak ince sınır tabakasından yayıldığı anlaşılmaktadır. Pandel ve diğ. (2005), EPIC kameraları kullanarak durağan haldeki bazı cüce novaların incelemesini yapmışlardır. Tayfın izobarik bir soğumalı akış modeli ile çok iyi uyduğunu görmüşler ve buradan, X-ışınlarının nedeninin beyaz cüce üzerine soğuyarak çöken plazma olduğu sonucuna varmışlardır. Ayrıca, bu modelin beyaz cüce sınır tabakası için doğru olduğunu tespit etmişlerdir (Mushotzky ve diğ., 2006).



## **2.2. XMM Veri Analizi**

Uydudan alınan bir astrofiziksel kaynağın işlenmemiş ham verisi, eğer uygun analiz yazılımı kullanılırsa çok verimli sonuçlar ortaya çıkarmaktadır. XMM Newton'un, EPIC PN CCD dedektörü (ayrıntılar için bakınız Strueder ve diğ., 2001) ve iki EPIC MOS CCD dedektörlerinden (ayrıntılar için bakınız Turner ve diğ., 2001) oluşan Avrupa Foton Görüntüleme Kamerası (European Photon Imaging Camera, EPIC) aygıtından alınan X-ışın gözlem veri dosyaları (The Observation Data Files (ODF)), Linux (UNIX) tabanlı bir işletim sistemi ve bu işletim sistemi içinde çalışan bazı programlar (XMM-Newton Science Analysis Software (SAS) version 7.0.0. , SAS altında çalışan Ximage ve Xspec paket programları) yardımı ile analiz yapılabilmektedir (Dahlem, M., 1999).

### **2.2.1. XMM Bilimsel Analiz Yazılımı (Science Analysis Subsystem, SAS)**

XMM Bilimsel Analiz yazılımı (SAS), tüm bilimsel aygıtlardan ( MOS, PN, RGS ve OM) alınan XMM verisinin kaynağın görüntülenmesi, ışık eğrileri, kaynak belirleme ve tayf elde etmek için, indirgenmesini sağlayan bir yazılım paketidir. Tüm kişisel bilgisayarlarda çalışabilen bağımsız bir yazılımdır. SAS ile tüm XMM bilimsel verisi işlenmektedir.

Yazılım, XMM Araştırma Bilim Merkezi (Survey Science Center, SSC) ve XMM Bilimsel Operasyon Merkezi (Science Operations Centre, SOC) tarafından üretilmektedir. Pipeline (standart veri sonuçları) üretmek için sabit bir konfigürasyonda çalışır. (Jansen F. ve diğ., 2001). SAS linux işletim sistemi yüklü bir makinada çalışmaktadır.

XMM Araştırma Bilim Merkezi, İngiltere'de sekiz kuruluşun katıldığı, Fransa, Almanya, İspanya, İtalya, Belçika, Japonya, Amerika ve İngiltere' den ortaklaşa çalışan bilim adamları ile birlikte uluslararası işbirliği çalışmasıdır. XMM Araştırma Bilim Merkezi'nin ana görevleri:

- Yerden izleme / teşhis programı yoluyla XMM incelemelerinin düzenlenmesi
- XMM Bilimsel analiz yazılımının (SAS) XMM SOC tarafından geliştirilmesi
- Tüm XMM gözlemlerinin standart veri sonuçlarının oluşturulması (Dahlem, M., 1999).

SAS, hareket halindeki kalibrasyon gözlemlerinin analizinde birçok kişi tarafından kullanılmaktadır. (Jansen F. ve diğ., 2001).

### **2.2.1.1. SAS ile Etkileşimli XMM Veri Analizi**

SAS, komut satırından çalıştığı gibi bir GUI (Guest User Interface) arayüzünden de çalışmaktadır. SAS daki etkileşimli analiz için temel süreçler aşağıdaki gibidir (Dahlem, M., 1999):

- Tüm bilimsel ve bilimsel olmayan veriyi elde etmek,
- Veriyi hazırlama (ör: verinin çıkarılması, durumla bağlantılı olay seçimi),
- Veri kalibrasyonu (Ör: tek tek node enerjisinin dönüştürülmesi),
- Veri işleme (veri görüntü, tayf ve zaman serileri gibi sonuçların oluşturulması) ve veri analizi (kaynak belirleme, görüntüleme, ışık eğrisi, tayf ve zaman analizleri gibi),
- Veri görüntüleme ve çıktısı,
- Veri nitelik kontrolleri.

Etkileşimli veri görüntüleme ve filtreleme aracı, kullanıcıya olay (event) listelerini görsel olarak inceleme imkanı sağlar. Veri filtrelenebilir. Görüntüler ve tayf SAS ile elde edilebilir (Jansen F. ve diğ., 2001).

### **2.2.1.2. Ximage**

SAS altında çalışan paket programlardan biridir. Görüntü oluşturma, görüntüler üzerinde değişiklik yapma ve görüntülerin son haline getirilmesi için kullanılır.

### **2.2.1.3. Xspec (Xspec11)**

SAS altında çalışan paket programlardan biridir. Çalışılan kaynağın tayfını oluşturmak ve tayfa model eşleştirmek için kullanılır.

## **2.2.2. Veri Hazırlama**

### **2.2.2.1. XMM Verisinden Standart Veri Sonucu Oluşturma**

Süreç, standart veri sonucu oluşturan alt sistem (the Pipeline Processing Subsystem, PPS) ile yapılır.

PPS, XMM veri arşivine aşağıdaki dosyaları oluşturur:

- Gözlem özeti, EPIC düzenlenmiş olay listeleri,
- EPIC görüntüleme, tayf ve zaman serileri verisi üretimi,
- EPIC kaynak listesi ve görüntü analiz sonuçları,
- EPIC zamanlama analiz sonuçları,
- EPIC Standart veri sonucu özet sonuçları,
- RGS ayarlanmış olay listeleri,
- RGS görüntü ve tayfsal sonuçlar,
- RGS Standart veri sonucu özet sonuçları,
- OM görüntü, zaman serileri ve kaynak listesi sonuçları,
- OM Standart veri sonucu özeti ve çeşitli (izleme tarihi gibi) sonuçlar,
- Katalog ve arşiv sonuçları (Dahlem, M., 1999).

### **2.2.2.2. XMM Bilimsel Verisi ve Analize Hazırlık**

Analizi yapılacak kaynağın ham verisi (event/olay dosyası) NASA'nın (<http://heasarc.nasa.gov/db-perl/W3Browse/w3browse.pl>) internet sitesinden bilgisayara indirilir (Bakınız Ek 2). İndirilen ham veri "Linux ve SAS" programlarının bazı komutları kullanılarak analize hazır hale getirilir (Bakınız Ek 3).

Gözlemsel Veri Dosyalarını (Observation Data File, ODF) oluşturmak amacıyla, bilimsel analiz için düzenlenmiş Güncel Ayarlama Dosyası (Current Calibration File, CCF) olarak adlandırılan veri seti kullanıcıya verilmektedir. Veri, sadece ayarlanmış veri setlerinden ODF'lerin oluşmasını sağlamaz aynı zamanda gerekli veriyi bilimsel olarak oluşturur (cevap matrisleri oluşturur, fotometrik doğrulamalar yapar vs.) (Jansen F. ve diğ., 2001).

XMM bilimsel verisi, Gözlem Veri Dosyaları olarak adlandırılan (ODF) dosyalar grubunda tutulmaktadır. Gözlenen veri alınır alınmaz XMM gözleminin her bir PI'ı (PI, Principal Investigator) içine standart veri sonucu (pipeline) üretilmektedir. Sonraki veri (Dahlem, M., 1999):

- Gözlemin ODF'i,
- Uygun CCF,
- Gözlem için üretilmiş tüm PPS veri sonuçları,
- Kalibre edilmiş (ayarlanmış) olay listelerinden oluşur.

### **2.2.2.3. Gözlemsel veri dosyası (Observation Data File, ODF)**

ODF, bir bilimsel gözlem sırasında tüm XMM aygıtlarından elde edilen veri dosyalarının bir setidir. (Dahlem, M., 1999).

#### **2.2.2.4. CCF – Güncel Kalibrasyon Dosyaları**

XMM veri kalibrasyonu ‘Güncel Kalibrasyon Dosyalarının (CCF)’ kullanımına dayanmaktadır. CCF, belirli bir zamanda XMM bilimsel aygıtları ile yapılmış bilimsel verinin ayarlanması için tüm ayarlama dosyalarının toplamıdır. CCF i oluşturan her bir kalibrasyon dosyası, yayımlanma numarası ve benzersiz tanımlanmış geçerlilik-başlangıç tarihine sahiptir. Her bir ODF ile, gözlemciler buna uygun CCF alırlar (Dahlem, M., 1999).

#### **2.2.3.Uzaysal Analiz ( Spacial Analysis)**

a- "evselect" komutu kullanılarak, XMM-Newton tarafından gözlenen kaynağın gökyüzü (sky) koordinatlarındaki görüntüsü oluşturulur. Bu işlemde kaynağın X-ışın ham verisinin tamamı kullanılmaktadır. Bu çalışmada analizi yapılan VW Hyi bir nokta kaynak olarak ele alındığı için, X ve Y yönlerindeki her 20 nokta bir araya getirilerek tek bir nokta olarak gösterilir (yani 1 açı saniye). Genişlemiş kaynaklar için (ör: galaksiler) her 100 nokta tek bir nokta olarak alınabilir. Elde edilen görüntü, SAS programına ait bir alt komut olan “ds9” ile görüntülenir. Böylece kaynak hakkında genel bilgi alınmış olur (Bakınız Ek 4). Çalışılan bölgedeki X-ışın kaynakları Ek 5’ teki yöntemle belirlenir.

b- Daha sonra SAS programının “evselect” komutu kullanılarak ışık eğrisi elde edilir. Burada da ilk ham veri kullanılmaktadır. Her 20 nokta bir araya getirilerek tek bir nokta olarak gösterilerek bu işlem yapılır. Oluşan ışık eğrisi SAS ın "fplot" komutu ile görüntülenir ve çalışılan kaynağa ait uygun aralık belirlenir. Böylece gürültü ya da kaynağımıza ait olmayan veri tespit edilir. Sonra bir kısıtlama dosyası oluşturulur. Bu aynı zamanda GTI (en iyi zaman aralığı, Good Time Interval) dosyasıdır. Bu dosyanın oluşturulmasındaki amaç, alınan ham veri içinden sadece analizi yapılan kaynağa ait olan verinin çıkartılmasıdır. Oluşturulan GTI dosyası ile, ham veri filtrelenmiş olur. Daha sonra, filtrelenmiş veriden temiz bir görüntü yine "evselect" komutu kullanılarak elde edilir. Bu görüntü, SAS “ds9” komutu ile görüntülenir (Bakınız Ek 6).

c- SAS altında çalışan “Ximage” paket programı ile, temizlenmiş veriden elde edilen kaynağımızın görüntüsü görüntülenir ve düzenlemeler yapılır (Bakınız Ek 7). Temizlenmiş veriden farklı enerji aralıklarında yumuşak (0,3-1,0 keV), orta (1,0-1,6 keV), sert (1,6-10,0 keV) ve geniş (0,3-10,0 keV) görüntüler (image) oluşturulur.

#### **2.2.4. Tayfsal Analiz (Spectral Analysis)**

Temizlenmiş (filtrelenmiş) veriden elde edilen görüntü SAS in "ds9" komutu ile görüntülenerek, kaynağa ait veri ve arkaplana ait veri için Analiz yapılan sistemi içine alan daire (sky piksellerinde) seçilmektedir. Arkaplan bölgesi için seçilen dairenin yarıçapı, MOS ve PN de seçilenle aynı büyüklükte alınmaktadır. Arkaplan verisi VW Hyi'ye yakın bölgede, aynı çip üzerinde seçilmelidir ve başka bir X-ışın kaynağı içermemesine dikkat edilmelidir. Analiz yapılırken, kaynaktan gelen net ışınımı bulmak için, arka plandan gelen ışın kaynaktan gelen ışınımdan çıkartılır. Gözlem süresi boyunca, kaynağın herhangi bir cisim tarafından örtülüp örtülmediği ışık eğrisindeki kesintiler ya da süreklilikten anlaşılabilir.

##### **2.2.4.1. Tayf (Spectrum)**

Kaynağın X-ışın tayfı filtrelenmiş veriden elde edilir. Bu, tayfsal modellerin eşleştirildiği tayftır. Temizlenmiş veriyi Xspec programında çalışabilir hale getirmek için, dört ayrı dosyaya ihtiyaç duyulur (.pi, .rmf, .arf ve arka plan). Bu dosyalar aşağıdaki şekilde oluşturulur (ayrıntılar için bakınız Ek 8):

1- “evselect” komutunu kullanarak filtrelenmiş veri dosyasından kaynak ve arkaplan tayfı seçilir. pi uzantılı dosya oluşturulur. Seçim yapılırken 0-12 aralığındaki desenli (pattern) (tekli, ikili, üçlü ve dördü piksel olayları) ve tayfsal bir araya getirme ölçüsü 15 alınarak kaynağı içine alan dairesel alanın verisi MOS1 ve MOS2 için 0-11999 tayfsal kanal aralığında (channel range) alınır. PN aletinde ise 0-20479 tayfsal kanal aralığında, 0-4 aralığındaki desenli (pattern) (tek, ikili piksel

olayları) ve tayfsal biraraya getirme ölçüsü 5 (spectralbinsize) alınarak seçilir. Belirtilen kanal aralıkları dedektörlerin duyarlı olduğu aralıklardır. Sonra kaynak ve arkaplan bölgesinin alanı “backscale” komutu ile hesaplanır.

2- “rmfgen” komutu ile seçilen kaynak tayfı için, pi uzantılı dosyanın dedektör cevap matrisi (detector response file RMF (Redistribution Matrix File)) oluşturulur.

3- “arfgen” komutu ile seçilen kaynak tayfı için, pi uzantılı dosyanın ikincil (yardımcı) cevap matrisi (effective area ARF (Ancillary Response File)) oluşturulur.

4- “grppha“ komutu ile, tayfsal fit için gerekli olan arkaplan dosyası, pi, rmf ve arf uzantılı dosyalar istatistiksel hesaplamalar için biraraya getirilir.

#### 2.2.4.2. Tayfsal Eşleştirmeler (Spectral Fits)

Xspec11 programı çalıştırılıp tayf görüntülenir ve tayfsal model eşleştirmesi yapılır. Eşleştirme için Çi-kare istatistiği kullanılır.

##### 2.2.4.2.1. Çi-kare İstatistiği ( $X^2$ )

Kaynağın gözlenen ham tayfı ve ve tayfsal modeller arasındaki uyuma En küçük kareler eşleştirmesi yoluyla yapılmaktadır. Bu metod, temel olarak Denklem 2.1’de tanımlanan  $X^2$  (çi-kare) değerinin minimizasyonu olarak bilinmektedir.

$$X^2 \equiv \sum_{i=1}^N \left( \frac{y_i - y(x_i; a_1, \dots, a_M)}{\sigma_i} \right)^2 \quad (2.1)$$

Burada  $y(x_i; a_1, \dots, a_M)$ , M parametresine bağlı tayfsal modelin fonksiyonudur ki o, N normal olarak dağılmış  $y_i$  verisine eşleştirilmektedir ve  $\sigma_i$  verinin standart sapmasıdır (Zimmermann ve diğ., 1994). En küçük kareler metodunda, eşleşmenin

varyansının (değişiminin) kaynağın varyansına (değişimine) oranı Denklem 2.2 ile verilmektedir.

$$\frac{s^2}{\sigma^2} = \frac{1}{N-M} \sum_{i=1}^N \frac{[y_i - y(x_i)]^2}{\sigma_i^2} \quad (2.2)$$

Burada  $s^2$  ve  $\sigma^2$  sırasıyla eşleşme varyansı (değişim) ve kaynak varyansı (değişim) dir.  $\nu = N - M$  faktörü, belirsizliklerin  $\sigma_i = \sigma$  e eşitliği kabulü ile, N veri noktasının M parametreleri ile eşleşmesinden sonra kalan serbestlik derecesinin sayısıdır. Eğer Eşleştirme fonksiyonu kaynak fonksiyona iyi yaklaşım sağlıyorsa, o halde  $s^2 = \sigma^2$  ve fitin en iyi kısmı için Denklem 2.3 yazılabilir

$$\frac{s^2}{\sigma^2} = \frac{X^2}{\nu} = X_v^2 = 1 \quad (2.3)$$

Burada  $X_v^2$  (indirgenmiş  $X^2$ ), serbestlik derecesi başına  $X^2$  olarak adlandırılmaktadır. En küçük kareler metodu kullanılarak, kaynağın ham tayfına birçok tayfsal model uygulanmaktadır.

Bu çalışmadaki analizde tayfsal eşleştirme için kullanılan, XSPEC paketinde yer alan modeller aşağıdaki şekilde açıklanabilir:

MEKAL temelli çok-sıcaklıklı modellerden biri olan CEMEKL, Emisyon ölçümünün (EM) sıcaklık-bağımlılığını kuvvet kanunu ile belirtir.

$$dEM/d\log T = DEM(T_{maks}) \times (T/T_{maks})^a \quad (2.4)$$

Burada  $T_{maks}$  plazmanın maksimum sıcaklığı ve  $DEM(T_{maks})$  ise  $T_{maks}$  daki diferansiyel emisyon ölçümüdür.  $DEM(T_{maks})$  in değeri:

$$DEM(T_{maks}) = (dEM/d\log T)_{T=T_{maks}} \quad (2.5)$$



şeklinde verilmektedir. CEMEKL deki işlemler logaritmik olarak yapılmaktadır (Denklem 2.5'deki  $\log T$  den görüldüğü gibi). Sıcaklığa bağlı sabit emisyon ölçümü  $EM(T)$ ,  $\alpha=1$  e karşılık gelir (Done ve Osborne, 1997), burada  $\alpha$  emisyonun eğimidir (Singh ve diğ., 1996). Tablo 3.15'teki, 1-6 nolu satırlar, üç EPIC kameranın her birinden elde edilen tayfa, modeller tek tek eşleştirildiğinde elde edilen parametreleri göstermektedir.

#### 1- Meka Modeli

Mewe ve diğ. (1985) nin Kaastra (1992) tarafından yeniden düzenlenen model hesaplamalarını esas alan sıcak ve yayılan gazdan yapılan emisyon ölçümünü içeren modeldir. Model çeşitli elementlerden çizgi emisyonları içerir. Meka Emisyon ölçümünün (EM) kuvvet kanunu fonksiyonudur. Formülasyonu:

$EM(T) \propto (T/T_{max})^\alpha$  şeklindedir.  $T_{max}$ , plazmanın maksimum sıcaklığı;  $\alpha$ , emisyonun eğimidir (Singh ve diğ., 1996).

Model parametreleri aşağıdaki şekilde verilebilir:

par1 = keV olarak plazma sıcaklığı

par2 =  $\text{cm}^{-3}$  deki hidrojen kolon yoğunluğu

par3 = C, N, O, Ne, Mg, Si, S, Ar, Ca, Fe, Ni için metal bollukları (He kozmik değerdedir).

par4 = kızıla kayma, z

$K = (10^{-14} / (4\pi(D_A(1+z))^2)) \int n_e n_H dV$ ;  $D_A$  kaynağa cm biriminde uzaklığın açısal değeri,  $n_e$  ve  $n_H$  elektron ve hidrojen yoğunluklarıdır ( $\text{cm}^{-3}$  olarak) (Arnaud ve Dorman, 2003).

## 2- Vmeka Modeli

Mewe ve diğ. (1985)'in Kaastra (1992) tarafından yeniden düzenlenen model hesaplamalarını esas alan sıcak ve yayılan gazdan yayınlanan emisyon ölçümünü içeren modeldir. Element bollukları olarak Güneş bolluklarını kabul eder.

$EM(T) \propto (T/T_{max})^\alpha$  şeklindedir.  $T_{max}$ , plazmanın maksimum sıcaklığı;  $\alpha$ , emisyonun eğimidir (Singh ve diğ., 1996).

Model parametreleri aşağıdaki şekilde açıklanabilir:

par1 = keV olarak plazma sıcaklığı

par2 =  $\text{cm}^{-3}$  deki hidrojen kolon yoğunluğu

par3-par16 = C, N, O, Ne, Na, Mg, Al, Si, S, Ar, Ca, Fe, Ni için bolluklar (güneş değerindedir).

Par17 = kızıl kayma, z

$K = (10^{-14} / (4\pi(D_A(1+z))^2)) \int n_e n_H dV$ ,  $D_A$  kaynağa cm biriminde uzaklığın açısal değeri,  $n_e$  ve  $n_H$  elektron ve hidrojen yoğunluklarıdır ( $\text{cm}^{-3}$  olarak) (Arnaud ve Dorman, 2003).

## 3- Meka Modeli

Liedahl ve diğ. (1995) tarafından Fe L hesaplamalı Kaastra ve Mewe (1993)'nin model hesaplamalarını esas alan sıcak ve yayılan gazdan emisyon ölçümünü içeren modeldir. Model çeşitli elementlerden çizgi emisyonları içerir. Switch parametresi, mekal kodu ile her sıcaklık için model tayfının hesaplanıp hesaplanmayacağını yada model tayfının önceden hesaplanmış bir tablodan alınıp alınmayacağını belirtir. İlki daha yavaştır ama daha doğrudur.

Meka Modeli (Mewe ve diğ., 1985; Kaastra ve Mewe, 1993) kullanılarak, galaksi kümelerinin merkezi bölgelerinin ASCA uzay aracı ile yapılan gözlemleri ve

teorik tayf kıyaslandığında, Demirin (Fe) çeşitli iyonlarının (özellikle Fe XVII-FeXXIV) yoğunluk oranlarında farklılık görülmüştür (Fabian ve diğ.,1994). HULLAC (the Hebrew University/Lawrence Livermore Atomic Code) (Klapisch ve diğ., 1977) ile hesaplanmış veri kullanılarak 7 – 19 °A aralığındaki Fe L den en güçlü çizgilerin (2000 den fazla) eklenmesi ile yukarıda belirtilen yoğunluk oranlarındaki farklılık giderilmiş ve yeni kod Mekal Modeli olarak adlandırılmıştır (Phillips ve diğ., 1999)

$EM(T) \propto (T/T_{max})^{\alpha}$  şeklindedir.  $T_{max}$ , plazmanın maksimum sıcaklığı;  $\alpha$ , emisyonun eğimidir (Singh ve diğ., 1996).

Model parametreleri aşağıdaki gibidir:

par1 = keV olarak plazma sıcaklığı

par2 =  $cm^{-3}$  deki hidrojen kolon yoğunluğu

par3 = C, N, O, Ne, Mg, Si, S, Ar, Ca, Fe, Ni için metal bollukları (He kozmik değerdedir).

par4 = kızıl kayma, z

par5 = switch : 0-hesapla, 1- tablodan al

$K = (10^{-14} / (4\pi(D_A(1+z))^2)) \int n_e n_H dV$ ;  $D_A$  kaynağa cm biriminde uzaklığın açısal değeri,  $n_e$  ve  $n_H$  elektron ve hidrojen yoğunluklarıdır ( $cm^{-3}$  olarak) (Arnaud ve Dorman, 2003).

#### 4- Cemekl Modeli

Mekal kodundan oluşturulmuş, çoklu sıcaklıklı plazma emisyon modelidir. Emisyon ölçümleri sıcaklık yönünden kuvvet kanununu benimser. T sıcaklığındaki emisyon ölçümü  $EM \propto (T/par2)^{par1}$  ile orantılıdır. Switch parametresi, mekal kodu ile her sıcaklık için model tayfının hesaplanıp hesaplanmayacağını ya da model tayfının önceden hesaplanmış bir tablodan alınıp alınmayacağını belirtir. İlki daha yavaştır ama daha doğrudur.

Model parametreleri aşağıdaki gibidir:

Par1: Power-law salım-gücü fonksiyonu indeksi

Par2: maksimum sıcaklık

Par3: nH (cm<sup>-3</sup>)

Par4: güneş bollukları

Par5: kızıla kayma

Par6:switch : 0-hesapla, 1- tablodan al

K : normalizasyon (Arnaud ve Dorman, 2003).

#### 5- Mkcflow Modeli

Mekal temelli soğumalı akış ıçeren modeldir. Herbir sıcaklık ıçin Mekal modelini kullanır ve bolometrik parlaklıkla ters orantılı olan salma-gücü fonksiyonunu düzenlemede soğumalı akış modelinden farklıdır. Switch parametresi, mekal kodu ile her sıcaklık ıçin model tayfının hesaplanıp hesaplanmayacağını yada model tayfının ınceden hesaplanmış bir tablodan alınıp alınmayacağını belirtir. İlki daha yavaştır ama daha doğrudur.

Model parametreleri aşağıdaki gibidir:

par1 = en dışük sıcaklık (keV)

par2 = en yüksek sıcaklık (keV)

par3 = güneş bollukları

par4 = kızıla kayma

par5 = switch : 0-hesapla, 1- tablodan al

K = Kütleyığılma oranı (M<sub>⊙</sub>/yıl) (Arnaud ve Dorman, 2003).

## 6- Cevmkl Modeli

Mekal kodundan oluşturulmuş, çok sıcaklıklı plazma emisyon modelidir (vmeka). Emisyon ölçümleri sıcaklık yönünden kuvvet kanununu benimser ( $T$  sıcaklığındaki emisyon ölçümü  $(T/\text{par2})^{\text{par1}}$  ile orantılıdır. Element bollukları olarak Güneş bolluklarını kabul eder. Switch parametresi, mekal kodu ile her sıcaklık için model tayfının hesaplanıp hesaplanmayacağını yada model tayfının önceden hesaplanmış bir tablodan alınıp alınmayacağını belirtir. İlki daha yavaştır ama daha doğrudur.

Model parametreleri aşağıdaki gibidir:

Par1: Power-law salım-gücü fonksiyonu indeksi

Par2: maksimum sıcaklık

Par3:  $nH$  ( $\text{cm}^{-3}$ )

Par4- Par17: He, C, N, O, Ne, Na, Mg, Al, Si, S, Ar, Ca, Fe, Ni için bolluklar

Par18: kızıla kayma

Par19:switch : 0-hesapla, 1- tablodan al

K : normalizasyon (Arnaud ve Dorman, 2003).

## 7- Raymond Modeli

Isısal plazma modelidir. Bazı elementlerden çizgi emisyonlarını içeren Raymond ve Smith (1977)'in model hesaplamalarını temel alarak dağılan sıcak gazdan yayınlanan emisyonun tayfını verir. Bu model, farklı sıcaklıklar için tayfı bir grid üzerinde düzenler. Grid logaritmik olarak 0,008 - 80 keV aralığındaki 80 sıcaklıkla ayrılmıştır.

Model parametreleri aşağıdaki gibidir:

par1 = keV olarak plazma sıcaklığı

par2 = C, N, O, Ne, Mg, Si, S, Ar, Ca, Fe, Ni için metal bollukları (He kozmik değerdedir).

par3 = kızıla kayma

$K = (10^{-14}/(4\pi(D_A(1+z))^2)) \int n_e n_H dV$ ,  $D_A$  kaynağa cm biriminde uzaklığın açısal değeri,  $n_e$  ve  $n_H$  elektron ve Hidrojen yoğunluklarıdır ( $\text{cm}^{-3}$  olarak) (Arnaud ve Dorman, 2003).

## 8- Kuvvet Kanunu Modeli

$A(E)=K(E/1 \text{ keV})^{-\text{par1}}$  şeklindedir.

Burada

par1 = Kuvvet kanunu foton indeksi (boyutsuz)

$K = 1 \text{ keV}$  daki photons/keV/cm/s dir (Arnaud ve Dorman, 2003).

## 9- Isısal Frenleme Modeli

Karzas ve Latter (1961) numerik değerlerine, Kellogg ve diğ. (1975) polinom fitlerinin esas alındığı (ısısal frenleme) tayftır. He bolluğu, H nin %8,5 i olarak kabul edilir.

Model parametre değerleri aşağıdaki gibidir:

par1 = keV olarak plazma sıcaklığı

$K = (3.02 \times 10^{-15}/(4\pi D^2)) \int n_e n_I dV$  burada  $D$  uzaklıktır (cm) ve  $n_e$  ile  $n_I$  elektron ve iyon yoğunluklarıdır ( $\text{cm}^{-3}$ ) (Arnaud ve Dorman, 2003).

## BÖLÜM 3

### VW HYDRİ'NİN GÖZLEMLERİ VE X-IŞIN VERİ ANALİZİ

X-ışın bandında Coşkun Değişenlerin (bundan sonra CD) davranışı çeşitli çalışmaların konusu olmaktadır. CD'lerin ilk X-ışın incelemesi HEAO-1 ile başlamıştır. Yumuşak X-ışın bandına (0,1-0,4 keV) duyarlı görüntüleme teleskobu olan Einstein uydusu ile birçok CD keşfedilmiştir. EXOSAT Orta enerji çalışmaları, Einstein görüntüleme orantılı sayacı (IPC) CD çalışmalarını daha yüksek enerji aralığına (2-10 keV) genişletmiştir. ROSAT uydusundaki PSPC, önceki X-ışın teleskoplarından daha geniş etki alanı ve tayfsal çözünürlüğe sahiptir (İkis Gün, 2002). XMM-Newton, 1999 da uzaya gönderildikten sonra en duyarlı X-ışın uydusu olmuştur. XMM de, tüm bilimsel aygıtlar eş zamanlı çalışmakta, yüksek duyarlılığa sahip, etki alanı, açısal çözünürlüğü ve tayfsal çözünürlüğü yüksektir. X-ışın gözlemleri ile eş zamanlı optik/UV gözlemleri yapabilmekte ve 40 saatten daha fazla süre ile hedefi sürekli gözleyebilmektedir.

Bu çalışmada XMM-Newton Uydu Teleskobu ile VW Hyi' nin 19 Ekim 2001 tarihinde, normal patlamadan 22 gün sonraki durağan halde iken yapılan gözleminin verileri, XMM-Newton' un internet tabanlı veri arşivinden, internet yoluyla bilgisayara indirilerek X-ışın ışık eğrisi ve gökyüzü görüntüsü elde edildi, gözlem yapılan alandaki kaynaklar belirlendi, EPIC tayfı elde edildi ve bu tayfa uyan modeller eşleştirilerek kaynağın özellikleri hakkında yorumlarda bulunuldu. Sistemin XMM-Newton ile yapılan gözlem tarihindeki, optik gözlem verileri AAVSO dan alınarak optik ışık eğrisi oluşturuldu.

### 3.1 . VW Hyi (Hydri – Küçük Su Yılanı)

#### 3.1.1. VW Hyi nin Genel Özellikleri

CD'lerden biri olan VW Hyi'nin Yer'e uzaklığı 65 parsec'tir (Warner, 1987). Cüce Nova sınıfının bir alt kümesi olan SU UMa'ların bir üyesidir ve yarı ayırık bir çift yıldız sistemidir. Hemen hemen tüm dalga boyu aralıklarında gözlenmektedir ve bu nedenle en iyi incelenen sistemlerden biridir (Godon ve Sion, 2005). VW Hyi' nin bazı temel özellikleri Tablo 3.1 de verilmiştir.

VW Hyi Luyten (1932) tarafından keşfedilmiş ve 1938 de yeniden gözlenerek 11.1932 adıyla tanımlanmıştır. Bateson un 1956 yılında VW Hyi için birbirini takip eden iki maksimumun arasında geçen süreyi 28,72 gün olarak belirlediği ve iki farklı tür maksimum tespit ettiği belirtilmektedir (Bateson, 1977). RASNZ/VSS, 1975-1980 yılları arasında elde edilen 72 patlama ışık eğrisinden, normal patlamaların 26,59 günde, süper patlamaların ise 174,90 günde bir tekrarladığını belirlemiştir (Saygıç, 1994).

Sistemin sağ açıklığı  $\alpha = 4^{\text{h}} 09^{\text{m}} 08,3^{\text{s}}$  , dik açıklığı  $\delta = -71^{\circ} 17' 38''$  dir (Schoembs ve Vogt ,1981). VW Hyi' nin diğer isimleri, HV 8028, AN 11.1932 (Saygıç, 1993) ve RE J0409-7117 dir. Burada RE ROSAT WFC kataloğunu ve J Julian 2000 koordinatlarını göstermektedir. İsmi 0409 kısmı, saat ve dakika olarak sağ açıklığı ve 71 17 ise açı derecesi ve dakikası olarak dik açıklığı vermektedir.

Yörünge eğimi  $i=60^{\circ} \pm 10^{\circ}$  dur (Schoembs ve Vogt ,1981). Cüce Novaların durağan evredeki ışık eğrileri, sistemin yörünge eğimine bağlı olarak değişir. Tutulma olup olmaması yörünge eğimi ile bağlantılıdır ve eğer  $i=65^{\circ}-70^{\circ}$  ise sistemde sıcak lekenin parçalı tutulması görülebilir. Saygıç (1994), VW Hyi'nin belirtilen eğiminden dolayı tutulma göstermediğini vurgulamaktadır.

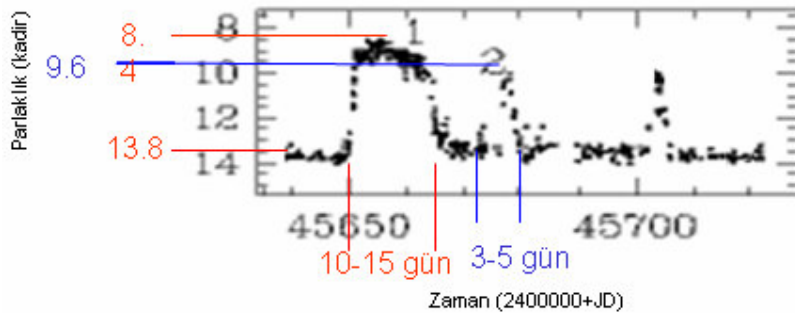
Sistemdeki beyaz cücenin kütlesi Schoembs ve Vogt (1981) tarafından  $M_1 = 0,63 \pm 0,15 M_{\odot}$  olarak, Sion ve diğ. (1997) tarafından  $M_1 = 0,86 M_{\odot}$  olarak



verilmektedir. Beyaz cücenin yarıçapı  $R_1 = 8,3 \times 10^8$  cm olarak hesaplanmıştır (Pandel ve diğ., 2003a).

Yörünge periyodu,  $P_{yör} = 107$  dakika = 1,78 saat = 0,074 gün (Vogt, 1974; Schoembs ve Vogt, 1981; Van Amerongen ve diğ., 1987) ile CD periyot boşluğunun alt kısmında yer almaktadır (Warner, 1995). Periyot belirlemesi, durgun halde iken evreye bağlı olarak yığılma diski etki bölgesinin (ör. sıcak leke) görünürlüğü, yörünge boyunca takip edilerek yapılmaktadır (Smith ve diğ., 2006).

Astronomik incelemelerinden VW Hyi' nin SU UMa'ların en parlaklarından biri olduğu görülmüştür. Durağan haldeki (minimum) parlaklığı 13,8 kadirdir. İki tür patlama göstermektedir. Normal Cüce Nova patlamaları ve süper patlamalar. Normal patlamaları 3-5 gün sürmekte ve yaklaşık her 30 günde bir tekrarlanmaktadır. Maksimum görsel parlaklığı 9,5 kadirdir. Bu değere ulaşmaya kadar patlama çıkış süresi 0,8-1 gündür. Süper patlamalar 10-15 gün devam etmekte ve her 5-6 ayda bir (~180 gün) görülmektedir. Süper patlama durumundaki maksimum parlaklığı 8,4 kadirdir, patlama çıkış süresi 1 gündür (Schoembs ve Vogt, 1981, Van Amerongen ve diğ., 1987; Pringle ve diğ., 1987, Smith ve diğ., 2006). İki süper patlama arasında 3-7 tane normal patlama olmaktadır (Schreiber ve diğ., 2004). 1953-1997 yılları arasında optik bölgede 51234 kez gözlem yapılmış, yapılan patlama gözlemlerinden 445' inin normal patlama, 86' sının süper patlama olduğu tespit edilmiştir (Ak, 2002). Şekil 3.1 de VW Hyi nin Schreiber ve diğerleri (2004) tarafından yapılan gözlemi sırasındaki patlamaları yer almaktadır.



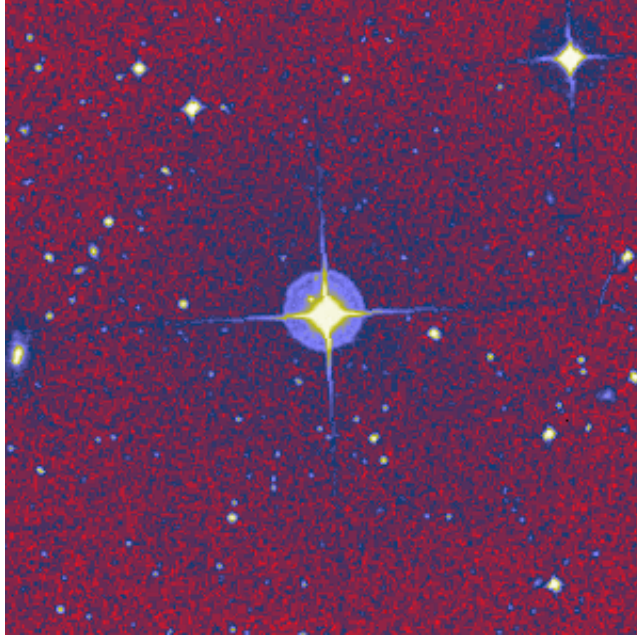
Şekil 3.1. VW Hyi nin ışık eğrisi. (Schreiber ve diğ., 2004)

Tablo 3.1. VW Hyi nin bazı temel özellikleri. Tabloda, h: saat, m: dakika, s: saniye, o: derece, ' :açıdakika, " :açı saniye dir.

Özellikleri	Değerler	Kaynak
Diğer isimleri	HV 8028, AN 11.1932 RE J0409- 7117	Saygac (1993) RE: ROSAT WFC (Wide Field Camera) catalog Schoembs ve Vogt (1981)
Koordinantları, sağ açıklığı $\alpha$ ( h / m / s )	4h 09m 08.3s	
Koordinantları, dik açıklığı $\delta$ ( o / ' / " )	-71° 17' 38"	
Yer'e uzaklığı	65 parsec	Warner (1987)
Türü	SU UMa	
Minimumdaki minimum parlaklık	13,8 kadir	Van Amerongen ve diğ. (1987), Pringle ve diğ. (1987)
Normal patlamadaki maksimum parlaklık	9,5 kadir	Liller (1996)
Süper patlamadaki parlaklık	8,5 kadir	Liller (1996)
Normal patlama periyodu	27,3 gün	Schoembs ve Vogt (1981)
Süper patlama periyodu	180 gün	Schoembs ve Vogt (1981)
Normal patlama devam süresi	~3 - 5 gün	Schreiber ve diğ. (2004)
Süper patlama devam süresi	~10 - 15 gün	Schreiber ve diğ. (2004)
Yörünge periyodu (gün)	0,074271 gün 107 m 1,78 h	Liller (1996); Vogt (1974); Schoembs ve Vogt (1981); van Amerongen ve diğ. (1987)
Süper tümsek periyodu (gün)	0,07714	Liller (1996)
Tutulmalı Çift	-	
Tayfsal Çift	Tek-çizgi	Liller (1996)
Beyaz cücenin tayf türü	-	
İkincil yıldızın tayf türü	L0 ± 2	Mennickent ve diğ.(2004)
q Kütle oranı ( $M_2/M_1$ )	0,175	
i Yörünge eğimi (derece, °) ± Hata	i=60° ± 10	Schoembs ve Vogt (1981)
$M_1$ Beyaz cücenin kütlesi ( $M_{\odot}$ )	0,63 $M_{\odot}$	Schoembs ve Vogt (1981)
$M_2$ İkincil yıldızın kütlesi ( $M_{\odot}$ )	0,11 $M_{\odot}$	Schreiber ve diğ. (2004)
Hidrojen kolon yoğunluğu $N_H$	$6 \times 10^{17} \text{ cm}^{-2}$	Van Amerongen ve diğ. (1987), Pringle ve diğ. (1987)

### 3.1.2. Optik Gözlemler

Şekil 3.2, VW Hyi nin NASA' nın gökyüzü incelemeleri sırasında optik dalga boyunda elde edilmiş bir görüntüsüdür.



Şekil 3.2. VW Hyi nin optik dalga boyunda bir görüntüsü (NASA, Dijital Gökyüzü Taraması)

Doktora tez çalışmasında bu sistemin optik özelliklerini inceleyen Saygac (1993, 1994) AAVSO'dan temin ettiği Ağustos 1976 – Temmuz 1987 tarihleri arasında yapılmış gözlemleri kullanmıştır. Bu gözlemler arasında ESO gözlemevinin 1,5 metrelik teleskobunda Münih Üniversitesi Gözlemevinde geliştirilmiş olan fotometre kullanılarak, R. Schoembs tarafından 13-16 Aralık 1985 tarihleri arasında (VW Hyi'nin süper patlamasından sonraki ilk normal patlama sırasında)  $\lambda\lambda 3760-7180 \text{ \AA}$  dalgaboyu aralığında yapılmış gözlemler de yer almaktadır. Bu gözlemler sırasında JD2446414 (14 aralık 1985) tarihinde 10,2 kadirlik bir normal patlamanın maksimumuna bir günde çıktığı, minimuma iki günde indiği gözlenmiştir. Yazarlar, Stolz ve Schoembs (1984) ve Vogt (1975)'un gözledikleri süper patlama sırasında sistem hızında meydana gelen değişmelerin, eliptik olarak deforme olmuş bir disk tarafından oluşacağını belirttiklerini aktarmakta ancak eliptik olarak bozulmuş diskin sürekliliğini koruyamaması nedeniyle, VW Hyi'nin daha sonraki süper patlama

gözlemlerinde bu konuya temas edilmediğini ifade etmektedir. Ayrıca Saygac (1994) ikincil yıldızdan transfer edilen maddenin diske çarptığı sırada ortaya çıkan sıcak lekenin optik tayflar üzerindeki etkisinin S-dalgası şeklinde ortaya konulduğunu ve bunun fotometrik gözlemler ile desteklendiğini belirtmektedir.

Warner (1995) optik dalga boyunda, patlama sırasında, yumuşak X-ışın bölgelerinde eş evreli ve 20 s, 36 s periyodlu eş evreli cüce nova salınımları (Dwarf Nova Oscillations- DNOs) ve 23 s, 88 s, 253 s, 413 s periyotlu yarı-periyodik salınımlar (Quasi-Periodic Oscillations- QPOs) tespit etmiştir.

Gansicke ve Beuermann (1996a), VW Hyi sisteminde sıcaklığı 12000 K olan sıcak lekenin Mateo ve Szkody (1984) tarafından keşfedildiği bilgisini aktarmaktadırlar. 1989 ocak ayında, sistem durağan halde iken elde edilen optik tayfta bu sıcak lekenin varlığını onaylayan ipuçları tespit etmişler fakat sıcaklığını 10 000 K olarak bulmuşlardır. Bu sıcak lekenin 1600 Å daki akı katkısının %6 dan az olduğunu belirtmektedirler. Gansicke ve Beuermann (1996a), ve Sion ve diğ., (1996) beyaz cücenin ekvator kuşağı üzerine yığılan maddenin, ekvator kuşağındaki açılma hızı değiştirdiğini söylemektedirler. VW Hyi nin bir süper patlamasından sonra elde edilen HST (Hubble Space Telescope) tayfindan, beyaz cücenin çekim ivmesinin  $\log g = 8,0$ , dönme hızının  $v \sin i = 300 \text{ km / s}$  ve yüzey sıcaklığının patlamadan bir gün sonra 22500 K ve patlamadan dokuz gün sonra 20500 K olduğu tespit edilmiştir. Bunlara ek olarak aynı yazarlar beyaz cücenin ekvator kuşağının sıcaklığının, patlamadan 10 gün sonra ~30 000 K de değişmeden kaldığını ve aynı bölgenin  $v \sin i \sim 3350 \text{ km / s}$  hızı ile döndüğünü hesaplamışlardır. Ayrıca yazarlar hesapladıkları hızın Kepler hızına yakın olduğunu belirtmişlerdir.

Rosenzweig ve diğ. (2000), AAVSO dan 1973-1999 yılları arasına ait V-band ışık eğrilerini alarak SU UMa'lardaki patlama karakteristiklerini incelemişlerdir. Kütle yığılma oranındaki değişimden dolayı, 1980-1983 yılları arasında patlamaların hemen hemen tamamen kesildiğini ifade etmektedirler. Yazarlara göre normalde her bir normal patlamadan sonra diskte bir miktar gaz kalmakta ve bu miktar kritik değere ulaştığında süper patlamalar görülmektedir. Daha önceleri VW Hyi de

Bateson (1977) ve Smak (1985) tarafından her bir süper çevrim içinde belirlenen normal patlamaların genliğinde ve normal patlamaların oluş aralığında sistematik değişiklikler bulunduğunu belirtmektedirler. Rosenzweig ve diğ. (2000), süper çevrimin başlangıcında patlamaların daha yakın aralıklarla ve daha zayıf olduğunu, sonra süper çevrimin ortasına doğru aralıkların biraz genişlediğini ve daha parlak patlamalar görüldüğünü açıklamaktadırlar. Sistemin ortalama parlaklığındaki değişimlerin kütle aktarım oranı ile bağlantılı olarak oluştuğunu ifade etmektedirler.

Ak ve diğ. (2002), AAVSO ve RASNZ tarafından 1953-1997 yılları arasında elde edilen ışık eğrilerini incelemiştir. VW Hyi'nin normal patlamasının çevrim süresini 27,8 gün, patlamaya yükseliş zamanını 0,3 gün, patlamadan iniş zamanını 0,7 gün olarak tespit ederken, süper patlamasının çevrim süresini 182,5 gün, patlamaya yükseliş zamanını 0,3 gün ve patlamadan iniş zamanını 0,9 gün olarak bulmuşlardır.

Warner ve Woudt (2002) 5 Aralık 2002 de sistem normal patlamadan durağan hale giderken, 1972 aralık ayında süper patlamanın sonunda ve 2001 şubatında normal patlamanın sonunda elde edilen 30 yıllık yüksek hızlı fotometri arşiv verilerini kullanarak elde ettikleri optik ışık eğrilerine göre, ekvatorial kuşağın dönme hızının Kepler hızına yakın olduğunu ve ortaya çıkan gravitasyonel yığılmada çekim ivmesinin  $\log g = 6$  olduğunu bulmuşlardır. Yazarlar bu değerlerin merkezkaç desteğini gösterdiği sonucuna varmışlardır. Mauche ve diğ. (1991)'ne göre dönmeyen bir beyaz cüce üzerine madde yığılması, disk parlaklığı ile sınır tabakası parlaklığının eşit olmasına neden olmaktadır. Patlama sırasında VW Hyi de ölçülen X-ışın akısından sınır tabakası parlaklığı diskin parlaklığının  $\sim \% 4$  ü olarak tespit edilmiştir. Warner ve Woudt (2002) bunun Coşkun Değişen rüzgarlarından kaynaklanan düşük sınır tabakası sıcaklığı ile tutarlı olduğunu açıklamaktadır. VW Hyi de hızlı dönen ekvator kuşağının, normal patlamadan bir gün sonra beyaz cücenin yüzey alanının  $\sim \% 11$  ini kapladığı ve süper patlamadan 10 gün sonra ise yıldızın  $\sim \% 3$  ünü kapladığı ifade edilmiştir.

Woudt ve Warner (2002), VW Hyi'nin 1974 kasım ve 1978 ocak ayı sonunda gerçekleşen normal patlama sırasında alınan yüksek-hızlı fotometrisinden, periyotları

patlama sırasında en fazla 14,06 s olan ve patlamanın sonuna doğru ise 40 saniyeye kadar artan eş evreli cüce nova salınımları (DNOs) tespit etmişlerdir. Ayrıca, 19 Aralık 1982 deki süper patlamanın maksimuma yükselişinden 9 gün sonraki plato evresinde (9,5 kadir parlaklığında) ve kasım 1983 teki süper patlama sırasında (9,4 kadir parlaklığında) iken  $14,06 \pm 0,01$  s periyotlu eş evreli cüce nova salınımları (DNOs) bulmuşlardır. Periyodun önce yavaş, sonra hızlı arttığı ve sonra da azaldığı, yarı periyodik salınımların (QPOs) yüzlerce saniyelik periyotlarda görüldüğü belirtilmektedir. Eş evreli cüce nova salınımları, Warner (1995) ve Van Teeseling (1997) tarafından yumuşak X-ışın bölgelerinden de gözlenmiştir. Ayrıca VW Hyi'nin normal patlamadan iniş evresinde olduğu 5 şubat 2000 de Cape Town üniversitesi CCDsi kullanılarak beyaz ışıktaki toplam 5 saat 16 dakika süren gözlemleri sırasında sistemde 28 s periyotlu eş evreli cüce nova salınımları (DNOs) görülmüştür.

Pandel ve diğ. (2003a) tarafından, XMM-Newton ile 2001 yılında sistem durağan halde iken yapılan gözlemlerden elde edilen verilerden, VW Hyi nin optik ve morötesi akısı  $1,7 \times 10^{-10}$  erg / cm<sup>2</sup> s olarak bulunmuştur ve bunun yarısının yığılma diskinden kaynaklandığı ifade edilmektedir.

Schreiber ve diğ. (2004)'nin, RASNZ/VSS ve AAVSO dan temin ettikleri optik verilere göre, VW Hyi, Şekil 3.1. de görüldüğü gibi iki tür patlama göstermektedir: normal ve süper patlamalar. Normal patlamalar, 27,3 gün periyotludur (Schoembs ve Vogt,1981 ) ve 3-5 gün sürer buna karşın süper patlamalar ~10-15 gün sürmektedir. Her bir patlama çevrimi tam olarak periyodik olmadığı gibi, normal patlamalar da periyodik değildir. Bateson (1977) VW Hyi'nin süper patlamalarını sınıflandırmıştır. Temel olarak iki tür süper patlama vardır. Birinci tür olan S1-S5 türü patlamalar tek bir süper patlama içermektedir ve ikinci tür olan S6-S8 türü patlamalar süper patlamalardan farklı olan bir haberci patlama göstermektedir. İki süper patlama arasında gözlenen normal patlamaların sayısı üçten yediye ve süper çevrim süresi de ~100 den 250 güne değişmektedir (Bateson, 1977; Mohanty ve Schlegel, 1995). Süper çevrim uzunluklarının değişimi ve normal patlamaların oluş sıklığının diğer SU UMa yıldızları için de dikkate alındığı

belirtilmektedir. Benzer şekilde, haberci patlamaların sadece VW Hyi de değil, T Leo'da olduğu gibi diğer SU UMa yıldızlarında da gözlemlendiği ifade edilmektedir (Howell ve diğ., 1999).

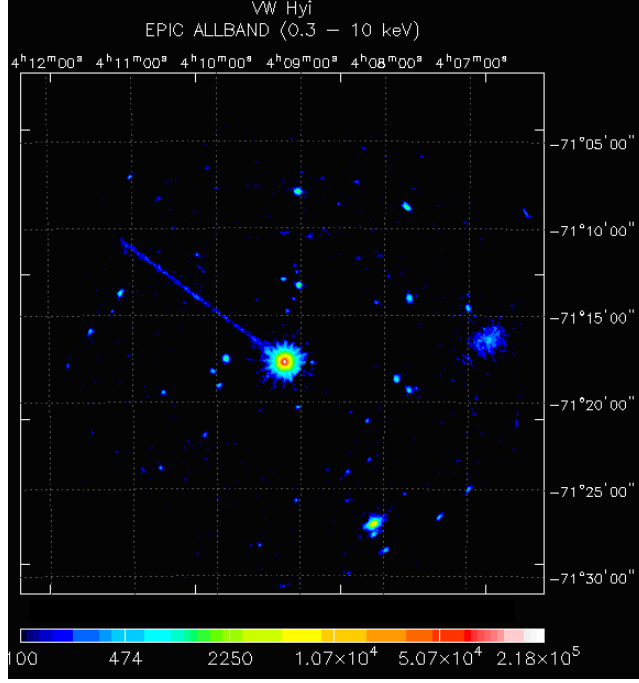
Mennickent ve diğ. (2004), 13.08.2002 tarihinde VTL/ISAAC 1-2,5  $\mu\text{m}$  de, J,H ve K bantlarında yaptıkları gözlem sırasında VW Hyi için VSNET arşivlerinden optik dalga boyunda elde ettikleri verilerden, yaklaşık 30 günde bir olan normal patlamaların, sistemin parlaklığında beş kadirlik bir artışa neden olduğunu açıklamaktadırlar.

Van Amerongen ve diğ.(1987) ve Pringle ve diğ.(1987), durağan haldeki  $F_{\text{opt}} = 8,5 \times 10^{-11} \text{ erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1}$  değerindeki optik akının ana kaynağının disk olacağını bildirmişlerdir. Bunun, düşük kütle yığılma oranı ve 8000 K den küçük sıcaklıktan kaynaklandığını ifade etmişlerdir. Ayrıca disk akısını  $F_{\text{disk}}=F_{\text{opt}}=8,5 \times 10^{-11} \text{ erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1}$  olarak hesapladıklarını açıklamışlardır. Shakura ve Sunyaev (1973), ve Lynden-Bell ve Pringle (1974)'in yığılma enerjisinin yarısının, diskte ışıma olarak harcadığı şeklindeki ifadelerini Godon ve Sion (2005) da doğrulamaktadır.

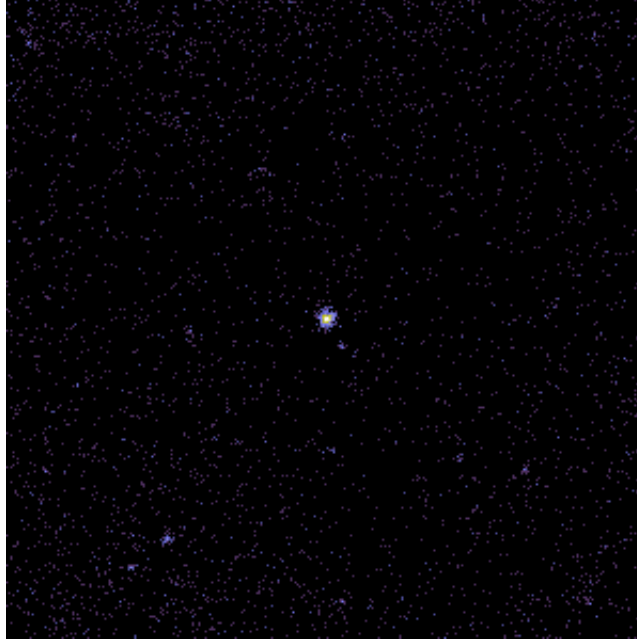
Warner ve Woudt (2006), VW Hyi'de, genel olarak patlamaların sonuna doğru (kütle yığılma oranı azaldıktan sonra) eş evreli cüce nova salınımlarında (DNOs) hızlı bir yavaşlama görüldüğünü ve  $P_{\text{QPO}}/P_{\text{DNO}}$  oranını 15 olarak hesapladıklarını belirtmektedirler.

Smith ve diğ.( 2006) tarafından, 14 şubat 2003 tarihinde (01:09– 2:56 UT) VW Hyi durağan halde iken yapılan optik gözleminden ve doppler incelemelerinden güçlü S-dalgası, yığılma-diski etki bölgesinde (sıcak lekede) görülmüştür. Ayrıca, beyaz cücenin tayf incelemesinde tayfında geniş Balmer soğurması ve dar Mg II  $\lambda 4481$  soğurması bulunmuştur. Gravitasyonel kızıla kayması  $38 \pm 21 \text{ km / s}$  olarak tespit edilmiştir. Yazarlar çalışmalarında beyaz cüce kütlelerini  $M_1 = 0,71 + 0,18 / -0,26 M_{\odot}$  ve ikincil yıldızın kütlelerini  $M_2 = 0,11 \pm 0,03 M_{\odot}$  olarak bulmuşlardır. Bu değerleri kullanarak elde ettikleri kütle oranı  $q = 0,148 \pm 0,004$  şeklindedir. Böylece ikincil yıldızın bir kahverengi cüce olmadığı belirtilmiştir. Kahverengi cüceler için kütle oranı değeri  $\sim 0,055$ 'dir ( $q = M_2 / M_1 = 0,052 \pm 0,002 M_{\odot} / 0,94 M_{\odot} = 0,055$ ).

### 3.1.3. X-ışın Gözlemleri



Şekil 3.3. VW Hya'nın X-ışın dalga boyunda tüm enerji aralığı için (0,3-10 keV) XMM-Newton uydusunun EPIC kamerası ile elde edilmiş görüntüsü (Bu çalışma).



Şekil 3.4. VW Hya'nın X-ışın dalga boyundaki tüm enerji aralığı için (0,1 - 2,4 keV) ROSAT uydusu tarafından tüm gökyüzü X-ışın taraması ile elde edilmiş görüntüsü (heasarc.nasa.gov).



Şekil 3.3 ve Şekil 3.4 te VW Hyi'nin XMM-Newton ve ROSAT ile elde edilmiş X-ışın dalgaboyundaki görüntüleri yer almaktadır.

Van der Woerd ve diğ. (1987) tarafından VW Hyi nin süper patlamasının "plato" bölümü sırasında, yumuşak X-ışın değişimleri (0,04-0,12 keV) tespit edilmiştir. 27 Ekim 1984 tarihindeki süper patlamasında 14,2 – 14,4 s periyotlu ve hızlı genlik değişimli asimetrik salınımlar görülmüştür. Van der Woerd ve diğ. (1987) tarafından, Kasım 1983 teki süper patlama sırasında  $14,06 \pm 0,02$  s periyotlu sünizoidal X-ışın salınımları tespit edilmiştir. Warner ve Brickhill (1974, 1978), Haefner ve diğ. (1979), Schoembs ve Vogt (1980), Robinson ve Warner (1984), patlama sırasındaki X-ışın gözlemlerinden, 14 s ve 20-36 s periyotlu eş evreli cüce nova salınımlarını (DNOs) ve 23, 88, 253, 413 s periyotlu yarı periyodik salınımları (QPOs) belirlemişlerdir. Tablo 3.2 de, VW Hyi deki DNOların optik ve X-ışın gözlemleri yer almaktadır. Van der Woerd ve diğ. (1986) tarafından, ışık eğrilerinde süper patlama sırasında X-ışınlarının optik ışınlarla göre iki gün geç yükseldiği tespit edilmiştir. Van der Woerd ve diğ. (1987) ye göre, normal ve süper patlamalarda ışık eğrilerinde X-ışın azalışı, optik banttakinin yaklaşık iki katı daha fazladır. Süper patlamalar sırasında görülen 14 s periyotlu X-ışın emisyonunun, sınır tabakası ile beyaz cücenin dış tabakalarının farklı dönmesinden kaynaklandığı ifade edilmektedir. Durağan haldeki sert X-ışın gözlemlerinden, birincil yıldız üzerine kütle yığılma oranı  $\dot{M} (1) \sim 5 \times 10^{14} \text{ g s}^{-1}$  olarak hesaplanmıştır. Belloni ve diğ. (1991) tarafından disk ışınım gücü  $L_{\text{disk}} = 4 \times 10^{31} \text{ erg /s}$  olarak bulunmuştur. Bu yazarlar,  $2,17 \pm 0,15 \text{ keV}$ 'da optik olarak ince ısısal tayf gösteren yumuşak ve sert X-ışın emisyonu bulunduğunu, bunun sadece  $\sim 1/4$  ünün yığılma diskinden geldiğini açıklamışlardır. Belloni ve diğ. (1991), ve Mauche ve diğ. (1991), bu sistem için eş evreli (DNO) ve yarı eş evreli (QPO) yumuşak X-ışın salınımlarını ve düşük parlaklıklı sınır tabakasını işaret etmektedirler. Warner (1995), süper patlamadaki ortalama X-ışın ışınım gücünü  $L_x \sim 10^{34} \text{ erg s}^{-1}$  olarak hesaplamıştır. Sistemin düşük eğimi nedeniyle, çok yumuşak X-ışın yayan sınır tabakası ve sıcak koronanın gözlenebildiği belirtilmektedir.

Tablo 3.2. VW Hyi deki eş evreli cüce nova salınımları (DNOs) (Referanslar: 1. van der Woerd ve diğ., 1987; 2. Robinson ve Warner, 1984; 3. Warner ve Birckhill, 1978; 4. Haefner ve diğ., 1979). Bu tabloda  $m_v$  kadir cinsinden parlaklık değerini,  $P_D$  saniye olarak eş evreli cüce nova salınımlarını (DNOs) ve X ile O lar ise DNO ların X-ışın (X) ya da optik (O) dalga boyunda görüldüklerini göstermektedir (Warner, 1995)

$m_v$	$P_D(s)$	X-ışın ya da optik	Referans
8,8	14,2-14,42	X	1
9,4	14,06	X	1
13,0	23,6	O	2
12,2-12,4	28-32	O	3
12,8	32-34	O	3
13,1	28-32	O	3
13,3	28	O	4
13,6	36	O	4

Belloni ve diğ. (1991) tarafından, sınır tabakası ışınım gücü  $L_{sınır}=8 \times 10^{30}$  erg /s değerinde bulunmuş ve bunun disk ışınım gücünün sadece % 20 si ( $L_{sınır}/L_{disk}=0,2$ ) olduğu belirtilmiştir. Wheatley ve diğ. (1996), durağan haldeki X-ışın gözlemlerinden 12 keV a artan çoklu-sıcaklıklı ve optik olarak ince plazma bulmuşlardır (Pandel, 2004).

Pandel ve diğ. (2003a) tarafından, XMM-Newton ile 2001 yılında sistem durağan halde iken yapılan gözlem verilerinden, X-ışın dalga boyunda sınır tabakasının dönme hızının ( $V_{sınır}=540$  km / s), Kepler hızından (3200 km / s) çok küçük olduğu ve bu nedenle beyaz cücenin hızlı dönmediği belirtilmiştir. Yığılma diskindeki yıllık kütle aktarım oranı  $\dot{M}_{disk}=12 \times 10^{-12} M_{\odot} / yıl$  olarak bulunmuştur. Sınır tabakasındaki X-ışın salan gazın dönme hızı  $V_{sınır} \sin i = 750$  km / s olarak tespit edilmiştir. Yığılma oranının, diskteki oranın yaklaşık yarısı olduğu ifade edilmiştir. Beyaz cüce üzerine yığılma oranı  $5 \times 10^{-12} M_{\odot} / yıl = 3 \times 10^{14} g s^{-1}$  ve buna uygun olarak sınır tabakası ışınım gücü Belloni ve diğ. (1991)' ninki gibi

$8 \times 10^{30} \text{ erg s}^{-1}$  değerinde hesaplanmıştır. Pandel ve diğ. (2003a) sınır tabakasının yarısının yıldız tarafından örtüldüğü geometrik düşüncesi ile  $L_{\text{sınır}}/L_{\text{disk}} = 0,2$  olarak bulmuşlardır. Önceki X-ışın gözlemlerinde sınır tabakası sıcaklığı  $T_{\text{sınır}} = kT \sim$  birkaç keV olarak belirtilmesine rağmen, Pandel ve diğ. (2003a)  $kT \approx 6-8 \text{ keV}$  ( $T_{\text{sınır}} \approx (69,6 - 92,8) \times 10^6 \text{ K}$ ) olarak kesin değerler bildirmektedirler. Ayrıca, sınır tabakası içinden maddenin yaklaşık 100 s de geçtiğini ve bu sürenin maddenin Kepler hızından yıldız dönme hızına yavaşlama (spin down) yaptığı zamanla aynı olduğunu ifade etmişlerdir. Dönen akışın hızlanma (spin up) ya da yavaşlama (spin down) süresini  $\tau_{\text{dönme}} \approx 100 \text{ s}$  olarak açıklamaktadırlar.

Schreiber ve diğ. (2004)'nin RASNZ/VSS (Royal Astronomical Society of New Zealand / Variable Star Section) ve AAVSO dan temin ettikleri verilere göre, SU UMa yıldızlarının farklı süper çevrim aralıklarında, optik ve kısa dalga boyundaki haberci patlamaların ışık eğrilerinde büyük değişim görülmektedir. VW Hyi'nin de ışık eğrisinde optik olarak haberci olan ya da olmayan süper patlamalar bulunmaktadır. EUV ve morötesi haberciler, optik emisyon sabit kalırken ortaya çıkmaktadır. VW Hyi'nin süper patlamalarının arasındaki normal patlamaların sayısı 3-7 arasında değişmektedir. Değişimler ortalama kütle transfer oranının zamanla değişiklik göstermesinden kaynaklanmaktadır. X-ışın akısının yörüngesel değişimi, diskin iç kısmının eğriliğini göstermektedir. Hartmann ve diğ. (1999) nin, X-ışın emisyonunun optik patlama sırasında çok azaldığını ve durağan halde iken sabit kaldığını buldukları belirtilmiştir. Aşağıdaki Tablo 3.3 te sistemin parametreleri yer almaktadır.

Tablo 3.3. VW Hyi'nin model parametreleri.  $R_{3:1}$  3:1 rezonans yarıçapı,  $R_{krit0}$  ise daireselleşen diskin dış yarıçapı ve  $R_{gel-git}$  gelgitli kesilme yarıçapı,  $R_{dış}$  ortalama dış yarıçapı gösterir (Schreiber ve diğ., 2004).

Özellikler	Değerler
$T_1$	20 000 K
$T_2$	2750 K
$R_1/10^8$ cm	8,4
$R_{gel-git}/10^{10}$ cm	2,36
$R_{3:1}/10^{10}$ cm	2,14
$R_{krit0}/10^{10}$ cm	1,63
$R_{dış}/10^{10}$ cm	2,1

Pandel ve diğ. (2005), çalışmalarında VW Hyi nin 2001 yılında XMM Newton ile EPIC MOS ve PN kameraları ve optik monitör kullanılarak sistem durağan halde iken yapılan gözlem bilgilerini kullanmışlardır. Tablo 3.4 te bu gözlemin özet bilgileri yer almaktadır.

Tablo 3.4. Bu tabloda XMM gözlem bilgileri, tüm aygıtlar için poz süreleri, ortalama sayma oranları, morötesi akıları (UVW1 filtresi kullanılarak elde edilmiş) ve optik monitör (OM) ile elde edilen B büyüklüğü (kadir) verilmektedir. Üssel ifadeler EPIC sayımlarının alındığı pencere modunu (f-tüm çerçeve, s-küçük çerçeve) ve filtreyi (t-ince, m-orta) göstermektedir. Altıncı sütunda OM gözleminden elde edilen, ışık eğrisinin yörüngesel değişimine bağlı olarak, düşük ve yüksek parlaklık seviyeleri belirtilmektedir. Son sütun, sistemin durumunu (Q-durağan hal) ve son normal patlamadan sonra kaç gün geçtiğini (22) göstermektedir (Pandel, 2004)

İsim	Gözlem Başlangıcı (MJD)	Poz süresi (ks)				X-ışın sayım oranları ( $s^{-1}$ ) (0,2-12 keV)			290 nm de UV akısı (mJy)	B parlaklığı	Durum
		MOS	PN	RGS	OM	MOS1	MOS2	PN			
VW Hyi	52201,222	18,7	16,1	19,3	17,3	0,67 <sup>s,m</sup>	0,71 <sup>s,t</sup>	2,41 <sup>t,m</sup>	7,5/10,6	14,4/13,9	Q 22

Pandel ve diğ. (2005)'ne göre, X-ışın tayfı sıcak, izobarik soğuma akışlı, basit sıcaklık dağılımlı optik olarak ince bir plazmayı işaret eder. X-ışın emisyon kaynağı, büyük olasılıkla beyaz cüce üzerine çökerken, sınır tabakasında soğuyan plazmadır. Çalışmalarında, soğumalı akış modeli kullanarak, sıcaklıklar, yığılma oranları, dönme hızları ve X-ışın yayınlayan gazın element bolluklarını incelemiştir. Tablo 3.5 te parametreleri görülen soğumalı akış modelinden, soğumanın başladığı sıcaklığı  $T_{\text{maks}} \sim 8 \text{ keV}$  ve  $T_{\text{min}}$  alt sınırını  $8 \text{ eV}$  olarak bildirmişlerdir. Beyaz cüce soğumadan önce, yığılma gazının optik olarak kalın olmadığını ve emisyon ölçüm dağılımlarının basit soğumalı akış modeline yakın olduğunu tespit etmişlerdir. Sınır tabakasından kütle aktarım oranı model eşleştirmesinden  $\dot{M} = 3,7 \times 10^{-12} M_{\odot} / \text{yıl}$  olarak bulunmuştur.  $L_{\text{disk}}/L_{\text{sınır}}$  oranı birin oldukça üzerindedir. Lasota ve diğ. (1995) ile King (1997) tarafından, durağan haldeki cüce novada diskin beyaz cüce yarıçapından ( $R_1$ ) daha büyük yarıçapta kesildiği ifadesine dikkat çekilmiştir.  $L_{\text{disk}}/L_{\text{sınır}}$  oranı en çok 2-4 aralığında olmalıdır. Beyaz cüce dönme hızı Sion ve diğ. (2001) nin öne sürdüğü  $V_1 \sin i \sim 400\text{-}500 \text{ km / s}$  ye yakın bulunmuştur. Sınır tabakasının (BL) hızı  $V_{\text{sınır}} \sin i \sim 580 \text{ km / s}$  dir. Sion ve diğ. (2001, 1997) tarafından belirtilen beyaz cüce fotosferik bollukları, CNO yanmasını göstermektedir ve beyaz cüce üzerindeki termonükleer yanmanın kanıtıdır, bu nedenle bolluklar ikincil yıldızın kütle transferinden kaynaklanmamaktadır. Pandel ve diğ. (2005)'ne göre, XMM-Newton verisi sınır tabakasındaki element bollukları için güneş değerlerinden farklı birşey ortaya çıkarmamıştır. X-ışın ve morötesi akısında tespit ettikleri  $\sim 1500 \text{ s}$  li değişim, X-ışın yükselişinin morötesine göre  $\sim 100 \text{ s}$  kadar gecikmesiyle bağlantılıdır. X-ışın tayfindaki emisyon çizgilerinin çokluğu, sıcak ve optik olarak ince plazmanın kanıtıdır. Tablo 3.6 da element bollukları görülmektedir.  $10\text{-}18 \text{ \AA}$  ( $0,7\text{-}1,3 \text{ keV}$ ) arasındaki Fe L-kabuk çizgileri gibi, Azottan (N) Demire (Fe) birçok elementin emisyon çizgilerinin bulunması, X-ışın yayınlayan plazmanın geniş bir sıcaklık aralığında bulunduğu şeklinde yorumlanmıştır.

Tablo 3.5. Soğumalı akış modeli parametreleri. Burada  $\alpha$  Kuvvet kanunu fonksiyonu indeksi,  $\dot{M}_{\text{sınır}}$  Sınır tabakasından (boundary layer, BL) beyaz cüceye aktarılan madde miktarı,  $nH$  Hidrojen kolon yoğunluğu,  $V_{\text{sınır}} \sin i$  (i) sınır tabakasının hızı,  $L_{\text{sınır}}$  Sınır tabakası ışınım gücünü göstermektedir.

İsim	kTmaks (keV)	$\alpha$	$\dot{M}_{\text{sınır}}$ ( $\times 10^{-12} M_{\odot} / \text{yıl}$ )	$nH$ ( $\times 10^{20} \text{ cm}^{-2}$ )	$V_{\text{sınır}} \sin i$ ( $\text{km s}^{-1}$ )	$L_{\text{sınır}}$ ( $\times 10^{31} \text{ erg s}^{-1}$ )
VW Hyi	8,2±0,3	-0,05±0,06	3,7±0,4	0,0±0,05	580 (+240/-250)	0,81

Tablo 3.6. Element bollukları. Bolluklar güneş bollukları değerindedirler.

İsim	C	N	O	Ne	Mg	Si	S	Fe
VW Hyi	1,0±0,6	1,5± 1,0	0,82±0,10	0,3±0,3	1,1± 0,3	1,2± 0,2	1,1± 0,3	1,01 ±0,06

Godon ve Sion (2005), EXOSAT ve ROSAT ile durağan halde iken yapılan gözlemlerden faydalanarak X-ışınlarında sınır tabakası (BL) hakkında çalışmalar yapmışlardır. Yazarlara göre, sınır tabakası ışınım gücünün diskin ışınım gücüne oranı ( $L_{\text{sınır}}/L_{\text{disk}} \approx 0,77$ ) dir. Dönmeyen bir beyaz cüce için  $L_{\text{sınır}} = L_{\text{disk}} = 1/2 L_{\text{yığ}}$  dir. Beyaz cücenin küçük dönme hızından dolayı, sınır tabakasının çok yüksek sıcaklıkta olması ( $T_{\text{sınır}} \approx 10^8 \text{ }^\circ\text{K}$ ) ve durağan halde, optik olarak ince (çok düşük yoğunlukta) olması beklenmektedir. Bu nedenle, bu çok ince bileşen, X-ışın bandında yığılma enerjisinin diğer yarısını ışınım yoluyla yayınlamaktadır. Van der Woerd ve diğ. (1987) ile Belloni ve diğ. (1991) nin tek sıcaklıklı model ile hesapladıkları X-ışın bolometrik akısı  $F_X = 1,5 - 1,9 \times 10^{-11} \text{ erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1}$  olarak belirtilmektedir. ASCA ve XMM-Newton ile yapılan gözlem verilerinden faydalanarak, Hasenkopf ve Eracleous (2002) ile Pandel ve diğ. (2003a)'nin iki ve çok sıcaklıklı plazma modellerini kullanarak buldukları X-ışın bolometrik akısı ise  $F_X = 5 - 8 \times 10^{-12} \text{ erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1}$  dir. X-ışınlarının  $v \sin i = 540 \text{ km / s}$  dönme hızı ile dönen beyaz cücenin yüzeyine yakın ince ekvatorial kuşaktan geldiğini söylemektedirler. Ayrıca, VW Hyi'nin patlama sırasında elde edilen X-ışın gözlemlerinden van der Woerd ve diğ. (1987), diskin iç kısmındaki Kepler akışının dönme periyodu ile bağlantılı olan 14 saniyelik cüce nova salınımları gördüklerini bildirmektedirler. Öte yandan aynı

çalışmada dönme süresinin geometrik ortalamasının  $\tau_{\text{rot}} \approx 14$  s (van der Woerd ve diğ., 1987) ve viskozite yayılma süresinin  $\tau_v \approx 667$  s olarak bulunduğu açıklanmaktadır. Diskin sıcaklığının  $T_{\text{disk}} = 10^8$  K ve X-ışın gözlemlerinden HI kolon yoğunluğunun yaklaşık  $6 \times 10^{17} \text{ cm}^{-2}$  kadar düşük değere sahip olduğunu hesaplamışlardır. Bu değerlerin, Belloni ve diğ.(1991) ve Polidan ve diğ.(1990) nin bulduğu sonuçlarla aynı olduğuna işaret edilmektedir.

Baskill ve diğ. (2005), VW Hyi nin X-ışın gözlemlerini, ASCA ile 8 kasım 1993 (durağan halde, 37 ks süre ile, 14 ks lik poz sürelerinde), 6 Mart 1995 (durağan halde, 27 ks süre ile, 6 ks lik poz sürelerinde) tarihlerinde yapmışlardır. Onlara göre, sistem durağan halde iken düşük yığılma oranına sahiptir. Birinci gözlemde, önceki gözlemlerden daha sönüktür fakat ölçülen akı değeri Pandel ve diğ. (2003a) nin XMM ile elde ettikleri akı değeri ile benzerdir. İkinci gözlem sırasında ise, diğer gözlemlere göre çok daha sönüktür. Parlak ASCA gözleminin süper patlama ile ilk normal patlama arasındaki durağan halde, ikinci gözlemin ise daha sonraki bir durağan halde olduğu belirlenmiştir. XMM-Newton ve ROSAT/Ginga gözlemleri ise durağan halin ortasında yapılmıştır. Tablo 3.7 de durağan haldeki VW Hyi'nin X-ışın akılarının karşılaştırılması görülmektedir. Mekal modeline göre, birinci gözlem için  $N_{\text{H}}$  değeri  $0,6 \times 10^{20} \text{ cm}^{-2}$  den küçük, sıcaklık  $3,2 \pm 0,2 \text{ keV}$ ; ikinci gözlem için  $N_{\text{H}}$  değeri  $5,2 \times 10^{20} \text{ cm}^{-2}$  den küçük, sıcaklık  $4,0 \pm 0,6 \text{ keV}$  dir. 0,8-10 keV arasındaki akı  $1,7 \times 10^{-12} \text{ erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1}$  dir. Xspec'in Mekal'dan daha karmaşık Cevmkl modeline göre,  $\alpha$  değeri 1,73,  $N_{\text{H}}$  değeri  $16 \times 10^{20} \text{ cm}^{-2}$ , 0,8-10 keV enerji aralığındaki akı değeri  $4,7 \times 10^{-12} \text{ erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1}$  dir ve  $N_{\text{H}}$  değerinin fitlerdeki sonuçlara fazla bir katkısı yoktur. Daha da karmaşık Absori modelinden ise, bolluk değeri 1,22,  $\alpha$  değeri 1,69,  $N_{\text{H}}$  değeri  $6 \times 10^{20} \text{ cm}^{-2}$  bulunmuştur. Durağan halde X-ışın akılarında (süper çevrimin neresinde gözlemlendiğine bağlı olarak) farklılıklar bulunduğu sonucuna varılmıştır. X-ışınları beyaz cüce yakınından ortaya çıkmakta ve farklılıklar beyaz cüce üzerine yığılma oranındaki değişimden kaynaklanmaktadır. Optik emisyon yığılma diskinin genel durumuna duyarlıdır ancak, diskin iç kısmında optik emisyonla ilişkili olmayan aktivite bulunduğu X-ışın sayım oranlarındaki farklılıktan anlaşılmaktadır. İki gözlemin farklı değeri, yığılma oranındaki farklılıktan kaynaklanmaktadır.

Tablo 3.7. Durağan haldeki VW Hyi nin X-ışın akılarının karşılaştırılması (Akılar  $10^{-12}$  erg s<sup>-1</sup> cm<sup>-2</sup> birimindedir).

Aygıt	Band aralığı [keV]	Akı ( $\times 10^{-12}$ erg cm <sup>-2</sup> s <sup>-1</sup> )	ASCA Akıları ( $\times 10^{-12}$ erg cm <sup>-2</sup> s <sup>-1</sup> )	
			Gözlem 1	Gözlem 2
EXOSAT	0,04- 6	15 <sup>a</sup>	6,1	1,6
ROSAT+Ginga	0,04-10	21 <sup>b</sup>	6,8	1,9
BeppoSAX	0,1 -10	15 <sup>c</sup>	6,5	1,8
XMM-Newton	0,2 -12	8,1 <sup>d</sup>	6,2	1,8
a van der Woerd ve diğ. (1987)		b Wheatley ve diğ. (1996)		
c Hartmann ve diğ. (1999)		d Pandel ve diğ (2003b)		

Liu ve diğ. (2008), sistem durağan halde iken Chandra ve XMM-Newton ile yapılan gözlemlerin verilerden faydalanmışlardır. Sıcak koronadan yığılma yoluyla, manyetik olmayan beyaz cücelerin yüzeyine yakın oluşan sınır tabakasının yapısı hakkında çalışmalar yapmışlardır. VW Hyi'nin XMM Newton'un 19 Ekim 2001 deki gözleminin incelemesinde, tayfin ısısal (termal) iletkenlik değerine bağlı olduğunu ve sınır tabakasının gözlemler ile uyumlu olan çok düşük iletkenlik gösterdiğini tespit etmişlerdir. Yazarlara göre, VW Hyi'deki gibi bir tayf elde etmek için yüksek sıcaklık gerekmektedir. Türbülanslı bölgeden geçen yığılma maddesi, açısal momentumunu tamamen kaybetmekte ve sesaltı hızına (subsonic) inmektedir. Böylece beyaz cücenin etrafında bir tabaka şekillenmektedir. Yığılma, beyaz cüce etrafındaki bir kuşak üzerine olduğu için, yoğunluk ekvator düzlemine doğru daha çoktur ve bu kuşağın alanı, tüm yıldız yüzey alanının yaklaşık yarısıdır. Farklı sıcaklıktaki tabakalar ısısal olarak yalıtıcıdır. Yüksek ve düşük iletkenlik durumları için, izobarik soğumalı düşük ısısal iletkenlik korunarak, aralıklı yığılma olmaktadır. Sınır tabakasındaki oldukça azalmış ısısal iletkenlik, sıcaklık gradyentine dik yönde manyetik alanlar gerektirmektedir. Yığılmada, sıcak koronal akıştan kaynaklanan manyetik alanların bulunması nedeniyle, bu alanların dinamik etkileri, beyaz cüce yüzeyinde yer alan yığılmanın aralıklı (kesikli) olmasına neden olmaktadır. Madde, beyaz cüce yüzeyinin yarısını kaplamakta ve ekvator kuşağı üzerine yığılmaktadır. Pandel ve diğ. (2003a), aynı gözlem verisi için kütle yığılma oranını  $5 \times 10^{-12} M_{\odot} / \text{yıl}$



bulmalarına rağmen, Liu ve diğ. (2008) bu değeri  $\dot{M} = 1,25 \times 10^{-12} M_{\odot} / \text{yıl}$  olarak hesaplamışlardır. Hartmann ve diğ. (1999), durağan hal sonlarına doğru yapılan BeppoSAX gözleminden kütle yığılma oranını  $\dot{M} = 3 \times 10^{-12} M_{\odot} / \text{yıl}$  olarak hesaplamışlardır. Liu ve diğ. (2008) VW Hyi nin, yığılma diskinden ve beyaz cüce sınır tabakasından gelen X-ışınlarının miktarını kıyaslamış, ışınım dağılımının her iki durumda benzer olduğunu ancak, sınır tabakasından toplam katkının daha az olduğunu görmüşlerdir. Beyaz cüce sınır tabakasının tayf şeklinin, disk X-ışın emisyonunun ilave katkısı ile değişmediği ve bu nedenle tayfın, sınır tabakasına ait olduğu ifade edilmiştir.

### 3.1.4. Morötesi (Ultraviolet, UV) Gözlemleri

Verbunt ve diğ., (1987) ve Pringle ve diğ., (1987), IUE (International Ultraviolet Explorer, Uluslararası morötesi keşif uydusu), Voyager ve Hollanda Astronomi uydularının arşiv verilerini kullanarak, morötesi (UV) ve optik dalgalımlarındaki akıları  $F_{uv} = F_{opt} = 8,5 \times 10^{-11} \text{ erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1}$  olarak hesaplamışlardır.

Saygac (1993,1994), doktora tez çalışmasında, sistemin süper patlama, normal patlama, bu patlamalara iniş, çıkış ve durağan evreleri kapsayan 1979 -1984 yılları arasında IUE (International Ultraviolet Explorer, Uluslararası morötesi keşif uydusu) ile alınan verilerini kullanmıştır. VW Hyi durağan halde iken, optik ( $\lambda\lambda$  3400-7200 °A) ve morötesi (UV) ( $\lambda\lambda$  1150-3200 °A) tayfını elde ederek, optik tayfta güçlü çift-zirveli Balmer emisyon çizgileri ve He I  $\lambda$  5876, Fe II  $\lambda\lambda$  4233, 5196, He I  $\lambda$  5015, Fe II  $\lambda$  5018, He I  $\lambda$  4922, Fe II  $\lambda$  4293, He II  $\lambda$  4686 ile He I  $\lambda\lambda$  4471, 6678 çizgilerini tespit etmiştir. Radyal-hız eğrisinin genliğini H $\alpha$  için 39 ( $\pm$ 11) km / s ve H $\beta$  için 85 ( $\pm$ 23) km / s olarak bildirmiştir. Radyal hız genliğinden ve toplam çizgi genişliğinden beyaz cüce kütleini 0,91-1,28  $M_{\odot}$  bulmuştur. Morötesi bölgedeki süreklilik akısını kullanarak, disk sıcaklığını 14500-48000 °K aralığında hesaplamıştır. IUE SWP (International Ultraviolet Explorer Short-Wavelength Prime, Başlıca Kısa Dalgalımlı Uluslararası Morötesi Kaşifi) bölgesinde efektif disk yarıçapını 0,69  $R_{\odot}$  - 0,75  $R_{\odot}$  aralığında ve kütle yığılma oranı Faulkner (1971)

tarafından oluşturulan bağıntıyı kullanarak  $10^{-10} M_{\odot} / \text{yıl}$  olarak bulmuştur. Bu bağıntı aşağıdaki şekildedir

$$\frac{dM_2}{dt} = \dot{M}_2 = -7.31 \times 10^{22} R^{-4} \left| \frac{d\mu}{d\tau} \right| \text{ gr yr}^{-1} \quad (3.1)$$

$$R = \frac{R_2}{M_2^n} \text{ ve } \mu = \frac{M_2}{M_1 + M_2} \text{ alınarak}$$

$$\frac{d\mu}{d\tau} = \frac{(1-\mu)^2 \mu^{2-4(n-a)}}{\mu - \frac{1}{2}[(n-a)+2]} \quad (3.2)$$

$\dot{M}_2$  İkincil yıldızdan transfer edilen madde,  $R_2$  İkincil yıldızın yarıçapı ki, bu aynı zamanda İkincil yıldızın Roche lobunun yarıçapına eşittir. Alt anakol yıldızları için  $n=1$ ,  $a= 1/3$  (Faulkner, 1971) olarak alınmaktadır.

Mauche (1996) tarafından VW Hyi Haziran 1994 de (RJD 9505.63 - 9507.60; RJD = JD - 2440000) 2.13 den 4.10 UT a kadar süper patlama sırasında EUVE de (Extreme Ultraviolet Explorer, Uç morötesi keşif uydusu) yaklaşık 2 gün gözlenmiştir. EUV akısının oldukça değişken olduğu ifade edilmiştir. 80 – 420 °A dalgaboyu arasındaki akıyı  $1,5 \times 10^{-9} \text{ erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1}$ , ışınım gücünü  $7,7 \times 10^{32} (\text{d} / 65 \text{ pc})^2 \text{ erg s}^{-1}$  bulmuşlardır. Bunun, Mauche ve diğ. (1991) nin bulduğu yığılma diski ışınım gücünün yaklaşık 20 katı olduğu belirtilmiştir. VW Hyi gibi coşkun değişenlerin EUV ( $\lambda= 100\text{--}912 \text{ }^\circ\text{A}$ ) de zor tespit edildiği ve rüzgar olasılığının tayfta He II soğurması olarak 228 Å da görüldüğü açıklanmıştır.

Gansicke ve Beuermann, (1996a ve 1996b), 1979 ve 1990 arasında VW Hyi yi IUE ile 13 kez gözlemişlerdir. Bu esnada, sistem patlamadan sonraki iniş ve durağan hal arasındadır. Elde edilen düşük çözünürlüklü 28 tayfı kullanarak, patlama öncesi ve sonrası evrimin analizini yapmışlardır. Beyaz cüce sıcaklığı 18 000- 20 000 K aralığındadır. Cüce nova patlamalarından sonra madde yığılması ile ısınmış beyaz

cüce, ortalama sıcaklığa ( $T_1 \approx 19\,000\text{ K}$ ) soğuma göstermektedir. Süper patlamadan sonraki soğuma zamanı ( $\tau_s = 9,8$  gün), normal patlama soğuma zamanına ( $\tau_N = 2,8$  gün) göre daha uzundur. Normal ve Süper patlamalardan sonra morötesi akısının üssel olarak sabit azalması Pringle ve diğ. (1987) ve Verbunt ve diğ.(1997)'ne göre, cüce nova patlaması sırasında ısınmış beyaz cücenin soğumasının bir göstergesidir. Gansicke ve Beuermann (1996a ve b) a göre, bu azalış süper patlamadan sonraki normal patlama için daha hızlıdır. Beyaz cücenin patlamaların her ikisinde artan ve sonra azalma gösteren parlaklığı, sınır tabakasında dağılan ve beyaz cüceye transfer olan enerjii göstermektedir. VW Hyi'nin analizlerine göre sistem zamanla değişen tayfa sahiptir. VWHyi'nin diskinin küçülmesi üç tayfsal bileşenle karakterize edilebilmektedir. Beyaz cücenin patlamadan  $\sim 2,5$  gün sonraki zamanı için:

- 1- Diskte  $1600\text{ \AA}$  da geniş çaplı dalgalanmalar ve NV  $\lambda 1240$ , Si IV  $\lambda 1400$  ve CIV  $\lambda 1549$  da güçlü soğurma çizgileri olan çok mavi tayf göstermektedir.
- 2- Optik olarak ince bileşen, kısmen CIV  $\lambda 1549$  da güçlü, kısmen NV  $\lambda 1240$ , Si IV  $\lambda 1400$  da zayıf emisyon çizgileri göstermektedir, çizgiler  $2\text{ \AA} \leq \text{FWHM} \leq 12\text{ \AA}$  a sahiptir ve  $\pm 3\text{ \AA}$  içinde ortalanmaktadır.
- 3- Beyaz cücenin baskın karakteristiği, geniş fotosferik Ly  $\alpha$  soğurma profilidir (Mateo ve Szkody, 1984; Sion ve diğ.,1995). Si II  $\lambda 1260$ , Si III  $\lambda 1295$ -1310 ve CII  $\lambda 1335$  da görülen güçlü soğurma çizgileri beyaz cüce yüzeyindeki bileşimi ve sıcaklık değişimlerinden kaynaklanan karma bir tayfı göstermektedir. Maksimuma yaklaşırken tayfta diskin daha baskın olduğu esnada Beyaz cüce katkısı ihmal edilmiştir. Beyaz cüce ve emisyon çizgileri patlamadan  $\sim 0,4$  gün sonra görülmüş ve patlamadan sonraki 22 ve 41 inci günlerde alınan tayfta başka bir gelişme (evrim) görülmemiştir. Beyaz cüce üzerindeki sıcaklık dağılımı homojen değildir. Ekvator düzleminde yığılmaya sahip beyaz cücenin ekvatoru ( $22\,000\text{ K} - 28\,000\text{ K}$ ) kutuplarına göre ( $15\,000\text{ K}$ ) daha sıcaktır. Normal patlamadan sonra, iç sıcaklık  $19300 \pm 250\text{ K}$ , normal patlama süresi  $\tau_N = 2,8 \pm_{0,5}^{1,0}$  gün ve başlangıç sıcaklığı artışı  $4520 \pm 680\text{ K}$  dir. Süper patlama başlama bitiş noktası verisi için iç sıcaklık  $19300\text{ K}$  kabul edilerek, süper patlama süresi  $\tau_s = 9,8 \pm_{1,1}^{1,4}$  gün ve başlangıç sıcaklığı artışı  $T_{\text{exc}}(0) = 7090 \pm 430\text{ K}$  dir. Bütün beyaz cücenin görüldüğü kabulü ile ( $R_1 = 8,4 \times 10^8\text{ cm}$ ) normal patlama için ısıtım gücü  $L(0) \approx 1,6 \times 10^{32}\text{ erg / s}$  ve süper patlama için  $2,4 \times 10^{32}\text{ erg / s}$ , durağan hal için

ise  $0,7 \times 10^{32}$  erg / s dir. Beyaz cücede depolanan enerji normal patlamada  $0,2 \times 10^{38}$  erg / s ve süper patlamada ise  $1,2 \times 10^{38}$  erg / s dir. VW Hyi süper patlamadan sonra ( $\tau_{soğ} = 9,8$  gün) oldukça hızlı soğumaktadır.

Sion ve diğ. (1997) nin beyaz cücenin kütlesi  $0,86 \pm (+0,18, -0,32) M_{\odot}$  olarak ve dönme hızı  $\sim 400$  km / s olarak hesapladıklarını bildirilmişlerdir.

Mauche ve diğ. (2000) tarafından, VW Hyi'nin, EUVE (Extreme Ultraviolet Explorer, uç morötesi keşif uydusu) uydusu tarafından normal ve süper patlaması sırasında alınan (2 kez) verilerinin analizi yapılmıştır. Tablo 3.8 de bu gözlemlere ait bilgiler yer almaktadır. VW Hyi'nin normal patlaması sırasında, Voyager ile elde ettikleri 950-1150 °A (FUV) akı yoğunluğu ışık eğrisine göre, EUV ışığının optiğe göre yükselişinin gecikmesi  $\sim 0,75$  gün; FUV ışığının optik ışığa göre yükselişinin gecikmesi ise  $\sim 0,5$  gün dür. FUV, EUV ışığının yükselişinden  $\sim 0,25$  gün önce yükselmekte ve optik ışık eğrisi gibi yavaş yavaş azalmaktadır. Buradan, FUV akısının kaynağının sınır tabakası olmadığı, yığılma diski olduğu sunucuna varmışlardır. Optik ve EUV akıları patlamanın başlangıcında yükselmekte, ısınan dalga disk boyunca içe doğru hızla hareket ederek daha fazla maddenin diskten akmasına ve sınır tabakasından geçerek beyaz cüce üzerine ulaşmasına neden olmaktadır. Optik ve EUV ışık eğrisinde görülen gecikmeye göre, patlama dıştan içe gerçekleşmekte, böylece disk kararsızlığı diskin dış kenarında başlamaktadır. VW Hyi'nin süper patlamasında EUV ışık eğrisinin yükselişi görülmemiştir. VW Hyi nin normal patlamada optik-EUV gecikme göstermesi, durağan halden patlamaya geçen diskteki ısı dalgasının hızının ölçümüne imkan sağlamaktadır ve ısı dalgasının hızı  $\sim 3$  km / s olarak hesaplanmıştır.

Tablo 3.8. EUVE Gözlemlerinin bilgileri

Tarih (ay/yıl)	Aralık (JD_2400000)	Poz süresi (ks)	Patlama türü	Uydu
06/94	49505.46-507.66	89,4	Super	EUVE
07/95	49906.70-917.29	183,8	Normal	EUVE + Voyager
05/96	50210,58-218,47	55,4	Super	EUVE + RXTE

Medvedev ve Menou (2002) tarafından, durağan haldeki cüce novalar üzerine sıcak yığılma için çözümler arayan çalışmalar yapılmış, manyetik olmayan VW Hyi de, beyaz cücenin dönme oranları (ve sistem parametreleri) ölçülmüştür. Yazarlara göre, yıldız yüzeyinin yakınındaki genişleyen sıcak akış nedeniyle, beyaz cüce hızı yavaşlamaktadır. Genellikle, enerji taşınımı yoktur, akışta ısı yayımı sabittir. Beyaz cüce dönme oranları Kepler değerinin çok altındadır. Beyaz cücenin çok yakınındaki bölgelerden X-ışın emisyonu gelmektedir ve akışın en parlak bölgeleri  $\sim 2 \times 10^8$  K değerindeki en sıcak bölgelerdir. Beyaz cücenin dönme hızı 460 km / s ve kütle yığılma oranı  $\dot{M} \sim 3,5 \times 10^{13}$  g / s ve  $L_X / L_{yığı}$  değeri 1,5 tur.

Godon ve Sion (2003) tarafından, VW Hyi nin FUSE (Far Ultraviolet Spectroscopic Explorer, uzak morötesi tayfsal keşif uydusu) ile uzak morötesi (far-UV) gözleminden, patlamadan sonraki kısa süre içinde, sıcak sınır tabakasının ve yığılma kuşağının baskın olduğu ve kısa zamanda (birkaç hafta içinde) gözden kayboldukları tespit edilmiştir (Szkody ve diğ., 2003).

Godon ve diğ. (2004) tarafından, VW Hyi nin FUSE (Far Ultraviolet Spectroscopic Explorer, uzak morötesi tayfsal keşif uydusu) gözlemi 29 Ağustos 2001 de saat 16:48 UT (JD2452151) de sistemin son normal patlamasından yaklaşık 11 gün sonra, durağan halde iken 18 400 saniye süre ile yapılmıştır. FUSE (Far Ultraviolet Spectroscopic Explorer, uzak morötesi tayfsal keşif uydusu) 904-1188 Å (ya da 90,4 nm-118,8 nm) dalga boyu kullanılabilir aralığı ile,  $\lambda < 1150$  Å, STIS (Space Telescope Imaging Spectrograph, uzay teleskobu görüntüleme tayfölçeri) ve IUE (International Ultraviolet Explorer, Uluslararası morötesi keşif uydusu) ise  $\lambda > 1150$  Å dalgaboyu aralığını araştırmaktadırlar. Beyaz cüce üzerine yığılma olayı uzak-morötesi (FUV) dalgaboylarında açıkça görüntülenmiştir. Yazarlar FUSE ile 904-1188 Å dalgaboyu aralığında elde ettikleri tayfa uyguladıkları modellerden, tek sıcaklıklı beyaz cücenin özellikle kısa dalgaboylarında ayrıntılı tayf üretmediğini ifade etmişlerdir. Tayfa en iyi teorik yaklaşım, beyaz cüce ve hızlı dönen yığılma kuşağı içeren bir modelle elde edilmiştir. Bu modele göre beyaz cücenin, morötesi bölgedeki toplam akının %83 ünü sağladığı belirtilmiştir. Beyaz cüce sıcaklığı 23 000 K, hızı  $v \sin i = 400$  km / s dir ve düşük karbon miktarına sahiptir. Toplam akının %17'sinin yığılma

kuşağından geldiği ifade edilmiştir. Yığılma kuşağı sıcaklığı, yaklaşık 48 000 - 50 000 °K, dönme hızı  $V_{\text{dön}} \sin i = 3000 - 4000 \text{ km / s}$  dir. Daha güçlü S / N (Sinyal / Gürültü) tayfının HST (Hubble Space Telescope - Hubble uzay teleskobu) ile elde edildiği açıklanmıştır. Özellikle, Sion ve diğ. (1995, 1996, 2001), tayfın temel şeklini onaylamışlar ve beyaz cüce sıcaklığının patlama zamanına bağlı olarak en az 2000 K kadar değiştiği sonucuna varmışlardır. Tayftaki dar metal çizgileri, beyaz cüce fotosferindeki maddenin CNO sürecinde olduğunu işaret etmektedir. Yığılma kuşağının, Kepler hızındaki yığılma maddesiyle dönen beyaz cüce yüzeyinin bir bölgesi olduğu belirtilmiştir. Yazarlar, bu gözlemlerin hepsinin 1150 Å civarındaki dalgaboyu bölgesi ile sınırlı olduğunu, VW Hyi için 820-1840 Å tayfının morötesi teleskobu HUT (Hopkins Ultraviolet Telescope, Hopkins Morötesi Teleskobu) kullanılarak elde edildiğini açıklamışlardır. Yazarlara göre FUSE, ikinci bileşene duyarlıdır, çünkü 20 000 °K sıcaklıklı beyaz cüceden beklenen akı katkısı 950 Å ve 1100 Å dakinden çok farklıdır. FUSE tayf aralığı ve yüksek tayfsal çözünürlük, çizgi geçişlerinin bulunduğu geniş aralığın incelenmesini mümkün kılmaktadır. Sion ve diğ. (1995) nin de belirttiği gibi, manyetik olmayan coşkun değişenlerden morötesi tayfında beyaz cüce emisyonunun baskın olması beklenmektedir.

Sion ve diğ. (2004), 10 Aralık 2001'de 20:28:00 UT'da, 2001 Kasım ayındaki süper patlamayı takip eden optik olarak durağan hale dönüşten ~14 gün sonra STIS (Space Telescope Imaging Spectrograph, Uzay Teleskobu Görüntüleme Tayfçekeri) ile 1140 °A dan 1735 °A'a kadar olan dalgaboyu aralığında 9120 saniye süre ile gözlem yapmışlardır. Sistemin patlamaya gidiş aşamasında, morötesi akısında (UV) uzun dalga boylarında beş kat artış ve kısa dalgaboylarında ise iki kat artış görülmüştür. Hızlı dönen soğuk disk halkası ilk başta 13000-14000 °K'e ısınmıştır. Disk halkasının alanı daha sonraları 12 kat artmasına rağmen, sıcaklığı sabit kalmıştır. Disk kesilme yarıçapının(diskin belli bir r yarıçapında buharlaşarak kesilmesi) dışında optik bölgede başlayan patlamadan sonra, morötesi emisyonunda patlamanın gerçekleşmesinde gecikme görülmüştür. Beyaz cüceden gelen morötesi emisyonunun artışı, optik yükselişe göre gecikmelidir. Eğer disk gerçekten kesilmekte ise, bu gecikme muhtemelen, kesilen bölgenin beyaz cüce yüzeyine kadar gaz ile dolması için geçen zaman nedeniyle olmaktadır. FUV (Far Ultraviolet, uzak

morötesi) akısı  $1 \times 10^{-12}$  ergs / cm<sup>2</sup> s'dir. Diskin dış kısmında başlayan patlama, tayfsal enerji dağılımından görüldüğü gibi, daha uzun morötesi dalgalımlarındaki akıda daha büyük artışa neden olmaktadır. Eğer diskte kesilme yoksa, tüm akının şekli dıştan-içe patlama göstermektedir. Eğer disk kesiliyorsa, patlama dıştan-kesilme yarıçapına doğru oluşmaktadır. Tayfa göre, beyaz cüce gözlem sırasında ısınmıştır ve hızlı dönen yığılma halkası beyaz cüceden daha soğuktur. STIS (Space Telescope Imaging Spectrograph, Uzay teleskobu görüntüleme tayfı) tayfındaki en büyük değişiklik, Lyman  $\alpha$ 'nın uzun bölgede görülmesidir. Bu durum, diskteki olaylar beyaz cüce üzerinde henüz tamamen etkili olmadığı için meydana gelmektedir. Daha soğuk yığılma halkasının artan alanı, patlamada beyaz cüceninkinden daha büyük yüzey alanına sahiptir.

Schreiber ve diğ. (2004) RASNZ/VSS nin (Royal Astronomical Society of New Zealand / Variable Star Section, Yeni Zelanda Kraliyet Astronomi Topluluğu / Değişen Yıldız Bölümü ) ve AAVSO (American Association of Variable Star Observers, Değişen Yıldız Gözlemcileri Amerikan Birliği) dan temin ettikleri optik verilere göre, patlama sırasında optik dalgalımlarında yükseliş ile daha kısa dalgalımlarında (ör, morötesi ve EUV de) yükseliş arasında gecikme bulunmaktadır. 1984 ekim ayında VW Hyi'nin süper patlaması sırasında, optik emisyon yükseldikten sonra neredeyse sabit kalırken, yükselmekte olan morötesi habercisi görüldüğü belirtilmektedir.

Godon ve Sion (2005), morötesi bölgede beyaz cüce hakkında çalışmalar yapmıştır. Yazarlara göre, durağan haldeki VW Hyi için, ilk IUE (International Ultraviolet Explorer, Uluslararası morötesi keşif uydusu) gözlemlerinden Mateo ve Szkody (1984) tarafından elde edilen beyaz cüce sıcaklık değeri  $T_{\text{eff}}=18\,000 \pm 2\,000$  °K nedeniyle, sistemde morötesi ışık etkilidir. Beyaz cüce  $\sim 400$  km / s dönme hızına ve 20000 °K civarında sıcaklığa sahiptir. VW Hyi nin sıcaklığı, patlamadan sonraki zamana bağlı olarak, en az 2 000 °K kadar değişmektedir. VW Hyi nin patlamadan 11 gün sonra durağan haldeki uzak morötesi tayfı, gözlenen X-ışın parlaklığı ve beklenen sınır tabakası parlaklığı arasında bazı uyumsuzluklar görülmektedir. Durağan haldeki cüce novanın, FUV (Far-Ultraviolet, uzak morötesi) tayfında "Yığılma kuşağı" olarak tanımlanan ikinci bileşen ortaya çıkmaktadır. VW

Hyi nin FUV tayfında baskın bileşen beyaz cüce iken, beyaz cüceninkinden çok daha yüksek efektif sıcaklıklı ikinci bileşen oldukça düz süreklilik göstermektedir. Özellikle son FUSE gözlemleri ve çoklu dalga boyu gözlemleri, yığılma kuşağının, optik olarak ince sınır tabakasının dış kısmındaki optik olarak kalın bölge olduğunu göstermiştir. Long ve diğ. (1993), yığılma kuşağının fiziksel yapısından dolayı, patlama sırasında beyaz cüce yüzey tabakasının hızının artabileceğini (spin-up) ve farklı dönen atmosferindeki viskoz ısınmanın bir sonucu olarak, kinetik enerjinin ısıya yavaş dönüşeceğini belirtmektedirler. Sıcaklığı  $\approx 50\,000\text{ K}$  ve dönme hızı  $3000\text{ km / s}$  den büyük olan yığılma kuşağı, Popham (1999) un simülasyonlarında sadece optik olarak ince sınır tabakasının dış kenarında yer alan optik olarak kalın ( $\tau \approx 1$ ) bölge ile tamamen tutarlıdır. İkinci bileşen (yığılma kuşağı) FUV akısının %20 sine (beyaz cücenin katkısı % 80) katkıda bulunmaktadır. Bu nedenle, Kluzniak (1986) tarafından sınır tabakası ışınım gücü  $L_{\text{sınır}} \approx 0,77 L_{\text{disk}}$  bulunmasına rağmen; Godon ve Sion (2005) bu ışınım gücü  $L_{\text{sınır}} = 2 \times (0,2 \times L_{\text{UV}} + L_{\text{X}}) = 0,6 \times L_{\text{disk}}$  olarak hesaplamıştır. Kalan yığılma enerjisi ( $< 0,1 L_{\text{yığılma}}$ ), optik olarak ince sınır tabakasındaki akıyla yıldızın içine taşınmaktadır. Bu senaryo, Pandel ve diğ.(2003b) nin VW Hyi'deki eş zamanlı X-ışın ve morötesi gözlemleri ile tutarlıdır; ve ayrıca, sınır tabakası bölgesindeki viskozite parametresinin  $\alpha \approx 0,004$  kadar küçük olması gerekmektedir. Godon ve Sion (2005) tarafından diskin hızı  $V_{\text{disk}}=3000\text{ km / s}$  den büyük değerde ve diskin akısı ise  $F_{\text{disk}} = 8,5 \times 10^{-11}\text{ erg / cm}^2\text{ s}$  olarak hesaplanmıştır. Morötesindeki emisyonun 2/3 ünün, X-ışınlarındaki emisyonun ise 1/3 ünün durağan haldeki VW Hyi nin sınır tabakasından yayınlandığı ve kalan sınır tabakası enerjisinin ( $0,17 L_{\text{disk}}$ ) yıldızın içine taşındığı bulunmuştur.

VW Hyi, Merritt ve diğ (2007) tarafından süperpatlama sırasında, 20 Mayıs 2000 (14:06:00) (süper patlama başı), 22 Mayıs 2000 (17:30:00) (süper patlama ortası), 25 Mayıs 2000 (14:34:00) (süper patlama bitişi) tarihlerinde 2512,8 s süre ile HST (Hubble Space Telescope, Hubble Uzay Teleskobu) STIS (Space Telescope Imaging Spectrograph, Uzay Teleskobu Görüntüleme Tayfölçeri) kullanılarak FUV (Uzak morötesi) de gözlenmiştir. Elde ettikleri 1140-1735 °A dalgaboyu aralığındaki tayfta birçok güçlü soğurma çizgisi gözlemişlerdir: NII (1085,7 °A), CIII (1174,9-1176,4 °A), Lyman Alpha (1216 °A), N IV (1238, 1242 °A), Si II (1260-1265 °A),



Si III (1300 °A), C II (1335 °A), O V (1371 °A), Si IV (1394, 1402 °A) ve C IV (1548, 1550 °A). Süper patlamanın başından sonuna beyaz cüce üzerine yığılma oranının iki kat azaldığını ve süper patlama sırasındaki ortalama yığılma oranının  $(3-6) \times 10^{-9} M_{\odot}/\text{yıl}$  olarak bulunduğunu belirtmektedirler.

Long ve diğ. (2007) tarafından, 2004 yılının Ağustos ayında, süper patlamanın iniş evresinden, içinde normal patlamanın da bulunduğu 30 günlük süre boyunca, 13 FUSE (Far Ultraviolet Spectroscopic Explorer, uzak morötesi tayfsal keşif uydusu) gözlemi yapılmıştır. Elde ettikleri 2-10, 12. ve 13. dönem tayflarında, beyaz cüce emisyonu baskındır. Beyaz cücenin efektif sıcaklığı 24 500 °K den ~ 19 600 °K'e (13. gözlem: beyaz cüce hızı  $v \sin(i) \sim 315 \text{ km / s}$  ve element bolluğu  $z = 0,7 \times \text{Güneş}$ ) değişim göstermektedir. Süper patlamaya yakın ve normal patlamadan hemen sonraki tayfta ikinci bir bileşen çok belirgindir. İkinci bileşenin, patlama sırasında beyaz cücenin dış konvektif bölgesi yoluyla yığılan metallerin, aşamalı çökmesinden kaynaklandığı açıklanmıştır. Bu bileşen, düz ve herhangi bir özelliği olmayan süreklilik göstermekte ve süreklilik genliği zamanla azalmaktadır, ancak şekli oldukça sabittir. İkinci bileşenin tayfında, yüksek değerde Lyman çizgileri bulunmadığı için tayfın beyaz cüceden kaynaklanmadığı ifade edilmiştir. İkinci bileşen, beyaz cüce fotosferindeki yüzey bolluklarının analizini zorlaştırmıştır. VW Hyi'nin tayfı, patlama aralığında değişiklik göstermekte ve bu değişik patlama sırasında yüzeyinde depolanan ve patlamadan hemen sonra kalan yığılma maddelerine beyaz cücenin cevabı olarak yorumlanmıştır. Sion (1985) tarafından beyaz cüce efektif sıcaklığının, yığılmanın uzun dönem etkileri nedeniyle ~ 20 000 K olarak bulunmasına karşın Long ve diğ. (2007)'e göre, beyaz cüce süper patlamadan dolayı ısınmıştır ve ikinci bileşeni de hesaplamaya katınca beyaz cüce sıcaklığı süper patlama boyunca 26 400 K, süper patlamanın sonunda 24 500 °K (2. gözlem,  $V \sin(i) \sim 470 \text{ km / s}$  ve  $z = 3,1 \times \text{Güneş}$ ), normal patlama boyunca 23 800 °K'dir. Sistem süper patlama için 9,8 günde ve normal patlamadan sonra 2,8 günde 19 300 °K'e soğumuştur. Süper patlamadan sonra zamanla metal oranında azalma görülmüştür. Patlamadan hemen sonra ~ 3 x Güneş olan metalliği, 10 gün sonra ~ 1 x Güneş'e ve gözlem sonunda ise 0,7 x Güneş'e azalmıştır. Patlamadan hemen sonra beyaz cüce daha hızlı dönmektedir. İkinci gözlemden, ikinci bileşen tamamen ihmal edilince

beyaz cüce dönme hızı  $\sim 560$  km / s olarak hesaplanmıştır. İkinci bileşen en kısa dalga boylarında tayfta baskındır ve tayfin uzun dalga boyu bölgesindeki akının yaklaşık dörtte birine katkı sağlamaktadır. O VI ve Ly  $\beta$  ve CIII  $\lambda$  997 da çizgileri görülen emisyon ve 13. gözlemden elde edilen tayf yığılma diskinden kaynaklanmaktadır. İlk gözlemden sistemin görsel parlaklığı  $m_v \sim 10,5$  kadir iken,  $\lambda = 1100$  Å da ışınım gücü  $4 \times 10^{-11}$  ergs  $cm^{-2} s^{-1}$  dir ve tayf şekli disk emisyonunu işaret etmektedir. Diğer tüm gözlemlerin tayfında, oldukça geniş Lyman çizgi soğurması ve fotosfer üzerine yığılan metallere kaynaklanan oldukça dar soğurma çizgileri ile kesilen süreklilik bulunmaktadır.

### 3.1.5. Kızılötesi (Infrared, IR) Gözlemleri

Sherrington ve diğ. (1980), sistem patlamadan önceki durağan halde iken, 5-6 Aralık 1978'de SAAO (South African Astronomical Observatory, Güney Afrika ulusal astronomi gözlemevi)'nin 1,9 m lik teleskobunu ve kızılötesi (IR, Infrared) fotometrisini kullanarak 2,2 ve 1,2  $\mu m$ 'de gözlem yapmışlardır. J ve K bandında yaptıkları gözlemden V-J=1,1 ve V-K=1,85 ve J-L=0,75 ve sistemde optik olarak kalın bir yığılma diskinden beklenen süreklilik tespit etmişlerdir. Ayrıca, Bath ve diğ. (1980), 1250-7500 Å aralığındaki tayfsal veriden, birincil yıldızın Roche lobunun neredeyse tamamının diskle dolduğunu ve patlamaya yakinken IR dalgaboyu aralığında disk yarıçapının yörünge ayrıklığına çok yakın bulunduğunu, ayrıca anakolda yer almayan çok düşük kütleli ikincil yıldız tespit ettiklerini belirtmişlerdir.

Mennickent ve diğ. (2004), 13 Ağustos 2002 tarihinde VTL/ISAAC (ESO Very Large Telescope / ISAAC infrared spectroscopy, Güney Yarıküredeki Astronomi Araştırmaları için Avrupa Organizasyonu Büyük Teleskobu / ISAAC morötesi tayfı) ile 1-2,5  $\mu m$  de, J,H ve K bantlarında gözlem yaparak, tayfsal enerji dağılımından (SED, Spectral energy distribution) VW Hyi'nin L0 $\pm$ 2 türü (geç tür, late type) ikincil yıldızına sahip olduğunu ve bunun  $\lambda=1,15$   $\mu m$  deki tüm akıya %23 katkı sağladığını söylemişlerdir. Yazarlara göre sistem durağan haldeyken tüm H $\alpha$

emisyona, ikincil yıldızın önemli katkısı vardır. J-H-K bandı tayflarında ikincil yıldız soğurma göstermektedir. K I doubletleri 1,169-1,177  $\mu\text{m}$  ile 1,244-1,253  $\mu\text{m}$ 'de, Na I çizgileri 1,141  $\mu\text{m}$  ile 2,206-2,209  $\mu\text{m}$ 'de görülmüştür. Kırmızıda daha güçlü mor zirveli asimetrik çift emisyon şeklinde Paschen  $\beta$  ve Brackett  $\gamma$  bulunmuştur. İkincil yıldızın Mennickent ve diğ. (2003) tarafından kızılötesi (IR) gözlemleri sırasında 1-2,5  $\mu\text{m}$  de keşfedildiği ve simetrik güçlü HI çift emisyonlarının Mason ve diğ. (2001) tarafından bulunduğu açıklanmıştır. İkincil yıldızın yüksek kütle transfer oranına sahip olduğu, bu nedenle kahverengi cüce olabileceği belirtilmiştir. Yazarlar kütle transfer oranının Howell ve diğ (1999) tarafından  $\sim 4 \times 10^{-12} M_{\odot} / \text{yıl}$  olarak bulunduğunu ancak, kendilerinin bu oranı  $\sim 5 \times 10^{-11} M_{\odot} / \text{yıl}$  olarak hesapladıklarını belirtmişlerdir. Sistem durağan halde iken kızılötesi dalga boyunda, ikincil yıldızın tayfında soğurma çizgileri (Tablo 3.9) ve ayrıca Paschen  $\beta$  salması gözlenmiştir.

Tablo 3.9. Absorbsiyon çizgilerinin eşdeğer genişlikleri

Iyon	Dalgaboyu ( $\lambda$ $\mu\text{m}$ )	Eş değer genişliği ( $\lambda$ ) ( $^{\circ}\text{A}$ )
Na I	1,1404, 1,1381	4,1
K I	1,1690	1,7
K I	1,1777, 1,1773	1,6
K I	1,2432	2,8
K I	1,2522	1,9
K I	1,5167, 1,5172	0,7
MgI	1,5770, 1,5753, 1,5745	-
$^{12}\text{CO}(8,5)$	1,6620	-
OH	1,6890	-
Na I	2,2062, 2,2090	70
Ca I	2,2614, 2,2631, 2,2657	-
$^{12}\text{CO}(2,0)$	2,2935	-
Na I	2,3355, 2,3386	-

### 3.1.6. Radyo Gözlemleri

Benz ve Guedel (1989) in VW Hyi de g cl  radyo salınımı görmediklerini söylemelerine rağmen, Livio ve Pringle (1992) beyaz cüceden diskin iç kısmında kesilen zayıf bir manyetik alan ( $\sim 10^4$  G) tespit etmişlerdir. Diskin i  kenarındaki yoğunluğun, sınır tabakasından içeri giren manyetik alan için oldukça düşük olduğu ve bundan dolayı, plazmanın siklotron ışınımı yayımlandığını tespit ettiklerini söylemektedirler.

Warner (1995)'a göre, cüce novalarda ve manyetik coşkun değişenlerde görülen radyo emisyonu, ikincil yıldıızın magnetosferinden kaynaklanmaktadır.

Pandel ve diğ. (2003a), ısısız enerjinin önemli bir kısmının radyo bandında salınan siklotron ışımasına harcandığını belirtmektedirler.

### 3.1.7. VW Hyi'nin XMM-Newton Verisi ile Tayf Analizi

Bu çalışmada Coşkun Değişen VW Hyi' nin X-ışın tayf analizi, XMM Newton ile elde edilmiş gözlem verilerinden yararlanılarak yapılmıştır. VW Hyi, 19 Ekim 2001' de XMM- Newton ile saat 05:24:31 UT dan itibaren 19319 saniye süre ile gözlemlenmiştir. Gözlem zamanında sistem, normal patlamadan 22 gün sonraki ve süper patlamadan 23 gün önceki durağan haldedir. Tablo 3.10 da gözlem bilgileri yer almaktadır.

Tablo 3.10. XMM gözlem bilgileri. Tabloda tüm teleskoplar için poz süreleri ve son sütunda sistemin durumu (Q-durağan hal) ve son normal patlamadan sonra kaç gün geçtiği (22) gösterilmiştir (Pandel, 2004).

İsim	Gözlem Başlangıcı (MJD)	Poz süresi (ks)				Durum
		MOS	PN	RGS	OM	
VW Hyi	52201.222	18,7	16,1	19,3	17,3	Q 22

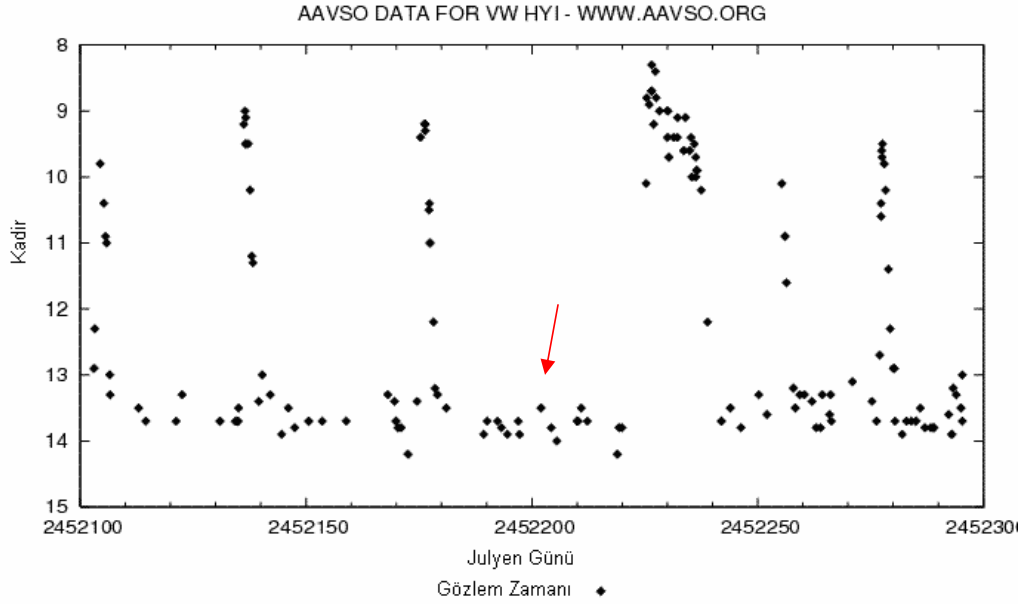
Tablo 3.11. VW Hyi nin Ekvatorial koordinatları (ekinoks 2000 için) ve Galaktik koordinatları.

Ekvatorial koordinatları	
Sağ açıklığı	4 <sup>h</sup> 09 <sup>m</sup> 08.3 <sup>s</sup>
dik açıklığı	-71 <sup>o</sup> 17' 38"
Galaktik koordinatları	
L	284.888119
B	-38.133768

Tablo 3.11'de VW Hyi'nin Ekvatorial ve Galaktik koordinat değerlerini vermektedir. Bu tablodaki Galaktik koordinatlar Heasarc'ın web sitesindeki (<http://heasarc.gsfc.nasa.gov/cgi-bin/Tools/convcoord/convcoord.pl>) dönüşüm programı ile hesaplanmıştır.

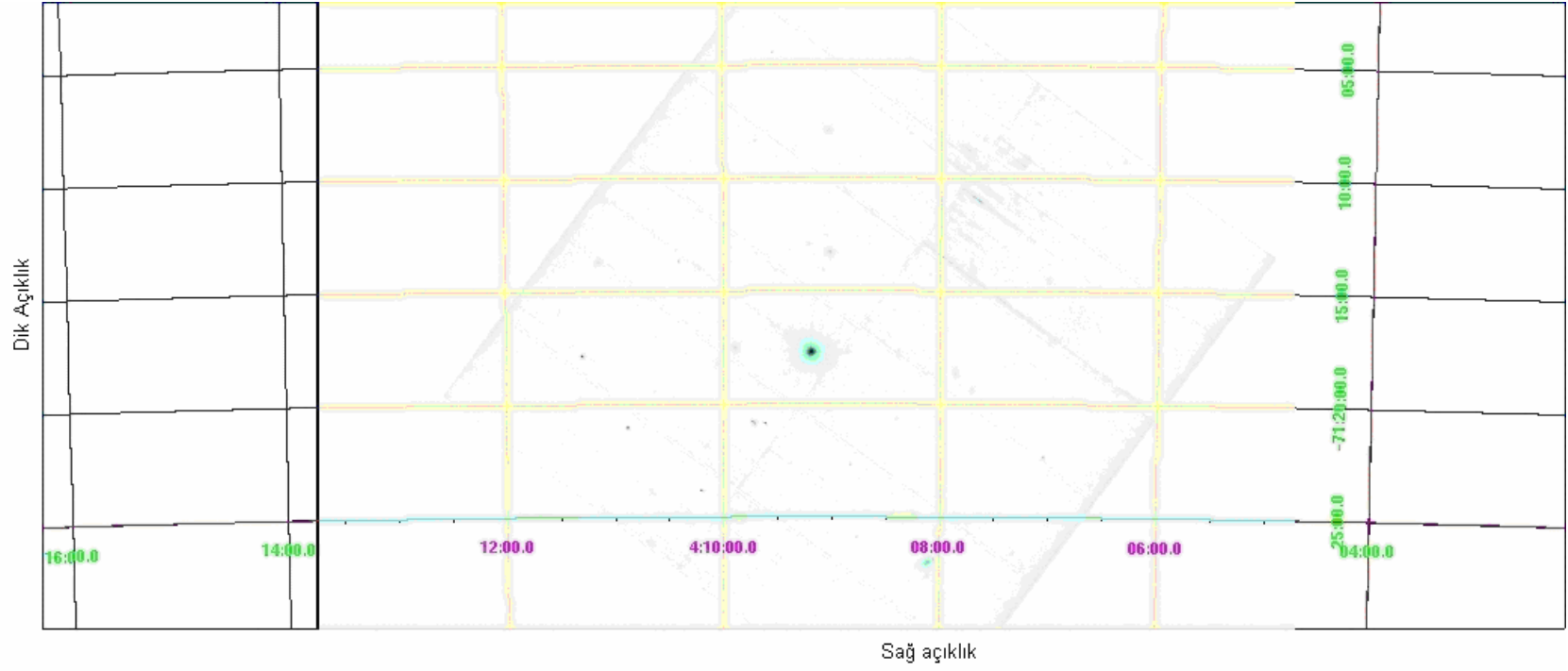
### 3.1.7.1. VW Hyi nin Uzaysal (Spacial) Analizi

VW Hyi'nin XMM-Newton gözleminin yapıldığı 19 Ekim 2001 (JD 2452202) tarihinin de yer aldığı optik gözleminden elde edilen 200 günlük ışık eğrisi, AAVSO'nun internet sitesinden alınmıştır ve Şekil 3.5'de verilmektedir. Şekil üzerindeki kırmızı ok belirtilen tarihi göstermektedir.

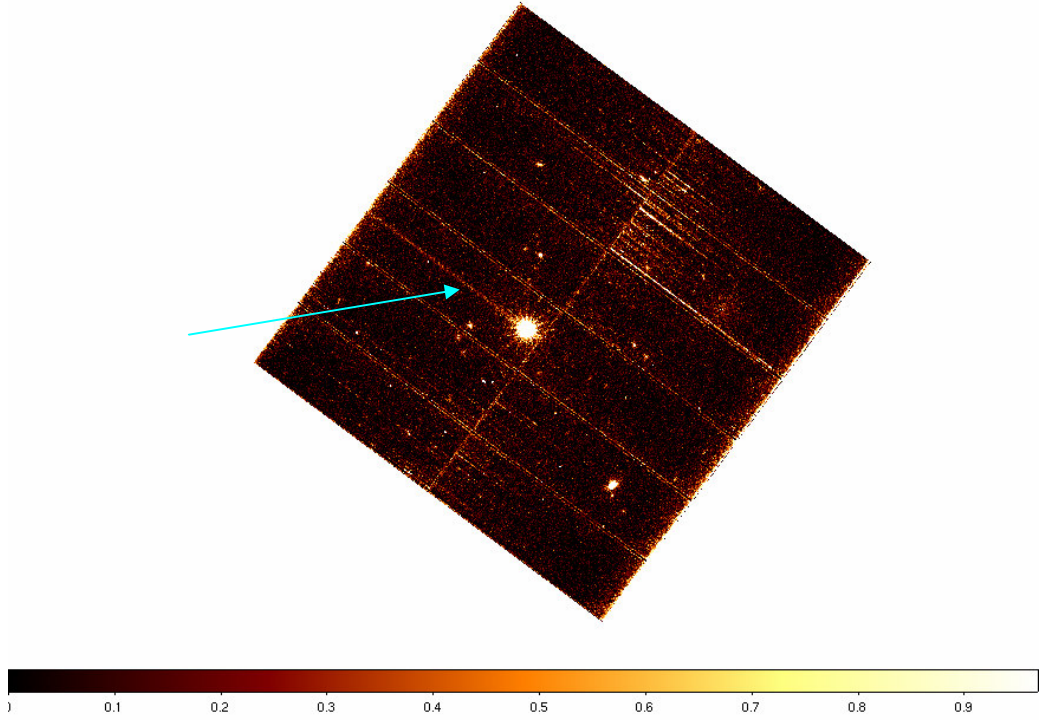


Şekil 3.5. VW Hyi'nin JD 2452202 tarihini de kapsayan, AAVSO dan temin edilen optik ışık eğrisi. Okla belirtilen yer XMM- Newton uydusu ile yapılan gözlemin tarihidir.

Analizde EPIC MOS ve PN kameralardan elde edilen veriler kullanılmıştır. Analize başlarken XMM-Newton tarafından gözlenen kaynak hakkında genel bilgi almak için, pn olay (event) dosyasını kullanarak kaynağın gökyüzü (sky) koordinatlarındaki gridli görüntüsü SAS programı yardımı ile pn için oluşturulmuştur (Şekil 3.6). Ölçek tipi: lineer, ve ölçek değeri: 99,5 alınarak pn görüntüsüne yakından bakılmıştır (Şekil 3.7). Bu işlem için henüz herhangi bir filtreleme yapılmayan ham verinin tamamı kullanılmıştır.



Şekil 3.6. VW Hyi nin EPIC pn den alınan gökyüzü koordinatlarındaki görüntüsü. (ds9 programı ile yapılmıştır)



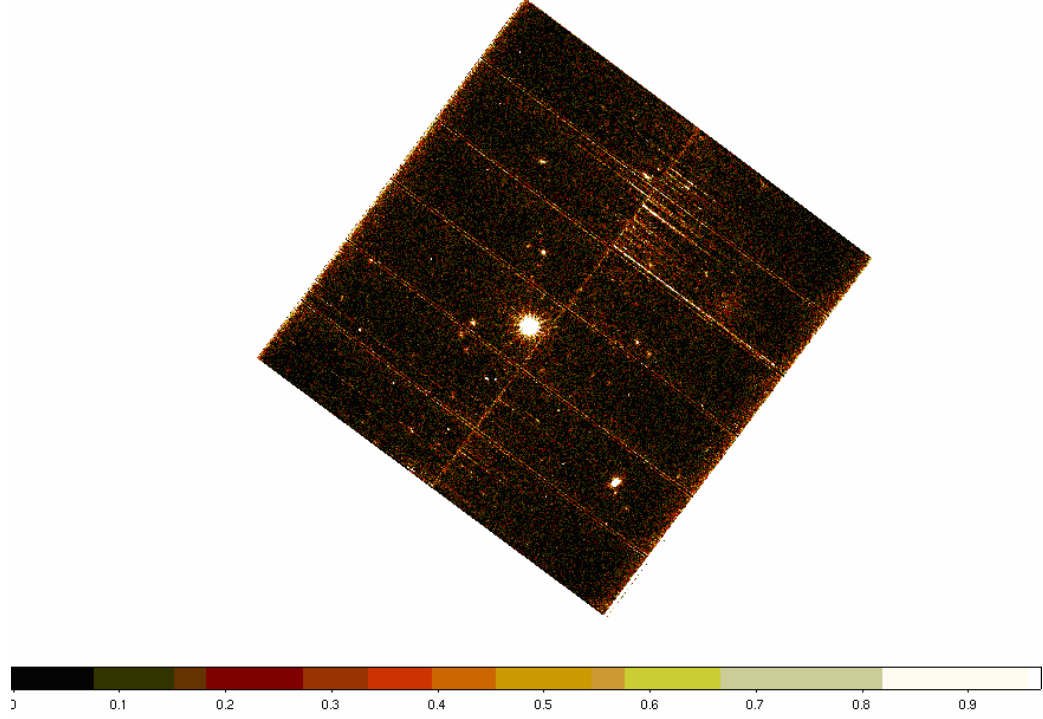
Şekil 3.7. PN in ham verisinden elde edilen görüntüsü

PN in görüntüsünde bir “gözlem hatası (out of time olayı)” olduğu fark edildi. Bu Şekil 3.7 den de görüldüğü gibi sol üstteki parlak çizgidir (şekil üzerinde ok ile gösterilmiştir)

EPIC görüntüleme gözlem modları için, fotonlar sadece gerçek integrasyon aralığında değil, aynı zamanda CCD nin çıktı (readout, bilgiyi göndermesi) sırasında da kaydedilir. Gözlem hatası çıktı nodu yönünde bir kolon boyunca bilgilerin kaymasıdır. Bu aynı zamanda “Gözlem hatası (Out of time) olayı (OoT)” olarak bilinir, yanlış sütun (RAWY sütunu için) değeri oluşur, böylece yanlış enerji düzenlemesi meydana gelir. OoT olayların etkisi tayfı yukarı doğru genişletir ve RAWY de yanlış sonuçlanmış olay (event) pozisyonları şeridi olarak görüntülerde yer alır (Şekil 3.7). Gözlem hatası olayları bölümü, çıktı zamanı ve integrasyonun moda bağlı oranı ile artırılır ve bu oran, pn tüm çerçevesi için % 6,3 ile en yüksek değeri alır ve genişlemiş tüm çerçeve modu için ise değer % 2,3 dir. Tüm çerçeve modu olay dosyasındaki tüm olayların %6,3 ü OoT olaylarıdır. OoT olay listesi



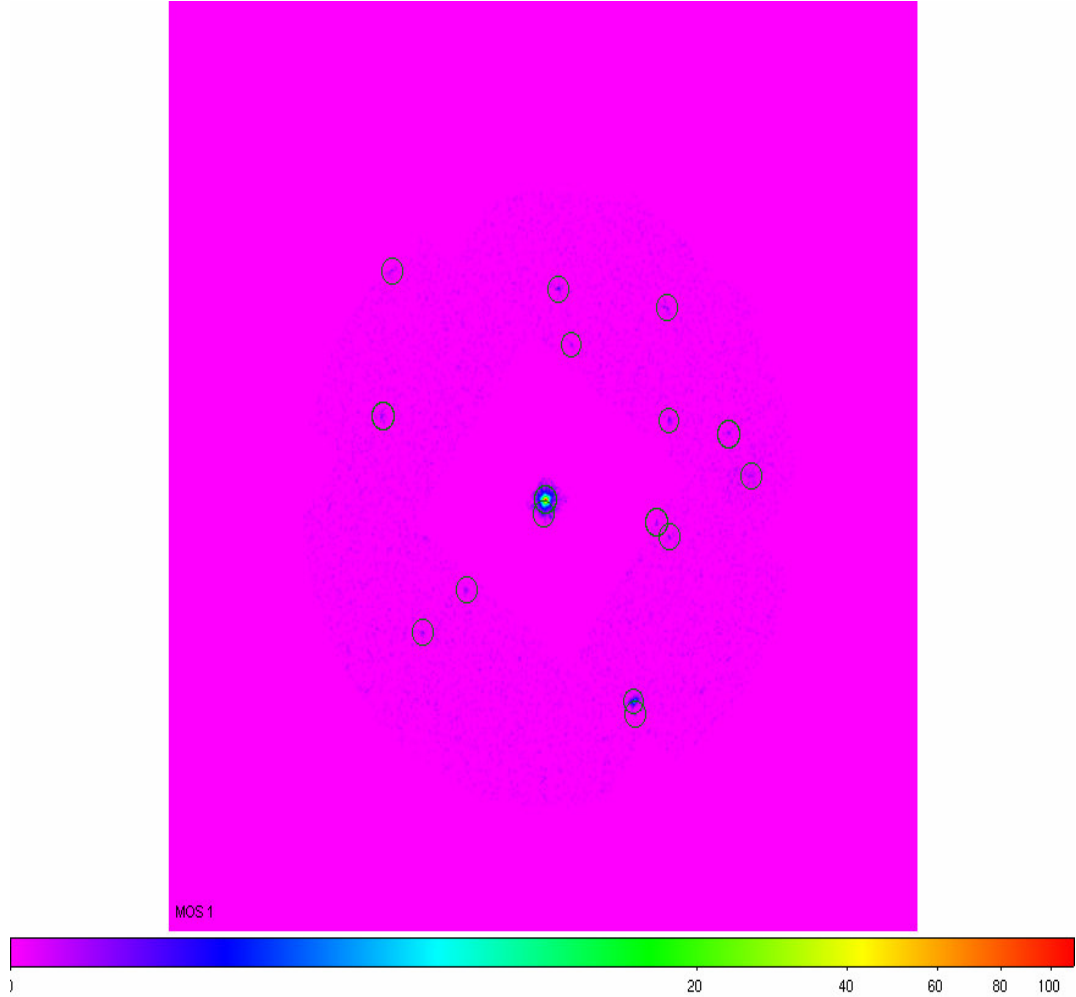
orjinal olay listesindeki kadar olay içerir. OoT görüntüsü orjinal görüntüden çıkarılmadan önce 0,063 ile çarpılır (Loiseau, 2006). Gerekli düzenlemeler yapılarak Gözlem Hatası olayından temizlenen görüntü Şekil 3.8 de yer almaktadır.



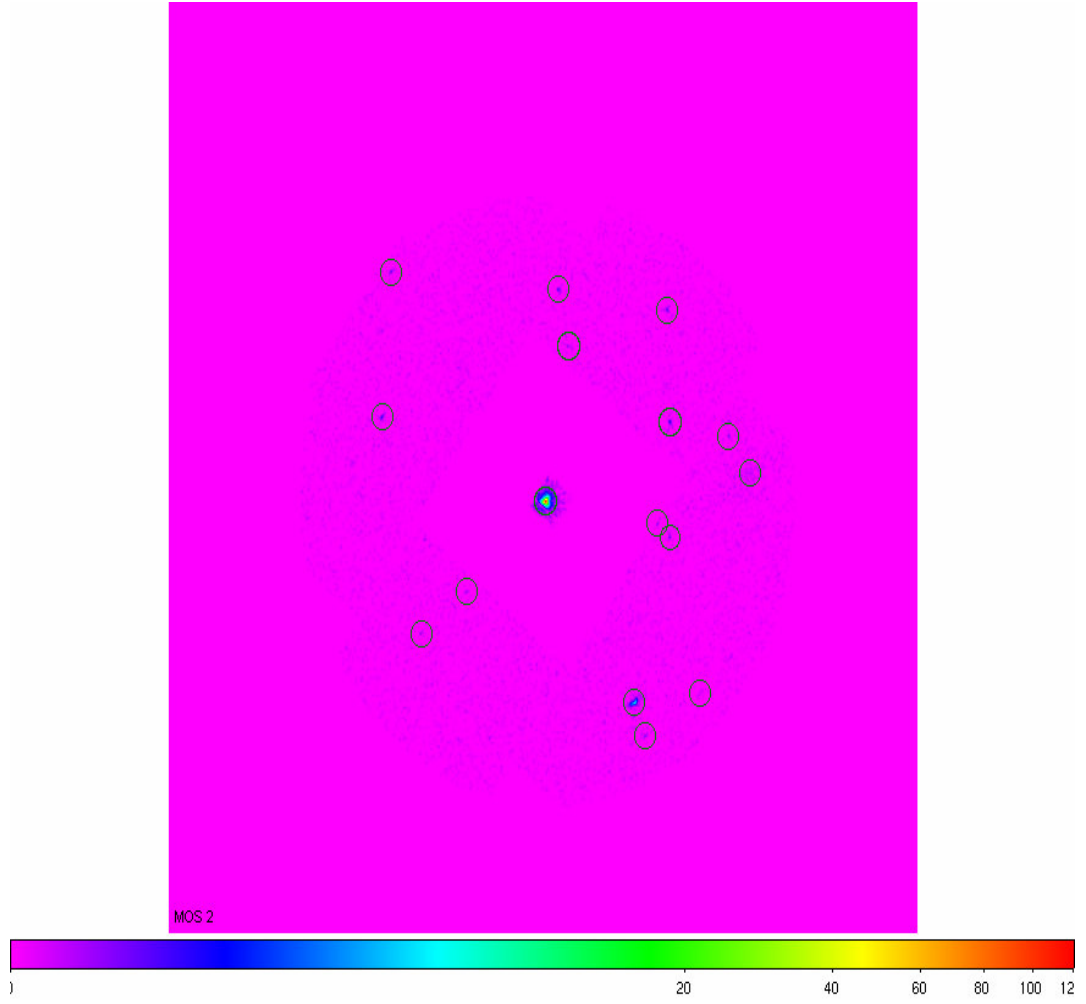
Şekil 3.8. VW Hı nin görüntü hatasından (gözlem hatası) temizlenmiş PN görüntüsü

### 3.1.7.1.1. Kaynak Belirleme (source detection)

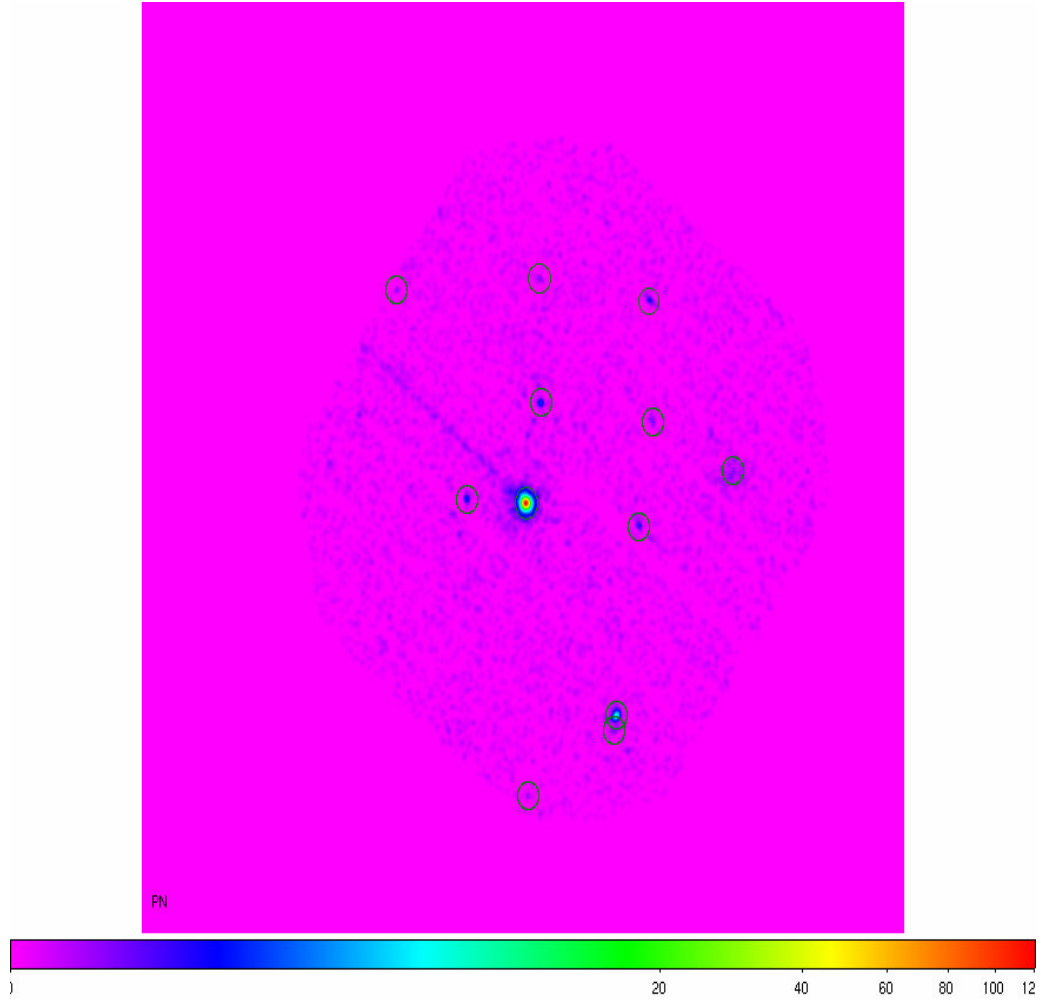
VW Hyi bir nokta kaynak olduğu için kaynak belirleme işlemi gerekmesede kaynağımız ve çevresindeki diğer X-ışın kaynakları, bu çalışmada gösterilmek amacı ile, MOS1, MOS2 ve PN dedektörleri için kaynak belirleme çalışması yapılmıştır. Herbir dedektör için yumuşak, orta ve sert enerjilerde ayrı ayrı kaynaklar belirlenmiş ve daha sonra bu görüntüler Şekil 3.9, Şekil 3.10 ve Şekil 3.11 i elde edebilmek için birleştirilmiştir (detaylar için Bakınız Ek 5).



Şekil 3.9. MOS1 için gözlemin yapıldığı görüş alanındaki kaynaklar



Şekil 3.10. MOS2 için gözlemin yapıldığı görüş alanındaki kaynaklar



Şekil 3.11. PN için gözlemin yapıldığı görüş alanındaki kaynaklar

Tablo 3.12. MOS1, MOS2 ve PN için belirlenen kaynak sayısı

MOS 1	MOS2	PN
16	16	12

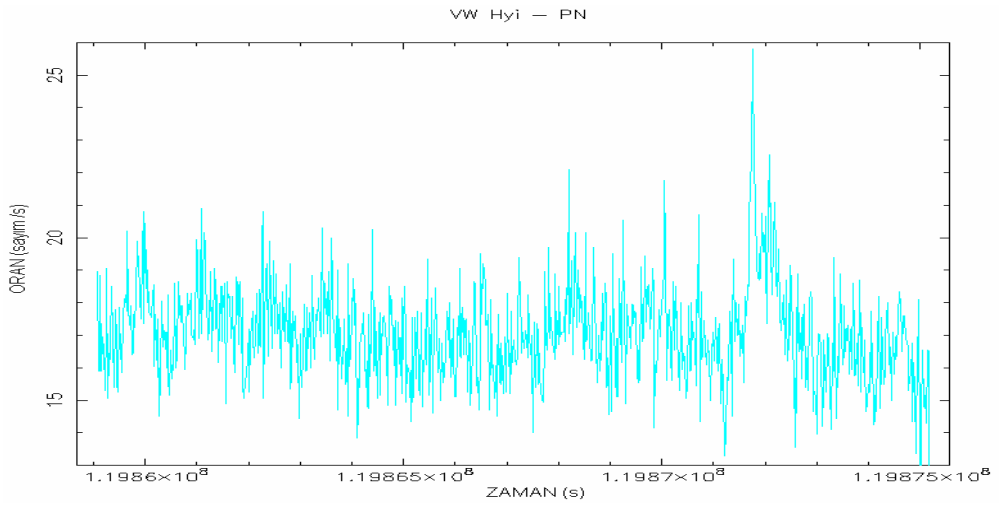
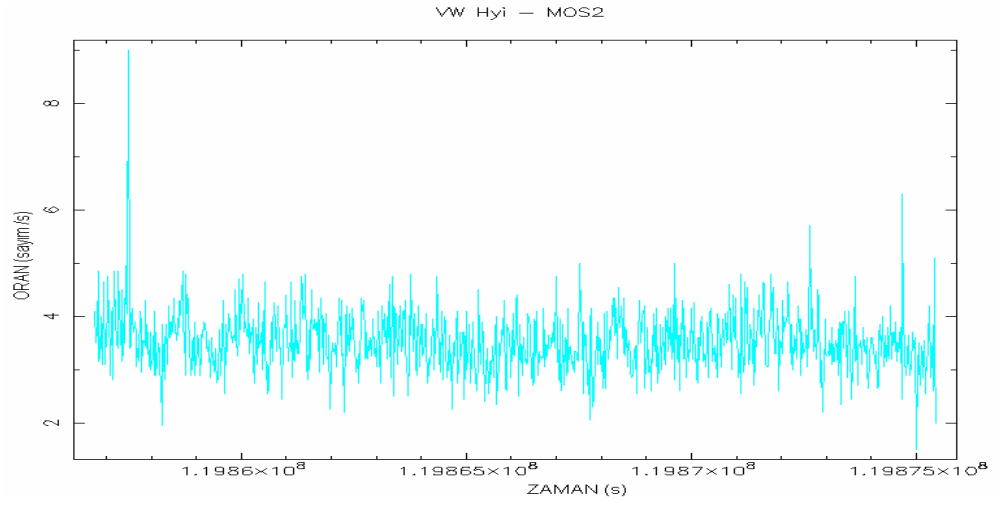
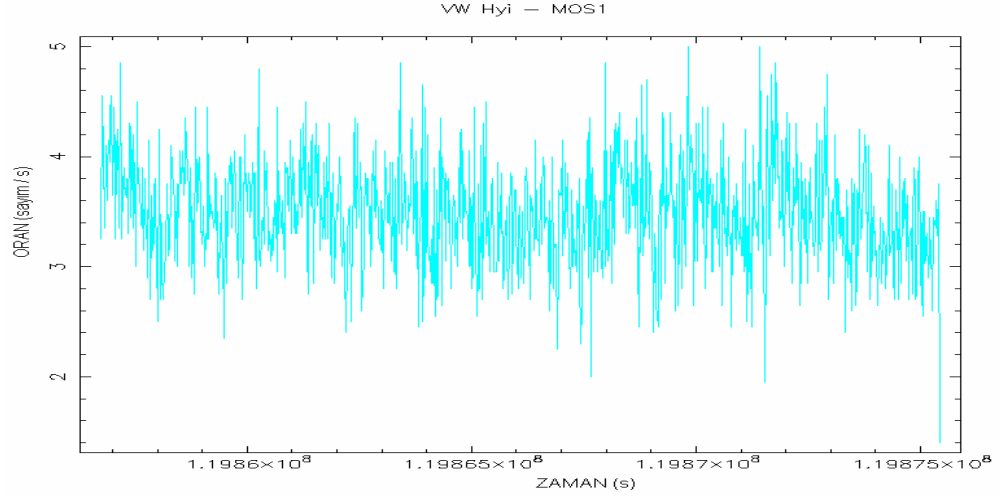
Tablo 3.12’te MOS1, MOS2 ve PN dedektörlerin görüş alanındaki kaynakların sayısı verilmektedir.

### 3.1.7.2. VW Hyi nin Tayfsal (Spectral) Analizi

VW Hyi nin X-ışını ışık eğrisi, XMM-Newton ile yapılan gözlem periyodunun tamamı kullanılarak elde edildi. Ham verinin her 20 sn'lik ölçümünü birleştirip (bin) tek bir veri haline getirilerek elde edilen MOS1, MOS2 ve PN in X-ışın ışık eğrileri Şekil 3.12 de görülmektedir.

XMM ile yapılan gözlem boyunca, kaynağın herhangi bir cisim tarafından örtülmeye uğramadığı Şekil 3.12 de görülen ışık eğrilerindeki süreklilikten anlaşılabilir.

MOS1, MOS2 ve PN için oluşturulan ışık eğrileri görüntülenip, çalışılan kaynağa ait analiz için uygun aralık belirlenmiştir. Böylece gürültü ya da kaynağımıza ait olmayan veri tespit edilmiştir. MOS1 için 1,9-5,1 sayım/s aralığı, MOS2 için 1,4-6,4 sayım/s aralığı ve PN için ise 13-26 sayım/s aralığı alınmıştır. Alınan ham veri içinden sadece analizi yapılan kaynağa ait olan verinin çıkartıldığı filtrelenmiş (temizlenmiş) bir kısıtlama dosyası oluşturulmuştur.

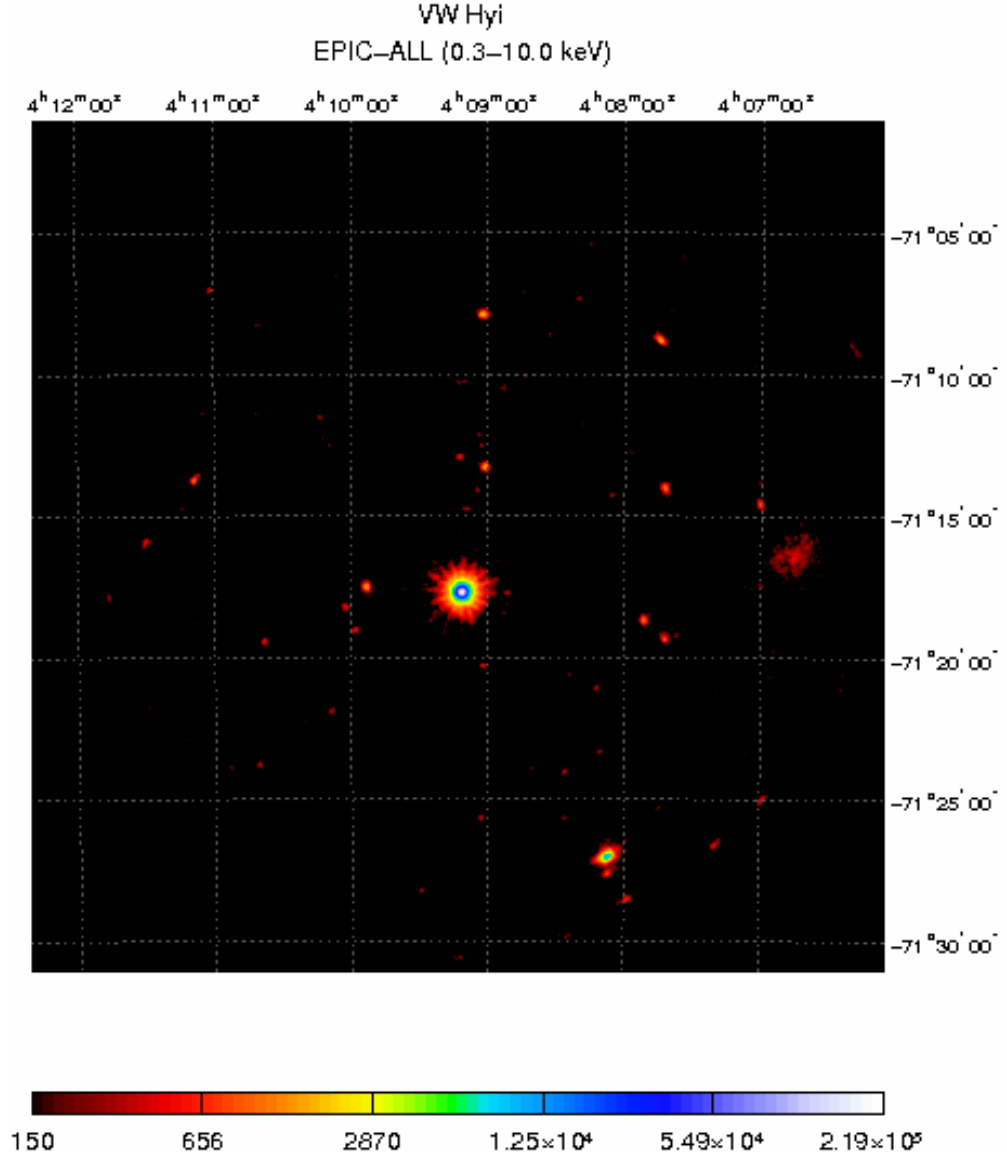


Şekil 3.12 . MOS1, MOS2 ve PN için ham veriden elde edilen X-ışın ışık eğrileri.

MOS1-MOS2 ve PN'in filtrelenmiş verilerinden elde edilen görüntüler birleştirilerek kaynağın, 1800X1800 pixellik EPIC görüntüsü elde edilmiştir. Bu görüntü Şekil 3.13'te yer almaktadır. VW Hyi bir nokta kaynak olarak ele alındığı için X ve Y yönlerindeki her 20 nokta (~1") bir araya getirilip tek bir nokta olarak işlem yapılmıştır. Genişlemiş kaynaklar için (ör: galaksiler) her 100 nokta tek bir nokta olarak alınabilir.

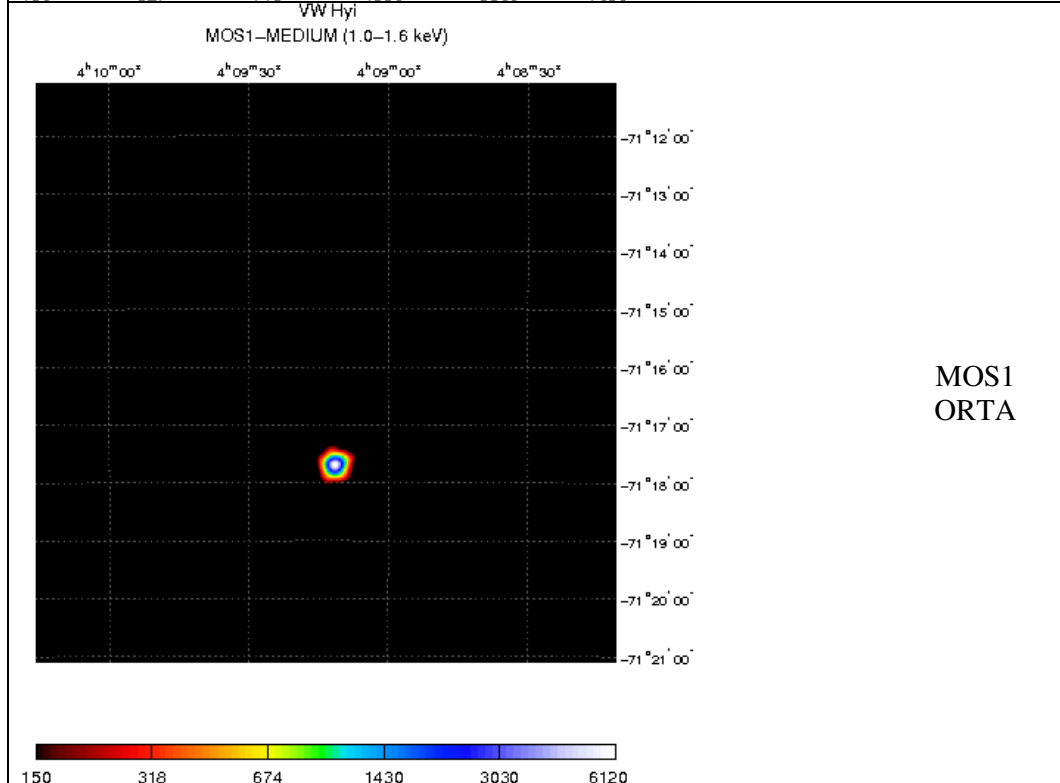
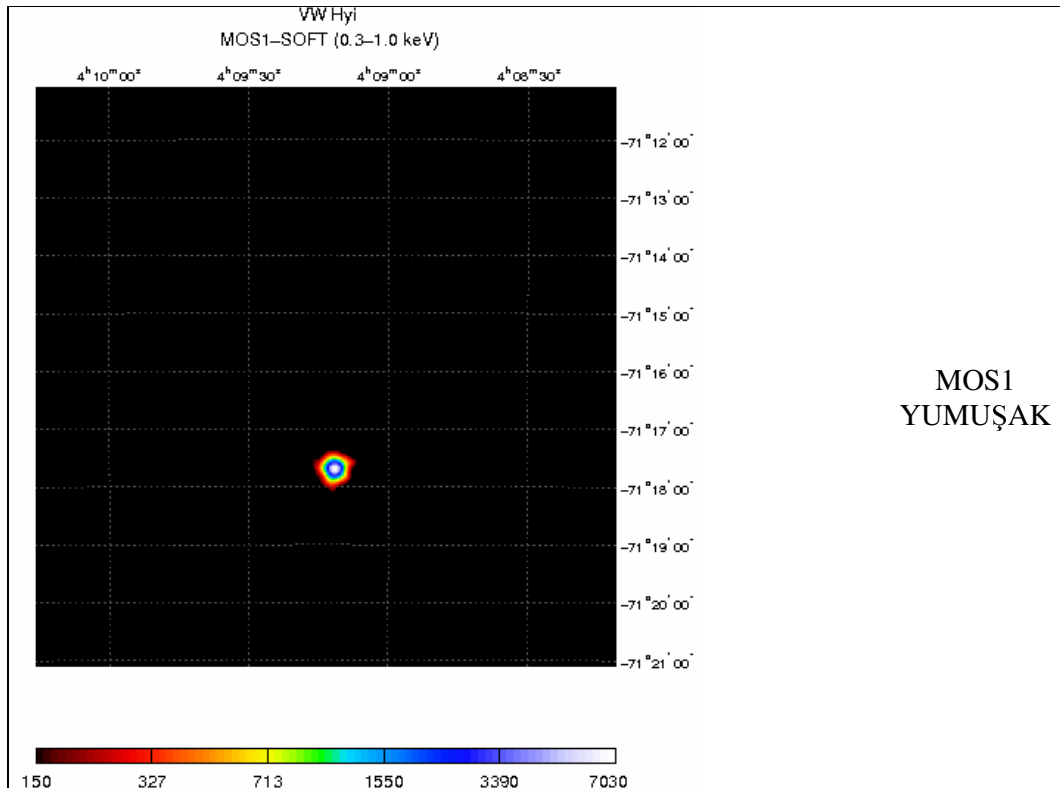
X-ışın görüntüleri, SAS'ın ximage paket programı kullanılarak elde edilmiştir. Bu çalışmada üç EPIC kameradan alınan görüntüler dört enerji aralığı için çizdirilmiştir: yumuşak enerji aralığı (soft) 0,3-1,0 keV, orta enerji aralığı (medium) 1,0-1,6 keV, sert enerji aralığı (hard) 1,6-10,0 keV ve tüm enerji aralığı 0,3-10,0 keV.

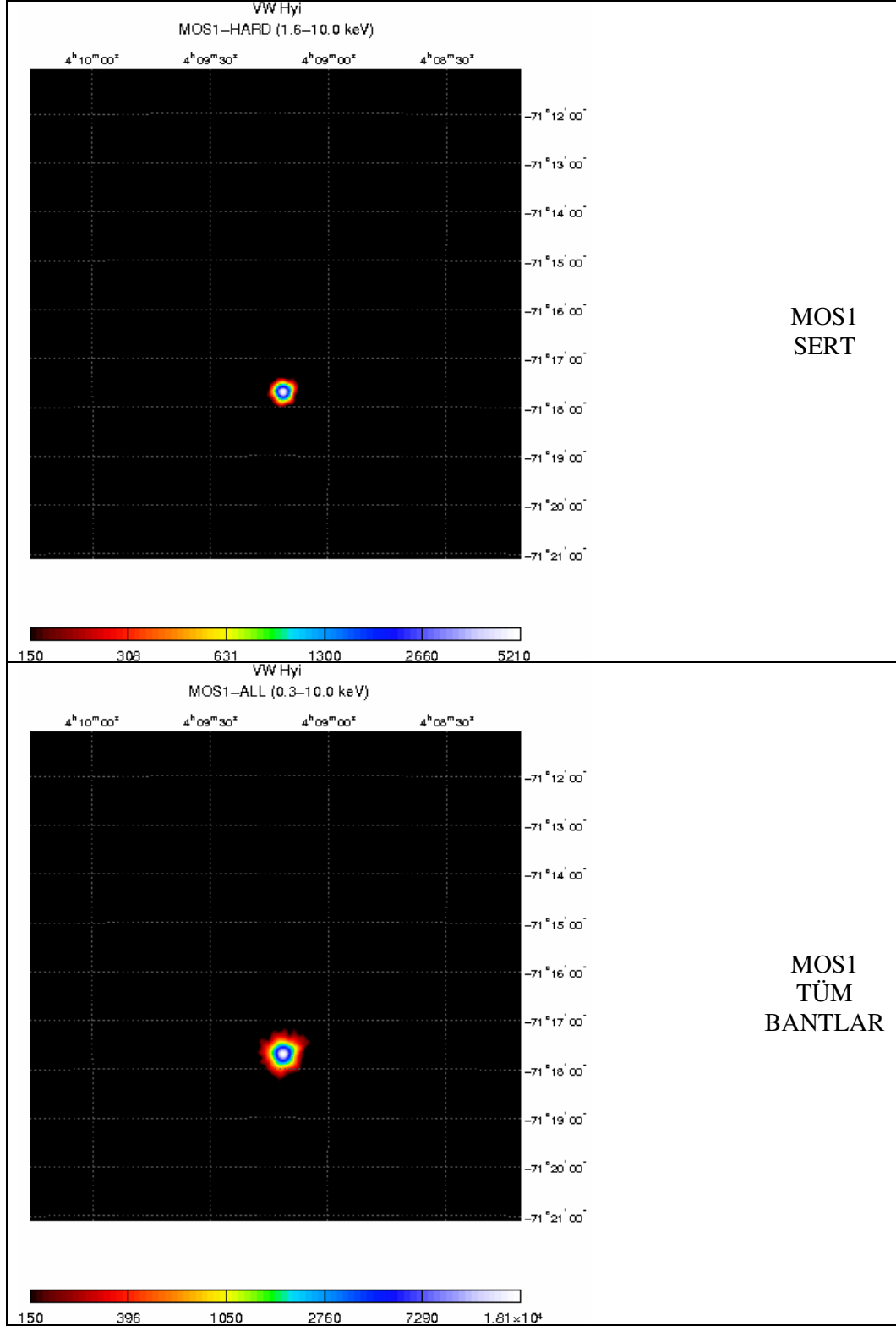
Elde edilen Şekil 3.14 , Şekil 3.15 , Şekil 3.16 ve Şekil 3.17 de MOS1, MOS2, PN ve üç kameradan alınan görüntülerin birleştirilmesiyle oluşan EPIC görüntüleri görülmektedir. EPIC görüntüleri yumuşak, orta ve sert enerji aralıklarında verilmiştir ve 600x600 piksel (1 açısaniyesi) büyüklüğündeki görüntüler VW Hyi'nin yakınındaki diğer X-ışın kaynaklarını daha belirgin görebilmek için elde edilmiştir. Şekil 3.18 deki EPIC görüntüler ise 1800x1800 piksel (3 açısaniyesi) büyüklüğündedir ve gözlemin görüş alanındaki arkaplanı daha iyi görebilmek için verilmiştir.



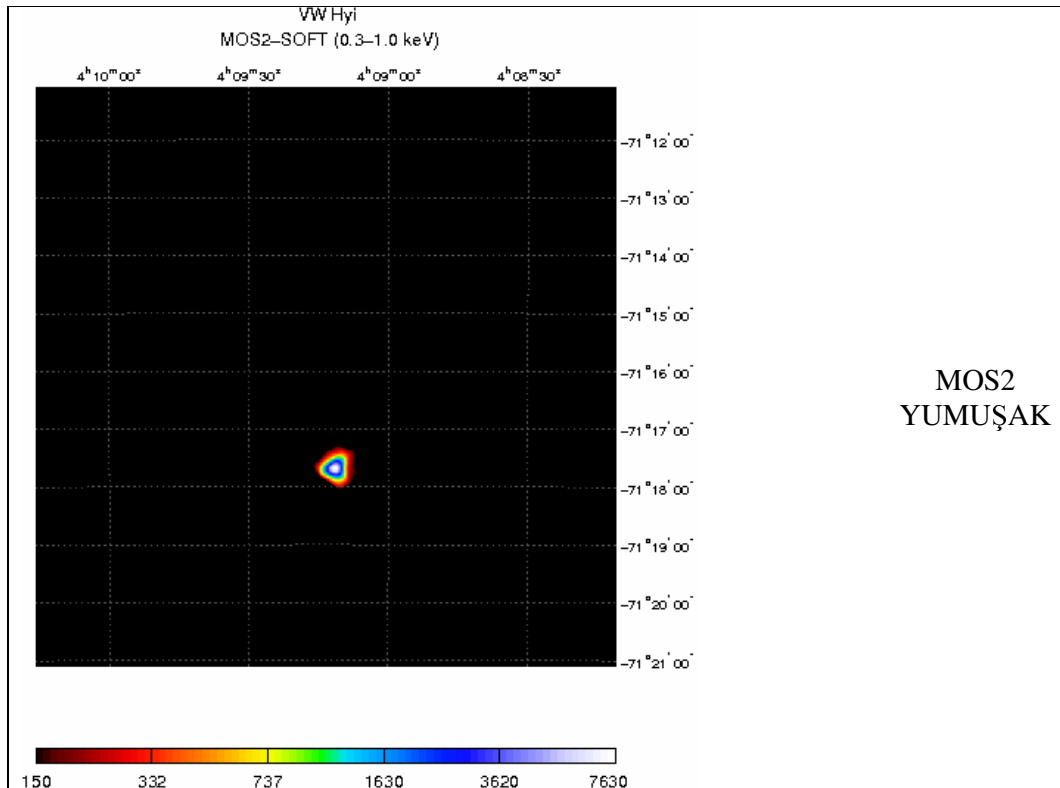
Şekil 3.13. VW Hyi' XMM-Newton uydusu ile alınmış verilerinin EPIC tüm band aralığı (300-10000 eV) için oluşturulan görüntüsü. Altta ki ölçek, her bir rengin yoğunluk seviyesini göstermektedir.



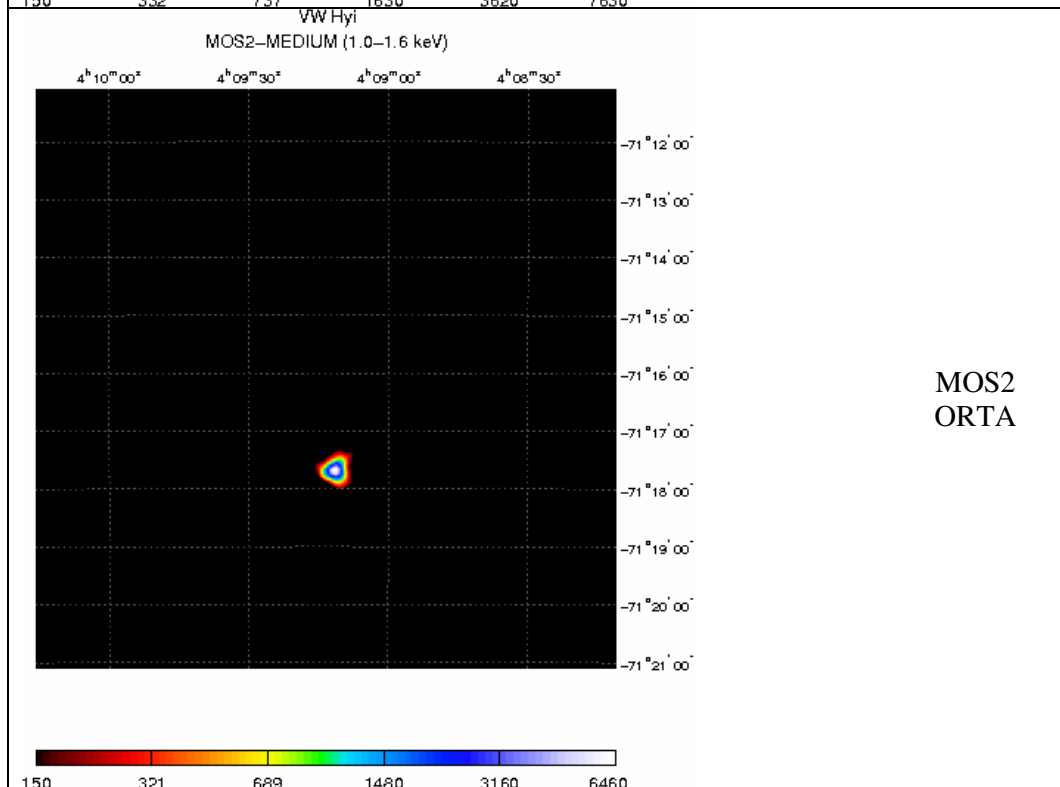




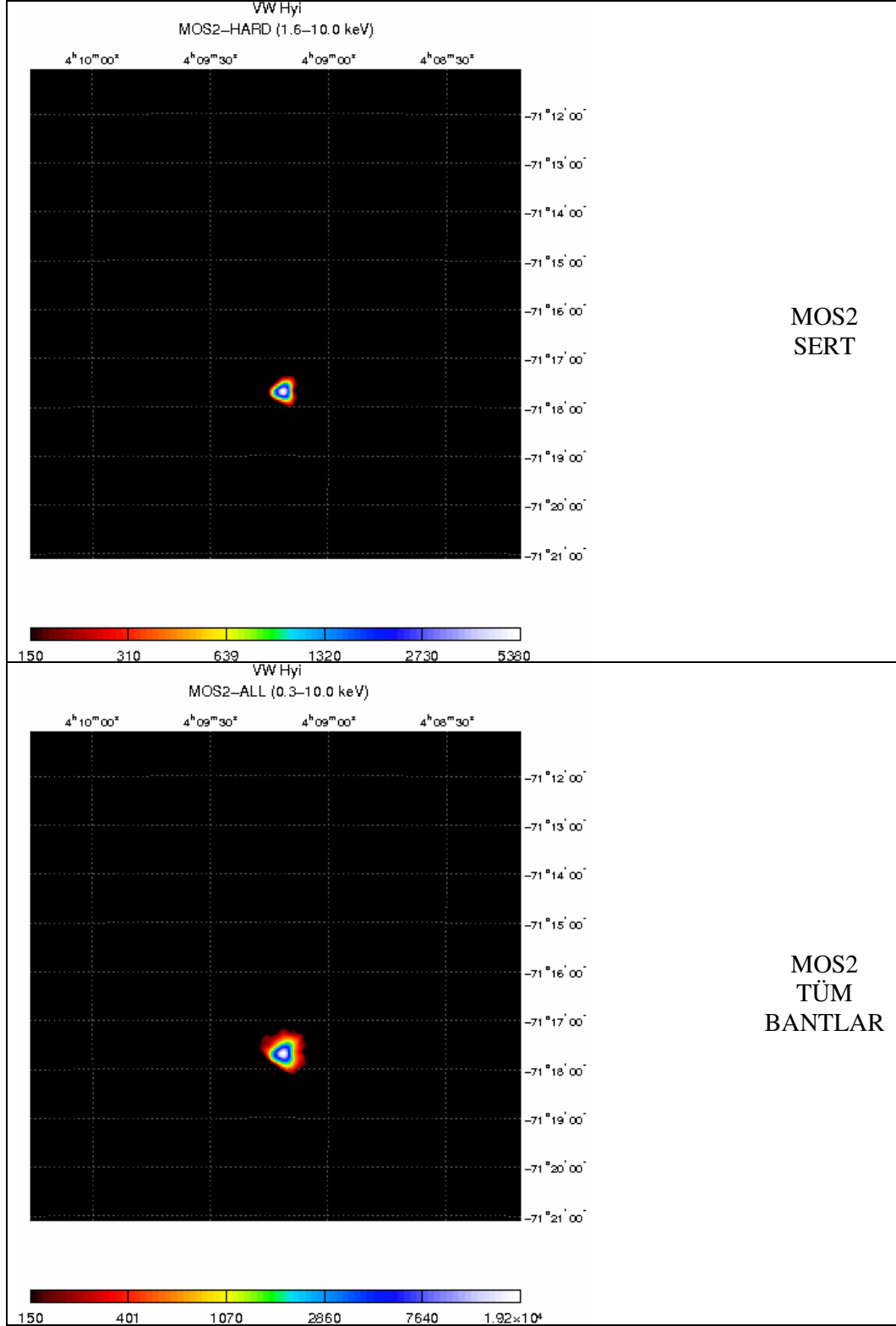
Şekil 3.14. VW Hyi' nin MOS1 dedektöründen yumuşak (0.3-1.0 keV), orta (1.0-1.6 keV), sert (1.6-10.0 keV) ve tüm (all) band (0.3-10.0 keV) enerji aralıklarında elde edilen görüntüleri (600x600 piksel boyutunda)



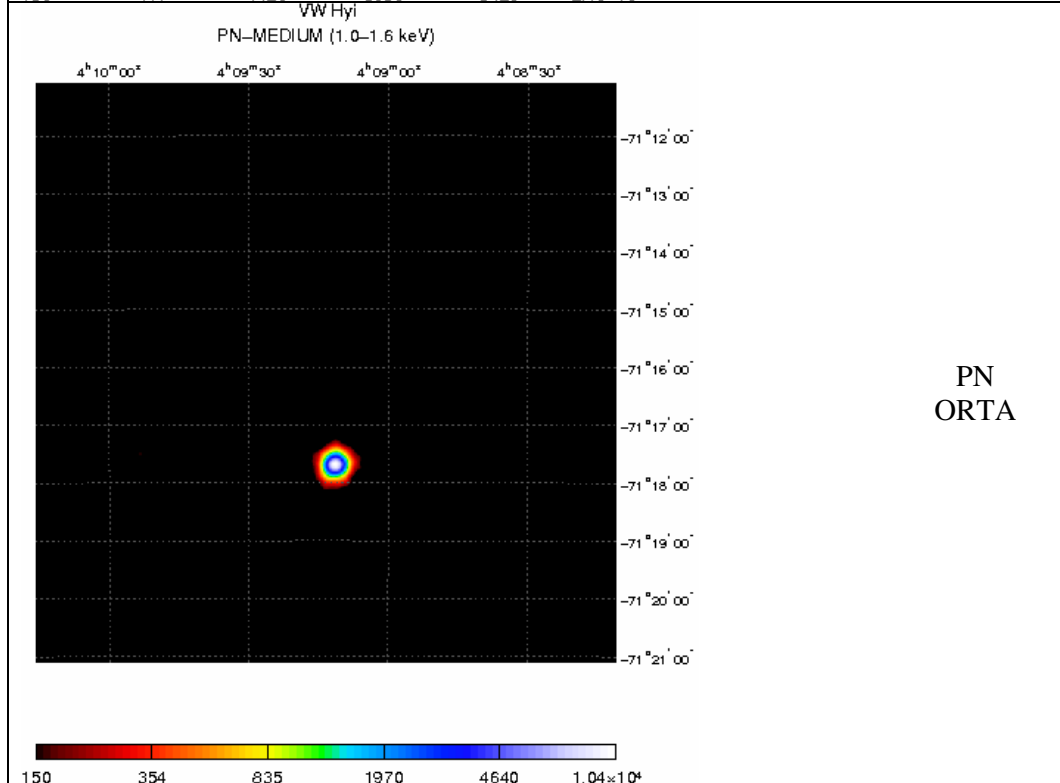
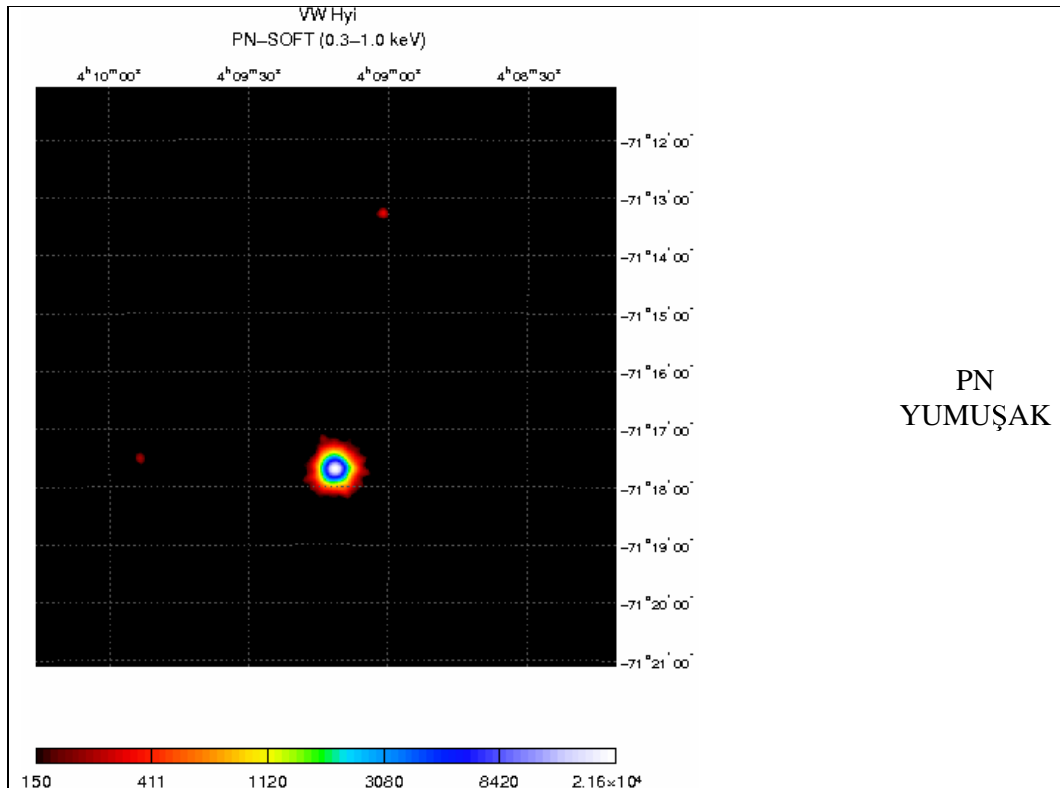
MOS2  
YUMUŞAK

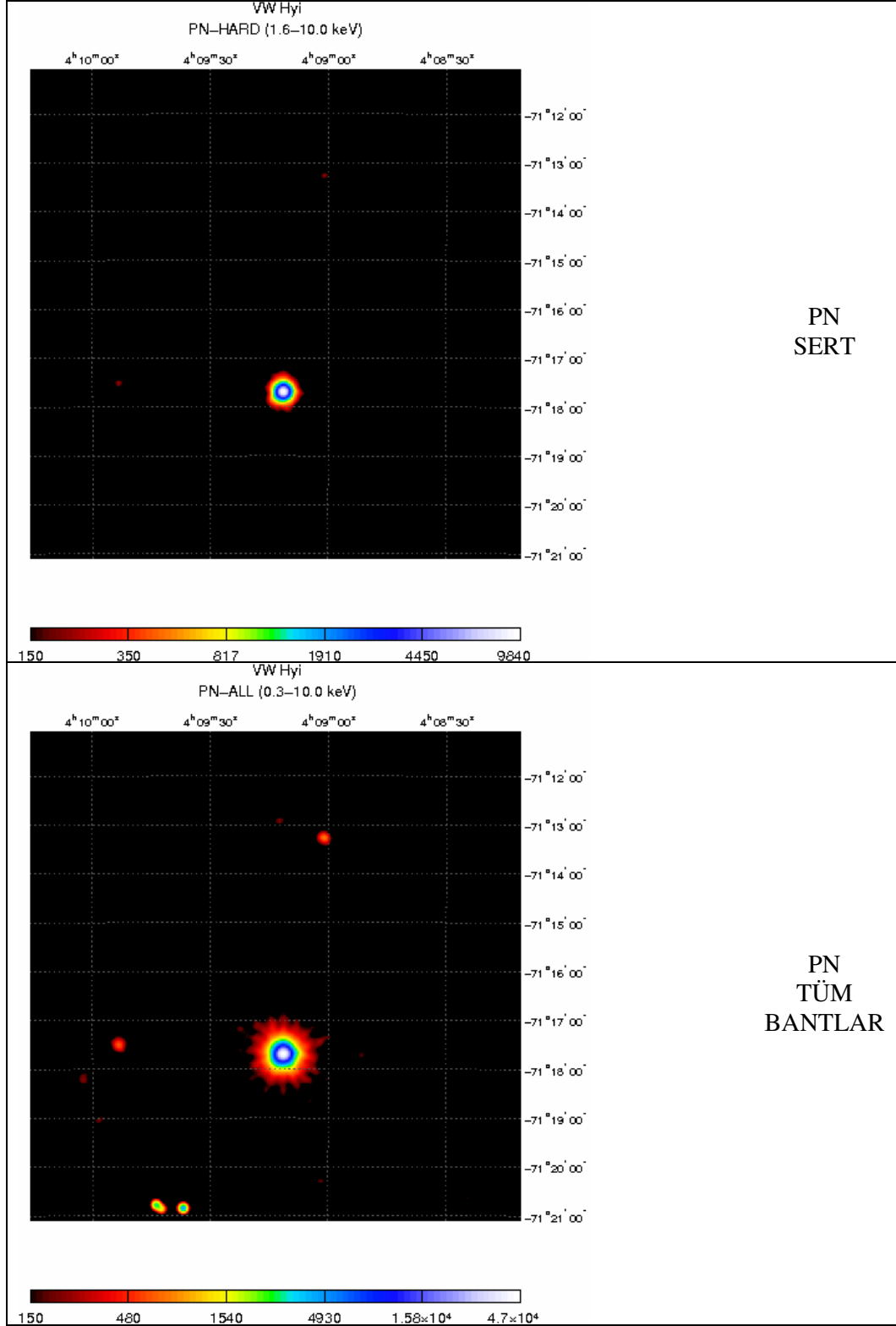


MOS2  
ORTA

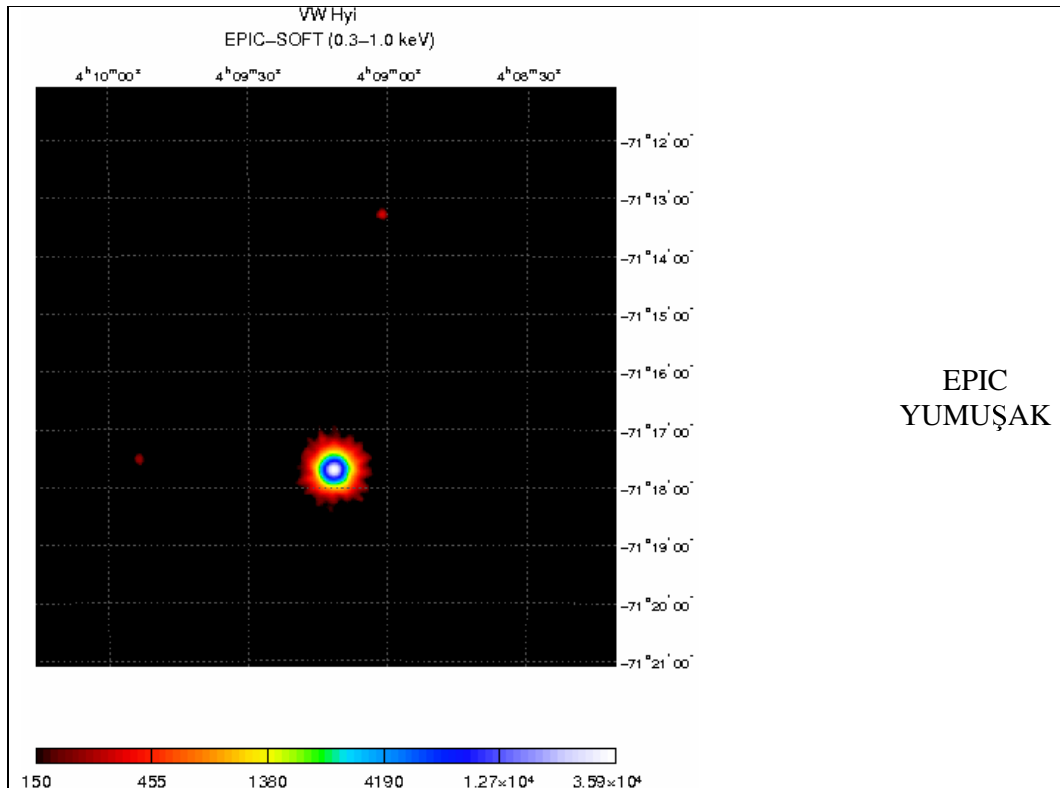


Şekil 3.15. VW Hya' nin MOS2 dedektöründen yumuşak (0.3-1.0 keV), orta (1.0-1.6 keV), sert (1.6-10.0 keV) ve tüm (all) band (0.3-10.0 keV) enerji aralıklarında elde edilen görüntüleri (600x600 piksel boyutunda)

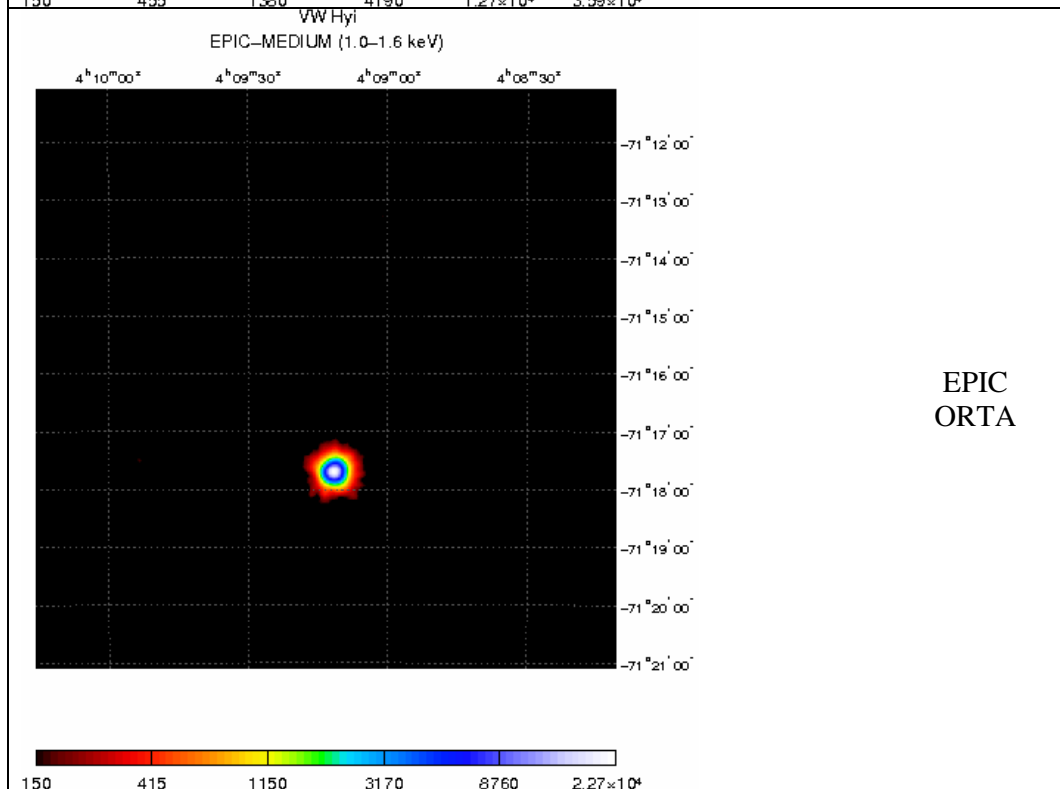




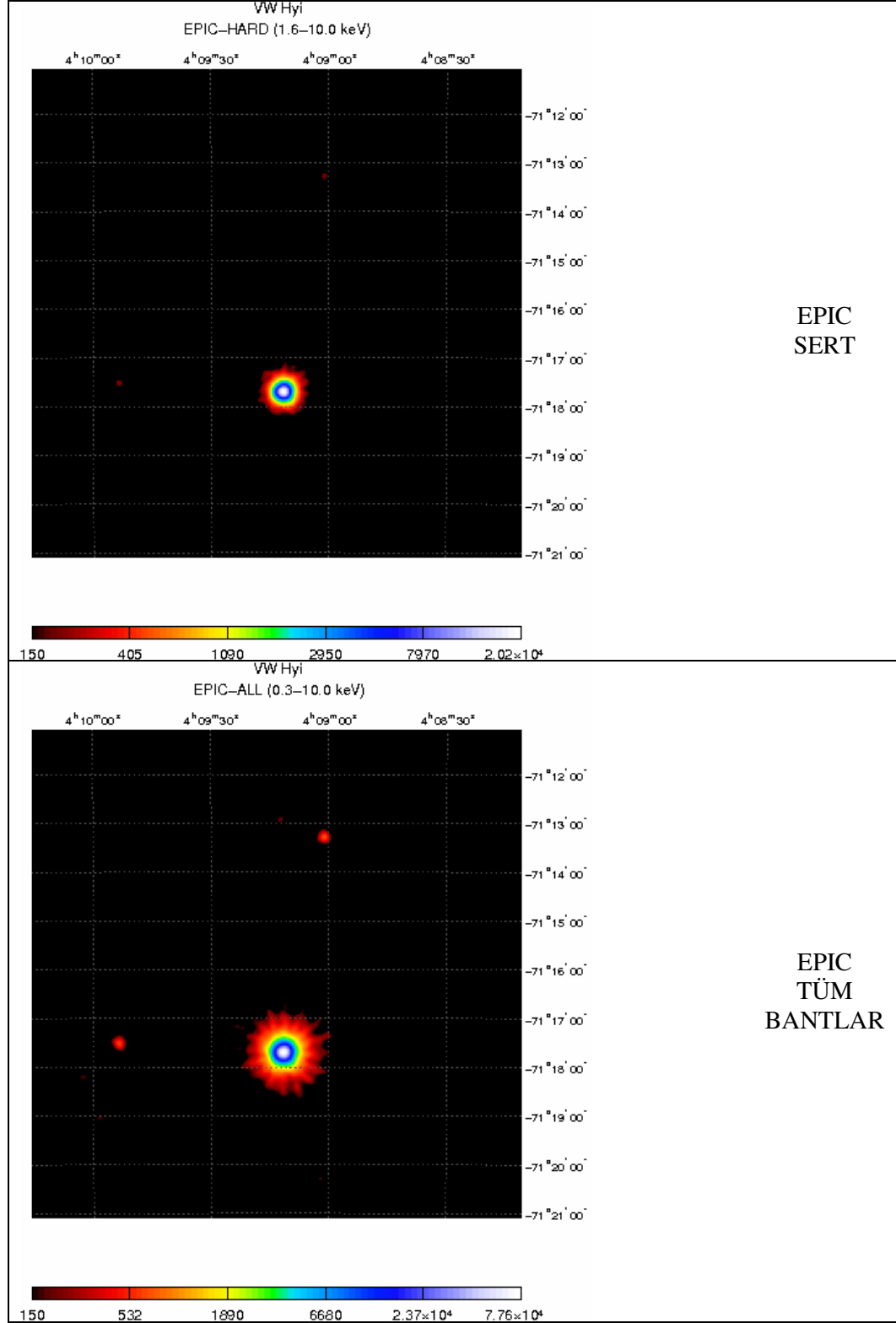
Şekil 3.16. VW Hyi' nin PN dedektöründen yumuşak (0.3-1.0 keV), orta (1.0-1.6 keV), sert (1.6-10.0 keV) ve tüm (all) band (0.3-10.0 keV) enerji aralıklarında elde edilen görüntüleri (600x600 piksel boyutunda)



EPIC  
YUMUŞAK

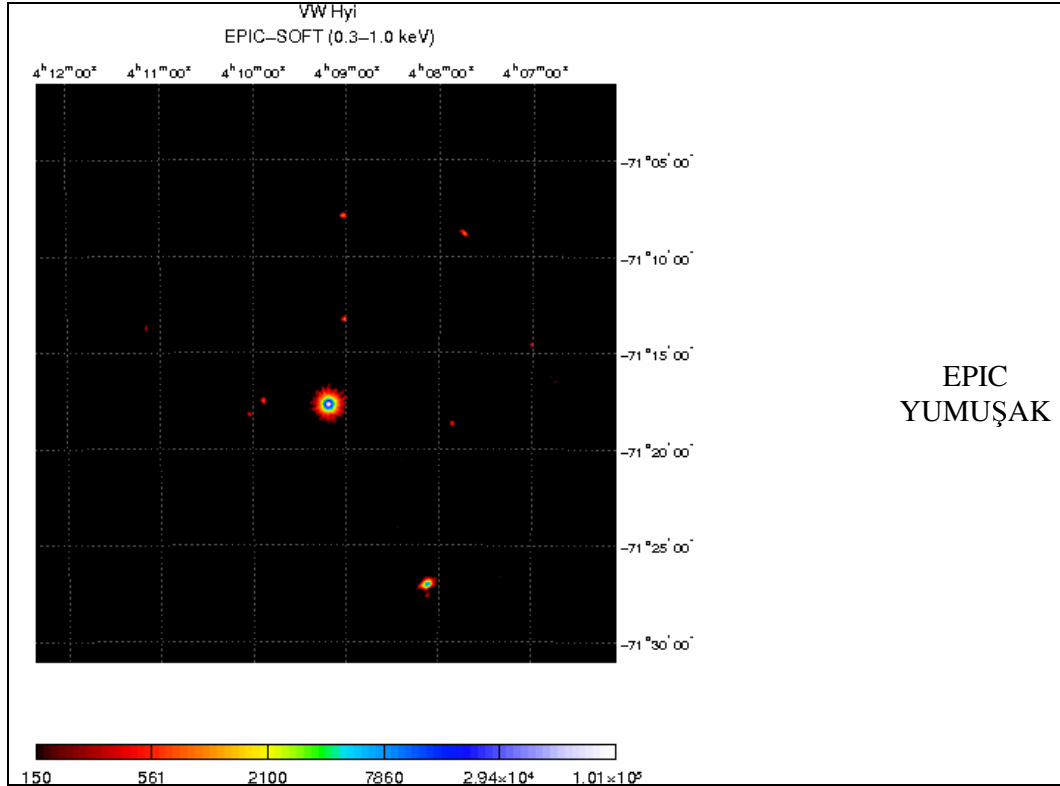


EPIC  
ORTA

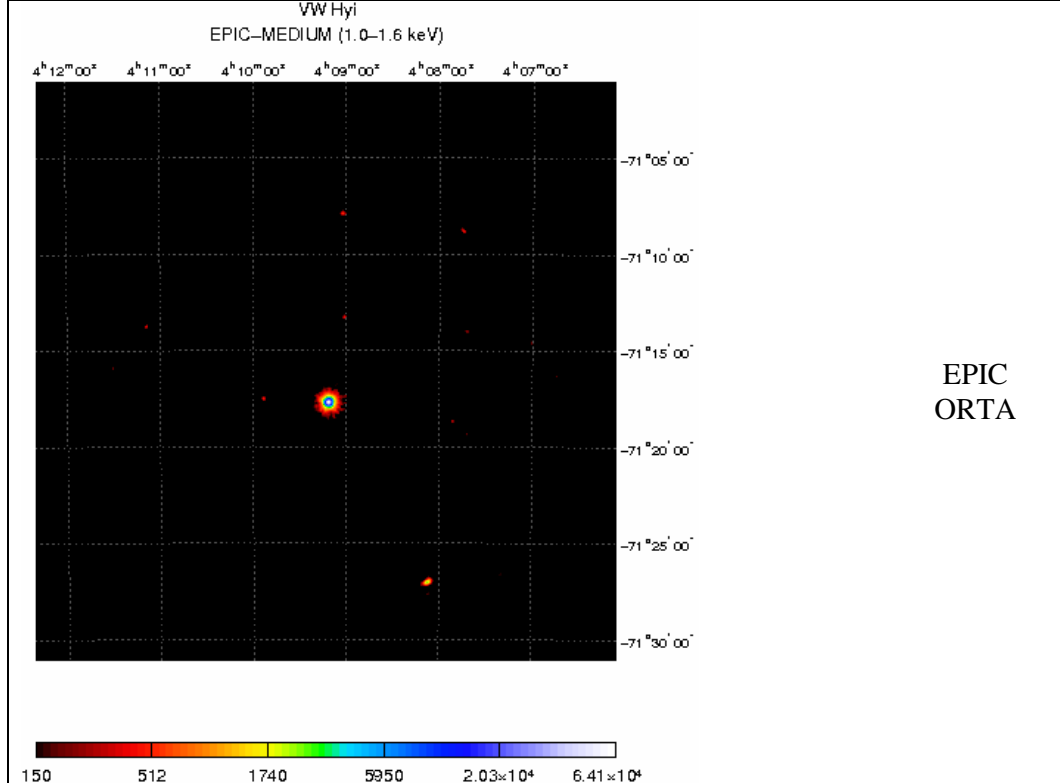


Şekil 3.17. VW Hyi'nin MOS1, MOS2, PN dedektörlerinden alınan yumuşak (0.3-1.0 keV), orta (1.0-1.6 keV), sert (1.6-10.0 keV) ve tüm (all) band (0.3-10.0 keV) enerji aralıklarında elde edilen görüntülerinin üst üste konulması ile elde edilmiş birleşik EPIC görüntüleri (600x600 piksel boyutunda)

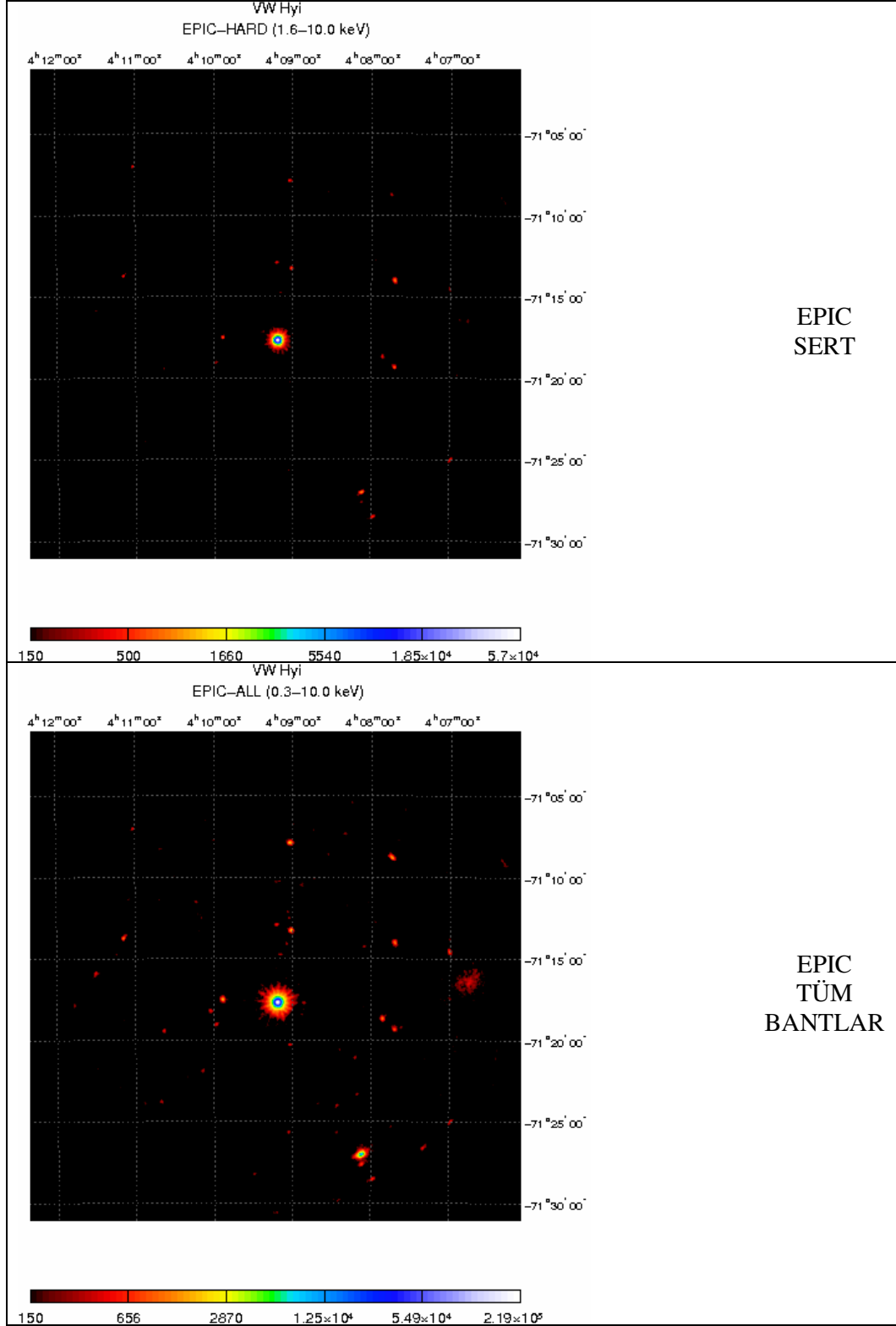




EPIC  
YUMUŞAK

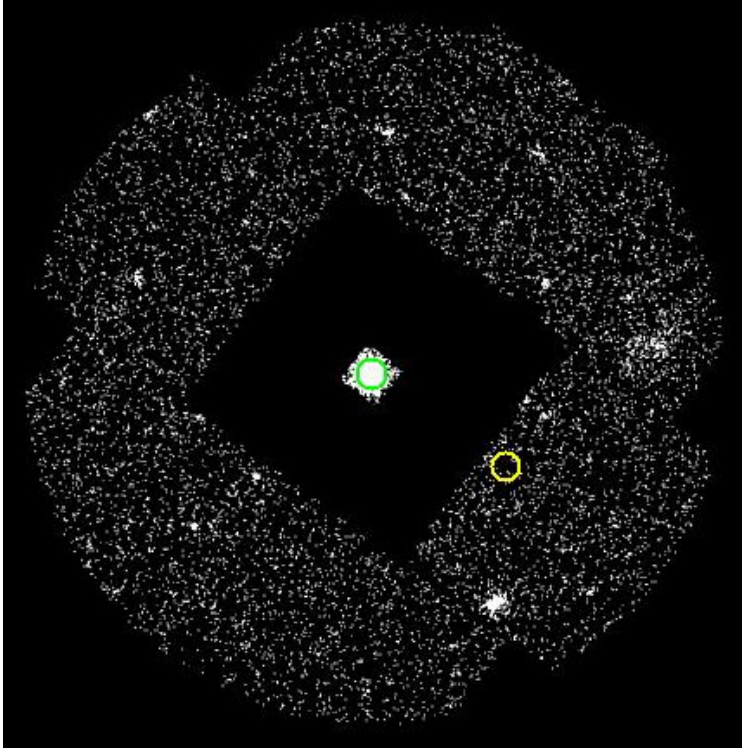


EPIC  
ORTA

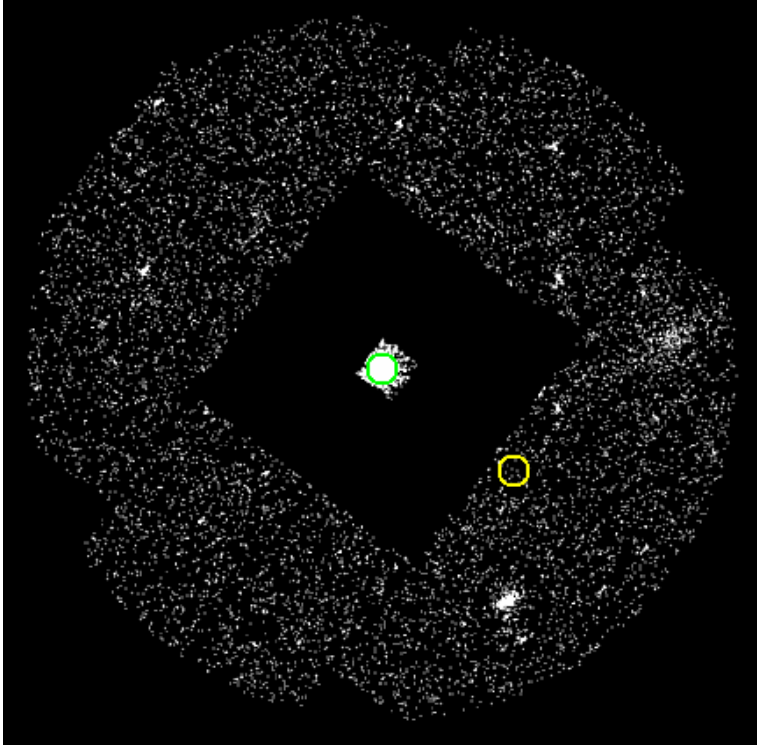


Şekil 3.18. VW Hyi nin MOS1, MOS2, PN ve üç dedektörden alınan yumuşak (0,3-1,0 keV), orta (1,0-1,6 keV), sert (1,6-10,0 keV) ve tüm (all) band (0,3-10,0 keV) enerji aralıklarında elde edilen görüntülerin üst üste konulması ile elde edilmiş birleşik EPIC görüntüleri (1800x1800 piksel boyutunda)

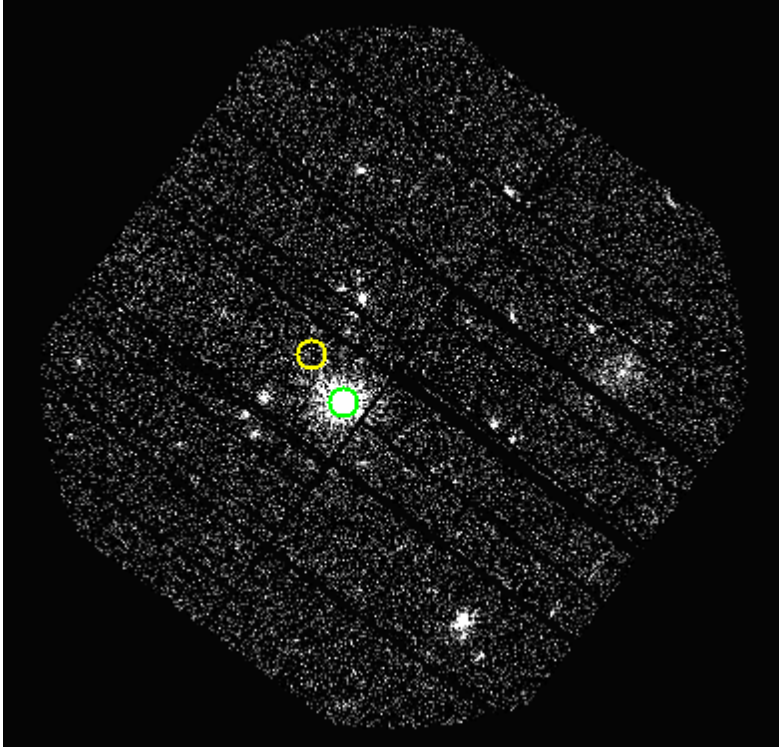
XMM-Newton ile tayf analizi 10 nm (0,1 keV) ile 0,1 nm (12,4 keV) dalgaboyu aralığında yapılmaktadır. Kaynaktan gelen net ışıını bulmak amacıyla, arka plandan gelen ışıını kaynaktan gelen ışıınımdan çıkarılmıştır. Bu nedenle, öncelikle kaynak verisi ve arkaplan için bölge seçimi yapılmıştır. Kaynak verisi için, VW Hyi yi içine alan daire (yeşil renkli) MOS1 için 700, MOS2 için 700 ve PN için ise 700 gökyüzü pikselinden oluşan yarıçapta seçilmiştir. Arkaplan verisi, kaynağa yakın bölgede, iç yarıçapı kaynak için seçilenle aynı büyüklükte olacak şekilde alınmıştır. Ayrıca, başka bir X-ışın kaynağı içermemesine dikkat edilmiştir (Şekil 3.19a,b ve c).



Şekil 3.19a. MOS1 için seçilen kaynak (yeşil) ve arkaplan (sarı) veri bölgeleri



Şekil 3.19b. MOS2 için seçilen kaynak (yeşil) ve arkaplan (sarı) veri bölgeleri

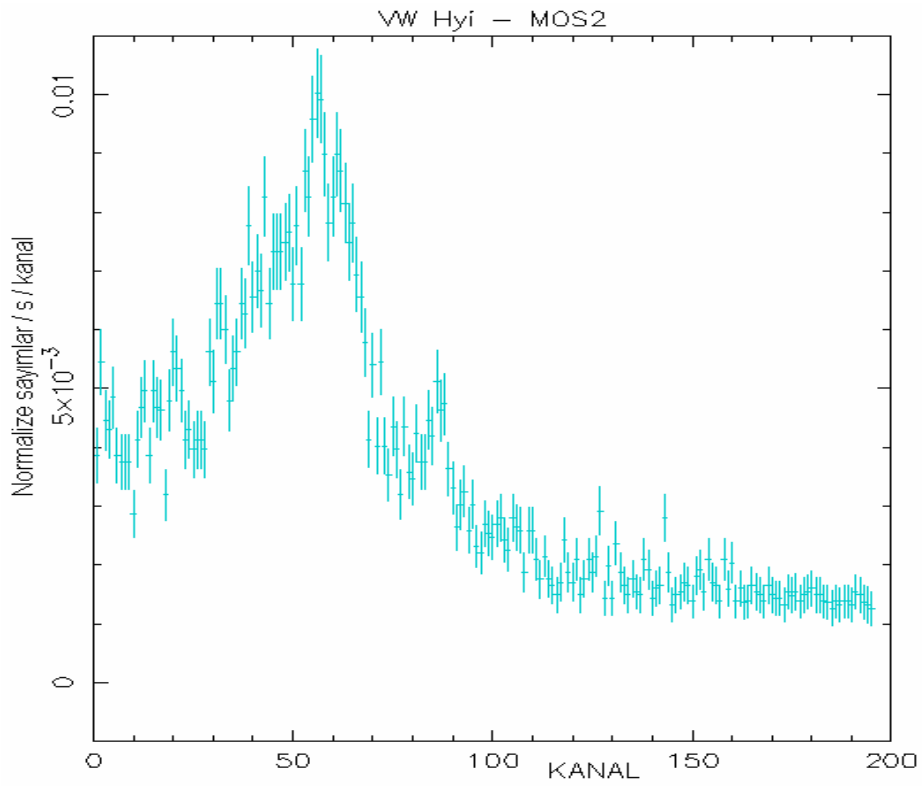
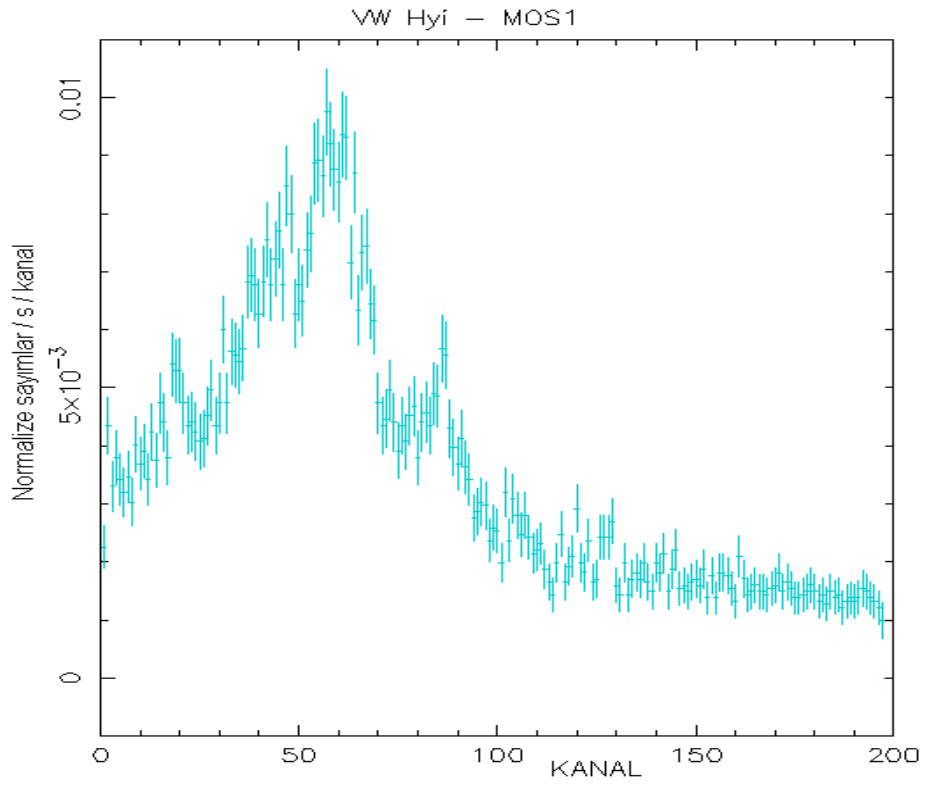


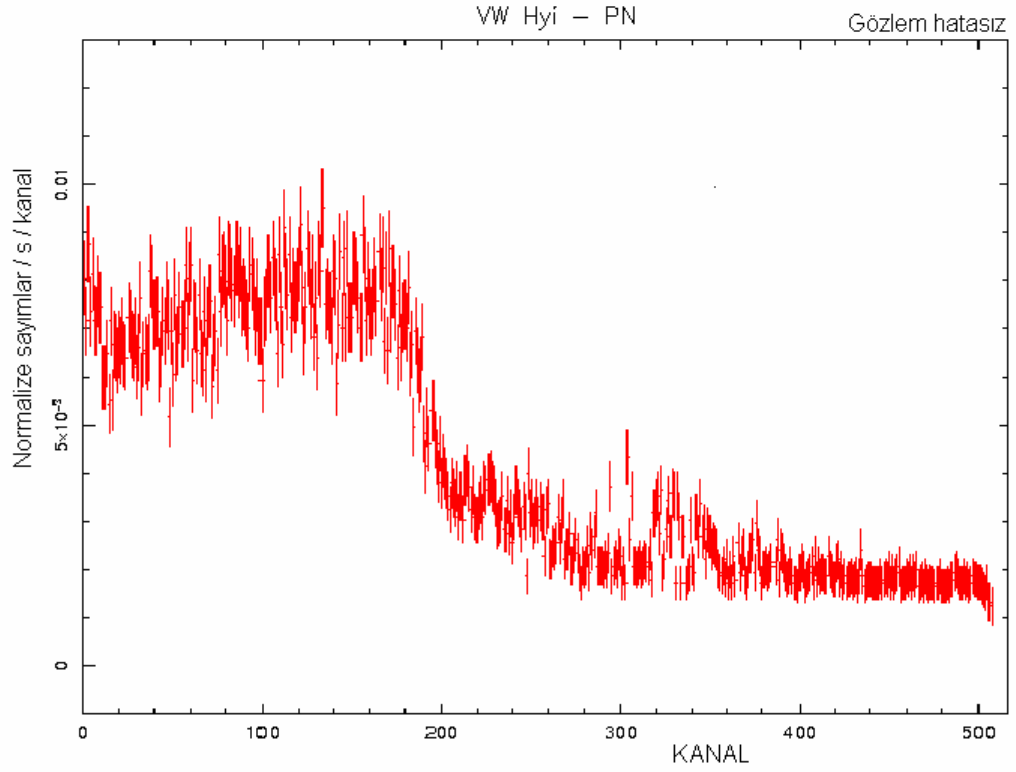
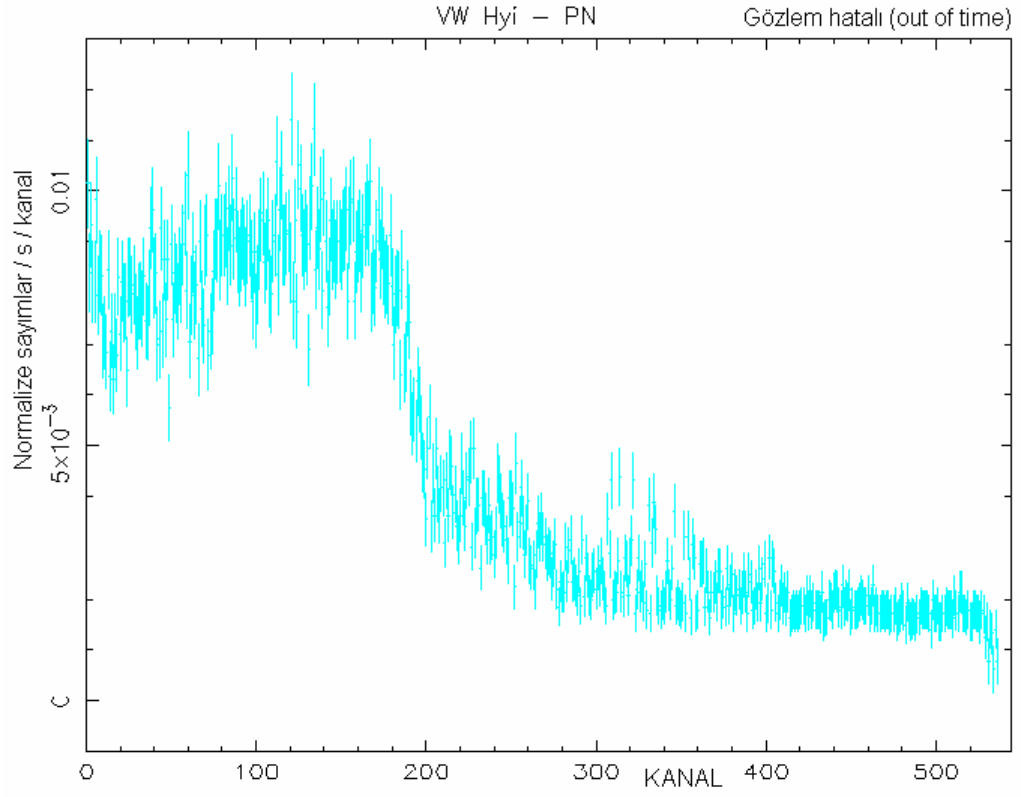
Şekil 3.19c. PN için seçilen kaynak (yeşil) ve arkaplan (sarı) veri bölgeleri

VW Hyi'nin Şekil 3.20 de görülen X-ışın tayfı, filtrelenmiş veriden oluşturulmuştur. Analizler sırasında, MOS için 0-12 ve PN için 0-4 modelli (pattern) iyi foton olayları (FLAG= 0) alınmıştır. MOS1 ve MOS2 için 0-11999 ve PN için ise 0-20479 kanal aralıklarında (channel range) çalışılmıştır. Bunlar, dedektörlerin duyarlı olduğu aralıklardır. Tayfsal bir araya getirme parametresi (spectralbinsize) MOS1 ve MOS2 için 15, PN için ise 5 alınmaktadır.  $X^2$  (chi-square, çi kare) istatistiklerinin kullanılabilmesi için, EPIC tayfında en az 20 sayımın birleştirilmesi (bin) gerekmektedir (Loiseau, 2006).

PN'in Şekil 3.20 de görülen ilk tayfı (siyah renkli), "Gözlem hatası" etkisi çıkarılmadan, alttaki tayf ise "Gözlem hatası" etkisi çıkarılarak elde edilendir. Sayfa 141 de belirtildiği gibi, EPIC görüntüleme gözlem modları için, fotonlar sadece gerçek integrasyon aralığında değil, aynı zamanda CCD nin bilgiyi göndermesi sırasında da kaydedilir. Gözlem hatası, çıktı nodu yönünde bir kolon boyunca bilgilerin kaymasıdır. Bu aynı zamanda "Gözlem hatası (Out of time) olayı (OoT)" olarak bilinir, yanlış sütun değeri oluşur, böylece yanlış enerji düzenlemesi meydana gelir. OoT olayların etkisi tayfı yukarı doğru genişletir ve RAWY de yanlış sonuçlanmış olay (event) pozisyonları şeridi olarak görüntülerde yer alır (Şekil 3.7).

Elde edilen tayfa XSPEC analiz paketindeki sıcaklık veya manyetik alan temelli teorik modeller uygulanmıştır. Bunlar arasında kabul edilebilir eşleşme istatistiği veren modeller Cemekl, Mkcflow, Cevmkl, Raymond, Kuvvet kanunu, Isısal frenleme' dir. Bu eşleşme çalışmasının ayrıntıları Tablo 3.15'te görülebilir. En iyi uyum sağlayan modeller Tablo 3.15'den de görüldüğü üzere MEKAL modelinin çok sıcaklıklı versiyonları (Cemekl, Cevmkl ve Mkcflow) dır. Bunlar, Mewe ve diğ. (1985) ve Liedahl ve diğ. (1995) nin hesaplamalarına dayanan, optik olarak ince plazmayı esas alan modellerdir. Plazmanın çok sıcaklıklı yapısından, literatürdeki teorik açıklamalarda yığılan gazın beyaz cüce üzerine çökerken soğuduğu öngörülmektedir. Şekil 3.28 de görüldüğü gibi, tayf, sıcak ve optik olarak ince plazmanın belirtisi olan güçlü emisyon çizgileri gösterir. Şekilde belirgin Demir K- $\alpha$  emisyon çizgileri gösterilmiştir.





Şekil 3.20. MOS1, MOS2 ve PN in X-ışın tayfı. PN e ait tayfların birincisi (mavi), Gözlem hatası çıkarılmadan, ikincisi ise (kırmızı) Gözlem hatası etkisi çıkarılarak oluşturulan PN tayfını göstermektedir.

### 3.1.7.3. Tayfsal Eşleştirmeler (Fit)

Tayfsal eşleştirmeler Arnaud'un 1996 yılında geliştirdiği XSPEC paketinin 11.3.2 versiyonu ile yapılmıştır.  $10^7$  K üzerindeki sıcak gazlar, eğer optik olarak ince iseler Isısal frenleme mekanizmalı (termal bremsstrahlung) X-ışınları yayarlar. Bu çalışmada ısısal frenleme mekanizmasını temel alan CEMEKL modeli sistemin tayfına uygulanmış ve sıcaklık değerleri, MOS1 için  $6,3 \times 10^7$  °K (5,4 keV) , MOS2 için  $7,1 \times 10^7$  °K (6,1 keV) ve PN için ise  $7,7 \times 10^7$  °K (6,6 keV) bulunmuştur. CEMEKL modeli, sıcak gazdan yayınlanan emisyon ölçümünü esas alan MEKA ve onun yeniden düzenlenmesi ile oluşturulan MEKAL (Mewe-Kaastra-Liedahl) modelinden türetilmiştir (Mewe ve diğ., 1995).

VW Hyi de görülen morötesi gecikmesi Meyer ve Meyer-Hofmeister (1994) in Koronal sifon akış modeli ile açıklanabilir. Koronal sifon akış modelindeki a) sıcaklık Denklem 1.49, b) diskten koronaya dikey madde akış yoğunluğu Denklem 1.50, c) İkincil yıldızdan beyaz cüce üzerine kütle yığılma oranı Denklem 1.51 ve d) Beyaz cücenin efektif sıcaklık değeri ( $T_{\text{eff}}$ ) Denklem 1.52 ile hesaplanarak Tablo 3.13'teki değerler elde edilmiştir.

Tablo 3.13. Koronal Sifon Akış Modeli denklemlerinden hesaplanan sıcaklık (T), diskten koronaya dikey madde akış yoğunluğu ( $\dot{m}$ ), ikincil yıldızdan beyaz cüce üzerine kütle yığılma oranı ( $\dot{M}$ ) ve beyaz cücenin efektif sıcaklık ( $T_{\text{eff}}$ ) değerleri görülmektedir.  $M/M_{\odot} = 0,63$  alınmıştır.

VW Hyi	MOS1	MOS2	PN	EPIC		
				cemekl	Mkcflow	cevmkl
T (°K)	5,4 keV ( $6,3 \times 10^7$ )	6,1 keV ( $7,1 \times 10^7$ )	6,6 keV ( $7,7 \times 10^7$ )	6 keV ( $7 \times 10^7$ )	7,8 keV ( $9 \times 10^7$ )	6,28 keV ( $7,3 \times 10^7$ )
r (cm)	$1,27 \times 10^9$	$1,12 \times 10^9$	$1,04 \times 10^9$	$1,14 \times 10^9$	$1,01 \times 10^9$	$1,09 \times 10^9$
$r_{9,5}$ (cm)	0,4	0,35	0,33	0,36	0,32	0,34
$\dot{m}$ ( $\text{g cm}^{-2} \text{s}^{-1}$ )	$1,23 \times 10^{-4}$	$1,97 \times 10^{-4}$	$2,41 \times 10^{-4}$	$1,8 \times 10^{-4}$	$2,7 \times 10^{-4}$	$2,1 \times 10^{-4}$
$\dot{M}$ ( $M_{\odot}/\text{yr}$ )	$1,57 \times 10^{-11}$	$1,92 \times 10^{-11}$	$2,02 \times 10^{-11}$	$1,84 \times 10^{-11}$	$2,2 \times 10^{-11}$	$2 \times 10^{-11}$
$T_{\text{eff}}$ (°K)	18349,4	19296,2	19542,7	19092	19964	19494



Pandel (2004)'ün de belirttiği gibi, durağan haldeki cüce novaların X-ışın tayfı çoğunlukla bir ya da iki sıcaklıklı plazma modelleri ile eşleştirilmektedir. Bu çalışmada VW Hyi'nin filtrelenen verisinden elde edilen EPIC tayfına bu tip modeller uygulanmıştır. Fakat bu modellerin veri ile tam olarak uyum göstermediği bulunmuştur (ör. Raymond). Bununla birlikte iyi eşleşme, tek-sıcaklıklı MEKAL modellerinden Cemekl, Mkcflow ve Cevmkl ile elde edilebilmiştir ve bu modeller ile elde edilen indirgenmiş çikare (chi-squared) istatistiği değerlerinin 1 değerine daha yakın olduğu ve uygun eşleşme verdiği görülmüştür. Uygulanan tüm tayfsal modellere ait değerler Tablo 3.15'te verilmektedir.

Herbir dedektör için ayrı ayrı eşleştirme yapıldığında CEMEKL modeli ile iyi sonuçlar elde edilmiştir. EPIC verisi tayfına uygulanan modellerin  $\alpha$  ve  $T_{maks}$  parametreleri için biraz farklı değerler elde edilmektedir. Bu, EPIC dedektörlerinin yerleştirilmesindeki küçük farklılıklardan kaynaklandığı şeklinde yorumlanmıştır. Üç fit arasındaki farklar çok önemli değildir. Tablo 3.15'teki 7,8 ve 9. satırlar üç EPIC tayfı birleştirildiğinde yapılan eşleşmeler için sonuçları göstermektedir. Birleşik fit için (0) değer hipotezi olasılığı (yani, eğer model doğru ise gözlenen daha büyük çikare değeri alma olasılığı), tek tek fitler için olandan daha düşük değerdedir. VW Hyi yönündeki nötr hidrojen kolon yoğunluğu  $N_H \sim 6 \times 10^{17} \text{ cm}^{-2}$  (Polidan ve diğ., 1990) olarak oldukça düşüktür. Bundan dolayı modele fotometrik soğurma ilave edilmesi, eşleştirmeyi geliştirmemiştir.

CEMEKL modelinde, element bolluk oranları güneş değerlerindedir ve sadece toplam bolluk değişkendir. CEVMKL modeli ile en iyi bir eşleşme elde edilmiştir (Şekil 3.28'deki sürekli eğri ve Tablo 3.15'teki 9. satır). Bu modelde, karbondan (C) nikel (Ni) çok rastlanan 13 element için bolluk değerleri serbest olarak değişmektedir. Tablo 3.14, CEVMKL modeli ile elde edilen element bolluk değerlerini göstermektedir. Hepsi güneş değerlerine yakın bolluklara sahiptir. Bu çizgilerin en belirginleri Şekil 3.28'de gösterilmiştir. EPIC dedektörlerin orta tayfsal çözünürlüğünden dolayı, emisyon çizgilerinin karışıklığı, bolluğu daha az olan elementlerin ölçümünü etkilemektedir.

Tablo 3.14. CEVMKL modeli ile elde edilen element bollukları

<b>Element</b>	<b>En iyi eşleşme</b>	<b>Element</b>	<b>En iyi eşleşme</b>
C	1,5	Si	1,30
N	1,1	S	1,10
O	0,95	Ar	0,0
Ne	0,24	Ca	1,8
Na	10	Fe	1,10
Mg	1,27	Ni	2,0
Al	4,5		

Uyum açısından ikinci sıradaki model MKCFLOW modelidir (Tablo 3.15, satır 8). MKCFLOW modeli, Mushotzky ve Szymkowiak (1988) tarafından oluşturulan Soğumalı akış modelini (Cooling Flow Model) esas almaktadır. Bu model, her bir sıcaklık için emisyon ölçümünü, bolometrik parlaklığın tersi ile orantılı olarak kabul eder. Modeldeki değişen parametreler, akışın minimum ve maksimum sıcaklıkları ( $T_{\min}$  ve  $T_{\max}$ ) ve element bolluğudur (bolluk oranları güneş değerlerindedir). MKCFLOW modeli ile X-ışın tayfının iyi uyuşması, sınır tabakasındaki sıcak plazmanın beyaz cüce üzerine çökerken soğuduğunu göstermektedir. Soğumalı akış modeli, çöken madde için sabit basınç ve küresel simetri olduğunu kabul eder. Fakat bu kabuller, beyaz cücenin güçlü gravitasyonel alanında ve dönmekte olan kuşak benzeri sınır tabakasındaki türbülans (karışıklık) yapı için geçerli olmayabilir.

Bu iki uyum sağlayan model arasında MOS ve PN birlikte analiz edildiğinde daha iyi eşleşme yapan ve daha iyi istatistiksel uyum gösteren CEVMKL modeli VW Hıy nin XMM-Newton verilerini en iyi açıklayan model olarak kabul edilebilir.

Tablo 3.15. Tayfa uygulanan modellerin parametre değerleri

Dedektör ve XSPEC Model	Kuvvet kanunu fonksiyonu indeksi	$kT_{max}$ (keV)	Bolluk (güneş)	Akı (erg cm <sup>-2</sup> s <sup>-1</sup> )		İndirgenmiş ç-i-kare istatistiği	Sıfır (Null) hipotezi olasılığı	Galaktik soğurma , $N_H$ (10 <sup>22</sup> ) (1/cm <sup>3</sup> )
	indeks $\alpha$			0,2-12 keV	bolometrik (0-12) keV			
PN Cemekl (1) Şekil 3.23b	1,23 ±0,01	6,6 ±0,01	0,99 ±0,01	6,3E-12	6,3E-12	1,081	%0,10	6E-5
PN Cemekl (2) Şekil 3.25	1,24 ±0,01	6,40 ±0,01	1,03 ±0,01	5,6E-12	6,1E-12	1,022	%0,36	2,20E-05 ±1,0
MOS-1 Cemekl (1) Şekil 3.21a	1,71 ± 0,09	5,39 ± 0,30	1,03 ± 0,08	6,3E-12	7,2E-12	1,189	%4,01 E-02	6E-5
MOS-1 Cemekl (2) Şekil 3.21b	1,70 ±0,09	5,41 ± 0,30	1,03 ±0,09	6,2E-12	7,1E-12	1,195	%3,6 E-02	1,00E-05 ± 1,0
MOS-2 Cemekl (1) Şekil 3.22a	1,40 ± 0,01	6,18 ± 0,15	1,13 ±0,01	6,3E-12	7,3E-12	1,087	%0,20	6E-5
MOS-2 Cemekl (2) Şekil 3.22b	1,47 ±0,08	6,05 ± 0,35	1,24 ±0,11	6,2E-12	7,3E-12	1,094	%0,19	1,15E-05 ± 1,0
PN+MOS Cemekl Şekil 3.26	1,35 ±0,03	6,0 ±0,2	1,02 ±0,04	5,7E-12	6,7E-12	1,186	%5,01 E-04	6E-5
PN+MOS Mkcflow Şekil 3.27	-	High T = 7,8 Low T = 0,4	0,97 ±0,01	5,7E-12	6,2E-12	1,186	%5,01 E-04	6E-5
PN+MOS Cemekl Şekil 3.28	1,28 ±0,04	6,28 ±0,2	Bakınız Tablo 3.14	5,7E-12	6,8E-12	1,177	%8,7 E-04	6E-5
PN Raymond Şekil 3.29	-	3,32 ±0,06	0,73 ±0,04	5,6E-12	5,9E-12	2,7	0,00	-
PN Kuvvet kanunu Şekil 3.30	1,72 ± 0,01	-	-	6,6E-12	7,3E-12	5,888	0,00	-
PN Isısal frenleme Şekil 3.31	-	3,67 ±0,06	-	5,5E-12	5,8E-12	3,759	0,00	-

Tablo 3.15'te belirtilen model eşleşmelerinin yer aldığı orta çözünürlüklü EPIC tayfları aşağıda görülmektedir. Belirtilen Sıfır (Null) hipotezi olasılığı, eğer model doğru ise gözlenenenden daha büyük çikare değerini alma olasılığını göstermektedir.  $kT_{max}$ , keV taki maksimum kaynak sıcaklığıdır. Element bollukları, Raymond tayfsal modelinin kabul ettiği yıldızlararası değer dışında, diğer modellerde güneş bollukları değerindedir. Akı birimi  $\text{ergs cm}^{-2} \text{s}^{-1}$  dir. Modellerde  $1 \text{ cm}^3$  teki nötr hidrojen kolon yoğunluğu  $N_H$  ( $10^{22}$ )'tır. Kıızıla kayma (redshift) değeri sıfır alınmıştır. Cemekl, çok sıcaklıklı Mekal modeli; Mkcflow, Mekal temelli soğumalı akış modeli; Cevmkl, çok sıcaklıklı vmeka modeli; Raymond ise Raymond-Smith (1977) ısısal plazma modelidir.

VW Hyi'nin  $d = 65 \text{ pc} = 200,59 \times 10^{18} \text{ cm}$  ( $1 \text{ pc} = 3,084 \times 10^{18} \text{ cm}$ ) uzaklık değeri alınarak Tablo 3.15'teki model eşleşmelerinden MOS ve PN'e birlikte uygulanan CEVMKL Modeline bağlı olarak (dolayısı ile dalgaboyuna), sınır tabakasının yarısı beyaz cücenin arkasında kaldığı için, sınır tabakasının tamamının ışınım gücünü bulmak amacıyla bulunan X-ışın akı değeri ( $F_X=6,8 \times 10^{-12} \text{ erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1}$ ) iki ile çarpılır ve  $L_X$  ışınım gücü Denklem 1.3 kullanılarak

$$L_X = 4\pi d^2 F = 2 \times 4 \times \pi \times (200,59 \times 10^{18})^2 \times 6,8 \times 10^{-12} \approx 6,8 \times 10^{30} \text{ erg / s}$$

olarak bulunur. MOS1, MOS2 ve PN için iyi  $X^2$  (çikare) sonuçları sağlayan CEMEKL modeli ile elde edilen bolometrik akı değerlerini kullanarak X-ışın ışınım gücü değerleri MOS1 için  $L_X=7,2 \times 10^{30} \text{ erg/s}$ , MOS2 için  $L_X=7,4 \times 10^{30} \text{ erg/s}$ , PN için  $L_X=6,2 \times 10^{30} \text{ erg/s}$  olarak hesaplanmıştır.

Pringle ve diğ. (1987) ve Verbunt ve diğ. (1987) nin durağan haldeki optik ve morötesi (UV) akı değeri  $F_{opt} = F_{UV} = 1,7 \times 10^{-10} \text{ erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1}$  kullanılarak disk ışınım gücü  $L_{disk}$  Denklem 1.3 de belirtilen Işınım gücü-akı bağıntısından

$$L_{disk} = 4\pi d^2 F = 4 \times \pi \times (200,59 \times 10^{18})^2 \times 1,7 \times 10^{-10} = 4 \times 10^{31} \text{ erg / s}$$

olarak bulunmuştur. Pringle ve diğ. (1987) ve Verbunt ve diğ. (1987) nin belirttiği durağan haldeki optik ve morötesi (UV) akı değeri  $F_{opt} = F_{UV} = 1,7 \times 10^{-10} \text{ erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1}$  yi ve bu çalışmadaki tayf eşleşmelerinden bulunan (Bakınız Tablo 3.15)  $F_X = 6,8 \times 10^{-12} \text{ erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1}$  akı değeri kullanılarak, X ışın akısının morötesi (UV, ultraviolet) akısına oranı  $F_X / F_{UV} = 6,8 \times 10^{-12} / 1,7 \times 10^{-10} \approx 0,04$  olarak hesaplanmıştır.

Ayrıca, sınır tabakasından beyaz cüce üzerine yığılma oranı için aşağıdaki denklemi kullanarak

$$L_{sınır} = \frac{5 \dot{M}_{sınır}}{2 \mu m_p} kT_{maks} \quad (3.3)$$

$kT_{maks} = 6,28 \text{ keV}$  için, sınır tabakası ışıınım gücü  $L_{sınır} = 6,8 \times 10^{30} \text{ erg / s}$ , ortalama molekül ağırlığı ( $\mu$ ) tipik olarak  $\sim 0,6$  ve proton kütlesi  $m_p = 1,672 \times 10^{-24} \text{ g}$  değerinde alınarak hesaplama yapıldığında sınır tabakasından beyaz cüce üzerine yığılma oranı  $2,71 \times 10^{14} \text{ gr / sn}$  ( $4,3 \times 10^{-12} M_{\odot}/\text{yr}$ ) değerinde bulunmuştur.

Hellier (2001) ın kitabında Coşkun Değişenler için verilen denklemler kullanılarak VW Hyi ile ilgili yapılan hesaplamalar aşağıda verilmektedir.

1)

$$a^3 = \frac{G(M_1 + M_2)P_{yör}^2}{4 \Pi^2} \quad (3.4)$$

$G = 6,67 \times 10^{-11} \text{ m}^3/\text{kg.s}^2$  (Genel çekim sabiti)

$M_1 = 0,63 M_{\odot}$

$M_2 = 0,11 M_{\odot}$

$P_{yör} = 107$  dakika alınarak eliptik çift yıldız yörüngelerinde bağıl (relatif) yörünge yarı büyük eksenini  $a = 4,675 \times 10^8 \text{ m}$  bulunmuştur.

2)

$$a = a_1 \left( \frac{M_1 + M_2}{M_2} \right) \quad (3.5)$$

ile birincil yıldızın kütle merkezine olan uzaklığı  $a_1 = 0,695 \times 10^8$  m dir.

3)

$$a = a_1 + a_2 \quad (3.6)$$

Denklem 3.6 da yukarıda bulunan a ve  $a_1$  değerleri yerlerine konulduğunda İkincil yıldızın kütle merkezine olan uzaklığı  $a_2 = 3,980 \times 10^8$  m dir.

4)

$$q = M_2 / M_1 = 0,11 / 0,63 = 0,175 \quad (3.7)$$

kütle oranı denkleminde  $q = 0,175$  dir

5)

Akışın açısal momentuma uygun olarak ulaştığı en düşük enerjili yörünge yarıçapı:

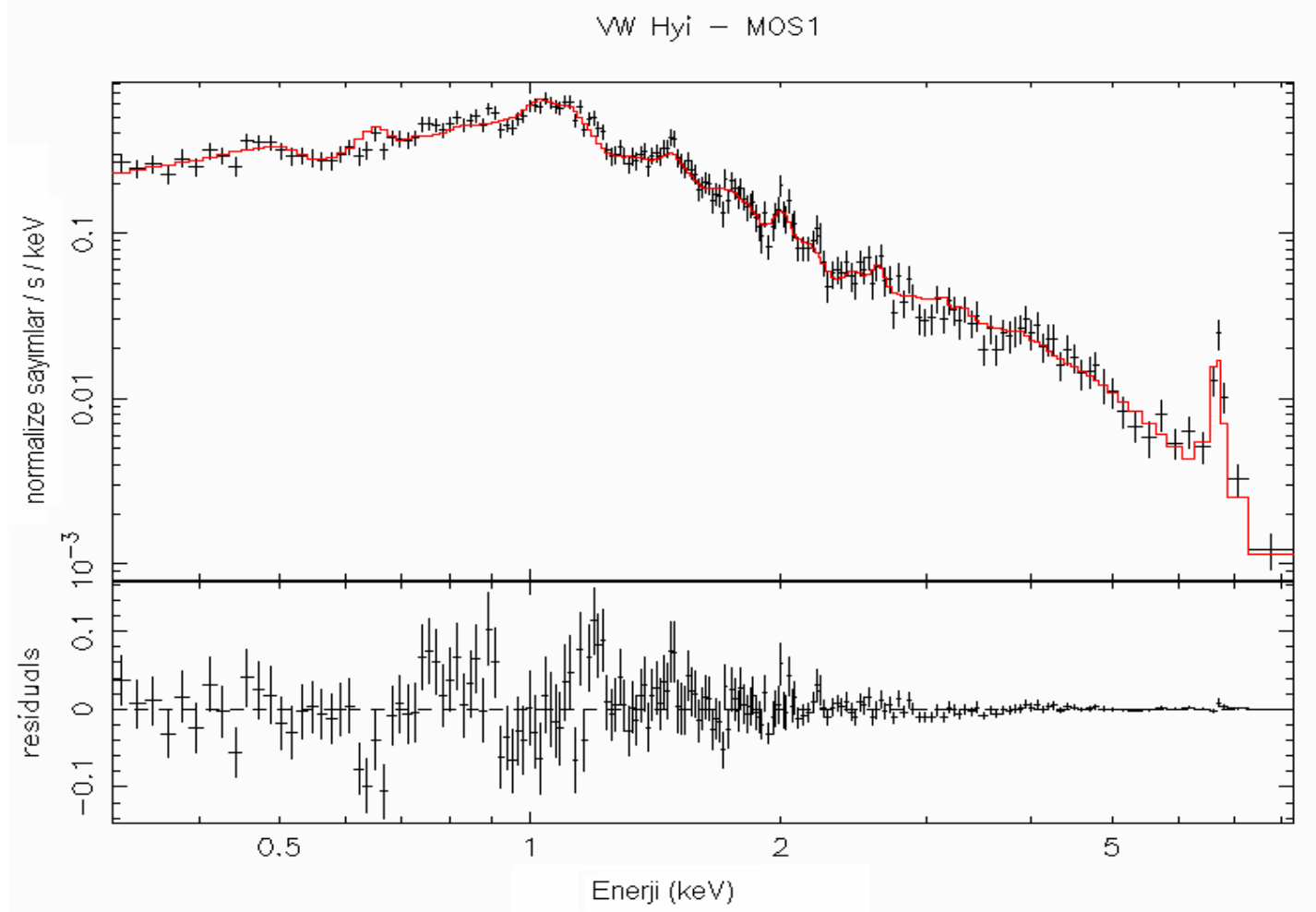
$$\frac{R_{\text{daire}}}{a} = (1 + q) [0.500 - 0.227 \log q]^4 \quad (3.8)$$

Yukarıdan bulunan eliptik çift yıldız yörüngelerinde bağıl (relatif) yörünge yarı büyük eksen (a) ve kütle oranı (q) yerlerine koyulduğunda

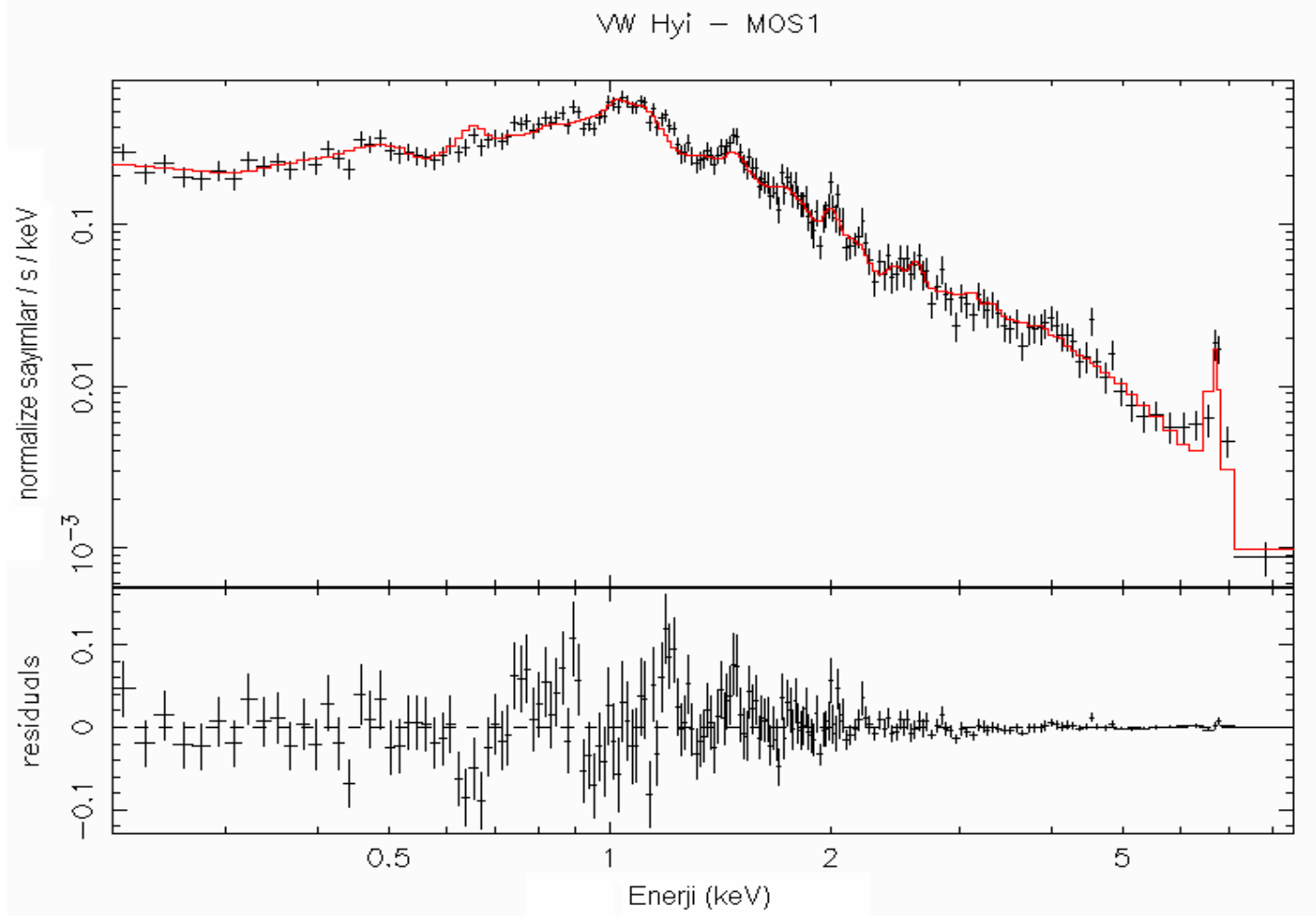
$$R_{\text{daire}} = 1,112 \times 10^8 \text{ m} = 111,2 \times 10^8 \text{ cm dir}$$

$0,5 R_{\text{daire}} > R_1$  olmalıdır.  $R_1$  beyaz cücenin yarıçapıdır ve  $R_1 = 8,3 \times 10^8$  cm dir. Bu durumda  $0,5 R_{\text{daire}} = 55,6 \times 10^8$  cm olarak hesaplanmaktadır.

$55,6 \times 10^8 \text{ cm} > 8,3 \times 10^8 \text{ cm}$  dir. Bu şartın sağlandığı ve böylece gaz akışının Beyaz cüceye çarpmadığı görülmektedir.

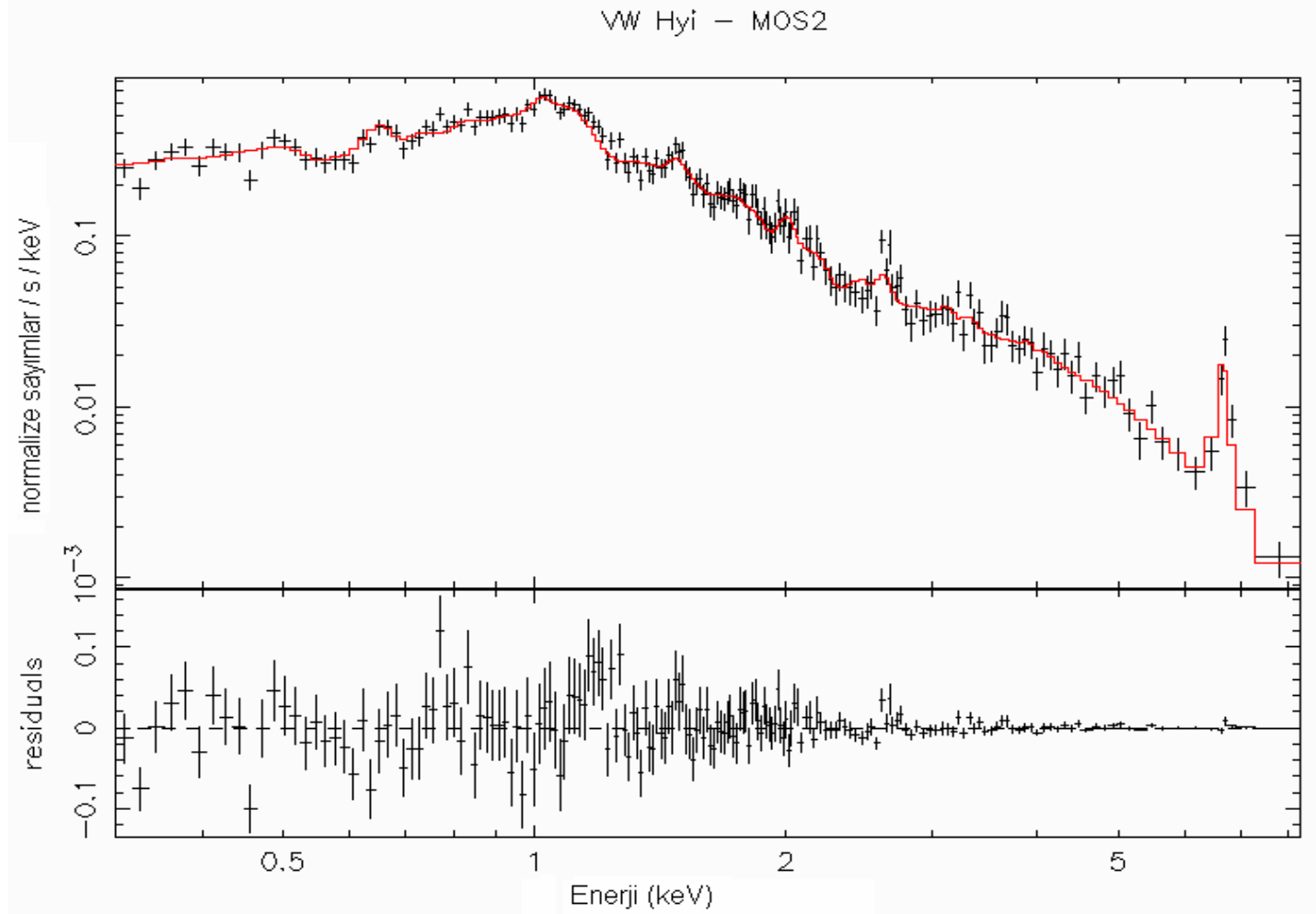


Şekil 3.21a. MOS1 tayfına CEMEKL modeli (Tablo 3.15'teki, 1. değerler) eşleştirilerek elde edilmiştir.

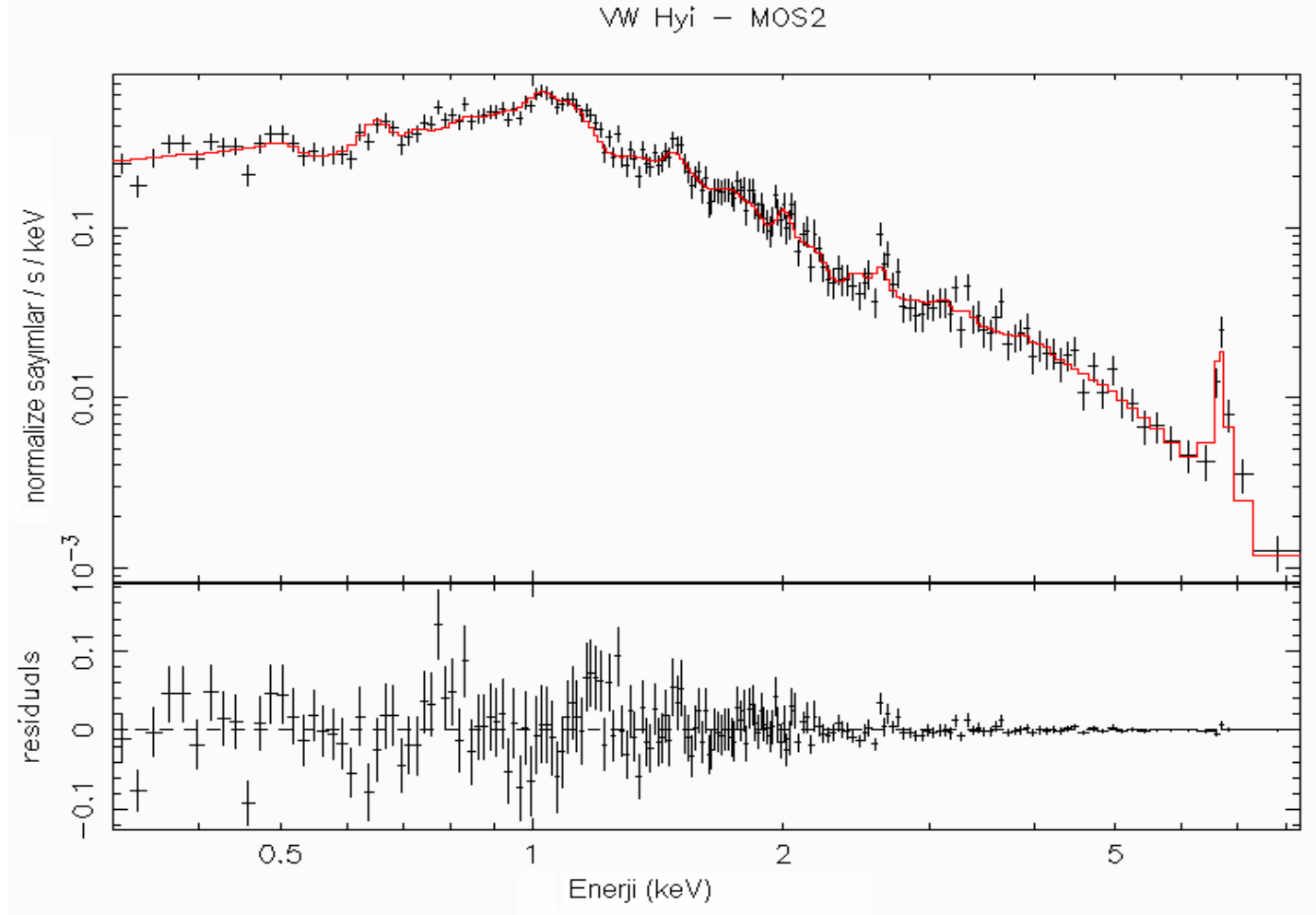


Şekil 3.21b. MOS1 tayfına CEMEKL modeli (Tablo 3.15'teki 2. değerler) eşleştirilerek elde edilmiştir.

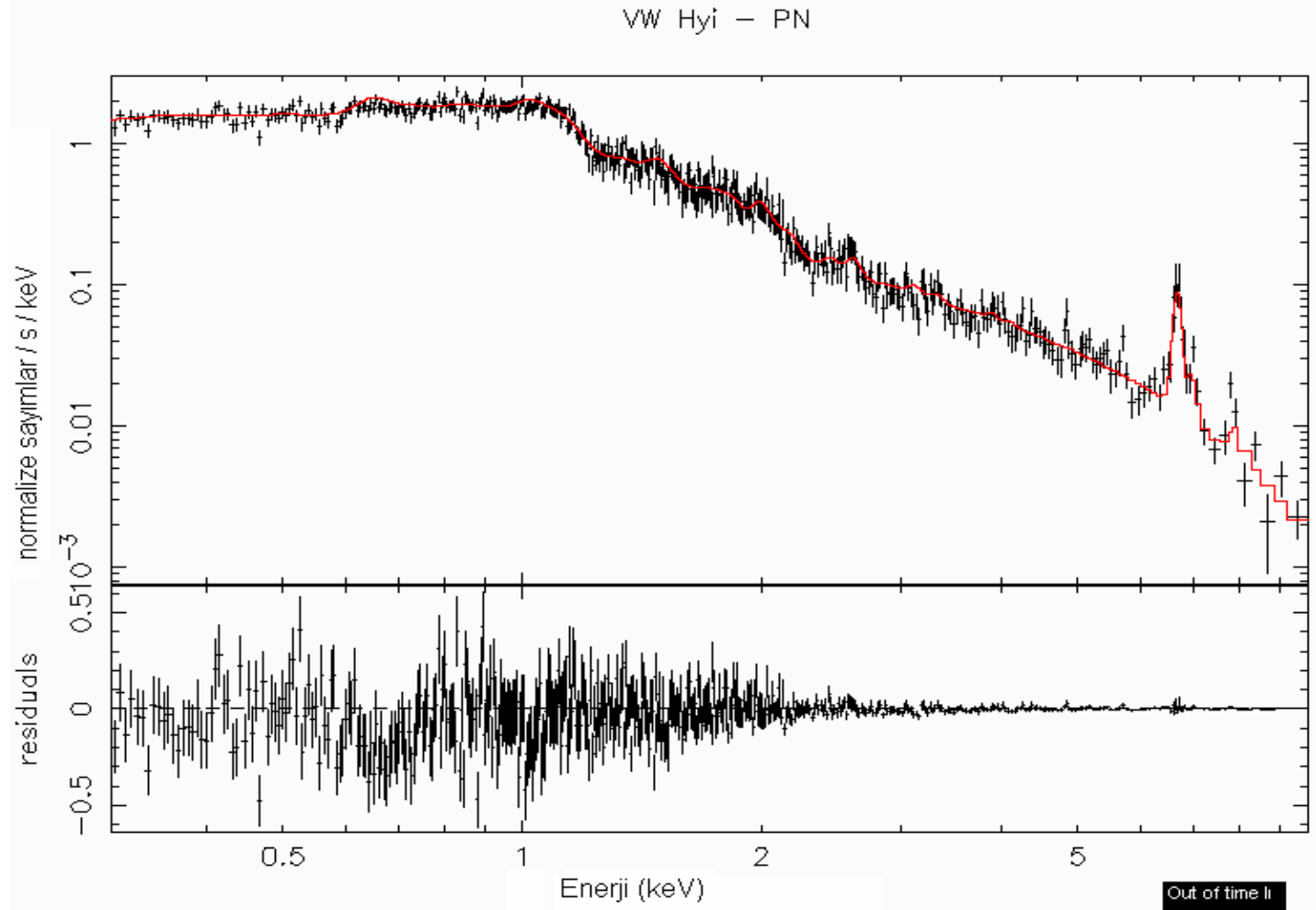




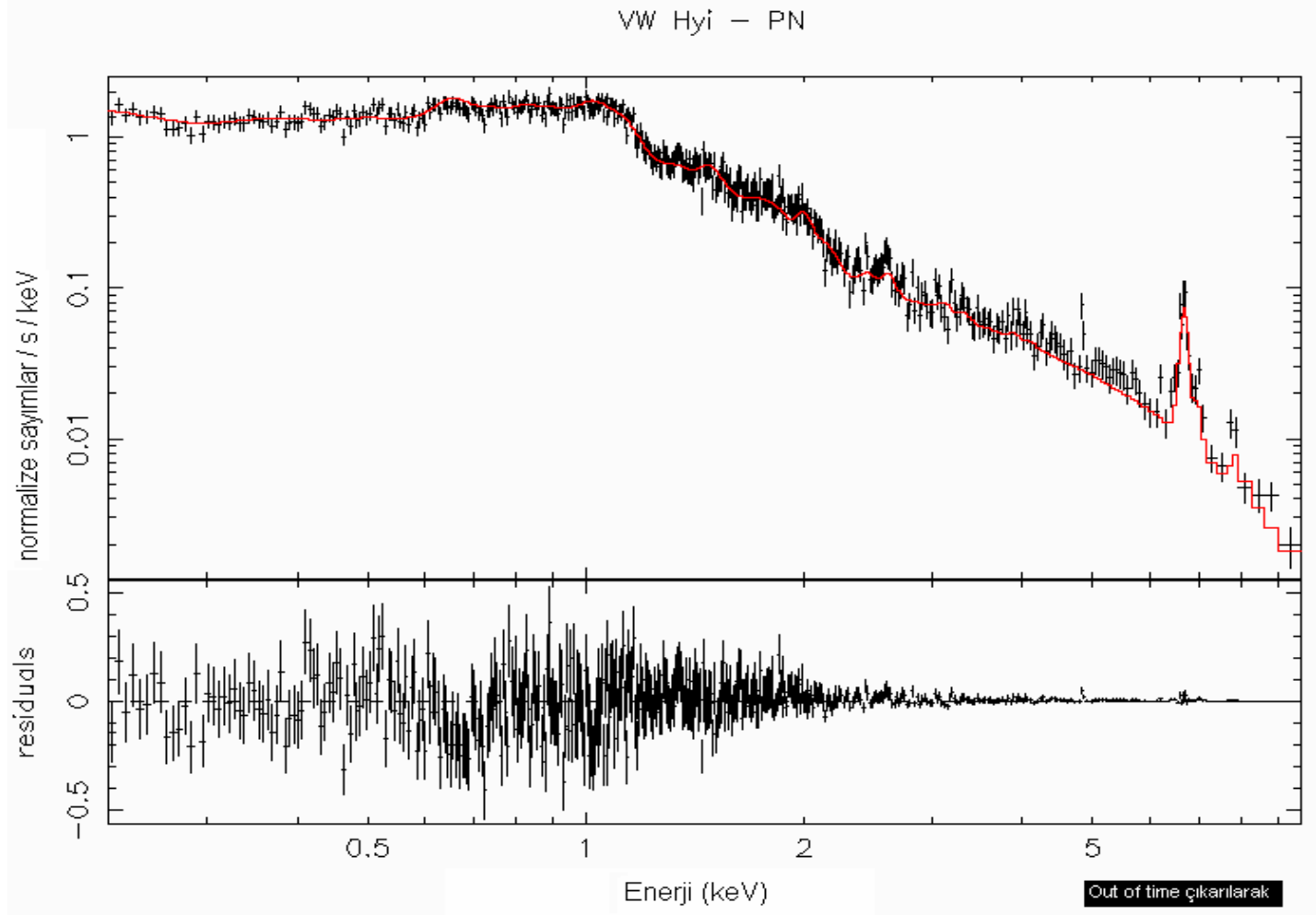
Şekil 3.22a. MOS2 tayfına CEMEKL modeli (Tablo 3.15'teki 1. değerler) eşleştirilerek elde edilmiştir.



Şekil 3.22b. MOS2 tayfına CEMEKL modeli (Tablo 3.15'teki 2. değerler) eşleştirilerek elde edilmiştir.

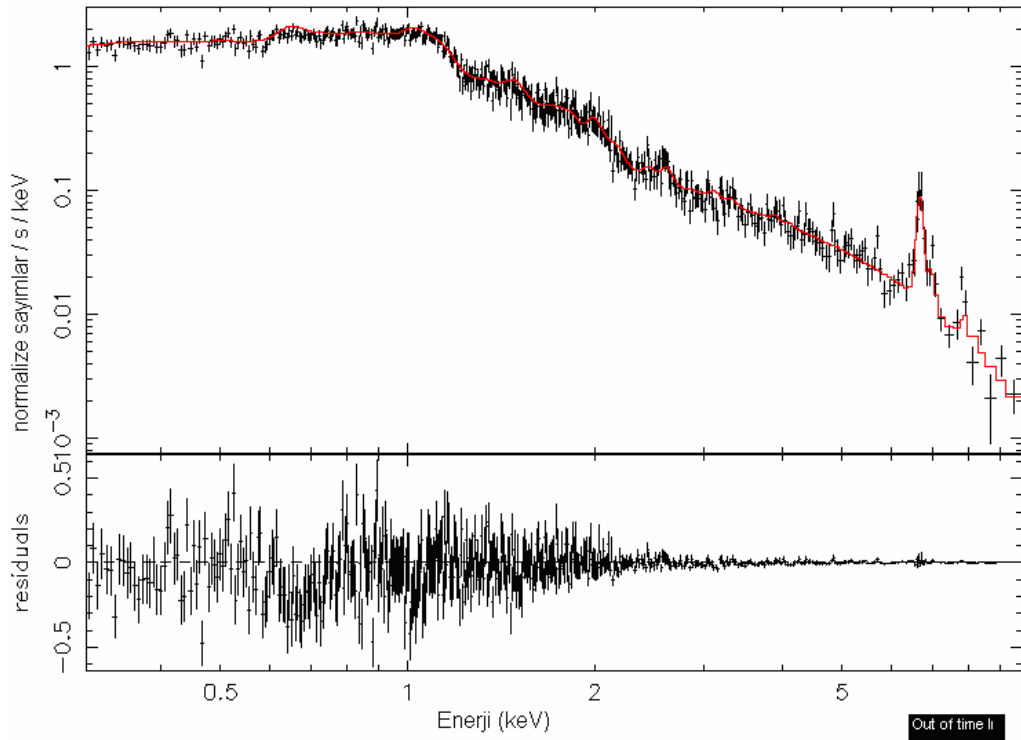


Şekil 3.23a. Gözlem hatası (Out of time) çıkarılmadan oluşturulmuş PN tayfına CEMEKL modeli (Tablo 3.15'teki 1. değerler) eşleştirilerek elde edilmiştir.

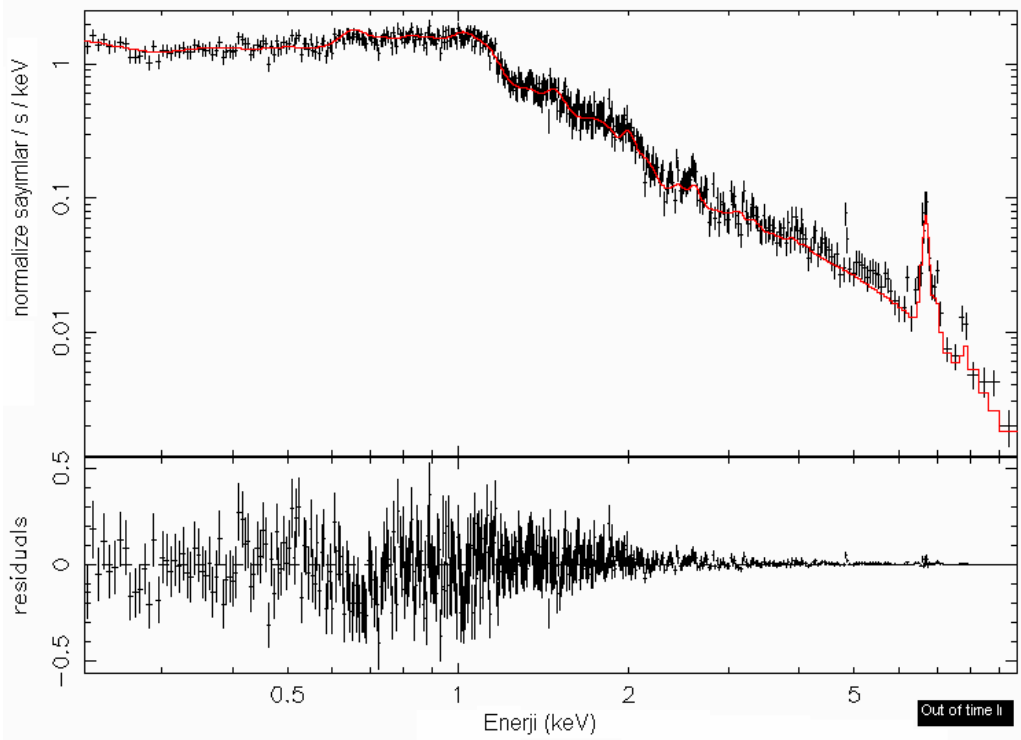


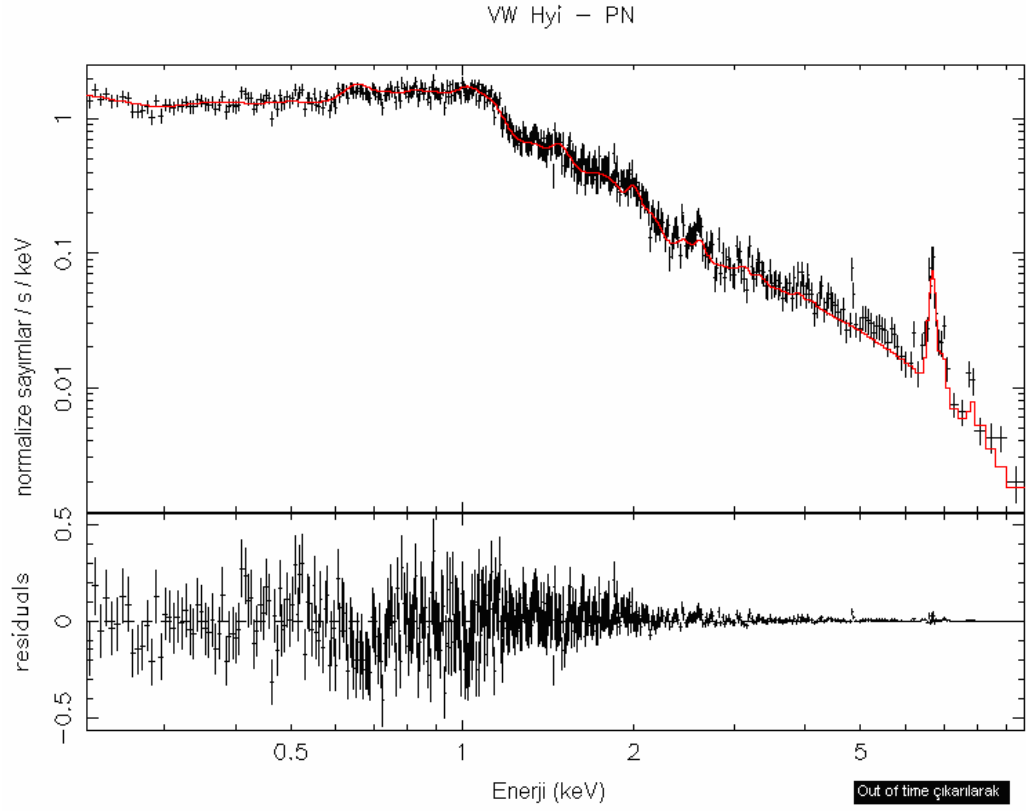
Şekil 3.23b. Gözlem hatası (Out of time) çıkarılarak oluşturulmuş PN tayfına CEMEKL modeli (Tablo 3.15'teki 1. değerler) eşleştirilerek elde edilmiştir.

VW Hyi - PN

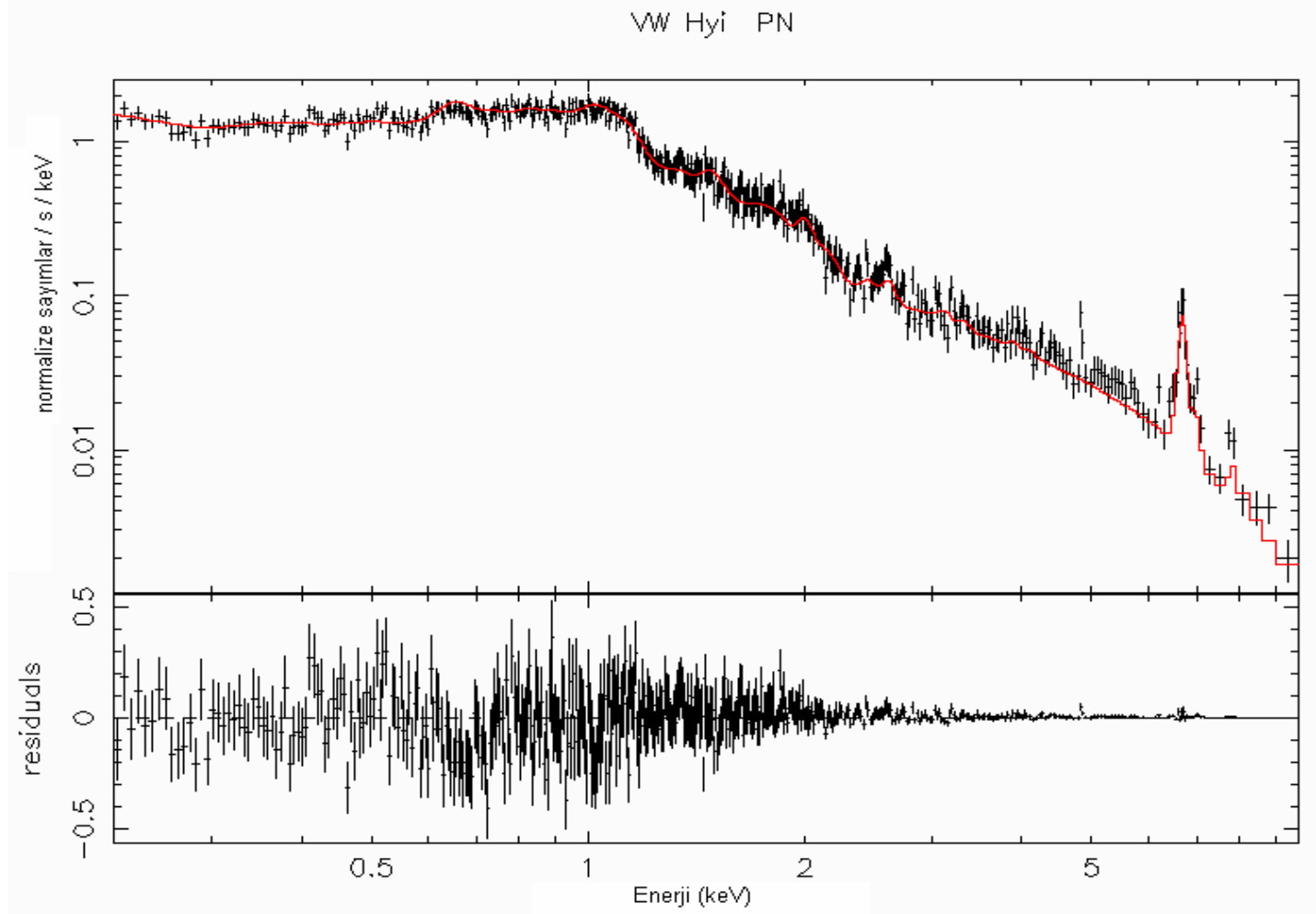


VW Hyi - PN

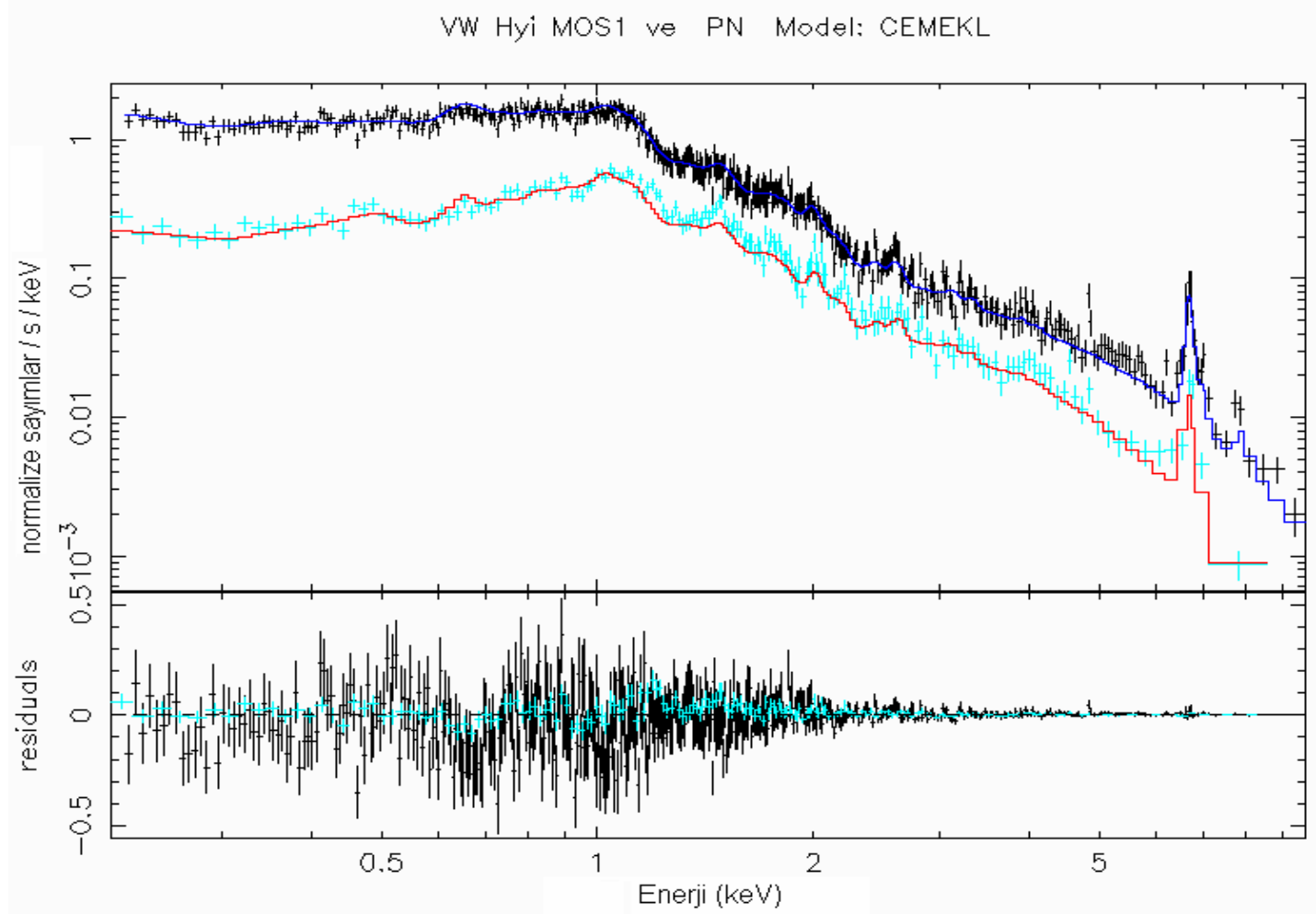




Şekil 3.24. Karşılaştırma için gözlem hatalı (out of time) ve gözlem hatası çıkarılarak elde edilen tayflar birlikte verilmiştir (CEMEKL modeli ile elde edilen eşleşme).

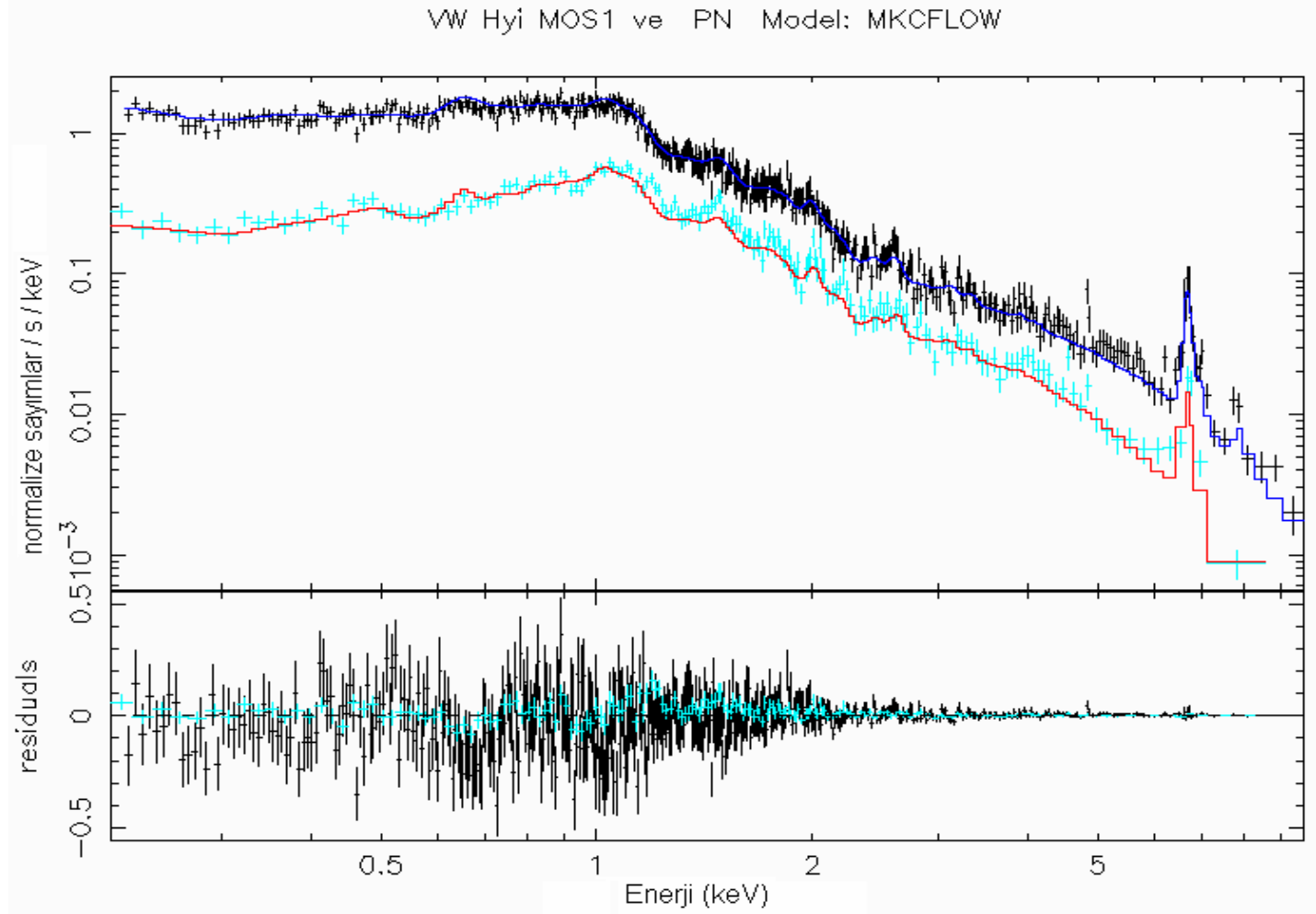


Şekil 3.25. Gözlem hatası (Out of time) çıkarılarak oluşturulmuş PN tayfına CEMEKL modeli (Tablo 3.15'teki 2. değerler) eşleştirilerek elde edilmiştir.

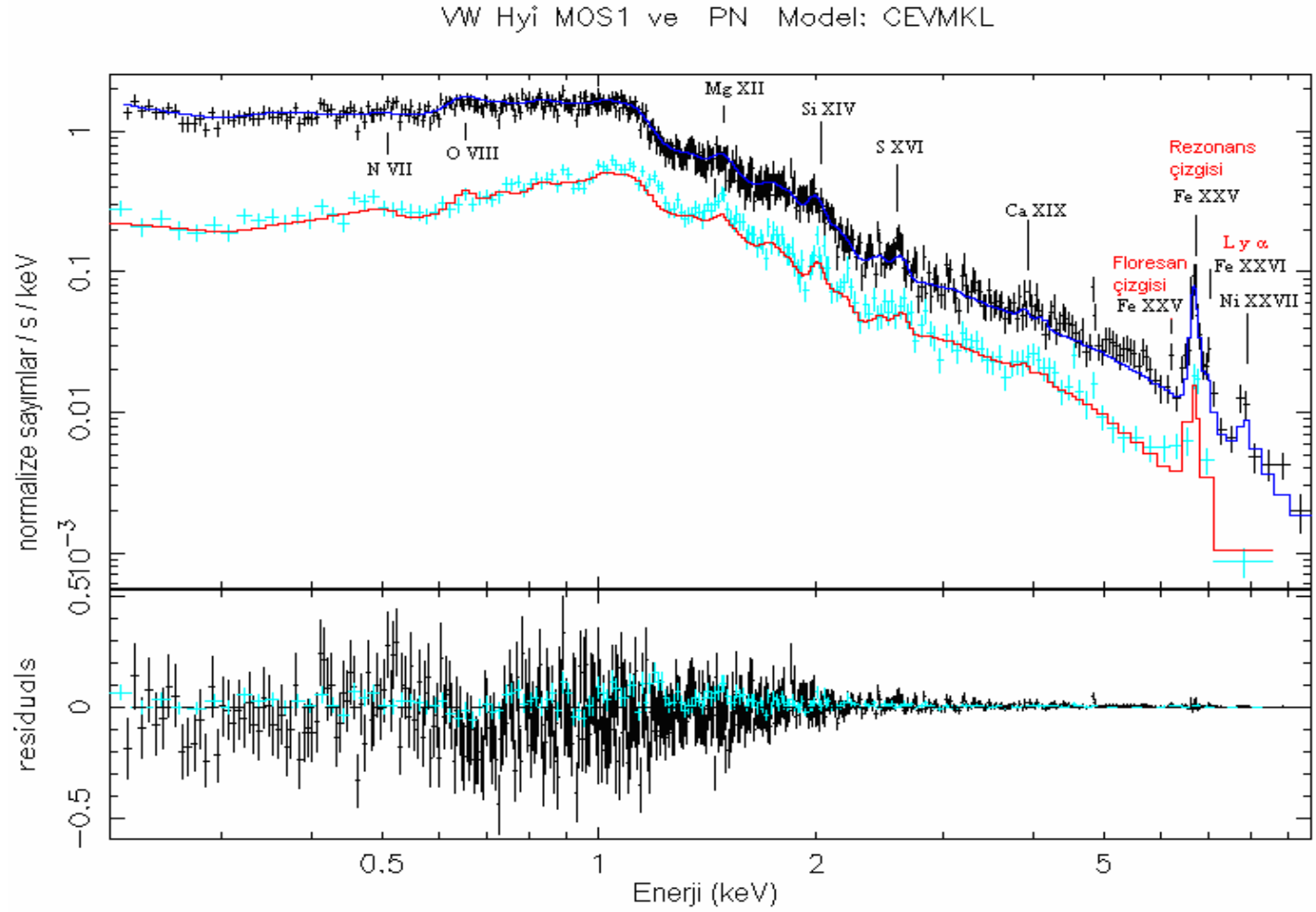


Şekil 3.26. MOS1 ve PN tayflarına CEMEKL modeli eşleştirilerek elde edilmiştir.

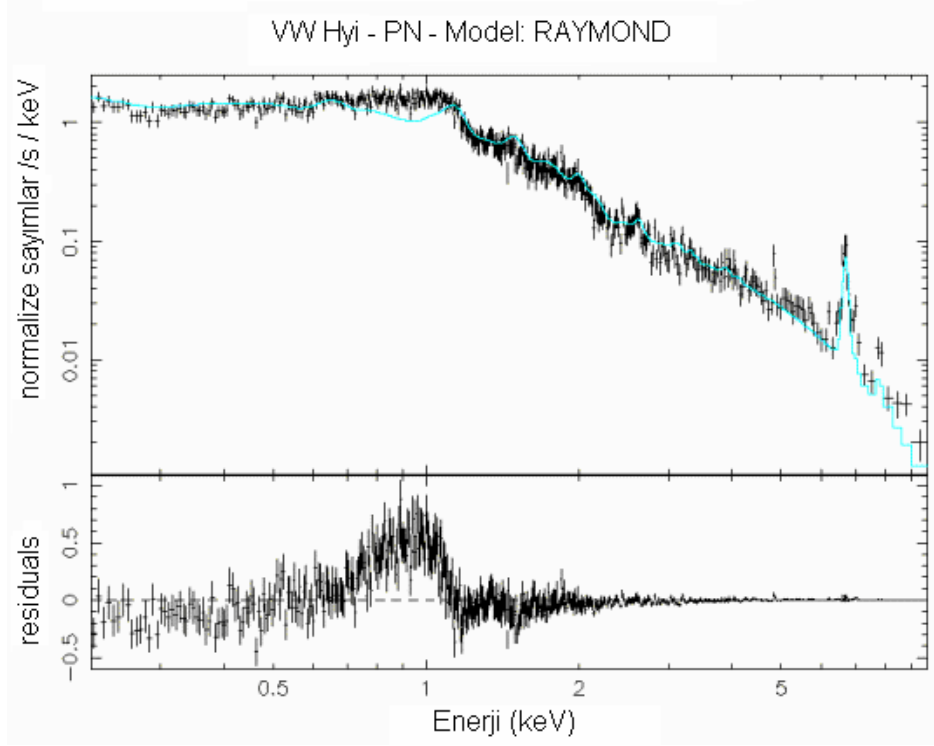




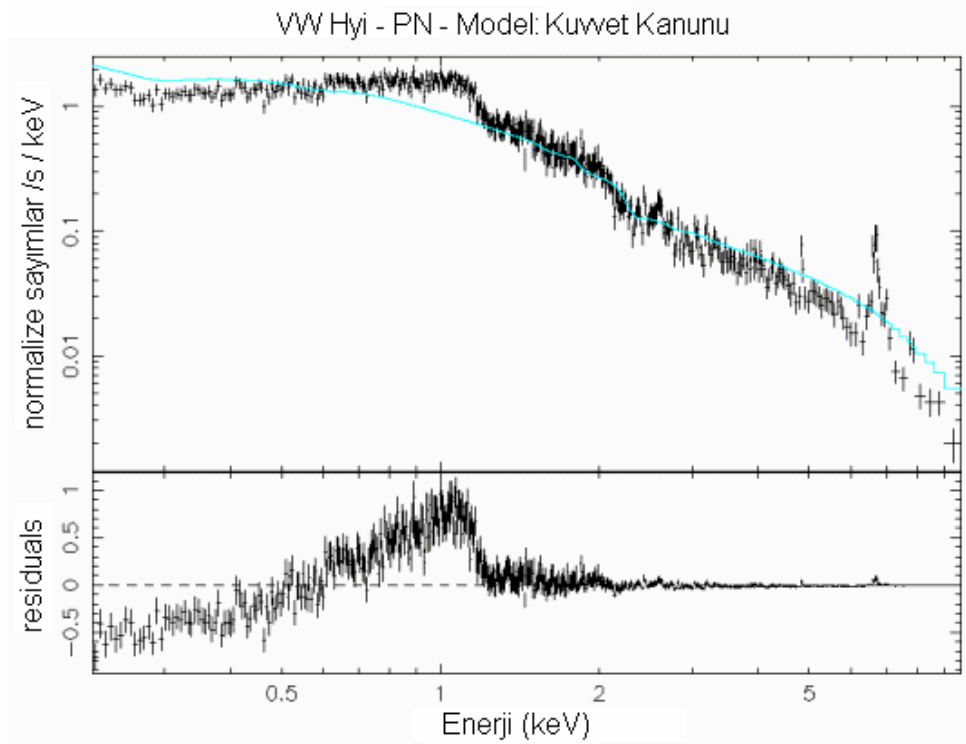
Şekil 3.27. MOS1 ve PN tayflarına MKCFLOW modeli eşleştirilerek elde edilmiştir.



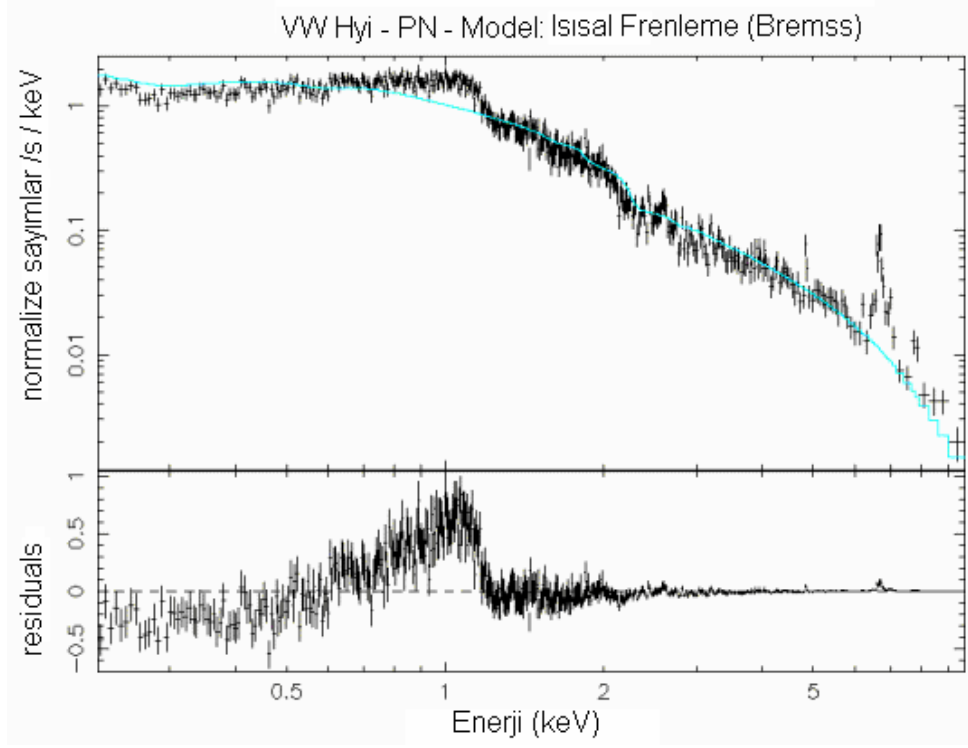
Şekil 3.28. MOS1 ve PN tayflarına CEVMKL modeli eşleştirilerek elde edilmiştir.



Şekil 3.29. PN tayfına RAYMOND modeli eşleştirilerek elde edilmiştir.



Şekil 3.30. PN tayfına Kuwvet Kanunu modeli eşleştirilerek elde edilmiştir.



Şekil 3.31. PN tayfına Isısal Frenleme modeli eşleştirilerek elde edilmiştir.

## BÖLÜM 4

### SONUÇLAR VE TARTIŞMA

Bu çalışmada sıcaklık değeri için XSPEC teki Cevmkl modeli uygulanmıştır. Bu, Mekal modelini esas alan plazma emisyon modelidir. Bu modelden, X-ışını yayımlayan plazmanın sıcaklığının  $6,28 \pm 0,2$  keV değerinde olduğu bulunmuştur. VW Hyi'deki  $\sim 6,3$  keV değerindeki maksimum plazma sıcaklığı, diğer cüce novalar ile kıyaslandığında düşüktür. Örneğin; U Gem için bu değer  $\sim 20$  keV ve SS Cyg için  $\sim 80$  keV'tur (Mukai ve diğ., 2003). VW Hyi'nin durağan hali sırasında, Hartmann ve diğ. (1999) BeppoSAX uydusu ve Wheatley ve diğ. (1996) ise ROSAT uydusu ile yapılan daha önceki gözlemlerinde soğumalı akış modelini (Cooling Flow Model) kullanarak, sırasıyla 10 keV ve 11 keV'lük düşük sıcaklık değerleri bulmuşlardır. Bu gözlemler sırasında, X-ışın akısı XMM-Newton ile gözlenenin yaklaşık iki katıdır. Bu sebeple bu çalışmada bulunandan daha yüksek sıcaklık değerleri elde edilmesi normaldir.

Sınır tabakasından bolometrik akı değeri Pandel (2004)'in belirttiği  $8,1 \times 10^{-12}$  erg cm<sup>-2</sup> s<sup>-1</sup> değerinden biraz farklı olarak Tablo 3.15'te belirtilen model eşleşmelerinden  $\sim 6,8 \times 10^{-12}$  erg cm<sup>-2</sup> s<sup>-1</sup> bulunmuştur. Bu akı değeri tayf modeli eşleşmelerinin tümünde yaklaşık olarak aynı değeri vermiştir. Ayrıca X-ışın akısının Morötesi akısına oranı da  $F_X / F_{UV} \approx 0,04$  olarak hesaplanmıştır.

Bu çalışmada hesaplanan sınır tabakası ışıınım gücü  $L_{\text{sınır}} \sim 6,8 \times 10^{30}$  erg / s dir. Bu ışıınım gücü değeri Pandel ve diğ. (2003a) in verdiği  $8,1 \times 10^{30}$  erg / s değerinden farklıdır. Aynı veri seti kullanılmasına rağmen Pandel ve diğ. (2003a) veri üzerinde bazı ayarlamalar yapmış olduğundan farklı değerler elde edilmiştir. Bu çalışmadaki  $6,8 \times 10^{30}$  erg / s değerindeki sınır tabakası ışıınım gücü ve Pringle ve diğ. (1987) ve Verbunt ve diğ. (1987) nin VW Hyi'nin durağan hali için belirttiği  $F_{\text{opt}} = F_{UV} = 1,7 \times 10^{-10}$  erg cm<sup>-2</sup> s<sup>-1</sup> değeri kullanılarak hesaplanan  $4 \times 10^{31}$  erg / s değerindeki disk

ışınım gücü kullanılarak, sınır tabakası ışıınım gücünün disk ışıınım gücüne oranı  $L_{\text{sınır}}/L_{\text{disk}} = 6,8 \times 10^{30} / 4 \times 10^{31} \approx 0,2$  değeri elde edilmiştir. Bu değeri, Belloni ve diğ. (1991)'nin bulduğu 0,1 değerinin iki katıdır fakat, Pandel ve diğ. (2003a) 'nin bulduğu 0,2 değeri ile aynıdır. Sınır tabakasından beyaz cüce üzerine kütle yığılma oranı  $kT_{\text{maks}} = 6,28 \text{ keV}$  için  $\dot{M}_{\text{sınır}} = 2,71 \times 10^{14} \text{ gr / sn}$  ( $4,3 \times 10^{-12} M_{\odot}/\text{yr}$ ) değerinde bulunmuştur. Bu değeri Pandel ve diğ. (2003a)'nin  $5 \times 10^{-12} M_{\odot}/\text{yr}$  değerine yakındır. Pandel ve diğ. (2003a)'nden yığılma diskindeki kütle aktarım oranı  $\dot{M}_{\text{disk}} = 12 \times 10^{-12} M_{\odot}/\text{yr}$  değeri alınarak  $\dot{M}_{\text{sınır}} / \dot{M}_{\text{disk}} \approx 0,36$  değeri hesaplanmıştır. Bu değeri Pandel ve diğ. (2003a)'nin belirttiği 0,42 değerine yakındır. Burada Pandel ve diğ (2003a) ile aynı sonuçları bulmamız aynı veri setini kullandığımız için zaten beklenen bir sonuçtur. Belloni ve diğ (1991) çalışmalarında kullandıkları veri, 0,08-2,4 keV enerji aralığındaki çok yumuşak X-ışıını fotonlarından oluşmaktadır. Dolayısı ile daha geniş bir enerji aralığındaki (0,0-10 keV) fotonları toplayan XMM-Newton ile elde edilen sınır tabakası ışıınım gücünün Belloni ve diğ. (1991) bulduğundan fazla olması doğaldır. Kütle aktarım oranından, yığılan gazın yaklaşık yarısının rüzgarda kaybolduğu anlaşılmaktadır. Bu da Meyer ve Meyer-Hofmeister (1994)'in Tek boyut modeline uymaktadır.

Bu çalışmada gerçekleştirilen tayf analizi sonucunda veriye en iyi uyum sağlayan model CEVMKL modeli olmuştur. Bu teorik model bu X-ışınlarını yayınlayan plazmanın optik olarak ince olmasını ve bir  $T_{\text{maks}}$  ile başlayan ve bir  $T_{\text{min}}$  ile biten sıcaklık dağılımına sahip olması gerektiğini öngörmektedir. Ayrıca bu modelde sıcak ortamın bir kanıtı olarak çeşitli elementlerin iyonize olmuş çizgileri de görülmektedir (Bakınız Tablo 3.14).

Tayftan elde edilen  $kT_{\text{maks}} \sim 6,28 \pm 0,2 \text{ keV}$  ( $7,3 \times 10^7 \text{ K}$ ) sıcaklık değeri ve tayftaki emisyon çizgilerinin çokluğu, sıcak ve optik olarak ince plazmanın göstergesidir.

Bu teorik modele (CEVMKL) uyan X-ışınlarının yayımlandığı bölgedeki yapıyı açıklayan modellerden biri soğumalı akış modeli olarak adlandırılmıştır. Bu modelde

yüksek sıcaklıktaki diskten madde, derece derece soğuyarak beyaz cüce üzerine düşmektedir. Yalnız burada elde edilen X-ışınlarının yayınlandığı bölgenin yapısına karar verirken unutulmaması gereken en önemli nokta, VW Hyi sisteminin patlamaları sırasında mor ötesi gecikmesi göstermesidir. Genel olarak kabul gördüğü üzere yumuşak X-ışınları ve mor ötesi dalga boyundaki ışınlar, yığılma diski ile beyaz cüce arasındaki sınır tabakasından, optik bölgedeki ışınımın önemli bir kısmı da yığılma diskinden yayınlanır. Optik bölgede patlama gözlenmeye başlandıktan yaklaşık bir gün sonra mor ötesi bölgede patlama görülmeye başlanması şeklinde gerçekleşen mor ötesi gecikmesini en iyi açıklayan teorik modellerden biri Meyer ve Meyer-Hofmeister (1994)'in, durağan haldeki cüce novalarda diskin iç kısmının kararsız olduğunu ve koronal sifon akışı yoluyla buharlaştığını, yani disk ile beyaz cüce arasında disk maddesi bulunmayan ve delik adı verilen bir bölgenin oluştuğunu öngördükleri modeldir. Bu modelde diskten buharlaşarak beyaz cüce etrafında sıcak bir korona oluşturan gaz kısmen beyaz cüce üzerine yığılmakta ve kısmen de rüzgarda kaybolmaktadır. Eğer koronadaki yoğunluk çok düşükse, X-ışın tayfında beyaz cüce üzerine çökerken soğuyan plazmanın emisyonu baskın olmaktadır ki bu çalışmada elde edilen tayf modeli de tam olarak bu soğumaya işaret etmektedir. Yani elde edilen X-ışın tayfı, sınır tabakasındaki koronada bulunan sıcak ve optik olarak ince plazmanın beyaz cüce üzerine çökerken soğuduğunu göstermektedir. Pandel ve diğ. (2003b ve 2005) çalışmalarında sadece soğumalı akış modelini gözönüne almışlar ve fakat bu durumda mor ötesi gecikmesi gerçeğini göz ardı etmişlerdir. Bu eksikliği kapatmak için bir yolun Meyer ve Meyer-Hofmeister (1994) in Koronal sifon modeli olabileceğini belirtmişler ama bu modelden yola çıkarak korona ile ilgili herhangi bir değer hesaplamamışlardır. Bu çalışmada Pandel ve diğ. (2003b ve 2005)'nden farklı olarak CEVMKL modelinde elde edilen  $T_{maks}$  değerinin koronadaki sıcaklık olduğu kabul edilmiş ve buna bağlı olarak diskten koronaya yükselen maddenin yığılma oranı ( $\dot{m}$ ) ve ikincil yıldızdan beyaz cüce üzerine akan maddenin yığılma oranı ( $\dot{M}$ ) ve beyaz cücenin efektif sıcaklığı ( $T_{eff}$ ) Denklem 1.50, Denklem 1.51 ve Denklem 1.52 kullanılarak hesaplanmıştır. Bu değerler sırasıyla  $\dot{m} \sim 2,1 \times 10^{-4} \text{ g cm}^{-2} \text{ s}^{-1}$ ,  $\dot{M} \sim 1,25 \times 10^{15} \text{ g s}^{-1}$  ( $2 \times 10^{-11} M_{\odot} / \text{yr}$ ) ve  $T_{eff} \sim 19494 \text{ }^{\circ}\text{K}$  olarak bulunmuştur. Teorik modeller diskten beyaz cüce üzerine

olan madde yığılma oranı için  $2 \times 10^{16} \text{ gs}^{-1}$  değerini kritik değer olarak kabul ederler (Pringle ve Savonije, 1979; Narayan ve Popham, 1993; Patterson ve Raymond, 1985b ve Warner, 1995). Eğer bir diskteki kütle yığılma oranı bu değerden küçük ise oradaki madde optik olarak ince olacak ve ısısal frenleme mekanizması ile ışınım yayınlıyacaktır. Bu çalışmada veri noktaları ile en iyi eşleşmeyi veren CEVMKL modeli ısısal frenleme mekanizmasını temel alan bir modeldir.

Ayrıca bu çalışmada eliptik çift yıldız yörüngelerinde bağıl (relatif) yörünge yarı büyük eksenini için  $a = 4,675 \times 10^8 \text{ m}$  değeri, birincil yıldızın kütle merkezine uzaklığı için  $a_1 = 0,695 \times 10^8 \text{ m}$  ve ikincil yıldızın kütle merkezine uzaklığı için ise  $a_2 = 3,980 \times 10^8 \text{ m}$  değerleri elde edilmiştir.

Rana ve diğ. (2006) nin de belirttiği gibi, sistemin küçük eğiminden dolayı ( $i \sim 60^\circ$ ) tutulma olmaması, X-ışın ve EUV (Extreme Ultraviole, Uç Morötesi) yayınlıyan sınır tabakasının direkt olarak görülmesine imkan sağlamaktadır. Sistem durağan halde iken optik olarak ince bileşenler baskındır. Bu çalışmada manyetik olmayan Coşkun değişenlerden biri olan VW Hyi'nin durağan haldeki X-ışın tayfında Fe  $K\alpha$  emisyonunun Fe XXV bileşeninin  $6,7002 \text{ keV}$ 'daki rezonans çizgisinin baskın olduğu Şekil 3.28'deki EPIC tayfindan görülmektedir. Tayfta bu çizginin bulunması ışınım yapan plazma için  $3 \times 10^7 \text{ K}$  den büyük sıcaklığı göstermektedir ki bu çalışmada  $T_{\text{maks}} \sim 7,3 \times 10^7 \text{ K}$  bulunmuştur. Ayrıca yine Fe XXV bileşeninin  $6,42 \text{ keV}$  deki floresan çizgisi de Şekil 3.28'deki tayfta görülmektedir. Bu çizgi de, sistem durağan halde iken, sert X-ışınlarının beyaz cüce yüzeyinden ve/veya yığılma diskinin iç kısmından yansımaları nedeniyle oluşmaktadır. Durağan haldeki düşük yığılma oranlarında diskin iç kısmı ya yoktur ya da optik olarak incedir ve böylece gözlenen yansıtma bileşenine bir miktar katkı sağlamaktadır. Bu nedenle durağan halde cüce novalardaki floresan Fe çizgisine önemli katkı beyaz cüce yüzeyinden gelmektedir. Ayrıca Fe XXV tripletinin  $6,7 \text{ keV}$  da baskın olması, durağan halde çarpışmalı iyonlaşma-dengesindeki plazmayı göstermektedir. Fe  $K\alpha$  emisyonunun Fe XXVI Ly  $\alpha$  çizgisi de tayfta görülmektedir, bu, sınır tabakasındaki maddenin hareketini işaret eder. Fe XXV ve Fe XXVI çizgileri,  $10^7 - 10^8 \text{ K}$  sıcaklığa sahip plazmadan gelmektedir. Bu çalışmada



~ 6,28 keV ( $7,3 \times 10^7$  K) aralığında tespit edilen plazma sıcaklığı bu yapıya uygundur.

Baskill ve diğ.(2005) nin de ifade ettiği gibi, demir çizgilerinin etrafındaki kalanlar (Residuals), soğuk maddeden X-ışın yansımasının (floresan) işaretidir. Coşkun değişenlerde, şok ısınmalı gazın beyaz cücenin yüzeyi üzerine çökerken soğuduğu sıcaklık aralığından emisyon beklenmektedir (ör: Wheatley ve diğ., 1996; Done ve Osborne, 1997; Mukai ve diğ., 2003). Sıcaklık dağılımı, düşük enerjilerde, özellikler Fe L-kabuk (~1 keV) etrafındaki eşleşmeyi etkileyebilmektedir.

Bu çalışmada tayfta, 6,9 keV de görülen Fe XXVI çizgisi, Pandel (2004) in de açıkladığı gibi daha yüksek sıcaklıkta plazmanın ya olmadığını ya da X-ışınlarında verimli ışınım yapmadığını göstermektedir.

## KAYNAKLAR

- Adams D.J., 1980. *Cosmic X-ray Astronomy, Monographs on Astronomical Subject: 6*. Adam Hilger Ltd. Bristol.
- Ak T., Ozkan M.T., Mattei J.A., 2002. Statistical analysis of the long-term visual light curve parameters of dwarf novae. *A&A*, 389: 478-484 .
- Aliş S., 2002. Interacting Binary Stars, Katakлизмik Değişenler, Gözlemsel Bir Genel Bakış.
- Arnaud K., Dorman B., 2003. An X-Ray Spectral Fitting Package User's Guide for version 11.3.x [http://heasarc.nasa.gov/lheasoft/xanadu/xspec/xspec11/xspec11.3\\_manual.pdf](http://heasarc.nasa.gov/lheasoft/xanadu/xspec/xspec11/xspec11.3_manual.pdf).
- Baskill D.S., Wheatley P.J., Osborne J.P., 2005. The complete set of ASCA X-ray observations of non-magnetic cataclysmic variables. *Astron.Soc.*, 357: 626-644.
- Bateson F.M., 1977. The light curve of a dwarf nova, VW Hydri. *New Zealand Journal of Science*, 20: 73-122.
- Bateson F.M., 1979. Outbursts of Southern Dwarf Novae, Colloquium. *Intern. Astronomical Union*, 46: 89.
- Bateson F.M., 1988. Southern dwarf novae. *Vistas in Astronomy*, 31: 301-306.
- Bateson F.M., 1993. Do some dwarf novae have short-lived flares or precursors to outbursts? - Paper 3. *Royal Astronomical Society of New Zealand - Publications of Variable Star Section*, 19: 54-55.
- Bath G.T., Pringle J.E., Whelan J.A.J., 1980. Spectrophotometry of dwarf novae in the wavelength range 1250-7500 Å. *Royal Astronomical Society, Monthly Notices*, 190: 185-194.
- Becker R.H., 1981. X-ray observations of cataclysmic variables. *Astrophysical Journal, Part 1*, 251: 626-629.
- Belloni T., Verbunt F., Beuermann K., Bunk W., Izzo C., Kley W., Pietsch W., Ritter H., Thomas H.C., Voges W., 1991. Rosat observations of the Boundary layer between the white dwarf and the accretion disk of VW Hydri. *Astronomy and Astrophysics*, 246:L44-L46.
- Benz A.O., Guedel M., 1989. VLA detection of radio emission from a dwarf nova.

- Astronomy and Astrophysics*, 218: 137-140.
- Cordova F.A., Nugent J.J., Klein S.R., Garmire G.P., 1980. The HEAO-A2 Soft X-ray Survey of Dwarf Novae in Outburst. *Monthly Notices Royal Astronomical Society*, 190:87-97.
- Cordova F.A., Mason K.O., Nelson J.E., 1981. X-ray observations of selected cataclysmic variable stars using the Einstein Observatory. *Astrophysical Journal, Part 1*, 245:609-617.
- Cordova F.A., Mason K.O., 1983. X-Ray Emission. *Accretion-Driven Stellar X-Ray Sources*, 154.
- Cordova F.A., Mason K.O., 1984. Observations of cataclysmic variable star winds. *Goddard Space Flight Center Future of Ultraviolet Astronomy Based on Six Years of IUE Res.* 377-381.
- Crawford J.A., Kraft R.P., 1956. An Interpretation of AE Aquarii. *Astrophysical Journal*, 123: 4.
- Dahlem M. (18.01.1999). XMM Users' Handbook, [http://heasarc.nasa.gov/docs/xmm/uhb/XMM\\_UHB.html](http://heasarc.nasa.gov/docs/xmm/uhb/XMM_UHB.html)
- Den Herder J.W., Brinkman A.C., Kahn S.M., Branduardi-Raymont G., Thomsen K., Aarts H., Audard M., Bixler J.V., den Boggende A.J., Cottam J., Decker T., Dubbeldam L., Erd C., Goulooze H., Güdel M., Guttridge P., Hailey C.J., Janabi K.A., Kaastra J.S., de Korte P.A.J., van Leeuwen B.J., Mauche C., McCalden A.J., Mewe R., Naber A., Paerels F.B., Peterson J.R., Rasmussen A.P., Rees K., Sakelliou I., Sako M., Spodek J., Stern M., Tamura T., Tandy J., de Vries C.P., Welch S., Zehnder A., 2001. The Reflection Grating Spectrometer on board XMM-Newton. *Astronomy and Astrophysics*, 365: L7-L17.
- Deng S.B., Zhang Z.Y., Chen J.S., 1994. A Statistical Study of IUE Spectra of Dwarf Novae I. Quiescence. *Astronomy and Astrophysics*, 281:759-774.
- Done C., Osborne J. P., 1997. The X-ray spectrum of the dwarf nova SS CYG in quiescence and outburst. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 288: 649-664.
- Echevarria J., Tovmassian G.J., Shara M., Tapia M., Bohigas J., Jones D.H.P., Gilmozzi R., Costero R., Lopez J.A., Roth M., Alvarez M., Rodriguez

- L.F., De Lara E., Stover R.J., Martinez-Roger C., Garzon F., Asatrian N., Vogt N., Szkody P., Zsoldos E., Mattei 30. Bateson F.M., 1996. Simultaneous Multiwavelength Observations of Dwarf Novae. I. SU Ursae Majoris: Minihumps at a Minioutburst?. *The Astrophysical J.*, 467: 851-859.
- Eggleton P.P., 1983. The origin and evolution of cataclysmic binaries, Cataclysmic variables and related objects. *Proceedings of the Seventy-second Colloquium*, Haifa, Israel, Dordrecht, D. Reidel Publishing Co., 239-255.
- Ehle M., Breitfellner M., Díaz T.M., González R.R., Guainazzi M., Loiseau N., Rodríguez P., Santos-Lleó M., Schartel N., Tomás L., Verdugo E., Dahlem M., 2007, ESA Pres, XMM-Newton Users' Handbook Issue 2.5.
- Eracleous M., Halpern J., Patterson J., 1991. X-ray spectra of cataclysmic variables from the Einstein Observatory. *Astrophysical Journal*, 382: 290-300.
- Elliot K., (2002). *XMM-Newton EPIC Background Analysis*. 12/04/2002, <http://www.sr.bham.ac.uk/xmm3>.
- Fabian A.C., Arnaud K.A., Bautz M.W., Tawara Y., 1994. ASCA observations of cooling flows in clusters of galaxies. *Astrophysical Journal*, Part 2 - Letters, 436: L63-L66.
- Faulkner J., 1971. Ultra-short period binaries, gravitational radiation and mass transfer. *Bull. Am. Astron. Soc.*, 3: 502.
- Ferland G.J., Pepper G.H., Langer S.H., MacDonald J., Truran J.W., Shaviv G., 1982. The mystery of the missing boundary layer. *Astrophysical Journal*, Part 2 - Letters to the Editor, 262: L53-L58.
- Gansicke B.T., Beuermann K., 1996a, The cooling of the white dwarf in VW Hyi. *A&A.*, 309L..47G.
- Gansicke B.T., Beuermann K., 1996b, VW Hyi: a rapidly cooling white dwarf?. *ASSL..208..251G*.
- Gänsicke B., 1999. The properties of white dwarfs in cataclysmic variables: A complex interplay with the accretion process, 11th European Workshop on White Dwarfs, ASP Conference Series #169, Edited by S.-E. Solheim

- and E.G. Meistas. *Astronomical Society of the Pacific (San Francisco)*, 315.
- Gänsicke B.T., Koester D., 1999. SW Ursae Majoris, CU Velorum and AH Mensae: three more accreting white dwarfs unveiled?. *Astronomy and Astrophysics*, 346: 151-157.
- Ginzburg V.L., Syrovatskii S.I., 1963. Cosmic Rays in Metagalactic Space. *Soviet Astronomy*, 7:357-364.
- Godon P., 1995. The Propagation of Acoustic Waves and Quasi-periodic Oscillations in Accretion Disc Boundary Layers. *Monthly Notices Royal Astronomical Society*, 274: 61-74.
- Godon P., Sion E.M., 2003. Modeling Accretional Heating in Dwarf Novae. *The Astrophysical Journal*, 586: 427-431.
- Godon P., Sion E.M., Cheng F.H., Szkody P., Long K.S., Froning C.S., 2004. Far Ultraviolet Observations of the Dwarf Nova VW Hyi in Quiescence. *ApJ*.612..429G.
- Godon P., Sion E.M., 2005. The boundary layer of VW Hyi in quiescence. *MNRAS*.361..809G.
- Haefner R., Schoembs R., Vogt N., 1979. The outbursts of the dwarf nova VW Hydri - A comparative study of short and long eruptions. *Astronomy and Astrophysics*, 77: 7-24.
- Hartmann H.W., Wheatley P.J, Heise J., Mattei J.A., Verbunt F., 1999. The X-ray spectra of VW Hydri during the outburst cycle. *Astronomy and Astrophysics*, 349:588-594 .
- Hasenkopf C.A., Eracleous M., 2002. ASCA X-Ray Spectra of Non-Magnetic Cataclysmic Variables, American Astronomical Society, 201st AAS Meeting, #120.03. *Bulletin of the American Astronomical Society*, 34: 1301.
- Hellier C., 2001. *Cataclysmic Variable Stars: How and why they vary*. Praxis Publishing, Chichester, UK, 210 p.
- Hernandez C., (2008). *XMM-Newton Science Operations Centre*. 17 Nisan 2008, <http://xmm.vilspa.esa.es>
- Howell S.B., Herzog A., Robson I., 1996. A Search for 100 $\mu$ m and Submm

- Emission in Dwarf Novae. *The Astronomical J.*, 111.899H-901H.
- Howell S.B., Ciardi D.R., Szkody P., van Paradijs J., Kuulkers E., Cash J., Sirk M., Long K.S., 1999. Multiwavelength Superoutburst Observations of T Leonis. *The Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, 111: 342-355.
- Hüdaverdi M., 2004. Nature of X-ray source in nearby poor cluster of galaxies. PhD Dissertation (Doktora Tezi). Nagoya University, Chikusa, Nagoya, Japonya.
- İkis Gün G., 2002. X-ray Binaries with White Dwarfs. PhD Dissertation (Doktora Tezi). Boğaziçi University, İstanbul, Türkiye.
- Jansen F., Lumb D., Altieri B., Clavel J., Ehle M., Erd C., Gabriel C., Guainazzi M., Gondoin P., Much R., Munoz R., Santos M., Schartel N., Texier D., Vacanti G., 2001. XMM-Newton observatory. *A&A*, 365: L1-L6.
- Johnson D., (5 Haziran 2008). *Center for Astrophysics and Space Sciences*. 15 Haziran 2008, <http://cass.ucsd.edu>.
- Jones M.H., Watson M.G., 1992. The EXOSAT observations of SS Cygni. *Royal Astronomical Society, Monthly Notices*, 257(4): 633-649.
- Kaastra J.S., 1992. An X-Ray Spectral Code for Optically Thin Plasmas (Internal SRON-Leiden Report, updated version 2.0).
- Kaastra J.S., Mewe R., 1993. X-ray emission from thin plasmas. I - Multiple Auger ionisation and fluorescence processes for Be to Zn. *Astronomy and Astrophysics Supplement Series*, 97: 443-482.
- Karzas W.J., Latter R., 1961. Electron Radiative Transitions in a Coulomb Field. *Astrophysical Journal Supplement*, 6: 167 .
- Kato T., Hirata R., Mineshige S., 1992. Discovery of Super-Quasi Periodic Oscillations during Superoutburst of Dwarf Nova SW Ursae Majoris. *Publications of the Astronomical Society of the Japan*, 44: 215-219.
- Klapisch M., Schwob J.L., Fraenkel B.S., Oreg J., 1977. The 1s-3p Kbeta -like X-ray spectrum of highly ionized iron.. *J. Opt. Soc. America*, 67:148 - 155.
- Kellogg E., Baldwin J.R., Koch D., 1975. Studies of cluster X-ray sources, energy spectra for the Perseus, Virgo, and Coma clusters. *Astrophysical Journal*,

- 199: 299-306.
- King A.R., 1989. Mass Transfer in Cataclysmic Binary Systems, Classical Novae, edited by Bode, M.F., Evans, A., John Wiley, Sons Ltd, p.17.
- King A.R., 1997. The UV delay in dwarf novae. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 288: L16-L18.
- Klapisch M., Schwob, J.L., Fraenkel, B.S., Oreg, J., 1977, The 1s-3p Kbeta -like X-ray spectrum of highly ionized iron. *J. Opt. Soc. America*, 67: 148-155.
- Kluzniak W., 1986. X-Ray Signature of Rapidly Rotating Neutron Stars Emitting Gravitational Radiation. *Bulletin of the American Astronomical Society*, 18: 928.
- Kola M., 2006. SU UMa, WX Hyi ve V426 Oph Cüce Novalarının Chandra ve Rosat Uyduları veri analizi, Yüksek Lisans Tezi, Anadolu Üniversitesi, Eskişehir, Türkiye.
- Kopal Z., 1959. Semi-detached Binaries and Stellar Evolution. *Astronomical Society of the Pacific Leaflets*, 8: 81.
- Kraft R.P., 1956. Double Lines in the Spectrum of the Classical Cepheid X Cygni. *Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, 68(401): 137.
- Kraft R.P., 1990. Cataclysmic Variables as Binary Stars – then and now, Physics of Classical Novae. Proceedings of Colloquium No.122 of the International Astronomical Union, held in Madrid, Spain, on June 27-30, 1989. QB841 .I55 P. 3.
- Lasota J.P., Hameury J.M., Hure J.M., 1995. Dwarf Novae at Low Mass Transfer Rates. *Astronomy and Astrophysics*, 302: 29.
- Liedahl D.A., Osterheld A.L., Goldstein W.H., 1995. New calculations of Fe L-shell X-ray spectra in high-temperature plasmas. *Astrophysical Journal, Part 2 – Letters*, 438( 2): L115-L118.
- Liller W., 1996. Observations of the Superoutburst of VW Hydri, November 1995. *IBVS (Information Bulletin on Variable Stars)*, .4299..1L.
- Liu F.K., Meyer F., Meyer-Hofmeister E., Burwitz V., 2008. Low heat conduction in white dwarf boundary layers?. *A&A*, 9260 (arXiv:0803.1894v1 [astro-ph]).
- Livio M., Pringle J.E., 1992. Dwarf nova outbursts - The ultraviolet delay and the

- effect of a weakly magnetized white dwarf. *Royal Astronomical Society, Monthly Notices*, 259: 23P-26P.
- Loiseau N. (02.08.2006). version 4.0. User's Guide to the XMM-Newton Science Analysis System, [http://xmm.esa.int/external/xmm\\_user\\_support/documentation/sas\\_usg/USG/USG.html](http://xmm.esa.int/external/xmm_user_support/documentation/sas_usg/USG/USG.html)
- Long K.S., Blair W.P., Bowers C.W., Davidsen A.F., Kriss G.A., Sion E.M., Hubeny I., 1993. Observations of the white dwarf in the U Geminorum system with the Hopkins Ultraviolet Telescope. *Astrophysical Journal*, 405 (1): 327-336.
- Long S.K., Froning C.S., Gänsicke B.T., Knigge C., 2007, An Intensive Study of the Dwarf Nova System VW Hydri, ASP Conference Series.
- Luyten W.J., 1932. Neue Veranderliche am Sudhimmel. *Astron. Nachr.*, 245: 211-211.
- Lynden-Bell D., Pringle J.E., 1974. The evolution of viscous discs and the origin of the nebular variables.. *Mon. Not. R. Astron. Soc.*, 168: 603 – 637.
- Mauche C.W., Wade R.A., Polidan R.S., van der Woerd H., Paerels F.B.S., 1991. On the X-ray emitting boundary layer of the dwarf nova VW Hydri. *Astrophysical Journal*, 372: 659-663.
- Mauche C., 1996. EUVE Observations of VW Hydri in Superoutburst, Cataclysmic Variables and Related Objects, A. Evans & J. H. Wood *Dordrecht: Kluwer*, 243.
- Mauche C.W., Mattei J.A., Bateson F.M., 2000. Optical and EUV Light Curves of Dwarf Nova Outbursts, Evolution of Binary and Multiple Star Systems, Bormio, Italy.
- Mason K.O., Breeveld A., Much R., Carter M., Cordova F.A., Cropper M.S., Fordham J., Huckle H., Ho C., Kawakami H., Kennea J., Kennedy T., Mittaz J., Pandel D., Priedhorsky W.C., Sasseen T., Shirey R., Smith P., Vreux J.M., 2001. The XMM-Newton optical/UV monitor telescope. *Astronomy and Astrophysics*, 365: L36-L44.
- Mateo M., Szkody P., 1984. VW HYI - The white dwarf revealed. *Astronomical Journal*, 89: 863-871.
- Medvedev M.V., Menou K, 2002 , Hot accretion onto white dwarfs in quiescent



- dwarf novae. *Astrophysical Journal*, 565: L39–L42.
- Mennickent R.E., Matsumoto K., Diaz M., 2003. Infrared spectroscopy of the supersoft X-ray source MR Vel. *Astronomy and Astrophysics*, 402: 315-319.
- Mennickent R.E., Diaz M.P., Tappert C., 2004. A search for brown dwarf like secondaries in cataclysmic variables – II. *Astron. Soc.* 347: 1180-1186.
- Merritt J., Night C., Sion E.M., 2007. Hubble Space Telescope Far Ultraviolet Spectroscopy of the Dwarf Nova VW Hyi in Superoutburst. *PASP*, 119..251M.
- Mewe R., Gronenschild E.H.B.M., van den Oord, G.H.J., 1985. Calculated X-radiation from optically thin plasmas. V.. *A &AS*, 62:197-254.
- Mewe R., Kaastra J.S., Schrijver C.J., van den Oord G.H.J., Alkemade F.J.M., 1995. EUV spectroscopy of cool stars. I. The corona of  $\alpha$  Centauri observed with EUVE. R. *Astronomy and Astrophysics*, 296: 477.
- Meyer F., Meyer-Hofmeister E., 1994. Accretion disk evaporation by a coronal siphon flow. *A&A*, 288: 175-182.
- Meyer F., Meyer-Hofmeister E., Liu F.K., 1996. The Original of X-rays from Dwarf Novae in Quiescence. *MPE Report*, 263: 163-164.
- Mohanty P., Schlegel E.M. 1995. A Study of the Long-Term Behavior of the SU Ursae Majoris Dwarf Novae VW Hydri and Z Chamaeleontis. *Astrophysical Journal* .449: 330.
- Mukai K., Shiokawa K., 1993. The EXOSAT medium Energy (ME) Sample of Dwarf Novae . *The Astrophys. J.* 418: 863-873.
- Mukai K., Wood J.H., Naylor T., Schlegel E.M., Swank J.H., 1997. The X-Ray Eclipse of the Dwarf Nova HT Cassiopeiae: Results from ASCA and ROSAT HRI Observations. *Astrophysical Journal* .475: 812.
- Mukai K., Kinkhabwala A., Peterson J.R., Kahn S.M., Paerels F., 2003. Two Types of X-Ray Spectra in Cataclysmic Variables. *The Astrophysical Journal*, 586: L77-L80.
- Mushotzky R.F., Szymkowiak A.E., 1988. Einstein Observatory solid state detector observations of cooling flows in clusters of galaxies. *Dordrecht, Netherlands, Kluwer Academic Publishers*, 53-62.

- Mushotzky R., NASA/GSFC, US Mission Scientist, the US XMM-Newton Users Group (R. Griffiths, Chair), and staffs of the US Instrument Team and the US XMM-Newton GOF, 2006. *XMM Workshop*, Italya.
- Narayan R., Popham R., 1993. Hard X-Rays from Accretion Disk Boundary Layers. *Nature*, 362: 820-822.
- O'Donoghue D., Che A., Marang F., Mittaz J.P.D., Winkler H., Warner B., 1991. WX CET and the WZ SGE stars. *Royal Astronomical Society, Monthly Notices*, 250: 363-372.
- Oizumi S., Omodaka T., Yamamoto H., Tanada S., Yasuda T., Arao Y., Kodama K., Suzuki M., Matsuo T., Maehara H., Nakajima K., Dubovsky P.A., Kato T., Imada A., Kubota K., Sugiyasu K., Morikawa K., Torii K., Uemura M., Ishioka R., Tanabe K., Nogami D., 2007. Long-term monitoring of the short period SU UMa-type dwarf nova, V844 Herculis, PASJ: Publ. Astron. Soc. Japan, arXiv:astro-ph/0702752v1.
- Pandel D., Cordova F.A., Howell Steve B., 2003a, X-ray and ultraviolet observations of the dwarf nova VW Hyi in quiescence. *MNRAS*, 346: 1231.
- Pandel D., Cordova F.A., Howell S.B., 2003b, XMM-Newton Observations of the Dwarf Nova VW Hyi. *Bulletin of the American Astronomical Society*, 35: 657.
- Pandel D., 2004. X-ray observations of cataclysmic variable stars with the XMM-Newton Space Observatory. PhD Dissertation (Doktora tezi). University of California, Santa Barbara, USA.
- Pandel D., Cordova F.A., Mason K.O., Priedhorsky W.C., 2005. X-ray observations of the boundary layer in dwarf novae at low accretion rates. *The Astrophysical Journal*, 626: 396–410.
- Patterson J., Robinson E.L., Nather R.E., 1977. Rapid and ultrarapid oscillations in RU Pegasi. *Astrophys. J*, 214: 144 - 151.
- Patterson J., Raymond J.C., 1985a. X-Ray Emission from Cataclysmic Variables With Accretion Disks. I. Hard X-Rays. *The Astrophysical Journal*, 292: 535-549.
- Patterson J., Raymond J.C., 1985b. X-Ray Emission from Cataclysmic Variables

- With Accretion Disks. II. EUV/SOFT X-Ray Radiation. *The Astrophysical Journal*, 292: 550-558.
- Patterson J., Kemp J.J., Harvey D.A., Fried R.E., Rea R., Monard B., Cook L.M., Skillman D.R., Vanmunster T., Bolt G., Armstrong E., McCormick J., Krajci T., Jensen L., Gunn J., Butterworth N., Foote J., Bos M., Masi G., Warhurst P., 2005. Superhumps In Cataclysmic Binaries. XXV. Qcrit, E(Q), And Mass–Radius. *Pasp*, 117: 1204.
- Perna R., McDowell J., Menou K. 2003. Chandra Observations of the Dwarf Nova WX Hydri in Quiescence. *ApJ*, 598: 545.
- Phillips K.J.H., Mewe R., Harra-Murnion L.K., Kaastra J.S., Beiersdorfer P., Brown G.V., Liedahl D.A., 1999. Benchmarking the MEKAL spectral code with solar X-ray spectra. *Astronomy and Astrophysics Supplement*, 138: 381-393.
- Polidan R.S., Holberg J.B., 1987. Multiwavelength monitoring of the dwarf nova VW Hydri. IV - Voyager observations. *Royal Astronomical Society, Monthly Notices*, 225: 131-140.
- Polidan Ronald S., Mauche Christopher W., Wade Richard A., 1990. A study of extreme-ultraviolet emission from cataclysmic variables. *Astrophysical Journal, Part 1*, 356: 211-222.
- Popham R., 1999. A boundary layer origin for dwarf nova oscillations. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 308: 979-983.
- Pratt G.W., Hassall B.J.M., Naylor T., Wood Janet H., 1999. An eclipse of the X-ray flux from the dwarf nova OY Carinae in quiescence. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 307: 413-419.
- Pringle J.E., 1977. Soft X-Ray Emission from Dwarf Novae. *Monthly Notices Royal Astronomical Society*, 178: 195-202.
- Pringle J.E., Savonije G.J., 1979. X-Ray Emission from Dwarf Novae. *Monthly Notices Royal Astronomical Society*, 187: 777-783.
- Pringle J.E., Bateson F.M., Hassall B.J.M., Heise J., van der Woerd H., Holberg J.B., Polidan R.S., van Amerongen S., van Paradijs J., Verbunt F., 1987. Multiwavelength monitoring of the dwarf nova VW Hydri. I – Overview. *Royal Astronomical Society, Monthly Notices*, 225: 73-92.

- Rana V.R., Singh K.P., Schlegel E.M., Barrett P.E., 2006. Study of Fe K<sub>α</sub> lines in Non-magnetic Cataclysmic Variables using Chandra HEG data. *Astrophys. J.* 642: 1042-1050.
- Rappaport S., Cash W., Doxsey R., McClintock J., Moore, G., 1974. Possible Detection of Very Soft X-Rays from SS Cygni. *Astrophysical Journal*, 187: L5.
- Raymond J.C., Cox D.P., Smith B.W., 1976. Radiative cooling of a low-density plasma. *Astrophysical Journal*, 204: 290-292.
- Raymond J.C., Smith B.W., 1977. Soft X-Ray Spectrum of a Hot Plasma. *The Astrophys. J.*, 35: 419-439.
- Richman H.R., 1996 X-ray Spectra of Cataclysmic Variables from Rosat. *Astrophys. J.*, 462: 404-427.
- Ricketts M.J., King A.R., Raine D.J., 1979. X-ray observations of SS Cygni. *Royal Astronomical Society, Monthly Notices*, 186: 233-244.
- Ringwald F.A., Thorstensen J.R., Hamwey R.M., 1994. Orbital Studies of the Cataclysmic Variables CZ Orionis, V1193 Orionis and BZ Ursae Majoris. *Monthly Notices Royal Astronomical Society*, 271: 323-342.
- Ritter H., Kolb U., 1997. Catalogue of Cataclysmic Binaries, Low-Mass X-Ray Binaries and Related Objects. *Astronomy and Astrophysics*, 129: 83.
- Robinson E.L., Warner B., 1984. Observations of quasi-periodic oscillations in the light curve of VW Hydri. *Astrophysical Journal*, 277: 250-57.
- Rosenzweig P., Mattei J.A., Kafka S., Turner G.W., Honeycutt R.K., 2000. Outburst Characteristics in the Dwarf Nova SU Ursae Majoris. *Publications Of The Astronomical Society of The Pacific*, 112: 632-641.
- Saygac T., 1993. VW Hydri kataklizmik değişen yıldızın optik ve morötesi tayfsal analizi. Doktora tezi. İstanbul Üniversitesi.
- Saygac T., 1994. Optical and ultraviolet spectroscopy of VW Hydri. *PASP*, 106: 918-918.
- Schoembs R., Vogt N., 1980. Photometry and polarimetry of VW Hydri during the October 1978 supermaximum. *Astronomy and Astrophysics*, 91: 25-31.
- Schoembs R., Vogt N., 1981. High-Time Resolution Spectroscopy of VW Hydri

- and WX Hydri . *Astronomy and Astrophysics*, 97:185-191.
- Schreiber M.R., Hameury J.-M., Lasota J.-P., 2004. Delays in dwarf novae II: VW Hyi, the tidal instability and enhanced mass transfer models, *A&A*, 427: 621S.
- Semeniuk I., 1980. Photometry of V 436 Centauri during superoutburst in May 1978. *Astronomy and Astrophysics Supplement Series*, 29-33.
- Semeniuk I., Olech A., Kwast T., Nalezyty M., 1997. CCD Photometry of SW Ursae Majoris During the 1996 Superoutbursts . *Acta Astronomica*, 47: 201-209.
- Shakura N.I., Syunyaev R.A., 1973. Black holes in binary systems. Observational appearance. *Astron. Astrophys*, 24: 337 – 355.
- Shmeleva O.P., Syrovatskii S.I., 1973 ,Distribution of Temperature and Emission Measure in a Steadily Heated Solar Atmosphere. *Solar Physics*, 33: 341-362.
- Sherrington M.R., Lawson P.A., King A.R., Jameson R.F., 1980. Infrared and optical light curves of EX Hydrae and VW Hydri. *MNRAS*. 191..185S.
- Silber A., Vrtilik S.D., Raymond J.C., 1994. Concurrent X-Ray and Optical Observations of Two Dwarf Novae During Eruption . *The Astronomical Journal*, 425: 829-834.
- Singh K.P., White N.E., Drake S.A., 1996. Corona(e) of AR Lacertae. I. The Temperature and Abundance Distribution. *Astrophysical Journal*, 456: 766-776.
- Sion E.M., 1985. On the observed properties and long-term structure and evolution of white dwarfs in cataclysmic variables, *Astrophysical Journal, Part 1*, 297: 538-543.
- Sion Edward M., Huang M., Szkody P., Cheng Fu-Hua, 1995. Hubble Space Telescope high resolution spectroscopy of the exposed white dwarf in the dwarf nova VW Hydri in quiescence: A rapidly rotating white dwarf. *Astrophysical Journal, Part 2 - Letters*, 445: 31-34.
- Sion Edward M., Cheng F., Huang, M., Hubeny, I., Szkody, P., 1996. The Cooling White Dwarf in VW Hydri after Normal Outburst and Superoutburst: HST Evidence of a Sustained Accretion Belt

*Astrophysical Journal Letters*, 471: 41.

- Sion E.M., Cheng F.H., Sparks W.M., Szkody P., Huang M., Hubeny I., 1997. *ApJ*, 480: 17.
- Sion E.M., 1999. White Dwarfs in Cataclysmic Variables, *The Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, 759: 532-555.
- Sion E.M., Chang F.H., Long K.S., Szkody P., 2001. FUSE Observations of the Dwarf Nova VW Hydri During Quiescence, *Bulletin of the American Astronomical Society*, 33: 1400.
- Sion E.M., Cheng F.H., Gansicke B.T., Szkody P., 2004. An HST STIS Observation of VW Hydri at the Exact FUV Onset of an Outburst. *Astroph*, 0409079.
- Smak J., 1971. Eruptive Binaries. II. U Geminorum. *Acta Astronomica*, 21:15.
- Smak J., 1983. Accretion disks in dwarf novae, *Publ. Astron. Soc. Pac.*, 95(571): 595.
- Smak J., 1984. Outburst of Dwarf Novae, *Astronomical Society of Pacific, PASP.*, 96(575): 5S
- Smak J., 1985. Accretion in cataclysmic variables, Multifrequency Behaviour of Galactic Accreting Sources, *Proceedings of a Frascati Workshop, 1984*. Edited by Franco Giovannelli. Frascati: CNR, Istituto di Astrofisica, 17.
- Smith D.A., Dhillon V.S., 1998. The Secondary Stars in Cataclysmic Variables and Low-mass X-Ray Binaries. *Monthly Notices Royal Astronomical Society*, 301: 767-781.
- Smith A.J., Haswell C.A., Hynes R.I., 2006. VWHYi: optical spectroscopy and Doppler tomography. *MNRAS*, 369: 1537.
- Soltau H., Titze B., MPI Yarı İletken Laboratuari, Almanya, <http://www.PNsensor.de>
- Sproats L.N., Howell S.B., Mason K.O., 1996. Infrared Colours, Distance Determination and Absolute Magnitudes of a Sample of Faint Cataclysmic Variables. *Monthly Notices Royal Astronomical Society*, 282: 1211-1222.
- Stolz B., Schoembs R., 1984. The SU UMa star TU Mensae. *Astronomy and*

*Astrophysics*,132: 187-194.

- Strohmayer T.E.,2004 ,Detection of Nitrogen and Neon in the X-Ray Spectrum of GP Comae Berenices with XMM/Newton. *The Astrophysical Journal*, 608: 53-56.
- Struve O., 1955. The Evolution of Close Binary Stars. *Sky and Telescope*, 15: 64.
- Strüder L., Briel U., Dennerl K., Hartmann R., Kendziorra E., Meidinger N., Pfeffermann E., Reppin C., Aschenbach B., Bornemann W., Bräuninger H., Burkert W., Elender M., Freyberg M., Haberl F., Hartner G., Heuschmann F., Hippmann H., Kastelic E., Kemmer S., Kettenring G., Kink W., Krause N., Müller S., Oppitz A., Pietsch W., Popp M., Predehl P., Read A., Stephan K.H., Stötter D., Trümper J., Holl P., Kemmer J., Soltau H., Stötter R., Weber U., Weichert U., von Zanthier C., Carathanassis D., Lutz G., Richter R.H., Solc P., Böttcher H., Kuster M., Staubert R., Abbey A., Holland A., Turner M.; Balasini M.; Bignami G.F.; La Palombara N.; Villa G.; Buttler W.; Gianini F.; Lainé R.; Lumb D.; Dhez P., 2001 ,The European Photon Imaging Camera on XMM-Newton: The pn-CCD camera. *Astronomy and Astrophysics*, 365: 18-26.
- Szkody P., 1982. IUE observations of cataclysmic variables. *Advances in Space Research*, 2 (9).
- Szkody P., Gansicke B.T., Sion E.M., Howell S.B., Cheng F.H., 2003. The long aftermath of superoutbursts: STIS results on AL COMAE 5.5 years past outburst. *The Astronomical Journal*, 126: 1451–1454.
- Turner M.J.L., Abbey A., Arnaud M., Balasini M., Barbera M., Belsole E., Bennie P.J., Bernard J.P., Bignami G.F., Boer M., Briel U., Butler I., Cara C., Chabaud C., Cole R., Collura A., Conte M., Cros A., Denby M., Dhez P., Di Coco G., Dowson J., Ferrando P., Ghizzardi S., Gianotti F., Goodall C.V., Gretton L., Griffiths R.G., Hainaut O., Hochedez J.F., Holland A.D., Jourdain E., Kendziorra E., Lagostina A., Laine R., La Palombara N., Lortholary M., Lumb D., Marty P., Molendi S., Pigot C., Poindron E., Pounds K.A., Reeves J.N., Reppin C., Rothenflug R., Salvétat P., Sauvageot J.L., Schmitt D., Sembay S., Short A.D.T., Spragg J., Stephen J., Strüder L., Tiengo A., Trifoglio M., Trümper J.,

- Vercellone S., Vigroux L., Villa G., Ward M.J., Whitehead S., Zonca E., 2001. The European Photon Imaging Camera on XMM-Newton: The MOS cameras : The MOS cameras. *Astronomy and Astrophysics*, 365: 27-35.
- Tylenda R., 1981. Viscous Boundary Layer and Hard X-Rays from Dwarf Novae. *Acta Astronomica* 31: 267.
- Udalski A., 1990. SU Ursae Majoris: the Perfect Prototype of SU UMa Subclass of Dwarf Novae . *The Astronomical Journal*, 100: 226-232.
- Van Amerongen S., Bovenschen H., van Paradijs J., 1987. Wavelength dependence of superhumps in VW HYI. *Royal Astronomical Society. Monthly Notices*, 229: 245-251.
- van der Woerd H., Heise J., Bateson F., 1986. The soft X-ray superoutburst of VW Hydri. *Astronomy and Astrophysics*, 156: 252-260.
- van der Woerd H., van Paradijs J., 1987. Recurrence behavior of outbursts in VW HYI, Royal Astronomical Society. *Monthly Notices*, 224: 271-281.
- van der Woerd H., Heise J., Paerels F., Beuermann K., van der Klis M.; Motch C.; van Paradijs J., 1987. Discovery of soft X-ray oscillations in VW Hydri.
- van Paradijs J., 1985. Spectra of X-Ray Bursts, Galactic and Extra-Galactic Compact X-ray Sources, Proceedings of the Japan-US Seminar, Edited by Yasuo Tanaka and Walter H.G. Lewin., 79.
- Van Teeseling A., Verbunt F., 1994. ROSAT X-Ray Observations of Ten Cataclysmic Variables. *Astronomy and Astrophysics*, 292: 519-533.
- Van Teeseling A., 1997. An eclipse in the X-ray flux from the dwarf nova Z Cha. *Astronomy and Astrophysics*, 319: 25-28.
- Verbunt F., Zwaan C., 1981. Magnetic braking in low-mass X-ray binaries. *Astronomy and Astrophysics*, 100: 7-9.
- Verbunt F., 1982. Accretion disks in stellar X-ray sources - A review of the basic theory of accretion disks and its problems. *Space Science Reviews*, 32: 379-404.
- Verbunt F., Hassall B.J.M., Pringle J.E., Warner B., Marang F., 1987. Multiwavelength monitoring of the dwarf nova VW Hydri. III - IUE observations. *Royal Astronomical Society. Monthly Notices*, 225: 113-



130.

- Verbunt F., Bunk W.H., Ritter H., Pfeffermann E., 1997. Cataclysmic variables in the ROSAT PSPC All Sky Survey. *Astronomy and Astrophysics*, 327:, 602-613.
- Vogt N., 1974. Photometric study of the dwarf nova VW Hydri. *Astron. Astrophys*, 36: 369-378.
- Vogt N., 1975. VW Hydri, an U Geminorum-Type Star with Periodic Variations during Outbursts, *International Astronomical Union Dordrecht, D. Reidel Publishing Co.* (IAU Symposium, No. 67), 371.
- Vogt N., 1980. The SU UMa stars - an important sub-group of dwarf novae. *Astronomy and Astrophysics*, 88: 66-76.
- Walker W.S.G., Marino B.F., 1978. VW Hydri: photoelectric observations of the normal outburst, *Publ. Variable Star Sect., R. Astron. Soc. N.Z.*, 6 (78): 73-83.
- Warner B., Nather R.E., 1971. Observations of rapid blue variables - II. U Geminorum. *Mon. Not. R. Astron. Soc.*, 152: 219-229.
- Warner B., 1972. Observations of rapid blue variables - VII. EX Hydrae, *Mon. Not. R. Astron. Soc.*, 158: 425-430.
- Warner B., 1973. On the masses of cataclysmic variable stars. *Mon. Not. R. Astron. Soc.*, 162: 189-196.
- Warner B., 1974. X-ray emission from cataclysmic variable stars. *Mon. Not. R. Astron. Soc.*, 167: 47-50.
- Warner B., Brickhill A.J., 1974. Observations of rapid blue variables - XIII: Rapid pulsations in VW Hyi during outburst. *Mon. Not. R. Astron. Soc.*, 166: 673-681.
- Warner B., 1975. Observations of rapid blue variables - XV. VW Hydri. *Mon. Not. R. Astron. Soc.*, 170: 219-228.
- Warner B., 1976. Stellar accretion discs. *The Observatory*, 96: 49-53.
- Warner B., Brickhill A.J., 1978. Observations of rapid blue variables - XVIII: Rapid oscillations in dwarf novae. *Mon. Not. R. Astron. Soc.*, 182: 777 - 792.
- Warner B., 1979. White dwarfs in cataclysmic binaries, wdvd.coll..417W

- (Rochester, N.Y., University of Rochester, p. 417-425).
- Warner B., 1987, Systematics of dwarf novae. *Astrophysics and Space Science*, 130: 3-13.
- Warner B., 1995. *Cataclysmic Variable Stars*. Cambridge University Press, 523p.
- Warner B., Woudt, P., 2002. Dwarf nova oscillations and quasi-periodic oscillations in cataclysmic variables-II. A low-inertia magnetic accretor model. *MNRAS*. 335..84W.
- Warner B., Woudt P.A., 2006. Dwarf Nova oscillations and quasi-periodic oscillations in cataclysmic variables – IV. Observations of frequency doubling and tripling in VW Hyi. *MNRAS*, 367.1562W.
- Wheatley P.J., Verbunt F., Belloni T., Watson M.G., Naylor T., Ishida M., Duck S.R., Pfeffermann E., 1996. The X-ray and EUV spectrum of dwarf nova VW Hydri in outburst and quiescence. *Astronomy and Astrophysics*, 307: 37-48.
- Wheatley P.J., West R.G., 2003. The X-ray eclipse of OY Car resolved with XMM-Newton: X-ray emission from the polar regions of the white dwarf. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 345: 1009-1014.
- Whitehurst R., 1988. Numerical simulations of accretion disks. I - Superhumps - A tidal phenomenon of accretion disks. *Royal Astronomical Society, Monthly Notices*, 232: 35-51.
- Whitehurst Robert, King Andrew, 1991. Superhumps, resonances and accretion discs. *Royal Astronomical Society, Monthly Notices*, 249: 25-35.
- Wikimedia Foundation, (2008). *Intermediate polar*. 24 July 2008, [http://en.wikipedia.org/wiki/Intermediate\\_polar](http://en.wikipedia.org/wiki/Intermediate_polar).
- Wikimedia Foundation, (2008). *Wolter telescope*. 17 August 2008, [http://en.wikipedia.org/wiki/Wolter\\_telescope](http://en.wikipedia.org/wiki/Wolter_telescope)
- Woudt P., Warner B., 2002. Dwarf nova oscillations and quasi-periodic oscillations in cataclysmic variables – I. Observations of VW Hyi. *Astron. Soc.* 333: 411-422.
- XMM online, (26.05.2006), Building the XMM-Newton Spacecraft and Payload – A picture gallery., 14.03.2008 from <http://xmm.esac.esa.int/external/xmm>

[\\_user\\_support/documentation/technical/](#).

Zimmermann H. U., Becker W. Belloni T., Döbereiner S., Izzo C., Kahabka P., Schwentker, O., 1994. Exas User Guide, ROSAT Scientific Data Center, Garching, Germany.

## EK 1- Bazı X-ışın Uydularının Genel Özellikleri

([http://space.mit.edu/~jonathan/xray\\_detect.html](http://space.mit.edu/~jonathan/xray_detect.html))

Uydu	Aygıt	Enerji Aralığı (keV)	Uzaysal		Tayfsal çözünürlük [eV]			
			Görüş Alanı	Çözünürlük (FWHM)	0,1 keV	.5 keV	1 keV	6 keV
<u>Uhuru</u> İlk uydu	1970-75	2-20	1°×10°					
<u>HEAO-1</u> 1977-79	LASS (A-1)	1-20	birkaç°		--	--		
	CXE (A-2)	0,2-60	birkaç°		--			
İlk geniş uydu	MC (A-3)	1-20	birkaç°	~1'	--	--	--	--
	(A-4)	15-10 <sup>4</sup>	1°×20°		--	--	--	--
<u>Einstein</u> (HEAO-2) 1978-81	IPC	0,3-3,5	75'	1'	--			--
	HRI	0,2-3,0	25'	4"	--	--	--	--
	SSS	0,5-4,5	6'	--	--	E/dE=3-25	--	--
İlk görüntü teleskobu	FPCS	0,4-2,6	6'	--	--		3	--
	MPC	2-15	1,5°		--	--	--	1200
<u>Tenma</u> (Astro-B) 1983-85	PCs	2-60	~3°	--				550 FWHM
	teleskop	0,1-2,0	0,2×5°	--				
	ME	1-50	0,75°	--	--	--		
<u>EXOSAT</u> 1983-86	LE+CMA	.05-2,0	2°	18"				--
	LE+PSD							
	GS	2-20		--	--	--	--	
<u>Ginga</u> (Astro-C) 1987-91	LAC	1,5-37	0,8×1,7°	--	--	--	--	~1200
	ASM	1-20	1×180°	--	--	--	--	
	GBD	1,5-500	4π sr	--	--	--	--	
<u>BBXRT</u> 2-11 Aralık 1990		0,3-12	17,4'	4' çaplı (piksel)	--	85	90	150
<u>ROSAT</u> 1990-99	HRI	0,1-2,4	20'×20'	5"	--	--	--	--
	PSPC	0,1-2,4	114'	15"	--	~380	500	--
<u>ASCA</u> (Astro-D) 1993-00	SIS	0,4-10	22'×22'	1'	--	50-100	70-140	120-320
	GIS	0,7-10	50'	3'	--	--	190	460
<u>BeppoSAX</u> 1996-02	LECS	0,1-2	37'	2-3'	--	125	190	530
	MECS	1,3-10	28' (r)	2-3'	--	--	--	480
	HPGSPC	3-120	1,1°	--	--	--	--	600
	PDS	15-300	1,4°	--	--	--	--	--
	WFC	1,8-28	20°×20°	5'	--	--	--	1200

Uydu	Aygıt	Enerji Aralığı (keV)	Uzaysal		Tayfsal çözünürlük1 [eV]			
			Görüş Alanı	Çözünürlük (FWHM)	0,1 keV	.5 keV	1 keV	6 keV
Astro-E 10 Şubat 2000 R.I.P.	XRS	0,4-10	4'×2'	1,5'	--	12	12	12
	XIS	0,4-10	19'×19'	1,5'	--	~35	~50	130
	HXD	10-700	4 Pi	--	30% (10keV); 9% (662keV)			
<u>RossiXTE</u> 1995-	PCA	2-60	1°	--	--	--	--	1125
	HEXTE	15-250	1°	--	--	--	--	--
	ASM	2-10	--	--	--	--	--	--
<u>Chandra</u> (AXAF) 1999-	HRC-I	.08-10	31'×31'	<0,4"	--	--	80	--
	HRC-S	.08-6	7'×97'		0,1	1,3	5	180
	ACIS-I	0,2-10	16'×16'	1-2" (0,49" pix)	--	50(FI)/	55(FI)/	130(FI)/
	ACIS-S	0,5-10	8'×48'		--	115(BI)	125(BI)	190(BI)
	+HEG	0,9-10			--	--	1 FWHM	45 FWHM
	+MEG	0,4-5			--	0,5 FWHM	2 FWHM	75 FWHM
+LETG	0,2-9	--		1,5	5	300		
<u>XMM-Newton</u> 2000-	MOS	0,2-12	30'	6"	--	~50	57	130
	PN	0,1-12	30'	6"	--	~60	67	125
	RGS	0,33-2,5	~5'	--	--	0,8 HEW, 1,5 FWHM	4,0 HEW, 4,5 FWHM	--
<u>HETE-2</u> 2000-	SXC	0,5-10	0,91 sr	<30"	--	46	--	129
	WXM	2-25	1,6 sr	10'	--	--	--	~1200
	FREGATE	6-400	3 sr	--	--	--	--	--
<u>Integral</u> 2002-	JEM-X	3-35	4,8°	3'	--	--	--	1000
<u>Swift</u> 2004-	XRT	0,2-10	23,6'×23,6'	18" HPD	--	--	--	140
	<del>XRS</del> R.I.P.	0,3-12	2,9'×2,9'	2,0'	--	7	7	7
<u>Suzaku</u> (Astro-E2) 2005-	XIS	0,2-12 (12 FI)	18'×18'	2,0'	--	~35	~50	130
	HXD PIN	10-60	34'×34'	--	~3000			
	HXD GSO	30-600	4,5°×4,5°	--	~10% (sqrt(7,6/E <sub>MeV</sub> ))% FWHM)			
	XMS	0,25-10	--	5"-15" HPD	--	~2	~2	~4
	HXT	6-≥40	>8'	30"-1' HPD	--	--	--	<600

## EK 2- Verinin Web Sitesinden Bilgisayara Kaydedilmesi

<http://heasarc.nasa.gov/db-perl/W3Browse/w3browse.pl> internet adresine girilir.

HEASARC Browse: Main Interface - Windows Internet Explorer

http://heasarc.nasa.gov/db-perl/W3Browse/w3browse.pl

Dosya Düzen Görünüm Sık Kullanılanlar Araçlar Yardım

HEASARC Browse: Main Interface

**Main Search Form** > Search Results > Choose Data Products

1. Do you want to search around a position ... ?  
(If you want to search on parameters other than object name or coordinates, select "Detailed Mission/Catalog Search".)

Object Name Or Coordinates:  and/or

e.g. Cyg X-1 or 12 00 00, 4 12 6  
or Cyg X-2; 12.235, 16.345 (Note  
use of semi-colons (;) to separate  
multiple object names or  
coordinate pairs)

File should contain objects and/or coordinate pairs one  
per line or separated by semi-colons.

Coordinate System:

Search Radius:

Default uses the optimum radius for each catalog searched.

... and/or search by date?

Observation Dates:  YYYY-MM-DD hh:mm:ss or MJD: DDDDD.ddd

The time portion of the date is optional. Separate multiple dates/ranges with semicolons (;).  
Range operator is '..' (e.g. 1992-12-31; 48980.5; 1995-01-15 12:00:00; 1997-03-20 .. 2000-10-18)

2. What missions and catalogs do you want to search? (Bold text indicates mission is active)

Most Requested Missions

Chandra [CXCI]  ROSAT  RXTE  Suzaku

Swift  XMM-Newton [XSA]

X-Ray and EUV Missions

Ariel V  ASCA  BeppoSAX  BXBRT/Astro-1

Copernicus  Einstein  EUVE  EXOSAT

Şekil Ek1.1. Veri arama ekranı

Şekil Ek1.1 de, 1. kısımdaki, “Object name or Coordinates” bölümüne VW Hyi girilir. 2. kısımdan XMM-Newton [XSA] kutucuğu doldurulur. Ve yukarıdan “Start Search” butonuna basılır.

HEASARC Browse: Main Query Results - Windows Internet Explorer

http://heasarc.nasa.gov/db-perl/W3Browse/w3table.pl

Mennickent 2004

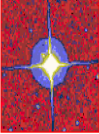
Dosya Düzen Görünüm Sık Kullanılanlar Araçlar Yardım

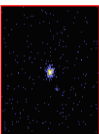
HEASARC Browse: Main Query Results

Archive Main Query Results Tip Archive Hera HELP

Main Search Form > Search Results > Choose Data Products

Images generated by [SkyView](#)  
Click on image to see full [SkyView](#) image

  
DSS Optical image, 2.83''

  
RASS X-ray image, 75.0''

Images centered on requested position

Search was based on:

Object/Coordinates:   
resolved by SIMBAD to [04 09 11.34, -71 17 41.1]

Using the coordinates from the SIMBAD resolver for [VW Hyi](#).

Coord. System: Equatorial, equinox 2000

Maximum Rows:

Search Radius:  arc minutes

**Browse Tip:** Do you know how to get all rows of a table without doing a search? [Learn more on this topic](#) or [See all tips](#)

**Table Name/Row Count Summary**

Click on table name to view search results

Şekil Ek1.2. Arama sonuçları ekranı

Şekil Ek1.2 deki kırmızı ile işaretlenmiş olan “Redisplay” butonuna basılır.

HEASARC Browse: Query Results from Main Search - Windows Internet Explorer

http://heasarc.nasa.gov/db-perl/w3browse/w3hdprods.pl

Dosya Düzen Görünüm Sık Kullanılanlar Araçlar Yardım

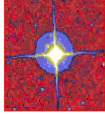
HEASARC Browse: Query Results from Main Search

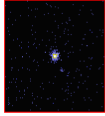
Internet Explorer Users: Navigation tabs will not work properly until all query tables are loaded. Please wait for the **Processing Query** tab to disappear before selecting a tab. [More information](#)

[Query Information](#) **Query Results** [Data Products Retrieval](#) [Help](#) [Processing Query...](#)

Tabbed Display Format: Click on tabs as they are displayed above to navigate your results

Images generated by [SkyView](#)  
Click on image to see full [SkyView](#) image

  
DSS Optical image, 2.83'

  
RASS X-ray image, 75.0'  
Images centered on requested position

Search was based on:

Object/Coordinates:   
resolved by SIMBAD to [04 09 11.34, -71 17 41.1]  
Using the coordinates from the SIMBAD resolver for *VW Hya*.

Coord. System: Equatorial, equinox 2000

Maximum Rows:

Search Radius:  arc minutes

as

**Browse Tip:** Do you know how to choose individual columns to be displayed? [Learn more on this topic](#) or [See all tips](#)  
Table Name/Row Count Summary: [Querying table Gout of 36.](#)

Şekil Ek1.3. Query information ekranı

Şekil Ek1.3 ten kırmızı ile işaretlenmiş olan “Query Results” sekmesine tıklanır.



HEASARC Browse: Query Results from Main Search - Windows Internet Explorer

http://heasarc.nasa.gov/db-perl/W3Browse/w3hdprods.pl

Query Information Query Results **Data Products Retrieval** Help

xmm-newton

xmmmaster xmmao xmmomobj xmmssc xmmlewcln xmmlewful

Click mission tabs (middle tab level) to display table tabs. Move cursor over tabs to see more information.

**Table Legend:**  
⊕ Display all parameters for a row  
⬇ Sort by a column in order: 1,2,3 ⬆ Sort by column in reverse order: 3,2,1 ⬇ Current table sort  
Services links: O: Digitized Sky Survey image, R: ROSAT All-Sky Survey image, N: NED objects near coordinates,  
S: SIMBAD objects near coordinates, D: get list of data products, H: analyze data products using [Hera](#),  
B: ADS bibliography holdings, F: FOV plot for observation

**Data Products:** Click checkbox to add row to Data Product Retrieval List [XMM-Newton Master Log & Public Archive](#)

**XMM-Newton Master Log & Public Archive (xmmmaster)**  
Search radius used: 15.00'

Select	Related Links	Services	obsid Dataset ID	status	name	ra	dec	time	duration [s]	pi lname	pi lname	public date	data i heasarc
<input checked="" type="checkbox"/>	<a href="#">Chan ROSAT RXTE ASCA Abstract</a>	<a href="#">O</a> <a href="#">R</a> <a href="#">N</a> <a href="#">S</a> <a href="#">D</a> <a href="#">H</a> <a href="#">B</a>	0111970301	archived	VW Hyl	04 09 08.10	-71 17 37.6	2001-10-19 05:24:31	19319	Mason	Keith	2002-11-19	Y

1 row retrieved from xmmmaster

Note: The standard Dataset ID used in referring to this data in journals and other publications is the content of this column prefixed with the string "ads/sa.xmm#x".

**Data Product Retrieval**

- Select the checkboxes for the rows of interest above,
- Un-check any data products below you are not interested in
- Select the Data Product Retrieval tab for retrieval options

Do you want to  your xmmmaster results? ([help](#))  
Do you want to  your xmmmaster results with another catalog or table? ([help](#))

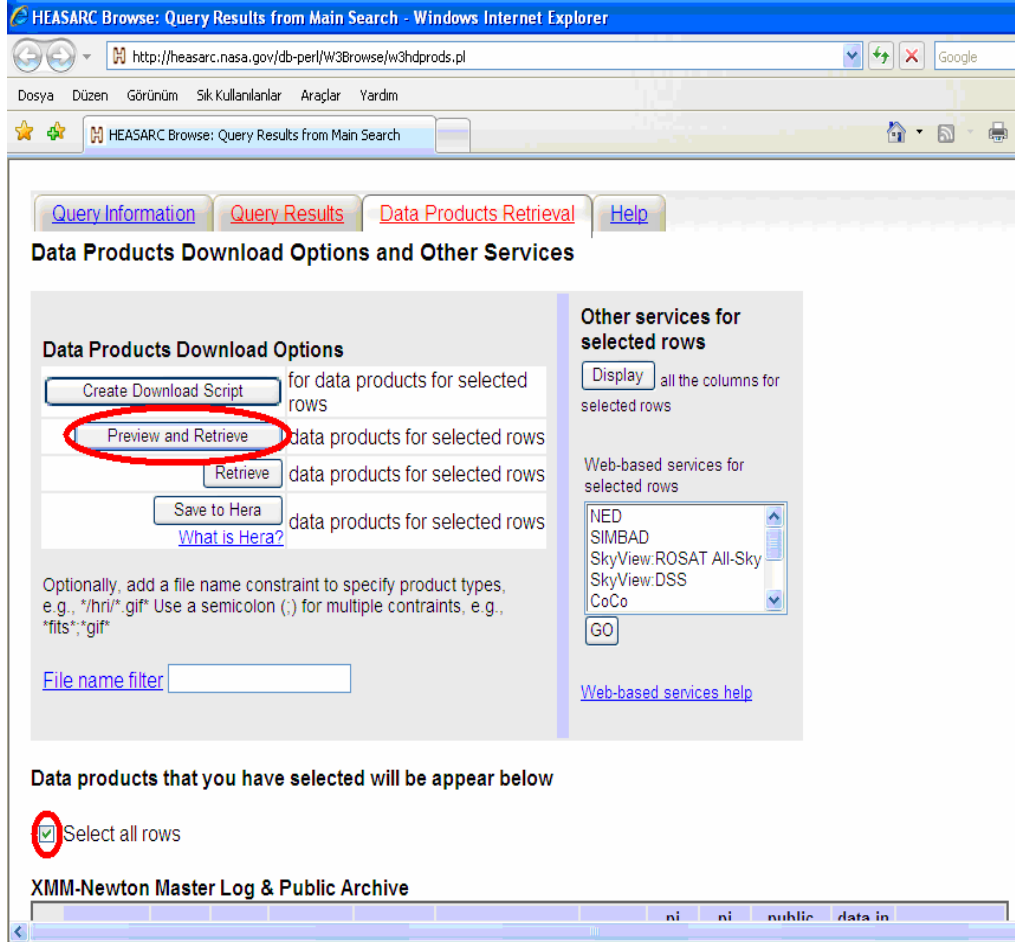
**Data Products available for xmmmaster**

- All
- XMM Proposal Abstracts (abstracts)
- XMM Complete Data Set (complete)
- XMM Quicklook Images (images)
- XMM ODF Basic Data (odf)
- XMM OM Mosaic Data (om mosaic)
- XMM Pipeline Products (pipeline)
- XMM Observation Postcard at XSA (postcard)
- XMM Data Products at XSA (products)

[Show current rows selected for Data Products Retrieval](#)

Şekil Ek1.4. Query Results ekranı

Şekil Ek1.4 te altta “Data Product Retrieval” kısmındaki All seçeneği içi dolu olarak gelmektedir. All kutucuğuna tıklanıp içi boşaltılır. Sonra, analizimizde gerekli olan ODF dosyaları için “XMM ODF Basic Data”, kaynak hakkında genel bir görüntü almak için “XMM Quicklook Images” ve gözlemin yapılma önerisi ile ilgili özet bilgiler için “XMM Proposal Abstracts” kutucuklarının içi doldurulur (şekildeki kırmızı ile işaretlenmiş olan yerler) sonra üstten “Data Products Retrieval” sekmesine tıklanır.



Şekil Ek1.5. Data Products Retrieval ekranı

Şekil Ek1.5 te alttaki kırmızı ile işaretlenmiş olan “Select all rows” kutucuğunun içi dolu gelmektedir ancak yine de buranın dolu olmasına dikkat edilir. Ve üstten “Preview and Retrieve” butonuna tıklanır.

HEASARC Browse: Data Products for selected rows - Windows Internet Explorer

http://heasarc.nasa.gov/db-perl/W3Browse/w3hdprods.pl

Dosya Düzen Görünüm Sık Kullanılanlar Araçlar Yardım

HEASARC Browse: Data Products for selected rows

**Archive** Data Products for selected rows

Choose Tables > **Choose Data Products** > Retrieve Data Products

- Do you want to view a data product? Click on its hyperlinked data format.
- Do you want to retrieve data products in a tarfile? Check the boxes beside each product and click on buttons at the bottom of the page.

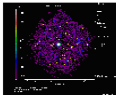
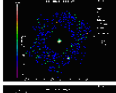
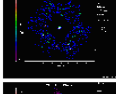
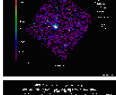

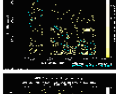


Select all products for all rows

[XMM-Newton Master Log & Public Archive \(xmmmaste\)](#) [FTOOLS](#)

obsid	status	name	ra	dec	time	duration	pi_name	pi_fname	public_date	data_in_heasarc	link_pno
0111970301	archived	VW Hyi 04	09 08.10 -71 17 37.6	2001-10-19	05:24:31	19319	Mason	Keith	2002-11-19	Y	11197

Select all products in this row

**XMM Quicklook Images**

<input checked="" type="checkbox"/>	XMM Full EPIC Image (P0111970301EPX000OIMAGE8000.PNG)	<a href="#">PNG</a>	56 kB	
<input checked="" type="checkbox"/>	XMM MOS1 Medium Filter Image (P0111970301M1S001IMAGE_8000.PNG)	<a href="#">PNG</a>	30 kB	
<input checked="" type="checkbox"/>	XMM MOS2 Medium Filter Image (P0111970301M2S002IMAGE_8000.PNG)	<a href="#">PNG</a>	28 kB	
<input checked="" type="checkbox"/>	XMM PN Medium Filter Image (P0111970301PNS003IMAGE_8000.PNG)	<a href="#">PNG</a>	45 kB	
<input type="checkbox"/>	XMM RGS1 Dispersion Image (P0111970301R1S004IMAGE_0000.PNG)	<a href="#">PNG</a>	29 kB	
<input type="checkbox"/>	XMM RGS1 Dispersion Image (P0111970301R1S004ORDIMG0000.PNG)	<a href="#">PNG</a>	27 kB	
<input type="checkbox"/>	XMM RGS2 Dispersion Image (P0111970301R2S005IMAGE_0000.PNG)	<a href="#">PNG</a>	29 kB	
<input type="checkbox"/>	XMM RGS2 Dispersion Image (P0111970301R2S005ORDIMG0000.PNG)	<a href="#">PNG</a>	27 kB	

**XMM ODF Basic Data**

<input checked="" type="checkbox"/>	XMM ODF Basic Data (ODF)	<a href="#">DIRECTORY</a>	47900 kB
-------------------------------------	--------------------------	---------------------------	----------

TAR selected products

[What is Hera?](#)

[Browse Feedback](#)

Şekil Ek1.6. Preview ve Retrieve ekranı

Şekil Ek1.6 da kırmızı ile işaretlenmiş kutucuklar doldurularak, verinin sıkıştırılmış tar uzantılı dosyaya kaydedilmesi için alttaki "TAR selected products" butonuna tıklanır.

HEASARC Browse: Retrieve Data Products - Windows Internet Explorer

http://heasarc.nasa.gov/db-perl/w3browse/w3tar.pl

Archive Retrieve Data Products

Choose Tables > Choose Data Products > Retrieve Data Products

**Estimated size of TAR file: 47 MB**  
Your TAR file is being created now. When finished you may retrieve it via the following link  
<http://heasarc.gsfc.nasa.gov/FTP/retrieve/w3browse/w3browse-61041.tar>

**Note:** We have phased out retrieval of data product tar files via FTP.

Please wait until the "TAR complete" message appears below before retrieving.

**Data products included in the TAR file:** (filenames ending in '.gz' or '.Z' have been compressed for faster downloading.)

Tarred: /FTP/xmm/data/rev0//0111970301/ODF  
Tarred: /FTP/xmm/data/rev0//0111970301/PPS/P0111970301M1S001IMAGE\_8000.PNG  
Tarred: /FTP/xmm/data/rev0//0111970301/PPS/P0111970301M2S002IMAGE\_8000.PNG  
Tarred: /FTP/xmm/data/rev0//0111970301/PPS/P0111970301PNS003IMAGE\_8000.PNG  
Tarred: /FTP/xmm/data/rev0//0111970301/PPS/P0111970301EPX000OIMAGE8000.PNG

**TAR complete:** Actual size: 47 MB.

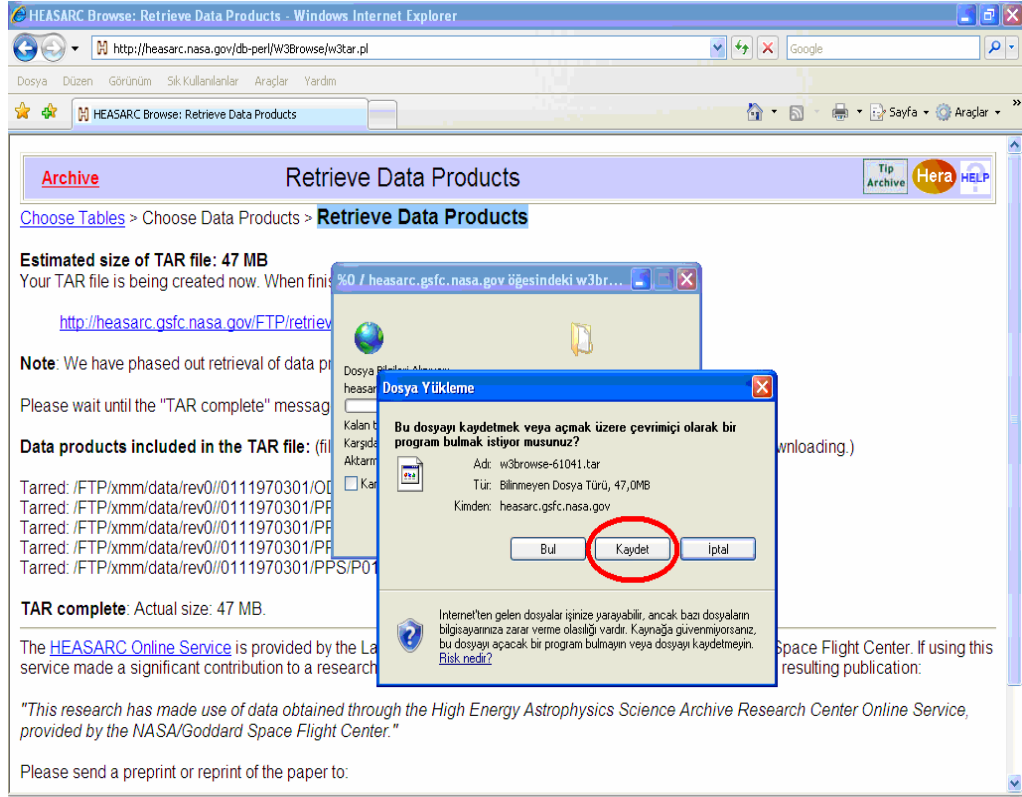
The [HEASARC Online Service](#) is provided by the Laboratory for High Energy Astrophysics at NASA/Goddard Space Flight Center. If using this service made a significant contribution to a research project, please make the following acknowledgment in any resulting publication:

*"This research has made use of data obtained through the High Energy Astrophysics Science Archive Research Center Online Service, provided by the NASA/Goddard Space Flight Center."*

Please send a preprint or reprint of the paper to:

Şekil Ek1.7. İndirilmek üzere hazırlanmış veri linki

Şekil Ek1.7 deki kırmızı ile işaretlenmiş linke tıklanır.



Şekil Ek1.8. Kaydetme ekranı

Şekil Ek1.8 deki kırmızı ile işaretlenmiş “Kaydet” butonuna tıklanarak verinin tar ile sıkıştırıldığı tar uzantılı dosya bilgisayara indirilir.

### EK 3- Analiz İçin Veri Hazırlığı

1. Linux de çalışacağımız yeri belirleyip, analizini yapacağımız kaynağın ham verisini içeren, internetten indirdiğimiz tar uzantılı dosyayı bu dizine kaydediyoruz.

2. İndirilen dosyanın uzantısı **.tar** olduğundan bunu şu komut ile açıyoruz.

**tar -xvf indirilen dosya adı**

3. Dosyayı açınca ODF klasörü ve bu klasör içinde **.gz** uzantılı sıkıştırılmış dosyalar oluşur. Bunların da açılması gerekmektedir. Bu işlem için şu komut kullanılır.

**gunzip \*.gz**

4. Sıkıştırılmış dosyaları açtıktan sonra, çalışacağımız konsol için analiz programının ayarlarını yapmamız gerekmektedir. Analiz için “**sas65** veya **sas70**” programları kullanılmaktadır. Bu ayarları aktif hale getirmek için şunları yapmalıyız.

**sas65** veya **sas70**

ve sonra

**heainit**

5. Çalışacağımız programı aktif hale getirdikten sonra, konsol ile indirdiğimiz veri arasındaki ayarları yapmalıyız.

**setenv SAS\_DIR /usr/bin/xmmsas\_20050815\_1803**

**setenv SAS\_PATH /usr/bin/xmmsas\_20050815\_1803**

**setenv SAS\_CCFPATH /home/misen/ccf/**

**setenv SAS\_ODF /home/misen/analiz/vwhyi/0111970301/ODF**

**setenv SAS\_CCF /home/misen/analiz/vwhyi/0111970301/ODF/ccf.cif**

sonra yukarıdaki adresleme kontrol edilir

**env | grep SAS**

6. Analiz için gerekli programı aktif hale getiriyoruz. (ODF in altındaki bu dosya çalıştırılır) (bu dosyayı biz ODF klasörünün altına koyuyoruz)

**ssh xmm\_anal\_init.csh**

sonra yes için y ye basılır. ODF klasörünü sorar. Üstten path i kopyalayıp  
(/home/misen/analiz/vwhy/0111970301/ODF)

sonuna / klasör işaretini koyuyoruz

**/home/misen/analiz/vwhy/0111970301/ODF/** olacak.

sonra CCF dosyası ve **MOS1, MOS2 ve PN** için olay (event) dosyaları oluşacaktır.

7. Çalıştığımız ana klasör içinde (vwhy de) üç tane alt klasör oluşturmamız gerekmektedir. Bu klasörlerin isimleri **mos1, mos2 ve pn** olacaktır. Bu işlem için şu komutlar kullanılır.

**mkdir mos1**

8. Sıkıştırılmış dosyaları açtığımız klasöre gidilir.

(/home/misen/analiz/vwhy/0111970301/ODF/RED/Chain), buradan event dosyalarını arayıp mos1, mos2 ve pn klasörleri içine kopyalıyoruz. Bu işlem için şu komutlar kullanılır.

Dosya arama için:

mos1 için: **ls \*M1\*EVLI\***

gelen dosyalardan **\*MIEVLI\*** ve **\*PIEVLI\*** olanları kullanacağız.

Kopyalama için herbir dosyayı ilgili klasörlere kopyalıyoruz:

**cp P0111970301M1S001MIEVLI0000.FIT /home/misen/analiz/vwhy/mos1**

9. Dosyaları kopyaladıktan sonra bu kopyalanan olayların (eventlerin) isimlerini rahat anlaşılması için değiştireceğiz. Bunları mos1, mos2 ve pn klasörlerinde yapıyoruz.

mv P0111970301M1S001MIEVLI0000.FIT m1\_event.fits (mos1 de)

MO2 ve PN için aynı işlemler yapılır



#### EK 4- Kaynak Hakkında Genel Görüntü Bilgisi Almak ve Düzenlemek

1-

```
evselect    table=pn_event.fits    withimagesets=true    ximagebinsize=20  
yimagebinsize=20 xcolumn=X ycolumn=Y imageset=pn1_image.fits
```

```
ds9 pn1_image.fits
```

2-

```
epchain runbackground=N keepintermediate=raw withoutoftime=Y
```

```
P0111970301PNS003OOEVL10000.FIT
```

```
epchain runatthkgen=N runepframes=N runbadpixfind=N runbadpix=N
```

3- Ham veriden pn inin ilk görüntüsünü oluşturmak için şu komut kullanılır:

```
evselect    table=pn_event.fits    withimagesets=true    ximagebinsize=20  
yimagebinsize=20 xcolumn=X ycolumn=Y imageset=pn_image.fits
```

```
ds9 pn_image.fits
```

## EK 5- Kaynak Belirleme

1- Kaynak belirleme için “Sourcedetection” isminde yeni bir klasör oluşturulur. Aşağıdaki dosyalar bu klasörün içine konur.

mos1 için:

m1\_source\_filt.ev

m1\_softimage-filt.fits, m1\_mediumimage-filt.fits, m1\_hardimage-filt.fits,

m1\_allbandimage-filt.fits

2- atthkgen atthkset=attitude.fits timestep=1

3-

a) MOS1 için

```
evselect table=m1_source_filt.ev withimageset=yes imagesets=mos1_d_allband.fits
imagebinning:binSize xcolumn=X ximagebinsize=20 ycolumn=Y yimagebinsize=20
filtertype=expression expression='(PATTERN <=12 )&&(FLAG = 0)&&(PI in
[200:12000])&&#XMMEA_EM'
```

4-

```
edetect_chain imagesets='mos1_d1.fits mos1_d2.fits mos1_d3.fits mos1_d4.fits
mos1_d5.fits' eventset=m1_source_filt.ev attitudeset=attitude.fits pimin='200 500
2000 4500 7500' pimax='500 2000 4500 7500 12000' \ ecf='1.772 1.19 0.73 0.249
0.030' eboxl_list='m1_eboxlist_l.fits' eboxm_list='m1_eboxlist_m.fits'
esp_nsplinenodes=16 eml_list='m1_emllist.fits' esen_mlmin=15
```

5-

```
srcdisplay boxlistset=m1_emllist.fits imageset=mos1_d_allband.fits
sourceradius=0.004 regionfile=regionfile.txt withregionfile=yes
*****
```

ds9

MOS 2 ve PN için aynı işlemler tekrarlanır

## EK 6- Işık Eğrisi ve Görüntü Oluşturma

1- Çalışacağımız klasöre geçilir (mos1, mos2 veya pn).

2- IŞIK EĞRİSİ oluşturmak için

```
/mos1>evselect          table=m1_event.fits:EVENTS          withratesets=yes  
rateset=m1_lightcurve.fits    maketimecolumn=yes    timecolumn=TIME  
timebinsize=20
```

**m1\_lightcurve.fits** dosyasını oluşturmuş olduk. **mos2** ve **pn** için de aynı işlemler yapılır.

3- Oluşturduğumuz ışık eğrisini (m1\_lightcurve.fits) görmek için şu komutu kullanıyoruz.

```
/mos1>fplot m1_lightcurve.fits
```

4- Işık eğrisine bakarak kısıtlama yapacağımız aralığı belirliyoruz. Kısıtlamanın sebebi gürültü ya da kaynağımıza ait olmayan veri olabilir. (r y değer değer)

r y 1 5

5- Kısıtlama aralığını belirledikten sonra kısıtlama dosyasını oluşturuyoruz. Bu işlem için şu komut kullanılır.

```
/mos1>tabgtigen table=m1_lightcurve.fits:RATE  
expressions='(RATE>=1)&&(RATE<=5)' gtiset=m1_gtisel.fits  
timecolumn=TIME
```

6- Kısıtlama dosyasını oluşturduktan sonra ham verimizi filtreliyoruz.

```
/mos1> evselect table=m1_event.fits:EVENTS withfilteredset=yes  
expression='(PATTERN <= 12)&&(PI in  
[200:14000])&&#XMMEA_EP&&GTI(m1_gtiset.fits,TIME)  
filteredset=m1_source_filt.ev filtertype=expression keepfilteroutput=yes  
updateexposure=yes filterexposure=yes
```

```
/mos2> evselect table=m2_event.fits:EVENTS withfilteredset=yes  
expression='(PATTERN <= 12)&&(PI in  
[200:14000])&&#XMMEA_EP&&GTI(m2_gtiset.fits,TIME)  
filteredset=m2_source_filt.ev filtertype=expression keepfilteroutput=yes  
updateexposure=yes filterexposure=yes
```

```
/pn> evselect table=pn_event.fits:EVENTS withfilteredset=yes  
expression='(PATTERN <= 12)&&(PI in  
[200:14000])&&#XMMEA_EP&&GTI(pn_gtiset.fits,TIME)  
filteredset=pn_source_filt.ev filtertype=expression keepfilteroutput=yes  
updateexposure=yes filterexposure=yes
```

7- Filtreleme işlemi bittikten sonra filtrelenmiş veriden **görüntü** oluşturacağız. Bunu şu komut ile yapıyoruz.

```
/mos1>evselect      table:m1_source_filt.ev:EVENTS      withimagesets=yes  
imageset=m1_image.fits      xcolumn=X      ycolumn=Y      ximagesize=1600  
yimagesize=1600
```

```
/mos1>evselect table=m1_source_filt.ev withimageset=yes  
imageset=m1_softimage-filt.fits xcolumn=X ximagebinsize=20 ycolumn=Y  
yimagebinsize=20 filtertype=expression
```

```
expression='(PATTERN<=12)&&(FLAG==0)&&(PI in  
[300:1000])&&#XMMEA_EM'
```

```
/mos1>evselect table=m1_source_filt.ev withimagesets=yes  
imageset=m1_mediumimage-filt.fits xcolumn=X ximagebinsize=20 ycolumn=Y  
yimagebinsize=20 filtertype=expression  
expression='(PATTERN<=12)&&(FLAG==0)&&(PI in  
[1000:1600])&&#XMMEA_EM'
```

```
/mos1>evselect table=m1_source_filt.ev withimagesets=yes  
imageset=m1_hardimage-filt.fits xcolumn=X ximagebinsize=20 ycolumn=Y  
yimagebinsize=20 filtertype=expression  
expression='(PATTERN<=12)&&(FLAG==0)&&(PI in  
[1600:10000])&&#XMMEA_EM'
```

```
/mos1>select table=m1_source_filt.ev withimageset=yes  
imageset=m1_allbandimage-filt.fits xcolumn=X ximagebinsize=20 ycolumn=Y  
yimagebinsize=20 filtertype=expression expression='(PATTERN <=12  
)&&(FLAG == 0)&&(PI in [300:10000])&&#XMMEA_EM'
```

*b) MOS2 için*

```
/mos1>evselect table:m2_source_filt.ev:EVENTS withimagesets=yes  
imageset=m2_image.fits xcolumn=X ycolumn=Y ximagesize=1600  
yimagesize=1600
```

```
/mos1>evselect table=m2_source_filt.ev withimageset=yes  
imageset=m2_softimage-filt.fits xcolumn=X ximagebinsize=20 ycolumn=Y  
yimagebinsize=20 filtertype=expression  
expression='(PATTERN<=12)&&(FLAG==0)&&(PI in  
[300:1000])&&#XMMEA_EM'
```

```
/mos1>evselect table=m2_source_filt.ev withimagesets=yes
imageset=m2_mediumimage-filt.fits xcolumn=X ximagebinsize=20 ycolumn=Y
yimagebinsize=20 filtertype=expression
expression='(PATTERN<=12)&&(FLAG==0)&&(PI in
[1000:1600])&&#XMMEA_EM'
```

```
/mos1>evselect table=m2_source_filt.ev withimagesets=yes
imageset=m2_hardimage-filt.fits xcolumn=X ximagebinsize=20 ycolumn=Y
yimagebinsize=20 filtertype=expression
expression='(PATTERN<=12)&&(FLAG==0)&&(PI in
[1600:10000])&&#XMMEA_EM'
```

```
/mos1>select table=m2_source_filt.ev withimageset=yes
imageset=m2_allbandimage-filt.fits xcolumn=X ximagebinsize=20 ycolumn=Y
yimagebinsize=20 filtertype=expression expression='(PATTERN <=12
)&&(FLAG == 0)&&(PI in [300:10000])&&#XMMEA_EM'
```

*c) PN için*

```
/mos1>evselect table:pn_source_filt.ev:EVENTS withimagesets=yes
imageset=pn_image.fits xcolumn=X ycolumn=Y ximagesize=1600
yimagesize=1600
```

```
/mos1>evselect table=pn_source_filt.ev withimageset=yes
imageset=pn_softimage-filt.fits xcolumn=X ximagebinsize=20 ycolumn=Y
yimagebinsize=20 filtertype=expression
expression='(PATTERN<=12)&&(FLAG==0)&&(PI in
[300:1000])&&#XMMEA_EM'
```

```
/mos1>evselect table=pn_source_filt.ev withimagesets=yes
```

```
imageset=pn_mediumimage-filt.fits xcolumn=X ximagebinsize=20 ycolumn=Y
yimagebinsize=20 filtertype=expression
expression='(PATTERN<=12)&&(FLAG==0)&&(PI in
[1000:1600])&&#XMMEA_EM'
```

```
/mos1>evselect table=pn_source_filt.ev withimagesets=yes
imageset=pn_hardimage-filt.fits xcolumn=X ximagebinsize=20 ycolumn=Y
yimagebinsize=20 filtertype=expression
expression='(PATTERN<=12)&&(FLAG==0)&&(PI in
[1600:10000])&&#XMMEA_EM'
```

```
/mos1>select table=pn_source_filt.ev withimageset=yes
imageset=pn_allbandimage-filt.fits xcolumn=X ximagebinsize=20 ycolumn=Y
yimagebinsize=20 filtertype=expression expression='(PATTERN <=12
)&&(FLAG == 0)&&(PI in [300:10000])&&#XMMEA_EM'
```

8- Görüntüleri elde ettikten sonra (mos1, mos2 ve pn için toplam 12 görüntü {[yumuşak (soft (0,3-1,0 keV)), medium (1,0-1,6 keV), hard (1,6-10 keV) ve allband (0,3-10 keV]} ekranda görmek için şu komut kullanılır.

**ds9 dosya ismi** (ör: m1\_softimage-filt.fits)

mos1 için:

```
ds9 m1_softimage-filt.fits &
ds9 m1_mediumimage-filt.fits &
ds9 m1_hardimage-filt.fits &
ds9 m1_allbandimage-filt.fits &
```

9- MOS1, MOS2, PN kameradan alınan görüntüleri birleştirerek EPIC görüntüler dört enerji aralığı için (yumuşak (soft, 0,3-1,0 keV), orta (medium, 1,0-1,6 keV), sert (hard, 1,6-10,0 keV) ve tüm band (all, 0,3-10,0 keV)) aşağıdaki şekilde oluşturulur.

**MOS1 için:**

m1\_softimage-filt.fits, m1\_mediumimage-filt.fits, m1\_hardimage-filt.fits ve  
m1\_allbandimage-filt.fits

**MOS2 için:**

m2\_softimage-filt.fits, m2\_mediumimage-filt.fits, m2\_hardimage-filt.fits ve  
m2\_allbandimage-filt.fits

**PN için:**

pn\_image\_clean-soft.fits, pn\_image\_clean-medium.fits, pn\_image\_clean-hard.fits ve  
pn\_image\_clean-all.fits

ile **merge** klasörüne geçilir. Ve görüntüleri birleştirme işlemi için aşağıdaki  
komutlar çalıştırılır.

```
emosaic imageset=' m1_softimage-filt.fits m2_softimage-filt.fits  
pn_image_clean-soft.fits' mosaicedset=emosaic_image-soft.fits
```

```
emosaic imageset=' m1_mediumimage-filt.fits m2_mediumimage-filt.fits  
pn_image_clean-medium.fits' mosaicedset=emosaic_image-medium.fits
```

```
emosaic imageset=' m1_hardimage-filt.fits m2_hardimage-filt.fits  
pn_image_clean-hard.fits' mosaicedset=emosaic_image-hard.fits
```

```
emosaic imageset=' m1_allbandimage-filt.fits m2_allbandimage-filt.fits  
pn_image_clean-all.fits' mosaicedset=emosaic_image-all.fits
```

Böylece **emosaic\_image-soft.fits**, **emosaic\_image-medium.fits**, **emosaic\_image-  
hard.fits** ve **emosaic\_image-all.fits** birleşik dosyaları oluşmuş oldu.

**ds9 emosaic\_image-soft.fits &**

diğer dosyalara da bu şekilde bakılır.



## EK 7- XIMAGE (Görüntü Düzenleme)

a)

MOS1 yumuşak (Soft) görüntü elde etmek için

```
ximage
read/size=-100/bscale=3050 m1_softimage-filt.fits
cpd mos1_soft.ps/cps
smooth/scaling_factor=1/sig=5
cct/set spectrum.tab
title "VW Hyi"
level/n=50
dis/log/min=100
grid/lstyle=8/col=2
```

Görüntü ekrana gelir.

MOS1 in orta ve sert görüntüleri için aynı işlem yapılır.

b)

MOS2 yumuşak (Soft) görüntü elde etmek için

```
ximage
read/size=-100/bscale=3050 m2_softimage-filt.fits
cpd mos1_soft.ps/cps
smooth/scaling_factor=1/sig=5
cct/set spectrum.tab
title "VW Hyi"
level/n=50
dis/log/min=100
```

grid/lstyle=8/col=2

Görüntü ekrana gelir.

MOS2 nin orta ve sert görüntüleri için aynı işlem yapılır.

c)

PN yumuşak (Soft) görüntü elde etmek için

ximage

read/size=-100/bscale=3050 pn\_softimage-filt.fits

cpd mos1\_soft.ps/cps

smooth/scaling\_factor=1/sig=5

cct/set spectrum.tab

title "VW Hyi"

level/n=50

dis/log/min=100

grid/lstyle=8/col=2

Görüntü ekrana gelir.

PN in orta ve sert görüntüleri için aynı işlem yapılır.

## EK 8- Tayfsal Analiz

1- Bir spektrum klasörü açılarak içine filtrelenmiş dosyalar kopyalanır.

2- **ds9** ile kaynağın koordinatları ve yarıçapı belirlenir.

3- Filtrelenmiş veri dosyasından, “kaynak.pi” uzantılı tayf dosyası oluşturulur.  
Sonra, “arkaplan.pi” lı tayf dosyası oluşturulur.

4-

a) `rmfgen spectrumset=m1_source.pi rmfset=m1_source.rmf`

```
arfgen arfset=m1_source.arf spectrumset=m1_source.pi extendedsource=no  
withrmfset=true rmfset=m1_source.rmf modelee=yes withbadpixcorr=yes  
badpixlocation=m1_source_filt.ev
```

b) `rmfgen spectrumset=m2_source.pi rmfset=m2_source.rmf`

```
arfgen arfset=m2_source.arf spectrumset=m2_source.pi extendedsource=no  
withrmfset=true rmfset=m2_source.rmf modelee=yes withbadpixcorr=yes  
badpixlocation=m2_source_filt.ev
```

c) `rmfgen spectrumset=pn_source.pi rmfset=pn_source.rmf`

```
arfgen arfset=pn_source.arf spectrumset=pn_source.pi extendedsource=no  
withrmfset=true rmfset=pn_source.rmf modelee=yes withbadpixcorr=yes  
badpixlocation=pn_source_filt.ev
```

MOS2 ve PN için aynı işlemler yapılır

5-

```
>grppha
```

```
m1_source.pi
```

```
m1_source-grp.pi
```

```
group min 100
```

```
chkey RESPFILE m1_source.rmf
```

```
chkey ANCRFILE m1_source.arf
```

```
chkey BACKFILE m1_source-bgd.pi
```

```
exit
```

6-

```
xspec11
```

```
data m1_source-grp.pi
```

```
ignore **-0.1 10.0-**
```

```
setplot energy
```

```
model cemekl
```

```
Renorm
```

```
Fit
```

## Tablolar

Tablo 2.1	XMM-Newton uydusunun temel özellikleri	75
Tablo 2.2	RGS (Yansıtımlı ızgara tayfölçer) aygıtlarının özellikleri	88
Tablo 2.3	Optik Monitör (OM)'ün özellikleri	90
Tablo 2.4	XMM in diğer X-ışın uyduları ile kıyaslaması.	92
Tablo 3.1	VW Hyi nin bazı temel özellikleri	111
Tablo 3.2	VW Hyi deki eş evreli cüce nova salınımları	119
Tablo 3.3	VW Hyi nin model parametreleri	121
Tablo 3.4	VW Hyi nin XMM gözlem verileri özeti	121
Tablo 3.5	Soğumalı akış modeli parametreleri	123
Tablo 3.6	Element bollukları	123
Tablo 3.7	Durağan haldeki VW Hyi nin X-ışın akılarının karşılaştırılması	125
Tablo 3.8	EUVE gözlemlerinin bilgileri	129
Tablo 3.9	Absorbsiyon çizgilerinin eşdeğer genişlikleri	136
Tablo 3.10	XMM gözlem bilgileri	138
Tablo 3.11	VW Hyi nin Ekvatorial koordinatları (ekinoks 2000 için) ve Galaktik koordinatlarını göstermektedir.	138
Tablo 3.12	MOS1, MOS2 ve PN için belirlenen kaynak sayısı	145
Tablo 3.13	Koronal Sifon Akış Modeli denklemlerinden hesaplamalar	165
Tablo 3.14	CEVMKL modeli ile elde edilen element bollukları	167
Tablo 3.15	Tayfa uygulanan modellerin parametre değerleri	168

## Şekiller

Şekil 1.1.	Elektromanyetik spektrum diyagramı	2
Şekil 1.2.	Üç X-ışını mekanizmasının verdiği tayflar	5
Şekil 1.3.	Frenleme ışınımı mekanizmasının şematik gösterimi	8
Şekil 1.4.	Sinkrotron radyasyonu mekanizması	13
Şekil 1.5.	Coşkun Değişen sistemler için örnek bir model.	22
Şekil 1.6.	Cüce Nova'nın şematik gösterimi.	22
Şekil 1.7.	NN Ser' in bir ışık eğrisi.	25
Şekil 1.8.	Sıcaklık ve parlaklığa göre HR grafiği	26
Şekil 1.9.	Kütle oranı 0,5 olan coşkun değişen için yörünge düzlemindeki eş potansiyel yüzeyleri	29
Şekil 1.10.	Z Cha' nın" tutulma ışık eğrisi.	35
Şekil 1.11.	Sınır tabakası örneği.	37
Şekil 1.12.	Optik olarak kalın sınır tabakasının bir görünüşü	38
Şekil 1.13.	Düşük yığılma oranında, sınır tabakası aktivitesi	40
Şekil 1.14.	Kuvvetli manyetik alana sahip coşkun değişenler	46
Şekil 1.15.	Yarı kutupsal sistemlerin şematik gösterimi	46
Şekil 1.16.	Bir cüce novanın şematik ışık eğrisi	49
Şekil 1.17.	VW Hyi nin ışık eğrisi.	50
Şekil 1.18.	Buharlaşan iç diskteki sürecin şematik gösterimi	63
Şekil 1.19.	Alt sınır değerleri için koronadaki parametrelerin değişimi	68
Şekil 1.20.	Manyetik ve manyetik olmayan sistemler için Coşkun değişen çift yıldız sistemlerinin modelleri.	70
Şekil 1.21.	Coşkun değişenlerde çeşitli dalgalı boylarındaki ışınımlar ve yayımlandıkları bölgeler.	71
Şekil 2.1.	XMM-Newton uydusunun yörüngesinin şematik olarak gösterimi	74
Şekil 2.2.	XMM uydusunun bileşenleri ve şematik gösterimi	77
Şekil 2.3.	Teleskop konfigürasyonu	77
Şekil 2.4.	Wolter Teleskop tipleri	80

Şekil 2.5.	XMM'in ayna modülü	81
Şekil 2.6	RGS siz bir XMM X-ışın teleskobunda (PN) ışığın yolu	82
Şekil 2.7.	Izgaralı (RGS) iki XMM teleskobunda (MOS1 ve MOS2) ışığın izlediği yol	82
Şekil 2.8.	XMM ayna modüllerinin etki alanının diğer X-ışın uyduları ile kıyaslaması (lineer ölçek)	83
Şekil 2.9.	XMM ayna modüllerinin etki alanının diğer X-ışın uyduları ile kıyaslaması (logaritmik ölçek)	84
Şekil 2.10	EPIC kameraların iki türünün görüş alanı	85
Şekil 2.11	XMM-MOS CCD	86
Şekil 2.12	XMM-PN CCD	87
Şekil 2.13	Yansıtmalı Izgara Tayföçerin (RGS) şematik gösterimi	89
Şekil 2.14	XMM optik/UV OM teleskobundan ışığın izlediği yol	90
Şekil 2.15	Cassegrain teleskopu'nun şematik gösterimi	91
Şekil 3.1.	VW Hyi nin ışık eğrisi.	110
Şekil 3.2.	VW Hyi nin optik dalga boyunda bir görüntüsü	112
Şekil 3.3.	VW Hyi nin XMM-Newton dan görüntüsü	117
Şekil 3.4.	VW Hyi' nin ROSAT tan görüntüsü	117
Şekil 3.5.	VW Hyi nin AAVSO dan temin edilen ışık eğrisi	139
Şekil 3.6.	VW Hyi nin EPIC pn den alınan gökyüzü koordinatlarındaki görüntüsü.	140
Şekil 3.7.	PN in ham verisinden elde edilen görüntüsü	141
Şekil 3.8.	VW Hyi nin gözlem hatasından (out of time) temizlenmiş PN görüntüsü	142
Şekil 3.9.	MOS1 için gözlemin yapıldığı görüş alanındaki kaynaklar	143
Şekil 3.10.	MOS2 için gözlemin yapıldığı görüş alanındaki kaynaklar	144
Şekil 3.11.	PN için gözlemin yapıldığı görüş alanındaki kaynaklar	145
Şekil 3.12.	MOS1, MOS2 ve PN için X-ışın ışık eğrileri.	147
Şekil 3.13.	VW Hyi'nin EPIC görüntüsü	149

Şekil 3.14.	MOS1 dedektöründen yumuşak, orta, sert ve tüm (all) band enerji aralıklarında elde edilen görüntüler (yakın, 600x 600 piksel)	151
Şekil 3.15.	MOS2 dedektöründen yumuşak, orta, sert ve tüm (all) band enerji aralıklarında elde edilen görüntüler (yakın, 600x 600 piksel)	153
Şekil 3.16.	PN dedektöründen yumuşak, orta, sert ve tüm (all) band enerji aralıklarında elde edilen görüntüler (yakın, 600x 600 piksel)	155
Şekil 3.17.	Yumuşak, orta, sert ve tüm enerji bantları için EPIC görüntüler (yakın, 600x 600 piksel)	157
Şekil 3.18	Yumuşak, orta, sert ve tüm enerji bantları için EPIC görüntüler (uzak) (1800x1800 piksel)	159
Şekil 3.19a.	MOS1 için seçilen kaynak (yeşil) ve arkaplan (sarı) veri bölgeleri	160
Şekil 3.19b	MOS2 için seçilen kaynak (yeşil) ve arkaplan (sarı) veri bölgeleri	161
Şekil 3.19c	PN için seçilen kaynak (yeşil) ve arkaplan (sarı) veri bölgeleri	161
Şekil 3.20.	MOS1, MOS2 ve PN in X-ışın tayfı	164
Şekil 3.21a.	MOS1 tayfına CEMEKL modeli fiti (1)	172
Şekil 3.21b.	MOS1 tayfına CEMEKL modeli fiti (2)	173
Şekil 3.22a.	MOS2 tayfına CEMEKL modeli fiti (1)	174
Şekil 3.22b.	MOS2 tayfına CEMEKL modeli fiti (2)	175
Şekil 3.23a.	Gözlem hatası (Out of time) çıkarılmadan oluşturulmuş PN tayfına CEMEKL modeli fiti	176
Şekil 3.23b.	Gözlem hatası (Out of time) çıkarılarak oluşturulmuş PN tayfına CEMEKL modeli fiti	177
Şekil 3.24.	Gözlem hatalı (Out of time) (A) ve Gözlem hatası (out of time) çıkarılarak (B) elde edilen tayflar (birlikte)	179
Şekil 3.25.	Gözlem hatası (Out of time) çıkarılarak oluşturulmuş PN tayfına CEMEKL modeli fiti	180



Şekil 3.26.	MOS1 ve PN tayflarına CEMEKL modeli fiti	181
Şekil 3.27.	MOS1 ve PN tayflarına MKCFLOW modeli fiti	182
Şekil 3.28.	MOS1 ve PN tayflarına CEVMKL modeli fiti	183
Şekil 3.29.	PN tayfına RAYMOND modeli fiti	184
Şekil 3.30.	PN tayfına Kuvvet Kanunu modeli fiti	184
Şekil 3.31.	PN tayfına Isısal Frenleme modeli fiti	185
Şekil Ek1.1.	Veri arama ekranı	III
Şekil Ek1.2.	Arama sonuçları ekranı	IV
Şekil Ek1.3.	Query information ekranı	V
Şekil Ek1.4.	Query Results ekranı	VI
Şekil Ek1.5.	Data Products Retrieval ekranı	VII
Şekil Ek1.6.	Preview ve Retrieve ekranı	VIII
Şekil Ek1.7.	İndirilmek üzere hazırlanmış veri linki	IX
Şekil Ek1.8.	Kaydetme ekranı	X

## Yaşam Öyküsü

**1. Adı Soyadı :** Mukadder İĞDİ ŞEN

**2. Öğrenim Durumu :**

Derece	Alan	Okul
Yüksek Lisans	Fen Edebiyat Fakültesi Fizik Bölümü	Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi
Lisans	Uçak ve Uzay Bilimleri Fakültesi Uzay Mühendisliği Bölümü	İstanbul Teknik Üniversitesi
Lise	Matematik Bölümü	Bursa Kız Lisesi
Ortaokul	Fen	Bursa Atatürk Lisesi

**3. Görevler :**

Ünvan	Yer	Yıl
Öğretim Görevlisi	Anadolu BİL Meslek Yüksek Okulu Bilgisayar Bölümü	2004-2006
Sistem ve Veritabanı Yöneticisi	Gıda Firması	1997-2003
Bilgi İşlem Görevlisi	Televizyon Şirketi	1996-1997

**4. Ulusal Bilimsel Toplantılarda Sunulan Bildiri ve Posterler ile Bildiri  
Kitabında Basılan Bildiriler :**

- İğdi Şen, M.,- İkis Gün, G., Eker, Z. “ Coşkun Değişen VW Hyi", Amatör  
Astronomi Kongresi, İstanbul Kültür Üniversitesi, İstanbul, 2007.

**5. Verdiği Dersler**

**Anadolu Bil Meslek Yüksek Okulu**

**Ön Lisans**

- Bilgisayar I
- Bilgisayar II
- Okul Öncesi Eğitimde Bilgisayar Öğretimi
- Veritabanı Yönetimi
- İleri Veritabanı Yönetimi

## **6. Bilimsel Etkinlikler**

### **a) Uluslararası Bilimsel Etkinlikler**

- Uluslararası Katılımlı Amatör Teleskop Yapımı Çalıştayı, İstanbul Kültür Üniversitesi, İstanbul, 10-14 Temmuz 2007
- II. Uluslararası Katılımlı Amatör Astronomi Sempozyumu, İstanbul Kültür Üniversitesi, İstanbul, 15-17 Temmuz 2007
- International Advanced Research School (IARS) / Astrofizik Yaz Okulu, Boğaziçi Üniversitesi, İstanbul, 20 Ağustos 2007- 9 Eylül 2007

### **b) Ulusal Bilimsel Etkinlikler**

- XV. Ulusal Astronomi Kongresi, İstanbul Kültür Üniversitesi- Fizik Bölümü, İstanbul, 28 Ağustos-1 Eylül, 2006.
- XV. Ulusal Öğrenci Astronomi Kongresi, İstanbul Kültür Üniversitesi- Fizik Bölümü, İstanbul, 28 Ağustos-1 Eylül, 2006.

### **c) Ulusal Bilimsel Kuruluşlara Üyelikler :**

- ÇOMÜ Astrofizik Araştırma Merkezi