

**SU UMa, WX Hyi ve V426 Oph CÜCE NOVALARININ
CHANDRA ve ROSAT UYDULARI
VERİ ANALİZİ**

Murat KOLA
Yüksek Lisans Tezi

Fen Bilimleri Enstitüsü
Fizik Anabilim Dalı
Temmuz - 2006

JÜRİ VE ENSTİTÜ ONAYI

Murat Kola' nın “**SU Uma, WX Hyi ve V426 Oph Cüce Novalarının Chandra ve Rosat Uyduları Veri Analizi**” başlıklı **Fizik** Anabilim Dalındaki, Yüksek Lisans tezitarihinde, aşağıdaki jüri tarafından Anadolu Üniversitesi Lisansüstü Eğitim-Öğretim ve Sınav Yönetmeliğinin ilgili maddeleri uyarınca değerlendirilerek kabul edilmiştir.

	Adı-Soyadı	İmza
Üye (TezDanışmanı)	: Yard.Doç. Dr.Metin ALTAN	
Üye	: Prof.Dr. M.Türker ÖZKAN	
Üye	: Prof.Dr.Muhsin ZOR	

Anadolu Üniversitesi Fen Bilimleri Enstitüsü Yönetim Kurulu'nun
..... tarih ve sayılı kararıyla onaylanmıştır.

Enstitü Müdürü

ÖZET

Yüksek Lisans Tezi

SU UMa, WX Hyi ve V426 Oph CÜCE NOVALARININ CHANDRA ve ROSAT UYDULARI VERİ ANALİZİ

Murat KOLA

**Anadolu Üniversitesi
Fen Bilimleri Enstitüsü
Fizik Anabilim Dalı**

Danışman: Yard.Doç.Dr. Metin ALTAN

2006, 269 sayfa

Bu tez çalışmasında, Cüce Novalara ait X-ışını verileri incelenmiştir. X-ışını uydu verileri ROSAT (ROntgen SATellite) ve CHANDRA arşivlerinden derlenerek elde edilmiştir. Üç adet cüce nova (SU UMa, WX Hyi ve V426 Oph) verileri indirgenmiş ve analizleri yapılmıştır. İndirgeme ve analiz aşamasında ESO-MIDAS (European Southern Observatory–Munich Image Data Analysis System) ve EXSAS (Extended X-ray Scientific Analysis System), ROSAT uydusu için, CIAO ve SHERPA ise CHANDRA uydusu için kullanılan programlardır.

Çalışma kapsamında, üç cüce nova yıldızının CHANDRA ve ROSAT uydu veri analizleri belirlenen dört model ((POWL) Güç Kanunu, (RSMF) Isısal Plazma Emisyonu (tam set Raymond-Smith), (BBEF) Kara Cisim (Planck spektrumu), (TBEF) Isısal Bremsstrahlung) üzerinde kullanılmıştır. Sonuçta X-ışın gözlemlerinde ham bir verinin nasıl indirgenip, gerekli algoritmaları kullanarak elde edilen verilere modellerin uygulanıp fit edildiği ortaya konmuştur. ROSAT uydu analizlerine bakılarak, SU UMa ve WX Hyi POWL modeline, V426 Oph ise RSMF modeline uygunluk göstermiştir. CHANDRA uydu analizlerine bakılarak, SU UMa ve WX Hyi RSMF modeline, V426 Oph ise BBODY modeline uygunluk göstermiştir.

Anahtar Kelimeler: Cüce nova, X-ışını veri analizi, MIDAS, EXSAS, CIAO, SHERPA

ABSTRACT

Master of Science Thesis

**ANALYSIS OF CHANDRA and ROSAT SATELLITES DATA OF SU UMa,
WX Hyi and V426 Oph DWARF NOVAE**

Murat KOLA

Anadolu University

Graduate School of Sciences

Physics Program

Supervisor: Yard.Doç.Dr.Metin ALTAN

2005, 269 pages

In this thesis, X-ray data which belong to the dwarf novae are studied. X-rays satellite data is derived by collecting from the ROSAT (ROntgen SATellite) and CHANDRA archives. Three dwarf novae (SU UMa, WX Hyi ve V426 Oph) data is reduced and analysed. The programs ESO-MIDAS (European Southern Observatory–Munich Image Data Analysis System) and EXSAS (Extended X-ray Scientific Analysis System) are used for ROSAT satellite and CIAO and SHERPA are used for CHANDRA satellite while reducing and analysing.

In the content of this work, CHANDRA and ROSAT' s analysed data of three dwarf novae stars are used on the determined four models ((POWL) Power Law, (RSMF) Thermal Plasma Emission (Raymond-Smith), (BBEF) Black Body (Planck spectra), (TBEF) Thermal Bremsstrahlung). In conclusion, in X-rays observations it is explained how raw-data is reduced, how the models are applied and fitted using algorithm. It is manifested that POWL is the most suited model for the SU UMa and WX Hyi; RSMF is the most suited model for the V426 Oph (for ROSAT analysis). It is manifested that RSMF is the most suited model for the SU UMa and WX Hyi; BBODY is the most suited model for the V426 Oph (for CHANDRA analysis).

Keywords: Dwarf nova, X–ray data analysis, MIDAS, EXSAS, CIAO, SHERPA

TEŞEKKÜR

Evrenin oluşumundan itibaren insanoğlunun düşünce ve duygularını karşı tarafa aktarmasının en güzel yolu belki konuşmak diye aklınızdan geçse de benim gibi kendisini konuşarak ifade edemeyen acizlerin sığınacağı tek dayanak noktası kelimeler ve bunun sonsuzluğudur. Sanırım bir kutsal kitapta veya bir şarkı sözü olarak aklımda kalan bir cümle var, “ Denizler mürekkep ve tüm ağaçlar kalem olsa....” diye devam eden bir cümleydi. Evet şu an ben şunu rahatlıkla ve gönülden diyebilirim “Denizler mürekkep ve tüm dünyadaki ağaçlar kalem olsa değerli hocam Yard. Doç. Dr. Metin ALTAN’ a her ne kadar sevgilerimi, saygılarımı, teşekkürlerimi iletsem de eksik kalacağı görüşündeyim. Değerli hocamın bana sağladığı maddi ve manevi gibi basit kelimelerle sıkıştırıp olayı küçültmek istemiyorum. Söyleyeceğim tek cümle haddimi aşarak “İYİ Kİ VARSINIZ HOCAM” demek sanırım verdiğim değeri evrende bir karınca misali gösterir.

Bu tez çalışmasının bu kadar güzel olmasını sağlayan, fikirleri, güleç yüzü ile sabah uykusuz gelmiş bu öğrenciyi odasında ağırlayan, onu çayla uyandırıp her şeyin en mükemmeliğini göstermeye çalışan ve tezin her satırında emeği geçen İstanbul Üniversitesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü’ n de bulunan değerli hocam Prof. Dr. M. Türker ÖZKAN’ a da teşekkürlerimi sunmayı bir borçtan ziyade bir sorumluluk olarak görüyorum.

Bir kapı aralanmaz ise arkasından gideceklere yol göstermek çok zor olurdu. Lisans hayatım boyunca değer verdiğim ve Metin hocamın Yüksek Enerji Astrofiziğinde önünü açan ve kapı aralayan saygıdeğer hocam Prof. Dr. Muhsin ZOR’ a da bunu başlattığı ve bize önderlik ettiği için teşekkürlerimi sunarım.

Tez çalışmamın sonuna kadar başını ağrıttığım, sıkıştığım zamanlarda, anlayamadığım konularda devamlı yardım eden artık bir hocadan ziyade bir ağabey olarak gördüğüm İstanbul Üniversitesi Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümünün değerli Araştırma Görevlisi Tolga GÜVER hocama da yükümü ne kadar hafıfleteceğini bilemiyorum ama yine de bütün yardımları için teşekkür etmem gerekli.

Bana ortam hazırlayan Uydu ve Uzay Bilimleri Araştırma Enstitüsü ve çalışanlarına da yeri gelmişken müteşekkirdiğimi söylemek isterim.

Ve son olarak, insanoğlu her ne kadar nankör olsa da eninde sonunda onu dünyaya getiren sebepler planında bir annesi ve babası vardır. Eğer ben tekrar dünyaya gelseydim ve bana anne-babamı seçme özgürlüğü verilseydi kesinlikle şu an ki durumdan farklı olmasını istemezdim. Bu yüzden aileme çok ama çok teşekkür ediyorum. Özellikle biricik küçüğüm, canım, kardeşim, sarışınım, SAFA' ma.....

Ruhumun ve kalbimin derinliklerinde ki sevgime karşılık verecek KİMSEYE...

Murat KOLA
Temmuz, 2006

İÇİNDEKİLER

	<u>Sayfa</u>
ÖZET.....	i
ABSTRACT	ii
TEŞEKKÜR.....	iii
İÇİNDEKİLER.....	v
ŞEKİLLER DİZİNİ.....	x
ÇİZELGELER DİZİNİ.....	xviii
 1. GİRİŞ.....	 1
 2. ELEKTROMANYETİK SPEKTRUM.....	 4
2.1. Radyo Dalgaları.....	5
2.2. Mikrodalga.....	5
2.3. Kızılötesi.....	6
2.4. Görünebilir Işık Dalgaları.....	6
2.5. Morötesi Dalgalar.....	7
2.6. X-Işınları.....	8
2.7. Gama Işınları.....	12
 3. X-IŞINI MODELLERİNE FİZİKSEL YAKLAŞIM.....	 14
3.1. X-ışını Yayılma Mekanizmaları ve Kaynak Tayfı.....	14
3.2. Isısal Bremsstrahlung (serbest-serbest) Işınımı.....	16
3.3. Kara Cisim Işınımı.....	19
3.4. Senkrotron Işınımı ile X-ışını Üretimi.....	19
3.5. Raymond-Smith (Sıcak Plazmanın Yumuşak X-Işını Spektrumu).....	23
 4. X-IŞIN ASTROFİZİĞİNDE UYDU TEKNOLOJİSİ.....	 24
4.1. X-Işını Teleskopları, Dedektörleri ve Sayaçları.....	25
4.1.1. X-ışını teleskopları.....	25
4.1.2. X-ışını optikleri.....	25
4.1.3. X-ışını sayaçları.....	26

4.1.3.1. Orantılı Sayaçlar.....	26
4.1.3.2. Parıldama sayacı.....	28
4.1.4.X-Işını dedektörleri.....	29
4.1.4.1. Konuma duyarlı dedektörler.....	29
4.1.4.2. Uzayda X-ışını dedektörleri.....	30
4.1.4.3. Diğer tip dedektörler.....	31
4.2. Kolimatörler.....	32
4.2.1. Bindirme (Modülasyon) kolimatörleri.....	33
4.3. X-Işını Gözlemleri.....	34
4.3.1. Roket gözlemleri.....	34
4.3.2. Uydu gözlemleri.....	35
4.3.2.1 X-ışını gözlemlerinin yapılabildiği yörüngeler.....	36
4.3.2.2 Galaktik X-ışın kaynaklarının akısı ve parlaklıkla.....	37
5. KATAKLİSMİK DEĞİŞEN YILDIZLAR.....	41
5.1. Tanım ve Tarihteki Yeri.....	41
5.2. Sınıflandırılması.....	41
5.3. Yörünge Periyotları.....	45
5.3.1. Beyaz cüce.....	45
5.3.2. Kırmızı cüce (Yoldaş).....	46
5.3.3. Roche geometri.....	47
5.3.3.1. Elipsoidal değişenler.....	48
5.3.4. Kütle transferi.....	50
5.3.4.1. Yığılma diski.....	53
5.3.4.2. Parlak (Sıcak) leke.....	54
5.3.4.3. Grazing (Sıyırma) örtülme.....	57
5.4. Kataklistik Değişenlerin Kökeni.....	58
5.4.1. Kütle transfer tetiklenmesi.....	59
5.4.1.1. Çekimsel ışıınım.....	60
5.4.1.2. Manyetik frenleme.....	60
5.4.2. Periyot boşluğu.....	61
5.4.3. Minimum periyot.....	63

5.5. Disk ve Patlamalar.....	64
5.5.1. Yığılma diskindeki viskozite.....	67
5.5.1.1. Manyetik türbülans.....	68
5.5.2. Isısal kararsızlık.....	69
5.5.2.1. Sıcak ve Soğuk Dalgalar.....	71
5.5.2.2. Patlama şekilleri.....	72
5.5.3. Nova benzeri değişenler ve Z Cam yıldızları.....	74
5.6. Eliptik Diskler ve Süperpatlamalar.....	77
5.6.1. Süper hörgüçlerin kaynağı.....	77
5.7. Sifonlar, Rüzgarlar ve Akıntılar.....	79
5.7.1. Sınır tabakası.....	79
5.7.1.1. Sifonlar.....	80
5.7.2. Rüzgarlar.....	82
5.7.2.1. P Cygni profili.....	82
5.7.2.2. Maddenin disk ile etkileşimi.....	84
5.8. Flickering ve Salınımlar.....	85
5.8.1. Flickering'in yeri.....	85
5.8.2. Yarı periyodik salınımlar.....	86
5.8.3. Cüce nova salınımlar.....	86
5.8.3.1. Zayıf magnetik beyaz cüceler.....	87
5.8.3.2. Magnetosferik sınırdaki vuru frekansları.....	87
5.8.4. Beyaz cücenin pulsasyonu.....	88
6. ROSAT (RONtgen SATellite) ve CHANDRA UYDULARI.....	90
6.1. ROSAT Uydusu.....	90
6.1.1. Uzay Gemisi Konfigürasyonu ve Bilimsel Amaçları.....	90
6.1.2. Fırlatma ve Operasyon.....	93
6.1.3. Gözlem verileri.....	95
6.2. CHANDRA Uydusu.....	97
6.2.1. CHANDRA'nın görevi.....	97
6.2.2. İzleyen CHANDRA.....	99
6.2.3. CHANDRA donanımı.....	102

6.2.3.1. Teleskop sistemi.....	102
6.2.3.2. Bilimsel araçlar.....	104
6.2.3.3. Operasyonlar.....	108
6.2.3.4. Uzay gemisi.....	109
6.2.4. CHANDRA'nın ayrıntıları.....	111
7. MATERYAL ve METOD.....	114
7.1. ROSAT İçin Uygulanan Modeller ve Temel Kavramlar.....	114
7.1.1. Sayım Oranı (Count Rate) Belirleme.....	117
7.1.2. ROSAT Uydu Verisi Analizi.....	117
7.1.2.1. Verilerin analizi.....	118
7.2. CHANDRA İçin Uygulanan Modeller ve Temel Kavramlar.....	121
7.3. CHANDRA Uydusu Veri Analizi.....	123
7.3.1. Veri Analizi.....	123
7.3.1.1. STATUS BITS lerini silme.....	129
7.3.1.2 Yeni bir LEVEL=2 (2. SEVİYE) dosya oluşturma.....	132
7.3.1.3. Gözlemsel SPEC PFPC kötü piksel dosyaları kullanma...	135
7.3.1.4. Veri filtreleme.....	135
7.3.1.5. Veri seti üzerinden parlak kaynakların kaldırılması.....	135
7.3.1.6. Işık eğrisi analizi (analyze_ltrcv.sl).....	136
7.3.1.7. Destreak' in Çalıştırılması.....	137
7.3.1.8. Kırınım ağı tayfı oluşturma (tgextract).....	137
7.3.1.9. ACIS-S için RMF dosyalarının oluşturulması.....	137
7.3.1.10. Fullgarf ın çalıştırılması.....	138
8 ANALİZ – BULGULAR.....	144
8.1. ROSAT Analizleri ve Bulguları.....	144
8.1.1. SU UMa Yıldızının Spektral Analiz Sonuçları.....	144
8.1.2. WX Hyi Yıldızının Spektral Analiz Sonuçları.....	155
8.1.3. V426 Oph Yıldızının Spektral Analiz Sonuçları.....	167
8.2. CHANDRA Analizleri ve Bulguları.....	178
8.2.1. SU UMa yıldızının analiz sonuçları.....	178

8.2.1.1. Tayfsal analize hazırlık.....	190
8.2.2. WX Hyi yıldızının analiz sonuçları.....	205
8.2.2.1. Tayfsal analize hazırlık.....	217
8.2.3. V426 Oph yıldızının analiz sonuçları.....	233
8.2.3.1. Tayfsal analize hazırlık.....	243
9. SONUÇLAR.....	256
KAYNAKLAR.....	259
Ek-1 Kepleryan Hareket.....	261
Ek-2 ROCHE Geometrisi İçin Formüller.....	263
Ek-3 Çiftin Kütle Transferine Tepkisi.....	264
Ek-4 Osaki' nin Disk Kararsızlığı Yorumu.....	265
Ek-5 Yığılma Diskindeki Açısız Momentum Değişimi.....	266
Ek-6 Sınır Tabakasının Sıcaklığı.....	267
Ek-7 EXSAS Programının Genel Yapısı.....	268

ŞEKİLLER DİZİNİ

	<u>Sayfa</u>
2.1. Elektromanyetik spektrum diyagramı	4
2.2. (COBE) Kozmik Zemin Tarayıcısı'ndan alınan kozmik mikrodalga zemininin bir görüntüsü.....	6
2.3. Galaksimizin merkezinin IRAS tarafından alınan görüntüsü	6
2.4. Patlamış bir yıldız olan Crab Bulutsusu'nun iki görüntüsü	7
2.5. Uzak morötesinde 171 Angström dalga boyunda alınan Güneş'in görüntüsü	7
2.6. Gerçek bir X-ışın dedektörü olan orantılı sayaç düzeneğinin görüntüsü	9
2.7. Polar uydusu ile 1996 Mart da Dünya'nın X-ışınları ile alınan görüntüsü ...	9
2.8. Hyakutake kuyruklu yıldızının bir X-ışın teleskopu olan ROSAT..... tarafından gözlemlenmesi	10
2.9. Yokoh uydusu tarafından alınan Güneş' in görüntüsü Ayrıca Güneş'te..... X-ışınları yayar.....	10
2.10. Bir kütle transferi esnasında maddenin değdiği nokta X-ışını yayar	10
2.11. Küçük Magellan Bulutsusu olarak bilinen galaksi yakınlarında patlamış bir yıldızın kalıntısıdır	11
2.12. Aynı süpernova fakat sadece X-ışın yayımının gösterildiği bir görüntü	11
2.13. Eğer gözlerimiz Gama ışınlarını görebilseydi Güneş'i bu şekilde görürdük EGRET tarafından alınmıştır	12
2.14. Evrenin Gama ışınları ile bir haritası.....	13
3.1. Üç x-ışını mekanizmasının foton enerjisi ve akı yoğunluğu değişimi	15
3.2. Bremsstrahlung ışıının şematik gösterimi	18
3.3. Bir manyetik alanda dönen yüklü relativistik bir parçacık..... Manyetik alanın yönü sayfadan içeriye doğru.	20
4.1. Bir orantılı sayaç şemasını göstermektedir	27
4.2. Bir X-ışın orantılı sayacının çalıştırılması	30
4.3. Eksenler yönünde dönen kolimatörde, ışıının demetinin geçişinin üçgensel değişimi	33
4.4. Detektörde sıfır ve maksimum geçişler	34
5.1. Cüce novaların üç alt sınıfına ait ışık eğrileri	43

- 5.2. Her 3 saat 7 dakika da örtünen NN Ser' in bir ışık eğrisini gösteriyor.
Şekilde ki gap (boşluklar) bulutlu havadan dolayıdır45
- 5.3. NN Ser' in örtünme şemaları (fazlara bakılacak olursa örtünmeye yaklaşıyor, örtünme başlıyor, örtünme orta da, örtünüyor ve örtünme sonrası). Örtünme süresi girişte beyaz cücenin büyüklüğüne bağlı, toplam örtünme süresi ise kırmızı cücenin büyüklüğüne bağlıdır. Kırmızı cücenin bir yarım küresi beyaz cücenin yoğun radyasyonu tarafından ısıtılır, bu da ışık eğrisinde bir “yansıtma etkisi” oluşturur (Şekil 2.1)45
- 5.4. M_1 kütesinin yarısı olan M_2 ile bir çiftin eşit gravitasyonel potansiyel eğrisinin gösterimidir. Yıldızların yörüngeleri sayfa düzlemindedir. Potansiyel yüzeyler L_1 noktasında birbirlerine değiyor ki buna Lagrange noktası denir. Burada ki eğrinin sınırladığı bölgeye Roche Lobu denir.47
- 5.5. Roche Lobları maddenin aşağı akabildiği gravitasyonel kuyular olarak düşünülebilir. Kırmızı cüce kendi Roche lobunu doldurduğunda madde L_1 noktasına gelerek buradan beyaz cüceye doğru akar.....48
- 5.6. XY Ari' nin infrared deki ışık eğrisi elipsoidal değişimleri gösteriyor. Roche lobe şekli ikincil olan tam bir yörüngede iki kez önünden geçtiği görülüyor, maksimum yüzey alını ve böylece daha parlak görülüyor. O son tarafında olduğu zaman (L_1 noktasının bize yaklaşması veya uzaklaşması) XY Ari karartıcıdır. Farklı fazlardaki ikincilin şemaları şeklin altında verilmiştir.Burada yansıtma etkisi yoktur. Çünkü XY Ari daha serindir.....49
- 5.7. Bir çift yıldızın etrafındaki potansiyel kuyular51
- 5.8. Koriolis kuvveti etkisi ile L_1 noktasından ayrılmakta olan maddenin eğrilmesi.52
- 5.9. IY UMa' nın bir ışık eğrisinin derin bir örtünmeyi göze çarpan bir “yörünge hörgücü” görünmektedir54
- 5.10. Bir çift yıldızda kütle transferi55
- 5.11. Bir kataklizmik değişenin kütle transferi ve akan kütle disk üzerine çarpması ile oluşan “parlak nokta” görünmektedir. Bazı zamanlar, disk üzerine akan kütle çok fazla gelerek beyaz cüceye çok daha fazla

- yaklaşabilir (noktalı çizgi). Ok bize disk merkezine yakın yerlerde maddenin yörüngesinin hızlandığını gösteriyor55
- 5.12. Z Cha' nın" örtüşmesinin, yörünge fazı üzerinde "düşmesi" ile bir ışık eğrisi içinde birleştirilmenin verisidir. Verinin aşağısındaki H işaretleri beyaz cücenin örtüşmeye girmesi ve daha sonra örtüşmeden ayrılmasını göstermektedir, ve yukarıdaki şekil parlak nokta ile benzerdir. Yörünge hörgücü bu zamanda örtüşüyor olmasına rağmen 0.65 ve .1.1 fazları arasında temiz bir şekilde görülmektedir. (Janet Wood tarafından yapılan ışık eğrisi)56
- 5.13. U Gem' in ışık eğrisi bir yörünge hörgücünü ve parlak bir noktanın örtülmesini göstermektedir57
- 5.14. WZ Sge' nin ışık eğrisi parlak bir noktanın örtülmesini ve ona özgü bir çift yörünge hörgücünü göstermektedir.....58
- 5.15. Katakлизмik değişenin yörünge periyodunun dağılımı, Hans Ritter ve Uli Kolb tarafından derlenmiştir63
- 5.16. Katakлизмik değişenlerin evrimi, boşluğun üzerinde manyetik frenleme (magnetic braking,MB), ve sonra boşluğun altında çekimsel ışıınım (gravitational radiation,GR) ve minimum periyodun içinden geçişini göstermektedir. Helyum sistemleri (AM CV ns) kısa periyotlu benzer izler üzerinde gelişmektedir. İkincillerin evrimleşmiş sistemleri uzun periyotlulardır. Oklar evrimin doğrultusunu göstermektedir64
- 5.17. OY Car sisteminin sakin durumda, patlamaya yükselirken ve maksimum patlama da yörünge ışık eğrileridir. Bu verinin üç kısmı on farklı gece de kaydedilmiştir. (Nicholas Vogt ve Rene Rutten tarafından)65
- 5.18. U Gem patlama içinden geçerken disk yarıçapının hesaplanması, parlak noktanın örtüşmesi kullanılarak elde edilmiştir. Çizgi diskin kararlı davranışı göz önüne alınarak çizilmiştir. (Bu veri Joe Smak tarafından yapılmıştır)67
- 5.19. Balbus- Hawley kararsızlığının gelişimi sol ve sağdan sıkışma şeklinde gösterilmiştir. Dikey alan çizgisindeki ayırımlar yükseltilmiş, alanın uzunluğu artırılır bu enerjinin dağılarak ayrılmasına kadar sürer. İyonlaşmış madde alan çizgilerinde akarlar68

5.20. Bir cüce nova da yüzey yoğunluğunun sıcaklık ve hidrojen iyonlaşması ...	70
5.21. Diskin yüzey yoğunluğuna karşı patlama periyodundaki yarıçap değişimi .	72
5.22. Hans Ritter ve Uli Kolb tarafından yapılmış cüce nova, Z Cam yıldızları ve nova benzeri yıldızların yörünge periyotları	75
5.23. AAVSO tarafından tamamlanmış Z Cam' ın oniki yıllık yaşamı. 100 günlük aralıklarla ölçeklendirilmiştir	76
5.24. V1159 Ori' nin bir süperpatmadan sonra beş gece gözleminde süper hörgüçlerin evrimi. (Joe Patterson ve arkadaşları tarafından adapte edilmiştir)	78
5.25. V1159 Ori' nin bir süperpatlama esnasında süper hörgüç dalgaformlarının değişimi. (Joe Patterson tarafından)	78
5.26. IY UMa'nın süper hörgüçleri için O-C diyagramı	79
5.27. Diskteki materyalin yörüngesel hızı, sınır tabakasındaki hız ile beyaz cücenin çok daha küçük yüzey hızının çakışması (BL; sınır tabakası, WD; beyaz cüce)	79
5.28. Yüksek yığılma oranlarında, sınır tabakasının sınır görüntüsü	80
5.29. Düşük yığılma oranında, sınır tabakası aktivitesi	81
5.30. Beyaz cüceden dışa doğru rüzgar akışı	82
6.1. Optik ölçüm aletleri	90
6.2. ROSAT'ın planlanan görevi.....	94
6.3. ROSAT' ın belirlediği 60.000 kaynaktan bazıları	95
6.4. 1993 yılında tespit edilen M81 galaksisindeki 1993 J süpernovası	96
6.5. Yengeç Bulutsusunun Rosat ve Chandra' dan alınan görüntüleri	97
6.6. Gözlem evinin görünümü	98
6.7. Chandra eliptik yörüngede dönmesi	98
6.8. Yörüngedeki Chandra'nın illüstrasyonudur	100
6.9. Chandra'nın Dünya etrafındaki eliptik hareketi	100
6.10. X-ışınlarının aynalardan yansıtılarak odakta toplanması	102
6.11. X-ışınlarının teleskopun içindeki aynalardan yansıtılarak odakta toplanmasını gösteren diyagram	103
6.12. Chandra X-ışın Gözlemevi	104
6.13. ACIS	104

6.14. HRC ilütarasyon	105
6.15. ppP HRC	105
6.16. ACIS odak düzlemini görünümü	106
6.17. İletim kırınım ağı	107
6.18. LETG	107
6.19. Girinti kesit alanı	107
6.20. SİM	108
6.21. Chandra gözlemevi	109
6.22. Thrusters	109
6.23. Güneş şemsiye kapı	110
6.24. İletişimin sağlandığı anten	110
8.1. SU UMa yıldızına yönelik kaynak inceleme sonuçları	144
8.2. SU UMa yıldızının ROSAT uydu verisindeki yarıçap sonuçları	144
8.3. SU UMa için kaynak ve arkaplanın kıyaslanması	145
8.4. SU UMa yıldızının ROSAT Uydu Verisinden elde edilen ışık eğrisi	145
8.5. SU UMa yıldızının POWL model analizi sonuçları	146
8.6. SU UMa yıldızının POWL modeli güvenilirlik analizi sonuçları	147
8.7. SU UMa yıldızının BBEF model analizi sonuçları	148
8.8. SU UMa yıldızının BBEF Modeli güvenilirlik analizi sonuçları	149
8.9. SU UMa yıldızının RSMF model analizi sonuçları	150
8.10. SU UMa yıldızının RSMF modeli güvenilirlik analizi sonuçları	151
8.11. SU UMa yıldızının TBEF model analizi sonuçları	152
8.12. SU UMa yıldızının TBEF Modeli güvenilirlik analizi sonuçları	153
8.13. WX Hyi yıldızına yönelik kaynak inceleme sonuçları	155
8.14. WX Hyi yıldızının ROSAT uydu verisindeki yarıçap belirleme sonuçları	156
8.15. WX Hyi için kaynak ve arkaplanın kıyaslanması	156
8.16. WX Hyi yıldızının ROSAT uydu verisinden elde edilen ışık eğrisi	157
8.17. WX Hyi yıldızının POWL model analizi sonuçları	157
8.18. WX Hyi yıldızının POWL modeli güvenilirlik analizi sonuçları	159
8.19. WX Hyi yıldızının BBEF model analizi sonuçları	160
8.20. WX Hyi yıldızının BBEF modeli güvenilirlik analizi sonuçları	161
8.21. WX Hyi yıldızının RSMF model analizi sonuçları	162

8.22. WX Hyi yıldızının RSMF modeli güvenilirlik analizi sonuçları	163
8.23. WX Hyi yıldızının TBEF model analizi sonuçları	164
8.24. WX Hyi yıldızının TBEF modeli güvenilirlik analizi sonuçları	165
8.25. V426 Oph yıldızına yönelik kaynak inceleme sonuçları	167
8.26. V426 Oph yıldızın ROSAT uydu verisindeki yarıçap belirleme sonuçları.....	167
8.27. V426 Oph için kaynak ve arkaplanın kıyaslanması	168
8.28. V426 Oph yıldızının ROSAT uydu verisinden elde edilen ışık eğrisi	168
8.29. V426 Oph yıldızının POWL model analizi sonuçları	169
8.30. V426 Oph yıldızının POWL modeli güvenilirlik analizi sonuçları	170
8.31. V426 Oph yıldızının BBEF model analizi sonuçları	171
8.32. V426 Oph yıldızının BBEF modeli güvenilirlik analizi sonuçları	172
8.33. V426 Oph yıldızının RSMF model analizi sonuçları	173
8.34. V426 Oph yıldızının RSMF modeli güvenilirlik analizi sonuçları	174
8.35. V426 Oph yıldızının TBEF model analizi sonuçları	175
8.36. V426 Oph yıldızının TBEF modeli güvenilirlik analizi sonuçları	176
8.37. SU UMa yıldızının uydu verisinde belirlenmesi.....	180
8.38. SU UMa yıldızının yerinin logaritmik belirlenmesi.....	180
8.39. SU UMa yıldızının elde edilen ışık eğrisi.....	188
8.40. SU UMa yıldızının Enerji-Sayım oranı grafiği.....	190
8.41. SU UMa yıldızının Dalgaboyu- Sayım oranı grafiği.....	191
8.42. SU UMa yıldızının powerlaw modeline göre fit edilmiş grafiği (Enerji-Sayım Oranı).....	192
8.43. SU UMa yıldızının powerlaw modeline göre fit edilmiş grafiği (Dalgaboyu-Sayım Oranı).....	193
8.44. SU UMa yıldızının powerlaw modeline göre uygunluk sonucu.....	193
8.45. SU UMa yıldızının blackbody modeline göre fit edilmiş grafiği (Enerji-Sayım Oranı).....	194
8.46. SU UMa yıldızının blackbody modeline göre fit edilmiş grafiği (Dalgaboyu-Sayım Oranı).....	195
8.47. SU UMa yıldızının blackbody modeline göre uygunluk sonucu.....	195
8.48. SU UMa yıldızının bremsstrahlung modeline göre fit edilmiş grafiği	

(Enerji-Sayım Oranı).....	196
8.49. SU UMa yıldızının bremsstrahlung modeline göre fit edilmiş grafiği (Dalgaboyu- Sayım Oranı).....	197
8.50. SU UMa yıldızının bremsstrahlung modeline göre uygunluk sonucu.....	197
8.51. SU UMa yıldızının raymond-smith modeline göre fit edilmiş grafiği (Enerji-SayımOranı).....	198
8.52. SU UMa yıldızının raymond-smith modeline göre fit edilmiş grafiği (Dalgaboyu SayımOranı).....	199
8.53. SU UMa yıldızının raymond-smith modeline göre uygunluk sonucu.....	199
8.54. WX Hyi yıldızının uydu verisinde belirlenmesi.....	207
8.55. WX Hyi yıldızının yerinin logaritmik belirlenmesi.....	207
8.56. WX Hyi yıldızının elde edilen ışık eğrisi.....	216
8.57. WX Hyi yıldızının Enerji-Sayım oranı grafiği.....	217
8.58. WX Hyi yıldızının Dalgaboyu-Sayım oranı grafiği.....	218
8.59. WX Hyi yıldızının powerlaw modeline göre fit edilmiş grafiği (Enerji-Sayım Oranı).....	219
8.60. WX Hyi yıldızının powerlaw modeline göre fit edilmiş grafiği (Dalgaboyu-Sayım Oranı).....	220
8.61. WX Hyi yıldızının powerlaw modeline göre uygunluk sonucu.....	220
8.62. WX Hyi yıldızının blackbody modeline göre fit edilmiş grafiği (Enerji-Sayım Oranı).....	221
8.63. WX Hyi yıldızının blackbody modeline göre fit edilmiş grafiği (Dalgaboyu-Sayım Oranı).....	222
8.64. WX Hyi yıldızının blackbody modeline göre uygunluk sonucu.....	222
8.65. WX Hyi yıldızının bremsstrahlung modeline göre fit edilmiş grafiği (Enerji-Sayım Oranı).....	223
8.66. WX Hyi yıldızının bremsstrahlung modeline göre fit edilmiş grafiği (Dalgaboyu-Sayım Oranı).....	224
8.67. WX Hyi yıldızının bremsstrahlung modeline göre uygunluk sonucu.....	224
8.68. WX Hyi yıldızının raymond-smith modeline göre fit edilmiş grafiği (Enerji-Sayım Oranı).....	225
8.69. WX Hyi yıldızının raymond-smith modeline göre fit edilmiş grafiği	

(Dalgaboyu-Sayım Oranı).....	226
8.70. WX Hyi yıldızının raymond-smith modeline göre uygunluk sonucu.....	226
8.71. V426 Oph yıldızının uydu verisinde belirlenmesi.....	235
8.72. V426 Oph yıldızının yerinin logaritmik belirlenmesi.....	235
8.73. V426 Oph yıldızının elde edilen ışık eğrisi.....	242
8.74. V426 Oph yıldızının Enerji-Sayım oranı grafiği.....	244
8.75. V426 Oph yıldızının Dalgaboyu-Sayım oranı grafiği.....	244
8.76. V426 Oph yıldızının powerlaw modeline göre fit edilmiş grafiği (Enerji-Sayım Oranı).....	246
8.77. V426 Oph yıldızının powerlaw modeline göre fit edilmiş grafiği (Dalgaboyu-Sayım Oranı).....	247
8.78. V426 Oph yıldızının powerlaw modeline göre uygunluk sonucu.....	247
8.79. V426 Oph yıldızının blackbody modeline göre fit edilmiş grafiği (Enerji-Sayım Oranı).....	248
8.80. V426 Oph yıldızının blackbody modeline göre fit edilmiş grafiği (Dalgaboyu-Sayım Oranı).....	249
8.81. V426 Oph yıldızının blackbody modeline göre uygunluk sonucu.....	249
8.82. V426 Oph yıldızının bremsstrahlung modeline göre fit edilmiş grafiği (Enerji Sayım Oranı).....	250
8.83. V426 Oph yıldızının bremsstrahlung modeline göre fit edilmiş grafiği (Dalgaboyu-Sayım Oranı).....	251
8.84. V426 Oph yıldızının bremsstrahlung modeline göre uygunluk sonucu.....	251
8.85. V426 Oph yıldızının raymond-smith modeline göre fit edilmiş grafiği (Enerji-Sayım Oranı).....	252
8.86. V426 Oph yıldızının raymond-smith modeline göre fit edilmiş grafiği (Dalgaboyu-Sayım Oranı).....	253
8.87. V426 Oph yıldızının raymond-smith modeline göre uygunluk sonucu.....	253

ÇİZELGE DİZİNİ

	<u>Sayfa</u>
4.1. X-Işını Astronomisinde Kullanılan Uyduların İsimleri Ve Bilgileri	39
7.1. xspowerlaw parametreleri	121
7.2. xsbbody parametreleri	121
7.3. xsbremss parametreleri	122
7.4. xsraymond parametreleri	123
7.5. Veri tipi gözlem modları	133
8.1. SU UMa yıldızının tüm modellere göre spektral analiz sonuçları	154
8.2. SU UMa yıldızının sayım oranı değeri	155
8.3. WX Hyi yıldızının tüm modellere göre spektral analiz sonuçları	166
8.4. WX Hyi yıldızının sayım oranı değeri	166
8.5. V426 Oph yıldızının tüm modellere göre spektral analiz sonuçları	177
8.6. V426 Oph yıldızının sayım oranı değeri	177
8.7. SU UMa yıldızının 1.seviye parametreleri	178
8.8. SU UMa yıldızının 2.seviye parametreleri	179
8.9. SU UMa yıldızının powerlaw modeline göre parametreleri.....	192
8.10. SU UMa yıldızının blackbody modeline göre parametreleri.....	194
8.11. SU UMa yıldızının bremsstrahlung modeline göre parametreleri.....	196
8.12. SU UMa yıldızının raymond-smith modeline göre parametreleri.....	198
8.13. SU UMa yıldızına ait 6.9 Angström civarındaki emisyon çizgisi.....	200
8.14. SU UMa yıldızına ait 2.9 Angström civarındaki emisyon çizgisi.....	201
8.15. SU UMa yıldızına ait 1.9 Angström civarındaki emisyon çizgisi.....	202
8.16. SU UMa yıldızına ait 8.5 Angström civarındaki emisyon çizgisi.....	203
8.17. WX Hyi yıldızının 1.seviye parametreleri.....	205
8.18. WX Hyi yıldızının 2.seviye parametreleri.....	206
8.19. WX Hyi yıldızının powerlaw modeline göre parametreleri.....	219
8.20. WX Hyi yıldızının blackbody modeline göre parametreleri.....	221
8.21. WX Hyi yıldızının bremsstrahlung modeline göre parametreleri.....	223
8.22. WX Hyi yıldızının raymond-smith modeline göre parametreleri.....	225

8.23. WX Hyi yıldızına ait 6.9 Angström civarındaki emisyon çizgisi.....	227
8.24. WX Hyi yıldızına ait 2.9 Angström civarındaki emisyon çizgisi.....	228
8.25. WX Hyi yıldızına ait 1.9 Angström civarındaki emisyon çizgisi.....	229
8.26. WX Hyi yıldızına ait 8.5 Angström civarındaki emisyon çizgisi.....	230
8.27. WX Hyi yıldızına ait 6.0 Angström civarındaki emisyon çizgisi.....	231
8.28. V426 Oph yıldızının 1.seviye parametreleri.....	233
8.29. V426 Oph yıldızının 2.seviye parametreleri.....	234
8.30. V426 Oph yıldızının powerlaw modeline göre parametreleri.....	245
8.31. V426 Oph yıldızının blackbody modeline göre parametreleri.....	248
8.32. V426 Oph yıldızının bremsstrahlung modeline göre parametreleri.....	250
8.33. V426 Oph yıldızının raymond-smith modeline göre parametreleri.....	252
8.34. V426 Oph yıldızına ait 1.9 Angström civarındaki emisyon çizgisi.....	254
8.35. V426 Oph yıldızına ait 6.3 Angström civarındaki emisyon çizgisi.....	255

1. GİRİŞ

Gökyüzünün karardığı bir gece yarısı kendinizi –bulunduğunuz yere göre- bir sahile veya bir yeşilliklerle dolu parka atınız ve gökyüzüne dikkatli bir şekilde bakınız. Gördükleriniz sizi şaşırtmış olsa gerek. Beyaz beyaz noktalar her tarafı kaplamış, bazıları ise çok daha parlak olduğunu gözlemlersiniz. Birisi gelip size “ Bu gördüğün yıldızların %70’ i çifttir” dediğinde bunun sizin için çok farklı olabileceğini düşünüyorum. Bunun gibi bilmediğimiz ve kafamızın bir köşesinde bizi kemiren ve öğrenmek istediğimiz bir çok şeyin olduğunu biliriz çünkü insan doğal olarak meraklı ve düşünen bir varlıktır. Başlangıçta neler olduğunu merak etmeyen çok nadirdir.

Bilim adamları yıllarca bunun için uğraş vermişler ve hala da veriyorlar. Peki gözlerimizle bunu ne kadar yorumlayabiliriz. Eğer elektromanyetik spektrumu göz önüne alıp görsel bölgenin 400 nm-700 nm arasında olan çok küçük bir bölge düşündüğümüzde evreni yorumlamanın, bunun ile sınırlı kalamayacağını kolaylıkla anlayabiliriz.

İlerleyen zamanlarda insanoğlu balon ve daha sonra da roket gözlemleri yapmaya başlamıştır. Roketler tarihte ilk kez, MÖ.3. yüzyıl’da Çin’de barut kullanan havai fişekler şeklinde geliştirilmiş; 11.yüzyıldan sonra savaşa da uyarlanmıştır. Teknoloji aslına bakılırsa roketlerden sonra gelişmiştir. Roketler aracılığı ile uzaya tırmanış ilgili ilk bilimsel çalışma, 1910 yılında Rusya’da bir lise öğretmeni olan Konstantin Tsiolkovsky (1857-1935) tarafından yapılmıştır. Daha sonra Almanya ve Avrupa devletleri roket yapımı ve kullanımına hız vermiştir. İlk uzaya gönderilen uydu Sputnik ile başlayan uydu Amerika ve Avrupa’yı her ne kadar şok etse de bu bilim ve teknolojinin kapılarının açılmasına vesile olmuştur.

İnsanoğlu evreni açıklamaya çalıştığı süreç içerisinde spektrumun diğer bölgelerinin de araştırılmasını fark etti. Fakat X-ışını gibi yüksek enerji bölgesindeki ışınlar atmosferden etkilendiklerinden, atmosferin üst katmanlarına çıkma gereği anlaşıldı. Tabi ki en iyi gözlem Dünya’nın dışından yapılabilecek gözlemlerdi. İlk uydu ile birlikte artık gözlemlerimiz Dünya dışına çıkmıştı.

İlk X-ışınları 1949 yılında Güneş'ten gelen ışınlar ile yapılmaya başlandı. Bu heyecan ile Ay'da da aynı gözlemi yapabileceklerini düşünseler de hayal kırıklığına uğradılar. Çünkü Ay X-ışını yayamıyordu. Daha sonra X-ışın kaynakları olarak değerlendirmek üzere uzayda o zamanlar bir çok yer tarandı ve 1962'de X-ışını astronomisinin kurucusu olarak nitelendirilen Giacconi ve arkadaşları bir dizi açıklamalarda bulundular.

X-ışını astronomisinin gözlem bölgesi, 10^2 – 10^5 eV'luk enerjilere veya 10–0.01 nm dalgaboylarına karşılık gelen bölgelerdir. 10–0.01 nm bölgelerine sırasıyla yumuşak ve sert X-ışını bölgeleri denir. Gökyüzünün X-ışını dalga boylarında sistematik incelenmesi ise 1970 yıllarında, uydu teknolojisinin gelişmesiyle mümkün olmuştur.

X-ışını astronomisinin gelişimi teknolojinin gelişimi ile paraleldir. Dolayısıyla X-ışını astronomisinin yapılması aşamasında sadece astronomi bilgisinin yanında toplanan verilerin indirgenmesi, analiz edilmesi ve programların kullanılması için bu alandaki bilgisayar programlama dillerinin bilinmesi ve takip edilmesi gerekmektedir.

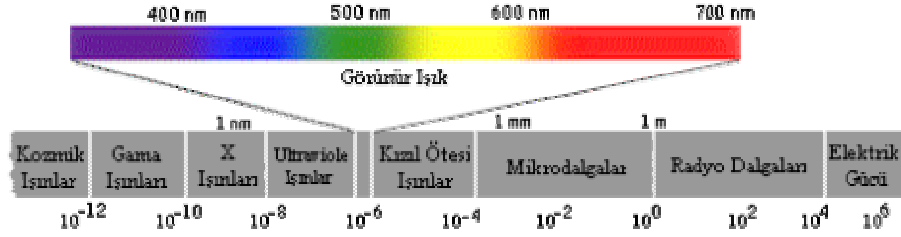
Bilim binasının yükselebilmesi için herkesin ön tarafa bir tuğla koyması ile gereklidir. Bu tezin amacı 1990 yılında fırlatılan ve beş yıl boyunca yaklaşık 60.000 X-ışını verisi toplayan ROSAT uydusu ile, Rosat' tan çok daha iyi gözlem yapabilen CHANDRA uydusu ile alınan yıldız verilerinin indirgenmesi hedeflenmiş ve örnek olarak fit model analizleri yapılmıştır. Burada ham verinin NASA arşivlerinden alınıp gerekli temizlemeler yapılarak analize hazır hale getirilmesine örnek uygulama yapılmıştır.

Başlangıçta üç yıldız (SU UMa, WX Hyi ve V426 Oph) belirlenmiştir. Bu yıldızların belirlenmesi öncelikle bir cüce nova olmaları ve her iki uydu ile gözlenmiş olmaları dikkate alınmıştır.

Daha sonra bu yıldızların dört farklı model (Güç kanunu modeli; POWL, Kara cisim modeli; BBEF, Isısal plazma emisyonu modeli (Raymond-Smith); RSMF, Isısal Bremsstrahlung modeli; TBEF) üzerine eğrileri fit edilmiştir.

Bu iki uydunun veri analizleri yorumlanması, sis perdesi altında hala açıklanamayan evrenin başlangıcı açıklama yolunda bir tuğla koyarak, bundan sonra konu ile ilgili araştırma yapacak bilim insanlarına yol yapılabilmesi açısından önemlidir.

2. ELEKTROMANYETİK SPEKTRUM



Şekil 2.1. Elektromanyetik spektrum diyagramı

Gözlerimizin görebildiği ışık, gerçekte elektromanyetik spektrumun çok küçük bir bölümünü oluşturur (Şekil 2.1.). Elektromanyetik tayfın bu görülebilir bölgesi, gökkuşağında gördüğümüz kırmızı, yeşil, turuncu, mor gibi renklerden oluşmuştur. Aslında bu renklerin her biri farklı dalgalıboylarındaki ışığa karşılık gelir.

Elektromanyetik tayfta ki dalgaların büyüklükleri binaların büyüklüğünden daha büyük olan uzun radyo dalgalarından bir atomun çekirdeğinden daha küçük olan kısa gama ışınlarına kadar değişirler.

Elektromanyetik dalgaların yalnızca dalgalıboyu değil onların enerji ve frekansları da vardır. Elektromanyetik tayf en uzun dalgalıboyundan en kısa dalgalıboyuna; Radyo dalgası, mikrodalga, kızılötesi, optik, Morötesi, X-ışınları ve gama ışınlarını içerir.

Elektromanyetik dalgaların enerjileri, frekansları ve dalgalıboyları arasında matematiksel olarak bir ilişki vardır. Dolayısıyla radyo dalgasının frekansı ile mikrodalganın dalgalıboyunu karşılaştırmak yanlış olmaz [2].

Dalgalıboyu; bir dalganın iki tepe arasındaki uzaklığıdır. Dalgalıboyunun birimi metre (m) dir. Frekans ise belirlenen noktada saniyede geçen dalga sayısıdır. Frekansın birimleri 1/sn veya Hertz (Hz).

Dalgalıboylarında metre çok büyük bir birim olduğundan biz nanometre (10^{-9} m), mikrometre (10^{-6} m) gibi daha küçük birimleri kullanırız.

Işığın foton dediğimiz parçacık yapısının olduğunu unutmamamız gerekir. Biz buna ışığın dualitesi deriz [1].

2.1. Radyo Dalgaları

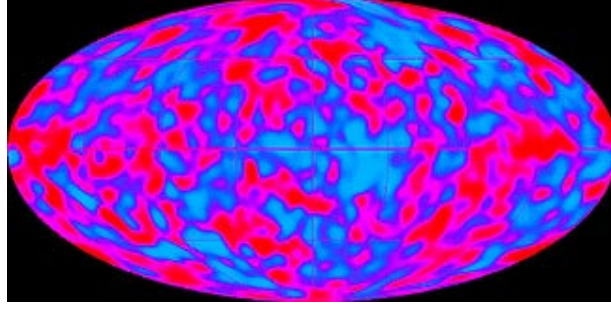
Radyo dalgaları elektromanyetik tayfta en uzun dalgaboyuna sahiptirler. Uzaydaki bir çok cisim, örneğin gezegenler ve kuyruklu yıldızlar, gaz ve tozun oluşturduğu dev bulutsular, yıldızlar ve galaksiler bir çok farklı dalgaboylarında ışık yayarlar. Onların yaydıkları ışığın birçoğu çok geniş dalgaboyuna sahiptir, bu bazen 1.6 km kadar uzun olabilir. Bu uzun dalgalar elektromanyetik tayfın radyo bölgesindedir.

Radyo dalgaları optik dalgalardan daha uzundur. Dolayısıyla radyo teleskopları optik teleskopların çalışma prensibinden oldukça farklıdır. Radyo teleskopları radyo dalgalarının yansıtılması için bir noktaya odaklanmış iletken bir metalden yapılmıştır. Çünkü radyo ışığının dalga boyu oldukça uzundur, bir radyo teleskopu kıyaslanabilir bir görüntü oluşturabilmek için fiziksel olarak optik teleskoptan daha uzun olmalıdır.

Radyo astronomisinin en önemli avantajı havanın güneşli, bulutlu veya yağmurlu olmasından dolayı gözlemlerlerinin etkilenmemesidir.

2.2. Mikrodalga

Mikrodalgalar santimetrelerle ölçülebilen dalgaboylarına sahiptirler. 1960'larda bir dizi keşifler başladığında kazara bir şey yapıldı. Bell laboratuvarlarında bir çift bilim adamı özel bir düşük gürültülü anten kullanarak arka zeminden ses belirledi. Bu sesteki asıl gariplik, her yönden gelmesi ve aşırı bir şekilde yoğunluğa bağlı olarak değişmemesiydi. Eğer bu duran bir şey olsaydı örneğin hava alanlarındaki kontrol kulesi gibi, o zaman tek bir doğrultuda gelmeliydi. Bilim adamları çok kısa bir süre sonra bunun kozmik mikrodalga arka plan radyasyonu olduğunu keşfettiler (Şekil 2.2.). Evreni tamamıyla kaplayan bu radyasyon Büyük patlamayı açıklayabilmek için bir ip ucu olacağına inanıldı.

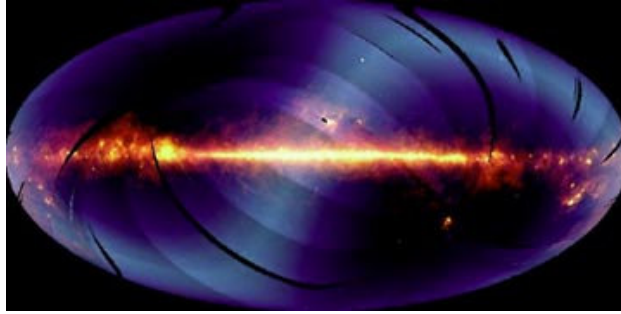


Şekil 2.2. (COBE) Kozmik Zemin Tarayıcısı'ndan alınan kozmik mikrodalga zemininin bir görüntüsü

2.3. Kızılötesi

Kızılötesi ışık elektromanyetik tayfın görülebilir ve mikrodalga'nın kısımları arasındadır. İnsan ve hayvanların yanı sıra bir çok cisimlerde (örneğin Dünya, Güneş ve daha uzakta olan yıldızlar ve galaksiler) kızılötesi ışık yayarlar.

IRAS (Infrared Astronomy Satellite) uzayın derinliklerine bakar ve geniş gaz ve toz bulutlarından, yıldızlardan ve galaksilerden gelen kızılötesi ışınları toplar. Uyduların üstündeki aletlerin uzaydaki cisimlerin resimlerini de alabilir. Puslu yatay S şeklinin özelliği Güneş sisteminin düzlemindeki tozlar tarafından solgun yayılan ısıları göstermektedir(Şekil 2.3.).

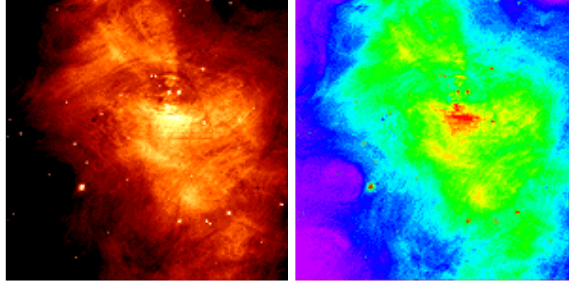


Şekil 2.3. Galaksimizin merkezinin IRAS tarafından alınan görüntüsü (Kızılötesi işletim ve analiz merkez caltech/jpl)

2.4. Görünebilir Işık Dalgaları

Görünebilir ışık dalgaları elektromanyetik spektrumda görebildiğimiz tek dalgalardır. Beyaz ışığı herhangi bir camdan yapılmış prizmaya gönderdiğimizde bu ışığın renklere ayrıldığını gözleriz.

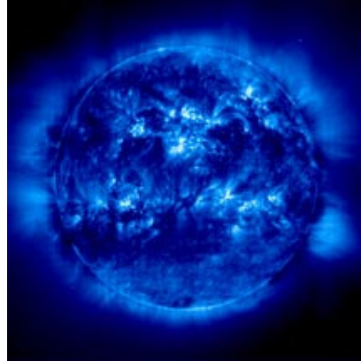
Yapy renk görüntüleri ise, Dünya yüzeyinden yansıyan beyaz ışınların parlaklık verilerini kaydeden uydular tarafından oluşturulur. Bu aydınlıklar sayısal değerlerle temsil edilir ve bu değerler renk kodlarına dönüştürülür. Böylece vurgulanması istenen yerler istenilen renklerle temsil edilebilir (Şekil 2.4.)



Şekil 2.4. Patlamış bir yıldız olan Crab Bulutsusu'nun iki görüntüsü

2.5. Morötesi Dalgalar

Morötesi ışık (UV) görülebilir ışığın dalga boyundan daha kısa dalga boyuna sahiptir. Bilim adamları, spektrumun morötesi bölgesini üçe ayırırlar: Yakın morötesi, uzak morötesi ve daha uzak (sınır) morötesi. Bu üç bölge, morötesi radyasyonun enerjisi ve morötesi ışığın dalga boylarında ayrıt edilirler.



Şekil 2.5. Uzak morötesinde 171 Angström dalga boyunda alınan Güneş'in görüntüsü

Güneşimiz elektromanyetik spektrum içinde bulunan tüm farklı dalgaboylarında ışık yayar fakat güneş yanığına sebep olan morötesi dalgalarıdır. Uydularla alınan uzak morötesi görüntüler 171 Angström dalga boyuna sahiptir (Şekil 2.5.) [1].

Morötesi astronomisinde bize yardımcı olabilecek bir çok farklı uydu çeşidi vardır. Onların bir çoğu UV ışığının küçük bir kısmını algılayabilirler.

Örneğin, Hubble Uzay Teleskopu genellikle yakın morötesi ışıktaki yıldızları ve galaksileri gözledi.

UV ışığı analizleri ile yıldız ve galaksi özelliği belirlenebilir. Birçok bilim adamı morötesi ışık ile görülemeyen evreni açıklamaya çalışmaktadır, çünkü morötesi enerjisi geniş çalışılabilir alanları daha sıcak ve daha aktif cisimler için uygundur.

Optik ve morötesi dalga boyları, hangi galaksinin daha parlak görüldüğü ile ilgili yorum yapmamızı sağlar. Galaksilerin görülebilir ışık görüntüleri genellikle daha yaşlı yıldızların sarı ve kırmızı ışık gösterdiğini söyler. Verilerin bu şekilde karşılaştırılmaları ile astronomlar galaksilerin yapıları ve evrimleri hakkında bilgi sahibi olurlar.

2.6. X-Işınları

Işığın dalga boyu azaldığında, enerjileri artar. X-ışınları daha küçük dalga boylarına sahip olduklarından morötesinden daha fazla enerjiye sahiptirler. Genellikle yapılan çalışmalarda X-ışınlarının dalga boyundan çok enerjileri analiz edilir. X-ışınlarının dalga özelliğinden daha çok parçacık özelliği analizlerde kullanılır. X-ışını dedektörleri X-ışını kaynaklarından fotonları toplar. Radyo dalgalarının toplanması için kullanılan ve antenlerden oluşan radyo teleskopları çok daha farklı bir prensip ile çalışır.

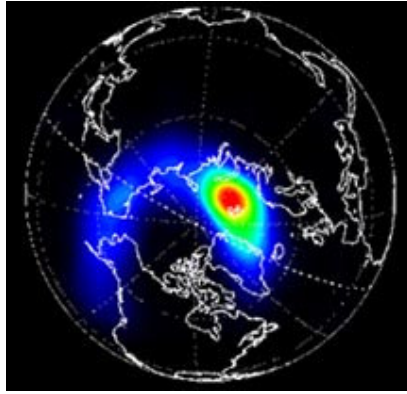
X-ışınları ilk olarak Alman bilim adamı Wilhelm Conrad Roentgen tarafından 1895’de vakum tüpleriyle deney yaparken tesadüfen bulunmuştur. Dünya’nın atmosferinin farklı katmanları ile fiziksel bir etkileşime girdiğinden yeryüzüne kadar ulaşamaz. Canlı organizmaya zararlı olmasından dolayı bu özellik canlılar için önemlidir fakat astrofizikçiler için olumsuz bir durumdur. Bu nedenle yer yüzeyinden X-ışını gözlemleri yapılamayacağından atmosferin üstüne, dünya yörüngesine uydu teleskoplar yerleştirme zorunluluğu doğmuştur.

X-ışını astrofiziği yapmak için, uyduların üzerine X-ışın dedektörleri yerleştirilir. X-ışını dedektörleri X-ışını kaynağından gelen fotonları toplar ve toplanan foton sayısına, toplanan fotonun enerjisine veya toplanmış fotonun hızına göre bu cismin hakkında bize bilgi verir (Şekil 2.6.).



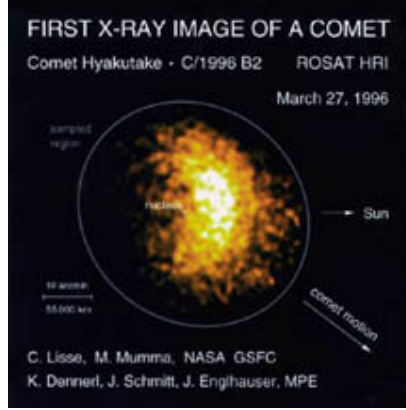
Şekil 2.6. Gerçek bir X-ışını dedektörü

Kara delikler, nötron yıldızları, çift yıldız sistemleri, süpernova kalıntıları, yıldızlar, Güneş ve bazı kuyruklu yıldızlar gibi çok cisim X-ışını yayar [1]. Dünyada da Güneş'ten gelen yüklü parçacıkların Dünya'nın manyetik alanına girerek oluşturdukları auroralar bu yüksek enerjiden dolayı olmaktadır.



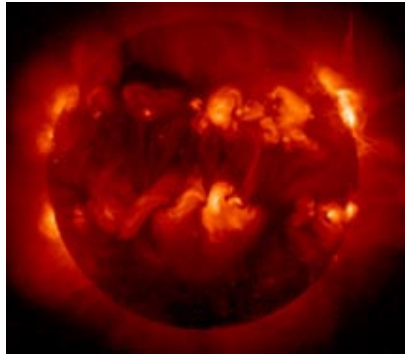
Şekil 2.7. Polar uydusu ile 1996 Mart da Dünya'nın X-ışınları ile alınan görüntüsü

Güneş'ten gelen enerji yüklü parçacıklar Dünya'nın Manyetosferinde enerjik elektronlarla aurorayı oluştururlar (Şekil 2.7.). Şekildeki kırmızı alan X-ışını yayımını temsil etmektedir. Bu elektronlar Dünya'nın manyetik alanı boyunca hareket ederler ve Dünya'nın İyonosfer tabakasına çarparlar ve bu X-ışını yayımına sebep olur. Bu ışınlar tehlikeli değildir çünkü Dünya'nın atmosferinin küçük bir kısmı tarafından soğurulurlar.



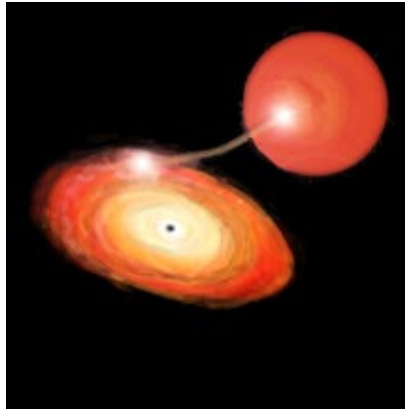
Şekil 2.8. Hyakutake kuyruklu yıldızının bir X-ışın teleskopu olan ROSAT tarafından gözlemlenmesi

Yapılan son gözlemler kuyruklu yıldızların da X-ışını yaydıklarını göstermiştir (Şekil 2.8.).



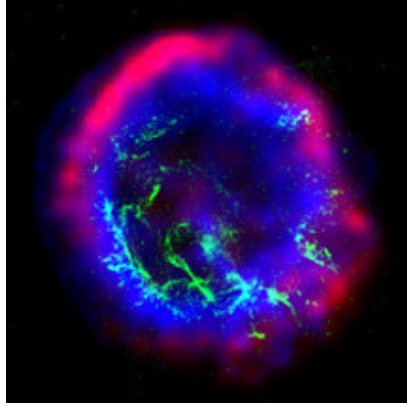
Şekil 2.9. Yokoh uydusu tarafından alınan Güneş' in görüntüsü

Bir beyaz cüce adayı olan Güneşimiz de uydudan yapılan gözlemler sonucu bir X-ışını kaynağı olduğu belirlenmiştir (Şekil 2.9.).



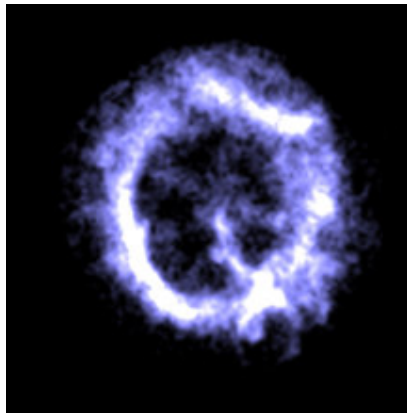
Şekil 2.10. Bir kütle transferi esnasında maddenin yığılma diskine değdiği nokta X-ışını yayılır

Uzayın derinliklerindeki birçok cisim de X-ışınları yayar. Birçok yıldız iki yıldızın birbiri etrafında döndüğü çift yıldız sistemidir. Bu yıldızlardan herhangi birisi bir kara delik yada bir nötron yıldızı ise diğerinden bu yıldızın yığılma diskine madde akar. Bu madde kara deliğe veya nötron yıldızına helezonlar çizerek ve yüksek sıcaklıkta akar. Sıcaklık bir milyon derece sıcaklığı aştığında X-ışınları yayılmaya başlar (Şekil 2.10.).



Şekil 2.11. Küçük Magellan Bulutsusu olarak bilinen galaksi yakınlarında patlamış bir yıldızın kalıntısıdır (nasa/cxc/sao) x ışın; (nasa/hst) optik; ppP csiro/atnf/atca

Patlamış yıldızların kalıntıları yapay renklendirilerek yorumlanabilir (Şekil 2.11.). Küçük Magellan Bulutsusu olarak bilinen galaksi yakınlarında patlamış bir yıldızın kalıntısıdır. Yapay renklerle yapılmış X-ışınları (Mavi), görülebilen ışık (Yeşil) ve radyo (Kırmızı) olarak görülüyor. Küçük Magellan Bulutsusunun sadece X-ışını dalgaboyunda görüntüsü de elde edilebilir (Şekil 2.12.).



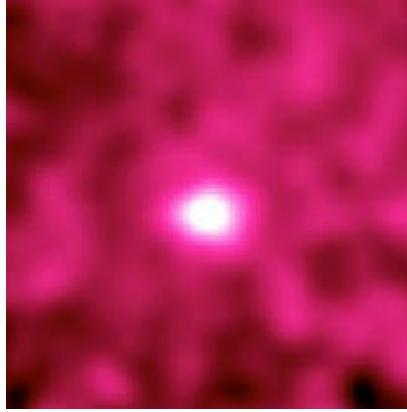
Şekil 2.12. Küçük Magellan Bulutsusunun X-ışını yayımının gösterildiği bir görüntü (Nasa/cxc/sao)

2.7. Gama Işınları

Gama ışınları, elektromanyetik tayfta diğerlerine göre en küçük dalgaboyuna ve en büyük enerjiye sahiptir. Gama ışınları genellikle radyoaktif atomlar ve nükleer patlamada üretilirler.

Gama ışınlarının bir kısmı Dünya'nın atmosferi tarafından soğurulur ve atmosferin farklı derinliklerine girebilirler.

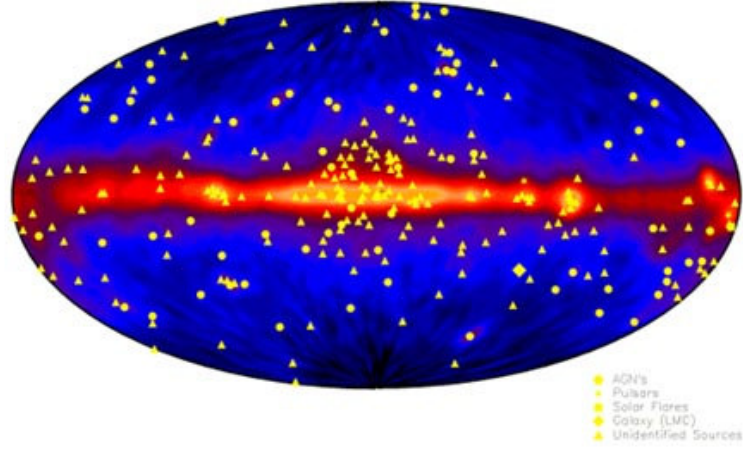
Gama ışınları ışığın en enerjik halidir ve evrenin en sıcak bölgelerinde üretilirler. Ayrıca süpernova patlamalarında veya atomların parçalanmasında ve uzaydaki radyoaktif maddelerin bozulması ile de üretilirler. Süpernova patlamaları, nötron yıldızları, pulsarlar ve kara delikler gökteki gama ışınlarının kaynaklarından bazılarıdır.



Şekil 2.13. Eğer gözlerimiz Gama ışınlarını görebilseydi Güneş'i bu şekilde görürdük. EGRET tarafından alınmıştır (D.J. thompson d.l. (nasa/gsf) bertsch. D.J(unh) . morris r. (nasa/gsf/usra) mukherjee)

Eğer gama ışınlarını görebilseydik, gece gökyüzü garip ve oldukça olağan dışı görünürdü. Yüksek enerjili gama ışınlarında Ay Güneş'ten daha parlak görünürdü (Şekil 2.13.).

Sabit bir şekilde parlayan yıldızlar ve galaksilerin tanıdık görünüşleri her şeyin yer değiştirmesi gibi yer değiştirebilirdi. Gama ışın görünüşü güneş parlamaları, süpernova, nötron yıldızı, kara delik ve aktif galaksilerin merkezlerine ait görüntüleri içerir ve bu görüntü haritalanabilir (Şekil 2.14.). Bu egzotik cisimlerin patlamasında bir şeyler keşfetmek için tek fırsatı gama ışını astrofiziği sunar [2].



Şekil 2.14. Evrenin Gama ışınları ile bir haritası

3. X-IŞINI MODELLERİNE FİZİKSEL YAKLAŞIM

X-ışını astrofizikinde gözlemleri yorumlamak için bir çok model etkin bir şekilde kullanılmaktadır.

Kaynak değişkenliği; galaktik X-ışını kaynaklarının Süpernova kalıntılarından farklı olarak gösterdikleri ortak özellik, saat, dakika ve bazı durumlarda saniye zaman ölçeğinde X-ışını parlaklığı değişimi göstermeleridir. Örneğin Cygnus X-1, 1 milisaniye zaman ölçeğinde parlaklık değişimi gösterdiği gözlenmiştir. Bir başka örnek ise Radyo Galaksi Centaurus A verilebilir. Bu ekstragalaktik kaynak bir haftalık yoğunlukta kayda değer bir değişim göstermektedir.

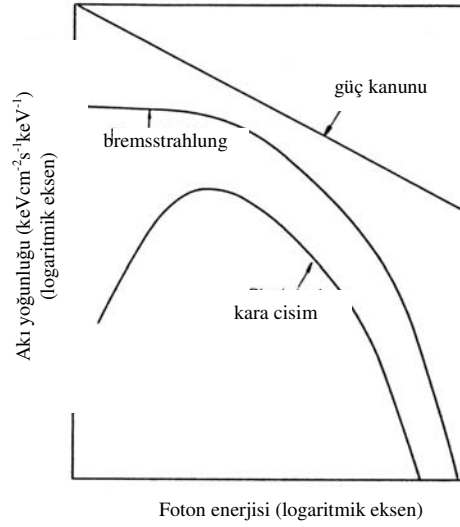
Bu yoğunluk değişimleri, X-ışını yayma bölgesi sınırlarını belirleyebilmek için kullanılabilir. Kaynak bölgenin, birim hacim başına X-ışını parlaklığı sabit olan, R yarıçaplı basit bir küre biçiminde olduğunu varsayabiliriz. Bazı nedenlerden dolayı, yayma hacminin %1'inin merkezi olarak şiddetli derecede azaldığını düşünelim. X-ışını yayma hacminin çoğunluğu luminositde aşağı doğru bir yönelme göstermeksizin parlaklıkta hiçbir kayda değer değişim gözlenmez. Bundan dolayı luminosite değişimi aynı şekilde kaynak bölgenin geri kalanına iletilmelidir. Hiçbir sinyal ışık hızından daha hızlı hareket edemeyeceğinden, yayılma bölgesinin dış katmanlarından merkeze yönelme için gereken zaman en az $t=R/c$ olacaktır. Tüm hacimden gelen katkılarının toplamı olarak gözlenen sinyal, yaklaşık t zamanda yavaş yavaş azalacaktır. Bundan dolayı eğer bir X-ışını kaynağı t zaman ölçeğinde, yoğunlukta %20'den daha fazla değişim gösteriyorsa, yayılma bölgesinin çapı yaklaşık olarak $R=c.t$ değerini aşamayacaktır. Bu sonuç, değişken radyo veya görsel ışık kaynakları için eşit ölçüde geçerlidir [3].

3.1. X-ışını Yayılma Mekanizmaları ve Kaynak Tayfı

Astronomik objelerin yoğun X-ışını yayma prensiplerini açıklayabilmek için çeşitli mekanizmalar önerilmektedir. Bu mekanizmaların en iddialıları;

- i. Milyonlarca derece kelvin sıcaklıkta, gövdeden yayılan **ısısal ışıma**,
- ii. Manyetik alan etkisi altında hareket eden, enerjik kozmik ışın elektronları tarafından yayılan **senkrotron ışıması**,

iii. Yıldız ışığı veya mikrodalga fotonları ile çarpışması sonucu, kozmik ışın elektronlarının **ters compton saçılması**, şeklinde sıralanabilir.



Şekil 3.1. Üç X-ışını mekanizmasının foton enerjisi ve akı yoğunluğu değişimi

X-ışını mekanizmalarında foton enerjisi ve akı yoğunluğu değişimi karakteristik özellik gösterir (Şekil 3.1). Isısal ışınlam, optik olarak ince bir gazdan gelen bremsstrahlung veya optik olarak kalın bir objeden gelen karacisim ışınlamı karakteristiğinde olabilir. Gözlenen X-ışını tayfını yorumlamak amacı ile bu mekanizmalardan biri veya birkaçını kullanarak bir model oluşturmak, yaygın olarak kullanılan bir uygulamadır. Gözlenen tayf, genellikle aşağıda belirtilen özellikleri gösterir;

- Düşük enerjilerde ani kesinti,
- Ekspansiyonel veya üstel olarak X-ışını enerjisinin artması ile azalan süreklilik.

Düşük enerjideki ani kesilme (low-energy cut-off), çizgide bir sapma şeklinde gözlenir ve genellikle soğuk bir materyal tarafından absorplanma şeklinde yorumlanır.

Üstel kurala bağlı enerji ile azalan süreklilik, güç kanunu enerji spektrumuna sahip elektronlar tarafından gerçekleştirilen ters Compton veya senkrotron işlemi ile oluşması olarak yorumlanır. Enerji ile ekspansiyonel bir düşüş gösteren süreklilik, genellikle bir ısısal süreç tarafından türetildiği şeklinde yorumlanır. Kara cisim spektrumu belirgin bir pik gösterdiğinden, düşük enerjide spektrum düz ise bremsstrahlung ışınlamı belirlenir [3].

Bununla birlikte aşağıda açıklanan durumlar gözden kaçırılmamalıdır.

1. Sıcaklık belirgin sınırlarda olduğunda, sınırlı enerji aralığı üzerinde görülen bir güç kanunu spektrumu üretebilen bremsstrahlung modeli kurulabilir.
2. Oldukça kaba bir eksponansiyel X-ışını spektrumu üretebilen güç kanununa uymayan kozmik ışın elektronunun enerji spektrumunu kullanan senkrotron veya ters Compton modeli kurmak mümkündür.
3. Genellikle bremsstrahlung kaynağında üretilen spektral emisyon çizgilerini ayırt etmek mümkün olmadıkça, nüfuz eden soğuk materyalin absorpsiyonu tarafından düşük enerjideki fark edilir ani düşüş (cut-off) gösteren bremsstrahlung spektrumu ile kara cisim spektrumunu ayırt etmek zordur.

Kozmik X-ışını kaynaklarının doğasının anlaşılması kapsamında sahip olduğumuz bilgilere göre, ısısal üretim mekanizmaları (bremsstrahlung ve kara cisim), senkrotron ve ters Compton mekanizmalarından daha yaygındır [3].

3.2. Isısal Bremsstrahlung (serbest-serbest) Işınımı

10^7K 'nin üzerindeki sıcak gazlar, optik olarak ince olduklarında, bremsstrahlung ışınımı yayarlar. Optik olarak ince; gazın yetersiz derecede kalın ve kendi ışınımını fark edilebilir şekilde absorbe edebilecek kadar yoğun olduğu anlamına gelir. Bu olay da, gözlenen X-ışını spektrumunun kendi üretimi sırasındaki spektrum ile aynı olduğu sonucunu doğurur. Sıcak bir gaz prensip olarak bremsstrahlung, bağlı-bağlı emisyon ve serbest-bağlı emisyon olarak üç süreç kapsamında emisyon yapar. Diğer iki işlem süreci, çekirdeğin sınır yörüngesinde kalan son elektronların bulunduğu atomların varlığını gerektirir. Normal astrofiziksel element (örneğin genelde hidrojen, helyum ve atomik ağırlığın artması ile bollukları azalan daha ağır elementler) bolluklarına sahip gazlı plazmalar, 10^7K civarındaki sıcaklıklarda neredeyse tamamıyla iyonize olmuştur. Bu nedenle en dikkat çeken emisyon mekanizması bremsstrahlung'tur.

Bremsstrahlung (serbest-serbest ışınım) plazmadaki pozitif iyonların çekici Coulomb alanından geçtikleri gibi, elektronların ışınım yayması ile gerçekleşen işlem sürecidir. Gazın her birim hacmindeki yayılan ışınımın spektrum ve yoğunluğunu karakterize eden ifade aşağıdaki gibidir.

$$B_\nu = 6.2 \times 10^{-39} g \exp\left(\frac{-h\nu}{kT}\right) \frac{1}{\sqrt{T}} n_e^2 \quad (3.1)$$

Eşitlikte;

B_ν , (erg cm⁻³s⁻¹Hz⁻¹sr⁻¹) birimindeki ışıınım yoğunluğu,

g ; Gaunt faktörü (ν frekansına bağlı olarak çok yavaş değişir),

h ; Planch sabiti (CGS birim sistemine göre),

k ; Boltzmann sabiti (CGS birim sistemine göre),

T ; (K) biriminde sıcaklık,

n_e ; (cm⁻³) biriminde elektron yoğunluğu.

Eğer yayılma bölgesi bir V hacmine sahip ise, yayılan toplam enerjiyi karakterize eden ifade aşağıdaki şekilde yazılabilir.

$$L_\nu = 4\pi \times 6.2 \times 10^{-39} g \exp\left(\frac{-h\nu}{kT}\right) \frac{1}{\sqrt{T}} \int n_e^2 dV \quad \text{ergs}^{-1} \text{Hz}^{-1} \quad (3.2)$$

Denklemden $\int n_e^2 dV$ ifadesi (emission measure) yayılma ölçüsüdür.

Yayılan spektrum üzerinden integrasyon yapıldığında, toplam luminosite için aşağıdaki denklemi elde edebiliriz;

$$L = 1.64 \times 10^{-27} g \sqrt{T} \int n_e^2 dV \quad \text{ergs}^{-1} \quad (3.3)$$

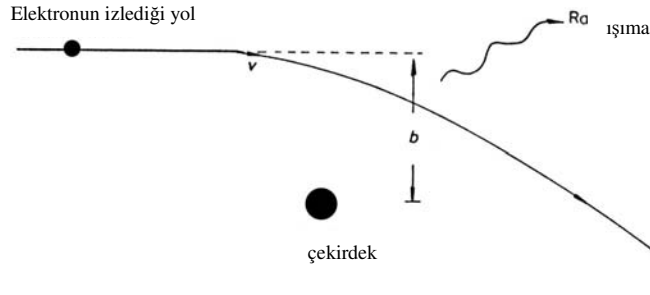
Bundan dolayı ısısal bremsstrahlung; kT 'den daha büyük olan (fakat kT 'den çok daha küçük olan $h\nu$ 'ler için neredeyse sabit olan) foton enerjisi ($h\nu$) için eksponansiyel olarak düşen bir spektrum verir. Eğer $h\nu=1\text{keV}$ ise $T \cong 1.2 \times 10^7 \text{ K}$ değerine $h\nu=kT$ eşitliği karşılık gelir.

Bremsstrahlung spektrumunun düşük enerjilere doğru (cut-off) kesilmesinin muhtemel iki nedeni vardır.

1. X-ışını kaynağına doğru çizgiden ayrılmadan soğuk materyal tarafından absorpsiyon. Bu etki galaktik düzlemde, 5 kpc veya daha fazla uzak mesafelerdeki kaynaklarda kaydadeğer bir şekilde fark edilir.

2. Yayılan plazmada serbest-serbest absorpsiyonun kendiliğinden atak yapmasıdır. Meydana gelen foton frekansı, genellikle spektrumun X-ışını kısmının altında yer alır ve elektronun yoğunluğuna ve yayılan plazmanın hacmine bağlıdır. [3]

Bremsstrahlung ışıınının basit fiziği aşağıdaki örnek ile kısaca açıklanmaktadır. Sıcak gaz, ilişkili oldukları atomlardan koparılan elektronları içerir. Relativistik olmayan v hızında hareket eden böyle bir elektronu göz önüne alalım ve etki parametresi b olan çekirdeğe yaklaştığını varsayalım (şekil 3.2).



şekil 3.2. Bremsstrahlung ışıınının şematik gösterimi

Elektron ile pozitif iyon arasındaki elektrostatik etkileşme, elektronun parabolik bir yörüngede iyon etrafında hareket etmesine neden olacaktır.

3.3. Kara Cisim Işınımı

Hangi emisyon mekanizması altında gerçekleşirse gerçekleşsin, optik olarak kalın sıcak bir cisim, kara cisim tayfı üretir. Bu olayın nedeni, optik olarak kalın gövde spektrumunun emisyonundan olduğu gibi absorpsiyondan da etkilenmesidir. Bu nedenle, kendi ışıınınını absorbe edebilecek kadar kalın olan bir bremsstrahlung kaynağının kara cisim spektrumuna sahip olduğu gözlenebilecektir. Sıcak bir nötron yıldıızı, kara cisim spektrumuna sahiptir. Kara cisim ışıınınının spektral yapısı, sadece emisyon yapan cismin T sıcaklığına

bağlıdır. Planck kanununun verdiği spektral detaylar aşağıdaki ifade ile özetlenebilir;

$$\pi B_\nu = \frac{2\pi h \nu^3}{c^2 \{\exp(h\nu/kT) - 1\}} \quad (3.4)$$

Denklemdaki πB_ν ; birim frekans band genişliği başına, birim zamandaki birim alana düşen enerjidir, h ; planck sabiti, ν ; emisyon yapan foton frekansı, c ; ışık hızı, k ; Boltzman sabitidir.

Planck formülü pratik değildir, fakat uygulama için daha kolay olan aşağıdaki ilişkilerin türetilmesini sağlar. Pik emisyonunda oluşan foton frekansı aşağıdaki formül ile verilir.

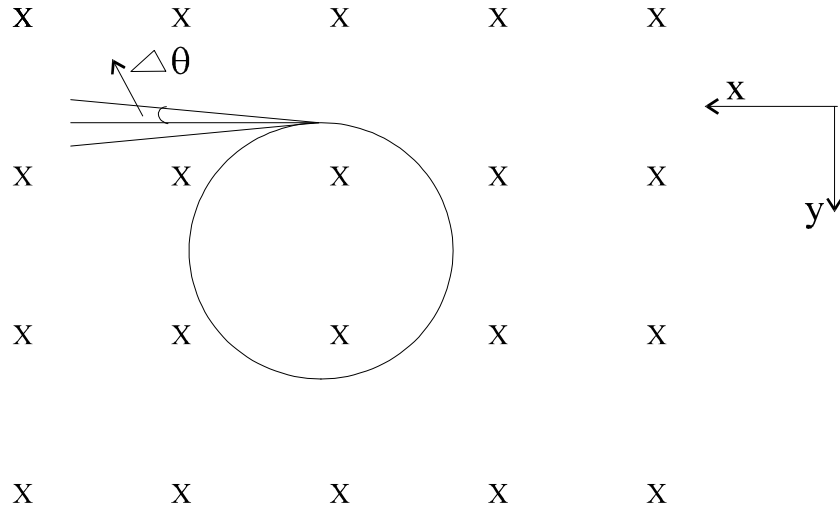
$$\nu \cong 10^{11} T (Hz) \quad (3.5)$$

Saniyede birim alanda yayılan toplam enerji miktarı; $\pi B = \sigma T^4$ eşitliği ile verilir. Bu ifadedeki σ ; Stefan Boltzman sabitidir [3].

3.4. Senkrotron Işınımı ile X-ışını Üretimi

Bir manyetik alanda hareket eden yüklü parçacıklar, hareketleri alana paralel olmadıkları sürece bir ivmelendirmeye maruz bırakılırlar ve klasik elektromanyetik kurama göre, elektromanyetik dalga yayınlamalıdır. Bu salınım, eğer elektronlar relativistik değilse siklotron ışınımı ve elektronlar relativistik ise senkrotron ışınımı olarak adlandırılırlar. Senkrotron ışınımını anlamak oldukça önemlidir çünkü bu işlem nedeniyle ortaya çıkan olayların çoğunluğunda termal olmayan radyo salınımı gözlenir. Senkrotron ışınımı galaktik radyo salınımında, süpernova kalıntılarının radyo salınımında, radyo galaksilerden ve arasıra da Güneş ile Jüpiter'den gelen radyo salınımında gözlenir. Siklotron ışınımı daha az önemlidir. Bununla beraber bu ışınım Güneş parlamaları (radyo ışınımında), beyaz cüceler (optik ışınımında) ve nötron yıldızları (X-ışınlarında) gibi şiddetli manyetik alan durumlarında önemli bir rol oynar.

İlk olarak, manyetik alana dik bir düzlemde relativistik olarak hareket eden bir parçacığın hareketini düşünelim. Eğer momentum değişimine karşılık gelen kuvveti hatırlarsak, parçacığın saptırıldığı oranı Lorentz kuvveti ile hesaplayabiliriz. Hareketin yönü şekildeki gibi x yönünde ve radyal yönde y yönünde olsun.



Şekil 3.3 Bir manyetik alanda dönen yüklü relativistik bir parçacık. Manyetik alanın yönü sayfadan içeriye doğru.

Δt_0 zamanında y yönündeki momentum değişimi

$$\Delta p_y = \frac{evB}{c} \Delta t_0 \quad (3.6)$$

olur. Başlangıç p_x relativistik momentumu da

$$p_x = \frac{m_0 v}{\sqrt{1 - \frac{v^2}{c^2}}} \quad (3.7)$$

olur. Δt_0 zamanı süresince açısal sapma şu şekli alır.

$$\delta = \frac{\Delta p_y}{p_x} = \frac{eB}{m_0 c} \sqrt{1 - \frac{v^2}{c^2}} \Delta t_0 = \frac{eB \Delta t_0}{m_0 c \gamma(v)} \quad (3.8)$$

burada m_0 parçacığın durgun kütlesidir. Buradan parçacığın bir radyanlık ($\delta=1$)

bir yörünge çizmesi için gerekli Δt_1 zamanı

$$\Delta t_1 = \frac{m_0 c}{eB} \gamma(v) \quad (3.9)$$

olur. Esasında Δt_1 'in tersi bize siklotron (gyrofrekans) frekansını verir. Gerçekten

$$\omega_c = \frac{eB}{c} \frac{v_c}{p_c} \quad (3.10)$$

de $\frac{v_c}{p_c}$ yerine

$$p_c = m_0 v_c \gamma(v) \quad (3.11)$$

relativistik momentumu kullanarak ($\frac{v_c}{p_c} = \frac{1}{m_0\gamma(v)}$)

$$\omega_c = \frac{eB}{c} \frac{1}{m_0\gamma(v)} = \frac{1}{\Delta t_1} \quad (3.12)$$

Ancak parçacığın siklotron frekansını (gyrofrekans) elde etmekle, parçacığın bu frekansta enerji yayınladığını ve dolayısı ile problemi tümüyle çözdüğümüzü zannedebiliriz. Bununla beraber çözüm böyle değildir. Hareketli parçacığın yayınladığı spektrum genellikle ω den daha büyük mertebelerdeki frekansları içerir. Bunun nedeni salınan ışınının bir koninin açisal yarı-genişliğinde kuvvetli bir yoğunlaşması ile ilgilidir; yani

$$\Delta\theta \sim \sqrt{1 - \frac{v^2}{c^2}} = \gamma(v)^{-1} \quad (3.13)$$

ve ışınım hareketin ilerleme yönündedir. Bu nedenle bir gözlemci bu koni içinde bulunursa parçacığın yayınladığı ışınımı alacak ve bu süre de her yörünge için

$$\Delta t_2 = 2\Delta\theta\Delta t_1 = \frac{2m_0c}{eB} \quad (3.14)$$

olur. Fakat Δt aralığında yayınlanan ışınım gerçekte gözlemciye daha küçük bir sürede ulaşır. Çünkü Δt aralığının başlangıcında yayınladığı ışınım, aralığın sonunda parçacık gözlemciye daha yakın olduğundan, yayınlanan ışınımdan daha fazla yol kat eder. Δt aralığında parçacık L mesafesini gidiyorsa, aralığın sonunda yayınlanan ışınım aralığın başında yayınlanan ışınımdan

$$\Delta t \sim -\left(\frac{L}{c} - \frac{L}{v}\right) \quad (3.15)$$

zamanı kadar sonra varır.

$$L \sim v\Delta t_2 \quad (3.16)$$

olduğu için

$$\Delta t \sim \left(1 - \frac{v}{c}\right)\Delta t_2 \sim \frac{m_0c}{eB} \left(1 - \frac{v^2}{c^2}\right) \quad (3.17)$$

elde ederiz. Çünkü oldukça yüksek relativistik parçacıklar için

$$\left(1 - \frac{v}{c}\right) \sim \frac{1}{2} \left(1 + \frac{v}{c}\right) \left(1 - \frac{v}{c}\right) = \frac{1}{2} \left(1 - \frac{v^2}{c^2}\right) \quad (3.18)$$

yazılabilir. Bu zamanın tersine karşılık gelen radyasyon frekansı:

$$\omega_m \sim \frac{1}{\Delta t} \sim \frac{eB}{m_0 c} \left(1 - \frac{v^2}{c^2}\right)^{-1} = \gamma^2(v) \omega_c = \frac{eB}{m_0 c} \left(\frac{E}{m_0 c^2}\right)^2 \quad (3.19)$$

burada E parçacığın toplam enerjisi olup, $E \gg m_0 c^2$ ve

$$E^2 = p^2 c^2 + m_0^2 c^4 \quad (3.20)$$

ile verilir. Burada $p = \frac{E}{c^2} v$ dir. Bu daha önce de geçen ω_c manyetik alanda küçük hızlarla (yani relativistik olmayan) hareket eden parçacığın frekansıdır. Böylece bir manyetik alanda relativistik hızlarla hareket eden parçacıkların büyüklüğü mertebesindeki frekanslardaki ışıınımı görmeyi bekleyebiliriz. $\left(1 - \frac{v^2}{c^2}\right)$ çok küçük bir sayı olduğundan, ω_m ω_c den çok büyük mertebededir:

$$\omega_m \gg \omega_c = \frac{eB}{m_0 c} \quad (3.21)$$

Eğer yaptıklarımızı özetlersek:

1-) İlk olarak manyetik alanda hareket eden bir parçacığın yörünge frekansını hesapladık.

2-) Sonra, bir gözlemcinin referans sistemindeki zamanı hesapladık ki bu zaman gözlemcinin yönünde salınan ışıınımı alabilme süresidir.

3-) En son olarak da, gözlemcinin pozisyonunda elektromanyetik dalga katarının ilk ve son katarları arasında geçen zaman uzunluğunu hesapladık. Geçen zaman manyetik alanda parçacığın gyrasyon (siklotron) periyoduna göre çok küçüktür ve bu (magnetik) alanda buna karşılık gelen frekans ω_m

$\sim 1 / \Delta t$, relativistik olmayan siklotron frekansından $\left(\frac{E}{m_0 c^2}\right)^2$ miktarı

kadar büyük olmaktadır [4].

3.5. Raymond-Smith (Sıcak Plazmanın Yumuşak X-Işını Spektrumu)

Sıcak optik olarak ince plazmanın interstellar durumundaki denge iyonizasyonunda yüksek miktarda ışıınım yayar. Dalga boyu 200 Å'nın altında olan materyallerin elektron sıcaklıkları 1.6×10^5 ile 1.0×10^8 arasında oluşu ilginç sonuçlar doğurur.

Spektra interstellar ortamın sıcak kısmını kapsamaktadır. Bu kısımlar solar korona yerine orta yaştaki süpernova kalıntıları içerir. Bundan dolayı,

dielektronik yeniden birleşme oranı ve Allen'in kozmik bolluğu düşük yoğunluk limiti için önemlidir. (1973): He, 10.93; C, 8.52; N, 7.96; O, 8.82; Ne, 7.92; Mg, 7.42; Si, 7.52; S, 7.20; Ar, 6.90; Ca, 6.30; Fe, 7.60; Ni, 6.30 [3].

4. X-IŞINI ASTROFİZİĞİNDE UYDU TEKNOLOJİSİ

X-ışınları, 20 nm gibi kısa dalga boylarına sahiptirler. Bir gazın sıcaklığı 1 milyon Kelvin derece'nin üstünde ise; ışıma X-ışınları bölgesinde olmaktadır. X-ışınları madde içerisinde ilerleme şansına sahip olmasına rağmen, belli bir ilerlemeden sonra tamamen durdurulabilirler. Aynı şekilde atmosferimiz de 20-30 km yükseklikte uzaydan gelen X-ışınlarını bütünüyle soğurur.

1970 yılında uzaya fırlatılan “Uhuru” adlı ilk X-ışın uydusu bize bu kısa dalga boylarında, çok zengin ve geniş bir evrenin kapılarını açtı. Geliştirilmiş X-ışın Teleskopları sayesinde artık daha geniş alanlarda, çözünürlüğü yüksek X-ışın gözlemleri yapılabilmektedir. Bu sayede evrenin oluşumu, yapısı hakkında merak ettiğimiz ve bilmediğimiz bir çok bilgi edinme olanağını elde etmiş olduk.

X-ışın teleskopları bugün astronominin yeni sayılabilecek dallarından biridir. Bu dalın başlangıcı 1962 yılına ve SCO X-1 isimli parlak bir X-ışın kaynağının keşfine rastlıyor. Bu keşfi ilk gerçekleştiren ünlü İtalyan astronom R.Giacconi bugün X-ışın astronomisinin kurucusu olarak bilinir [5].

Yeryüzündeki gözlemci, bir gök cisminde gelen tüm dalga boylarındaki elektromanyetik ışıınımı algılayamaz. Bunun nedeni atmosferimizin bazı ışıınımları soğurması ve bazı ışıınımları yansıtmasıdır [2,3,5].

Morötesi bölgesinin ötesinde yer alan X-ışınları, daha kısa dalga boylu ve yüksek enerjili elektromanyetik tayfa sahiptirler. Gamma, X-ışını ve morötesi ışıınım yeryüzünden 24 km yukarıdaki stratosferde bulunan Ozon katmanı tarafından soğurulur. Bu nedenle söz konusu ışıınımlar yalnız roket ve uydular ile teleskopu uzaya göndermek ve çekilen fotoğrafları da gerisin geriye dünyaya yollamak suretiyle elde edilip incelenebilirler. Böyle bir teleskop bir yer istasyonundan gönderilen sinyallerle istenilen yıldızlara yönlendirilebilir özelliktedir. Her fotona kendi frekansına karşılık gelen bir enerji vardır. Gökbiliminde X-ışınları için enerji birimi olarak “erg” yerine “eV” kullanılır. Gelen ışıının incelenmesinde genel olarak sırasıyla şu aletler kullanılır;

- a) Teleskoplar
- b) Çözümleyiciler (süzgeç, tayf çeker vb)

c) Dedektörler (göz, fotoğraf plağı vb)

d) İndirgeme aletleri (mikro-ölçer, ışıkölçer, komparatörler vb)

4.1. X-Işını Teleskopları, Dedektörler ve Sayaçları

4.1.1. X-ışını teleskopları

Binlerce yıl öncesine kadar görünür ışık insanoğlunun Evren'i inceleyebilmesinin tek yoluydu. 1940'lardan günümüze kadar bir dizi roket ve uydu aracılığıyla kızılötesi, morötesi ışınlamalar ve X-ışın bölgesine gözlemler yapılabilmektedir. Elektromanyetik ışınlam dedektörleri fotoğraf plakalarının yerini alarak, gök cisimlerinin fotoğrafik görüntülerinin gerektirdiğinden 100 kat daha kısa sürede dedektör görüntüleri alınabilmiş ve bu görüntüler bilgisayar ortamında kaydedilip incelenmesi yapılabilmektedir.

Günümüzde elektronik teknolojinin kullanılması ile teleskop otomatik olarak yönlendirilebilmektedir. 1960'larda astronomlar verilerini, teleskopların arkasına bağlanan bir fotoğraf makinesi aracılığıyla kaynakların fotoğraflarını çekerek elde ediyorlardı. Bugünlerde pek çok teleskopun civarında fotoğraf plaklarına rastlanmaz. Yıldızlardan ve galaksilerden gelen zayıf ışık, CCD (Charge Coupled Device) adı verilen, gelişmiş fotoelektrik aletleri yardımıyla bilgisayar ortamına kaydediliyor. Bilgisayar manyetik bantlarına sayısal olarak kaydedilmiş bu görüntüler ilgili X-ışın kaynakları hakkındaki bilgileri ortaya çıkarmak için inceleyip değerlendirilmektedir.

Görünür ışık bir prizma yardımıyla bileşen renklerine ayrılabilirse, X-ışınları veya kızılötesi ışınlam da X-ışın teleskopları sayesinde kurulan ağ sistemleri ile dalga boylarına ayrılabilir. Gelen ışınlamın her dalga boyundaki enerji miktarı, bu ışınlamı üreten atom yada molekül türlerinin parmak izleri gibidir.

4.1.2. X-ışını optikleri

Görünür ışık için normal aynalar ile bir teleskop yapmak zor değildir. Gerçekte çok büyük aynalar yapılabilmekte ve günümüzde optik astronomide de bu tür teleskoplar yapılabilmektedir. Bununla beraber, yaklaşık 1000 Å' un altında ve özellikle tayfın X-ışın bölgesinde, normal doğrultuda gelen X-ışınlarının yansımayıp saçılmasında karşılaşılan çeşitli zorluklar vardır. Bu nedenle X-ışın teleskobu yapabilmek için yeni bir yaklaşım gerekmektedir. X-ışınları ancak

pürüzsüz metal bir yüzeye düşerse yansıtılabilir. Fakat böyle bir mikroskop hiçbir zaman yapılamamıştır. Çünkü, yeterli doğruluğun elde edilebilmesi için ayna yüzeyini parlatmanın imkansız olduğu anlaşılmıştır.

4.1.3. X-ışını sayaçları

X-ışın sayaçları orantılı ve parıldamalı sayaçlar olmak üzere iki ana bölümde incelenebilir.

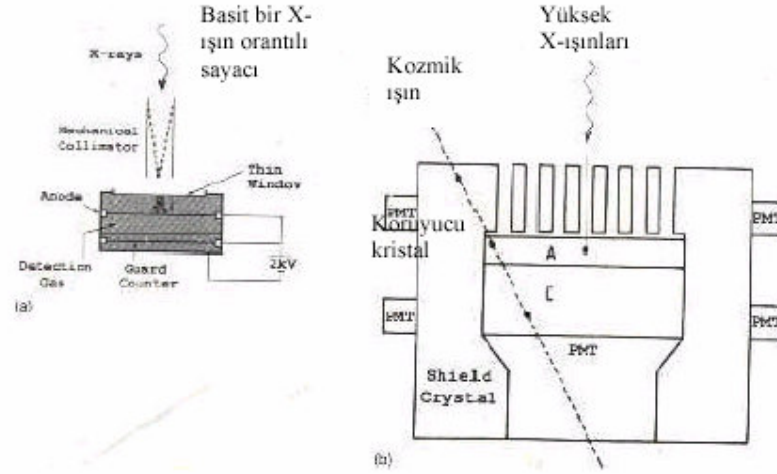
4.1.3.1. Orantılı Sayaçlar

En çok kullanılan orantılı sayaçlar, 0,2-25 keV enerji aralığında bulunan X-ışınlarına duyarlı dedektörlerdir. Bu alet X-ışın astronomisinde, radyoaktif maddenin yaydığı gamma ışınlarının ve yükü belirlenmesi için özel olarak geliştirilmiştir.

İlk olarak X-ışınları, ince bir pencereden geçer. Dedektörün duyarlılığını artırmak için bu pencere daha büyük bir alana sahip olmalıdır. Bir enerjik parçacık veya X-ışın fotonu dedektörün ince penceresine girdiğinde, sayaç içindeki gaz atomlarını iyonlaştırır. Sayaç kabının her iki yan duvarına tutturulmuş anot görevini gören telin uçlarına +2000 Volt'luk bir potansiyel uygulanır. İyonlaşma sonunda serbest kalan elektronlar anot etrafında toplanırlar ama bu arada elektronlar diğer elektronlarla çarpışarak daha fazla iyonlaşmaya sebep olurlar. Bu olaylar anodun yakınında meydana gelir. Ve bu oluşumun net sonucu olarak bir elektron pulsu oluşur. Böylece dedektöre gelen X-ışınları sayım olarak belirlenmiş olurlar [5].

Orantılı sayaçta merkezde bir anot teli bulunur. Anot tarafından toplanan elektron sayıları X-ışın fotonunun enerjisi ile orantılı olması için biraz daha düşük bir voltaj uygulanır. Böylece dedekte edilmekte olan kaynağın X-ışın spektrumu hakkında kabaca bir fikir elde etmek mümkün olur. X-ışını üreten yıldızlardaki mekanizma hakkında önemli bilgiler bu şekilde elde edilebilmektedir. Bu sayede bulunan kaynakların X-ışın spektrumları hakkında bilgi edinilebilir.

Yüklü parçacıkların yoğun olarak bulunduğu “Güney Atlantik Anomali” olarak adlandırılan özel bir bölge vardır. Bu bölgedeki yüklü parçacıklar aktif hale gelirse, dedektörler zarar görebilirler.



Şekil 4.1 Bir orantılı sayaç şemasını göstermektedir

Bu şekilde bir X-ışın fotonu, berilyum veya plastik gibi bir metalden yapılan ince bir pencereden geçerek gazla dolu bölmeye girer. Foton, elektron-iyon çiftlerinden oluşan küçük bir bulut oluşturarak atomların bir kısmını iyonlaştırır. Elektronlar kendi yolları üzerinde daha fazla çarpışmalara ve yeni iyonlaşmalara neden olup yüksek voltaj anoduna doğru hızlandırılırlar.

Sonuçta belirlenen puls, genel olarak bir milyon elektronu kapsar. Bu basit X-ışın dedektörü son yirmi yılda geliştirilmiş ve Uhuru uydusunda kullanılmaktadır. Hala son zamanlarda fırlatılan uydularda da kullanılmaktadır:

(a) Parıldama sayacı, anahtar, dedektörün içinden geçen parçacıkların neden olduğu olayları belirlemek veya geri çevirmek için kullanılmaktadır. Astronomik sert X-ışınları, sadece petek dizisi yönünde görülebilir.

(b) Kristallerde görülen ışık parıldamaları veya titreşmeleri

(c) Foto-katlandırıcı tüpleri (PMT) ile belirlenir.

Yeryüzünde hızlandırılabilen en enerjik parçacıktan daha enerjik olan kozmik ışınlar, X-ışın uydusu dedektörlerini ve uyduların kendilerini de baştan başa geçerler. Böylece x-ışınları sayaç gazının içinden geçerken kendi yolları üzerinde bir yük izi bırakırlar. Bu sayede gerçek X-ışınları belirlenebilir.

Uzayın sert ortamında X-ışını orantılı sayaçlarını çalıştırmak kolay değildir. Bu ise önemli bir problemdir. Bu problemin üstesinden gelebilmek için

aletlerin duyarlılığının, ayırma gücünün ve güvenilirliğinin test edilmesi gerekmektedir.

4.1.3.2. Parıldama sayacı

Orantılı sayaçlar 20 keV’ dan daha yüksek enerjiye sahip olan fotonları saptayamazlar. Dedektörün ışığa duyarlı bileşeni gazdır ve bu gaz yüksek enerjili birçok fotonu durdurabilecek kadar kütleli değildir. Bu durumda parıldama sayacı denilen, bir katı hal dedektörü kullanılmalıdır.

Başka bir nükleer parçacık dedektörü olan parıldama sayacında, “sodyum iyodid” veya “sezyum iyodid” kristalleri kullanılmaktadır. Bu kristaller enerjisi birkaç MeV’a kadar ulaşan fotonları durdurabilecek güçtedir.

Fotonun enerjisi kristal içindeki atom tarafından soğurulur. Soğurulan bu enerjinin bir bölümü, bir ışık pulsu yada parıldaması olarak tekrar görülür. Böylece basit bir foto-katlandırıcı tüpü, bu parıldamayı olayın zamanı ile birlikte bulur. Parıldayan ışığın miktarı, gelen X-ışın fotonu enerjisi ile orantılıdır. Ana kristal, ikinci bir parıldama maddesi ile kuşatılarak kozmik ışınların ve gerçek olmayan X-ışınlarının neden olduğu olaylar önlenir.

Fototüp, her iki parıldayıcıdan gelen ışığı belirler. Böylece elektronik sistem, pulsun biçimini ölçer ve aynı zamanda parıldayıcının dışında geçip giden yüklü parçacığın neden olduğu olayları kaydetmez. Bu dedektöre “fosfor sandviç” veya “fosviç (phoswich)” denilmektedir.

Parıldama sayaçları, “balonlarla X-ışın astronomi” çalışmalarında kullanılmaktadır. Balonlar 50 km’nin çok üstündeki yüksekliklerde atmosferin %99’unun üstünde gezinmektedirler. Geri kalan %1’lik kısım ise 15 keV’den daha az enerjili X-ışınlarının dedektöre varmasına izin vermektedir. Böylece balonla yapılan astronomi çalışmalarında 20-200 keV aralığında enerji bandı incelenebilmektedir.

4.1.4.X-Işın dedektörleri

X-ışını dedektörleri kullanma amaçlarına göre çeşitlilik gösterirler.

4.1.4.1. Konuma duyarlı dedektörler

Günümüzde kullanılmakta olan iki tip duyarlı dedektör bulunmaktadır. IPC'nin ana prensibi, bilinen orantılı sayacınki ile aynıdır. Bir x-ışın fotonu, dedektörün ince penceresini geçer ve sayaç gazındaki atomlarla karşılaştığında küçük bir elektron bulutu oluşturur. Bununla birlikte bir IPC'nin anodu basit bir telden daha karmaşıktır. Çünkü IPC'nin saptamakta olduğu X-ışınının görüntüsünü okuması gerekmektedir. Bunun başarılması için iki sistem, uydularda denenmiştir. Birinci yöntem, çapraz tellerden oluşan bir sistemi içerir. Farklı teller tarafından toplanan görelî yük miktarı x-y konumunu vermektedir. IPC'nin çok daha küçük bir bölümüne sınırlandırılmaktadır. Bu, X-ışın görüntüsünün yayılmasını önemli derecede veya bulanıklaşmasını önler. Anot, gerçekten X-ışın görüntüsünün kaydını yapabilen dayanıklı bir disktr.

Diğer yandan mikro-kanal plağı tamamen farklı bir alet türüdür. Tipik bir 25 mm çaplı MCP'nin üç milyon ayrı ayrı mikro kanalı bulunabilir. Bu mikro kanalların her biri 20 mikron uzunluğundadır.

Örneğin mikro kanala giren tek bir elektron diğer uçtan 10 000 elektron olarak çıkmaktadır. Kanalların aralıklı bir biçimde yerleşmesi o kadar küçüktür ki, gelen görüntü değişik bir teknikle elektron görüntüsü olarak yeniden oluşturulabilmektedir. X-ışınları ayna üzerine büyük açılarla rasgele dağılmış olarak gelirler. Yani bir yere odaklanmazlar. Bu ise, aynayı sıyrıp geçme tekniğini 10 keV'den daha az enerjilere doğru indirilir. Birçok X-ışın teleskobu, 0.1-2 keV bandına ayarlanmıştır. İç içe yerleştirilmiş aynalar, maksimum toplama alanı oluşturmaktadırlar. X-ışınları, teleskoba ortak merkezli aynalar tarafından odaklanırlar.

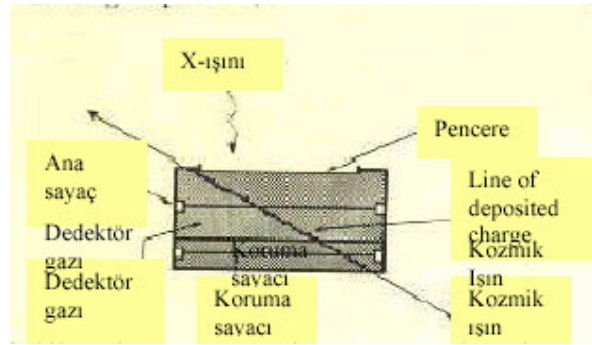
Şekil-4.1'de gösterildiği gibi anot teli saf bir iletken değildir, yarı iletken karbon kaplı Quartz lifinden bir teldir. Elektron pulsunun yükseliş zamanı, elektronların telin neresinde en yoğun toplandığını gösterir. Bu yolla X-ışınının yeri belirlenmiş olur. Diğer durumunda anot, dört tane çıkış ucu bulunan dirençli bir disktr. Öyle ki bu dört çıktı ile x-y koordinatları ölçülebilir. Burada elektron çıkış bölgesinin kontrolü için, fazladan bir ağı konmuştur.

MCP (mikro kanal plağı), binlerce küçük gözenekten oluşmuş bir disktr. Gözeneklerin her biri dayanıklı bir cam tüptür. Tüpün uçlarına büyük bir

potansiyel uygulanacak, gelen bir X-ışın tarafından serbest bırakılan (koparılan) bir elektron tüpün içinde ivmelenir. Tüpün duvarındaki diğer elektronlar çarparak yoluna devam eder. Yüzeyle gelen her bir X-ışını sonuçta 10 000 elektronluk bir puls oluşturur. Bu tür plak çifti birleştirilerek, 10⁷-10⁸ 'e kadar elektron kazancı elde edilir.

4.1.4.2. Uzayda X-ışını dedektörleri

Şekil-4.2'de bir orantılı sayacın çalışması gösterilmektedir. Bu sayaç enerjik parçacığın geçmesi ile oluşan kozmik ışın fotonunun belirlenmesi şeklinde çalışmaktadır.



Şekil 4.2. Bir X-ışın orantılı sayacının çalıştırılması

Koruma sayacı, dedektörün her iki bölgesinde ki, kozmik X-ışınları soğuran, gerçek X-ışın fotonlarına duyarsız, metal bir bölmedir. Elektronların anoda ulaşma zamanı bir X-ışın ve bir kozmik ışının ulaşma zamanından farklı olacaktır. Çünkü kozmik ışın, kendi yolu boyunca bir yük izi bırakır. Elektronlar kendi doğrusal yolları üzerinde X-ışınınkinden çok daha uzun bir zaman aralığında yayılırlar.

Bir X-ışın fotonu, metal yada plastikten yapılmış pencereden dedektör kabının içine geçerek, gaz içerisinde fotoelektrik olay yoluyla soğurulurlar. Bu olayların belirlenebileceği iki yöntem vardır:

i) Sayacın belirleme hacminin bir bölümü metalle çevrilidir. Bunun nedeni, bu bölümün kozmik X-ışınlara duyarsız kalabilmesini sağlamaktır. Dedektörün bu bölümüne koruma sayacı denir ve sadece kozmik ışınlar duyarlıdır. Dolayısıyla bir X-ışını sadece üstteki hacimde saptanmaktadır.

ii) Dedektörün anoduna varan elektronların (veya yüklerin) oranı. Bir X-ışın fotonu, dedektörün çok küçük bir bölgesinde ki gaz tarafından durdurulur.

Böylece anotta kısa ($<10\text{ns}$) bir yükseliş zaman pulsu meydana gelir. Diğer taraftan bir kozmik ışın anoda varan uzun bir yük izi oluşturur ki bu iz, çok daha uzun olan bir zaman dönemi boyunca yayılır. Bu zamanlar her olay için ölçülebilir ve sadece kısa yükseliş zamanında oluşan X-ışın olayları elektronik olarak belirlenebilirler. Bu tekniğe, “Puls-yükseliş-zamanı ayrımı” denir [5]

4.1.4.3. Diğer tip detektörler

Parıldama sayacı detektörü, enerjisi 10 keV’tan büyük olan x-ışınlarını belirlemekte kullanılabilir. İçeriğinde, 6 mm’lik ince sodyum kristali ya da optiksel olarak ışık çoğaltıcı tüpün yüzüne bağlanmış talyum sezyum iyodu vardır. Bir x-ışını fotonu kristale girdiğinde, orantılı sayacın gazında olduğu gibi fotoelektriksel bir şekilde soğurulur. Fotoelektron, kristaldeki bazı atomları iyonlaştırır. Bu iyonlaşma enerjisinin bir kısmı görünür ışık pırlıltısına yada ışık çoğaltıcı tarafından pırlıltıya dönüştürülür. Işık çoğaltıcıdan gelen elektriksel puls yüksekliği, gelen x-ışını enerjisiyle orantılıdır. Orantılı sayaç gibi, parıldama detektörü spektral bilgi üretir. Parıldama sayacı, orantılı sayaçta olandan daha yüksek enerjili x-ışınlarında çalışır. Çünkü; yüksek atomik sayılı maddeden yapılmış yoğun bir kristali vardır ve bu kristal yapı, orantılı sayaçtaki gaza göre x-ışını geçişini daha çok durdurma özelliğine sahiptir. Eğer 100 mm civarında kalın detektör kristalleri kullanılırsa, parıldama detektörleri enerjisi 1meV değerinden fazla olan fotonlara karşı duyarlı hale getirilebilir. Fakat bu tip kalın kristal detektörleri, ince kristal yapılara nazaran, 30 keV civarında olan daha az enerji çözünürlüğüne sahiptir. Parıldama sayacı, ayrıca, kozmik ışın parçacıklarına da duyarlıdır ve normalde, arka fon sayımını azaltmak için, ters kavuşmada, koruyucu detektörlerle kullanılırlar.

Kanal çoğaltıcı sistem, 3 keV’un altındaki x-ışınlarını bulmada sınırlı bir işlem uygular. Bu sistem temelde vakum aletidir ve uzaydaki kullanımında pencereye ihtiyacı yoktur. X-ışınları özel kaplanmış foto yayıcı bir yüzeye düşerler (bu yüzey elektron yayar). Bu elektronlar bir elektrik alanı tarafından dirençli bir tüp içerisinde hızlandırıldıklarından, ikinci bir yayılımla yükseltirler. Tüpün sonunda , elektron sinyali toplanır ve yükselticiye konulur. Kanal çoğaltıcı , orantılı sayaçtaki gibi ,enerji çözünürlüğüne sahip değildir ve spektral bilgi elde etmek için, x-ışını demetine yerleştirilmiş filtrelerle birlikte kullanılmalıdır. Kanal

matris, bir birimde üretilen kanal çoğaltıcıların, iki boyutta dizilmesidir, x-ışını görüntüleme sisteminde bazı uygulamaları vardır.

Konuma duyarlı orantılı sayaç detektörleri, uzayda bulunan x-ışını görüntüleme teleskopları sayesinde çok değerli bilgiler toplamaktadır. Tek dirençli anot tel, birkaç paralel anot tel yada bazı dirençli anot tellerin birleşiminden oluşan normal bir orantılı sayaç içerir. Tel boyunca gelen x-ışınlarının konumu dirençli anot tel ile, elektrik sinyalinin boyutu karşılaştırılarak bulunabilir. Çok telli detektör ile, tellerin yönüne dik yöndeki x-ışınlarının ulaştığı yerin konumu, çeşitli tellerdeki sinyallerin karşılaştırılması ile bulunabilir.

4.2.Kolimatörler

Bir kolimatör, dedektör penceresinin tam önüne yerleştirilmiş paralel metal tabaka dağılımını içerir. Detektör vakumlu bir ortamda olduğunda, kolimatör pencereyi dedektörün gaz basıncına karşı destekler.

Kolimatör, eksenini boyunca gelen x-ışınlarını tam olarak detektöre geçirir ve ekseninden uzakta olan yönde gelen ışıyı engeller. Kolimatörün tepkisi üçgenseldir. X-ışını kaynağından bir paralel x-ışını demetinin, kolimatör üzerine geldiğini varsayalım. Şekil 4.3. a' da ki x-ekseni yönünde kolimatör döndürüldükçe, ışıının demetinin geçişi üçgensel bir şekilde değişecektir. Benzer olarak, eğer kolimatör diğer eksen (y_ekseni) etrafında döndürülürse, Şekil 4.3. c' de gösterilen şekilde bir geçiş kalıbı oluşacaktır. Kolimatör tepkisinin genişliği, her üçgen için açısal FWHM tarafından belirlenir. Böylece d, l ve w boyutlarını kullanarak, Şekil 4.3. a' da gösterildiği gibi,

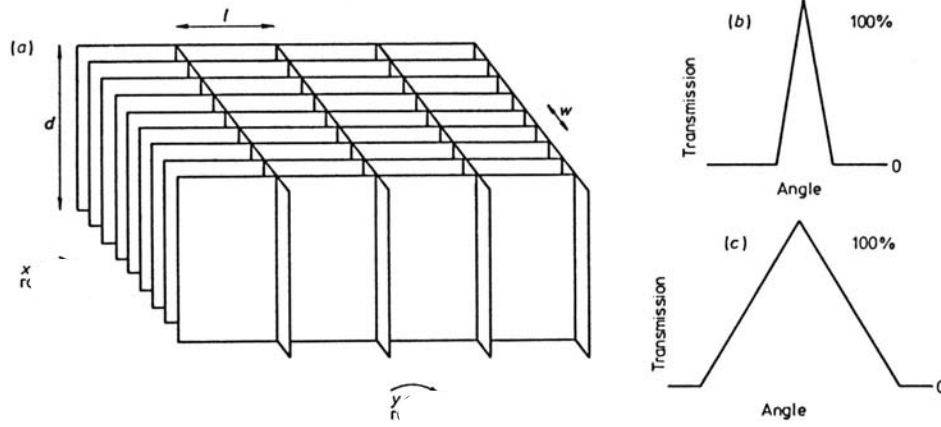
x-ekseni etrafında FWHM;

$$\tan^{-1}w/d \approx w/d \text{ rad,}$$

y_ekseni etrafında FWHM;

$$\tan^{-1}l/d \approx l/d \text{ rad.}$$

Toplam açının $2 \times \text{FWHM}$ üzerindeki geçişler sıfır değildir. 0.25° 'den çok daha küçük olduğundan kolimatörün FWHM değeri için ayarlamak çok zordur.



Şekil 4.3. Eksenler yönünde dönen kolimatörde, ışınım demetinin geçişinin üçgensel değişimi

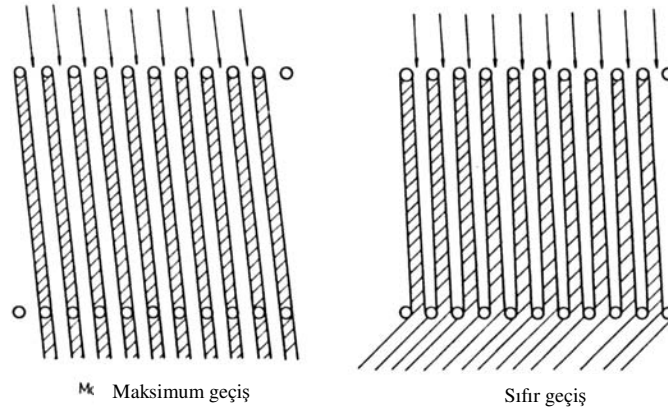
4.2.1. Bindirme (Modülasyon) kolimatörleri

Bindirme kolimatörü iki yada daha fazla paralel ızgara şeklindeki düzlem tellerden oluşur. Teller, genellikle, birbirinden, her birinin çapı kadar ayrılmıştır, ve yüksek atomik sayılı materyalden -Tungsten gibi (Tungsten; x-ışınlarına karşı çok opaktır)- yapılmıştır. Kolimatörün çalışma prensibini aşağıdaki gibi özetleyebiliriz;

Izgaranın ön kısmının, yıldızdan gelen paralel x-ışını demeti ile aydınlatıldığını varsayarsak, ön kısımdaki tellerin arkadaki ızgara bölümüne gölgesi düşecektir. Eğer, gölgeler teller arası boşluklara düşerse, arka ızgaranın ötesinde detektöre x-ışını yayılımı ulaşmayacaktır. Eğer, diğer taraftan, gölgeler tellerin üzerine düşerse, detektör ön ızgaranın üzerine düşen x-ışınının yarısını alacaktır. Bindirme kolimatörü, şimdi, kaynak üzerinde taranmalı, tarama oranına bağlı olarak frekansın detektör sinyali periyodik olarak büyütülür. Bu, tarama oranından başka, p ; tellerin yüksekliği, ızgara mesafesi, s 'ye de bağlıdır. Bir maksimum ve komşu minimum (bindirme plakasındaki) arasında taranan açı;

$$\frac{1}{2} \times \Delta\theta \text{ civarında olduğundan } \tan \Delta\theta = \frac{p}{s} \text{ sonucuna ulaşılır.}$$

Daha küçük açısal çözünürlüğü, $\Delta\theta$, olan bindirme kolimatörü tasarlamak daha kolaydır. Tek bir tarayıcı, bindirme kolimatörü kullanışsızdır. Çünkü ölçülen kaynak konumunda belirsizlik vardır. Sadece kaynağın boyutunun belirlenmesinde çok daha sağlıklı sonuç verir.



Şekil 4.4. Detektörde sıfır ve maksimum geçişler

Bindirme kolimatörünün en önemli özelliği, x-ışını kaynaklarını daha fazla hassasiyetle konumlandırabilmesidir. Yüksek çözünürlüklü kolimatöre göre daha duyarlıdır, çünkü bindirme kolimatörüyle gökyüzünde geniş bir parça tararken , kaynak genişliği oldukça büyüktür [3].

4.3. X-ışını Gözlemleri

X-ışını gözlemleri; balon, roket ve uydu gözlemleri olarak üçe ayırabiliriz.

4.3.1. Roket gözlemleri

1970 Aralık ayında Sco X-1'in keşfinden X-ışın astronomi uydusunun yerleştirilmesine kadar geçen zaman araştırmalar ve sürprizler ile dolu olmuştur. Gökyüzü, yüksek enerjili ışık kaynakları için roketlerle taşınan orantılı sayaçlar ve balonlarla taşınan dedektörler kullanılarak araştırılmıştır. Kullanılan bu sayaç ucuz, kurulması kolay ve dayanıklıdır. En güçsüz tarafı penceresidir. Bu pencere, roketin bütün gövdesi ile orantılı bir büyüklüktedir. Sayacın yerleştirilmesindeki zorluklar, çok ince olabilecek düşük Z atom ağırlıklı maddenin bulunması ve geliştirilmesi ile ortadan kaldırılabilmiştir. Bu madde, sayaca yüklenen gazı oluşturmaktadır ve dedektörün duyarlılığını kozmik ışınlara karşı azaltabilmektedir (fakat bu yapılırken, yumuşak X-ışınlarını fark etmedeki duyarlılığı engellenmemektedir). [6]

İlk olarak, gökyüzünün büyük bir alanı, dedektör kullanılarak taranmıştır. Petekler şeklinde yapılan mekanik diziler, görüş alanını küçük karelerle

sınırlamaktadırlar. Daha sonraki zamanlarda, kontrol sistemleri daha güvenilir hale geldiklerinde küçük kareler büyük bir duyarlılıkla taranmıştır.

1970'lerin sonuna doğru, elliye yakın kozmik X-ışın kaynağı keşfedilmiştir. Bunların büyük bir çoğunluğu galaktik düzlemde bulunan parlak kaynaklardır. Galaktik karın kaynakları bugün birikim-güçlü çiftler olarak düşünülmektedirler. Sco X-1 ve Cyg X-2 kaynakları bu türden çift yıldızlardır. Bu çiftler yıldıza benzeyen optik cisimler olarak görüldü. Bu X-ışın kaynaklarından bazılarının değişken çeşitleridir.

İki geçici X-ışın çifti yada X-ışın novası patlarken gözlenmiş ve daha sonra gözden kaybolmuşlardır. Altı tane süpernova kalıntısı parlak ve bazen genişlemiş olarak belirlenmiştir. Macellan Bulutsusu'nda aktif galaksiler M87 ve NOC 5128, Coma Cluster ve 3C273 kuasarından gelen X-ışınları ve kaynakları tespit edilmiştir.

4.3.2. Uydu gözlemleri

Bir sonraki adım, gözlem zamanını saliselerden günlere çıkarmak olmuştur. NASA tarafından böyle bir yaklaşımın önemi fark edilmiştir. Giacconi'nin AS&E (American Science and Engineering) grubu tarafından SAS-1 12 Kasım 1970'de Kenya kıyılarında yörüngeye oturtulmuştur. Bu uyduya "Uhuru" adı verilmiştir. Uhuru teçhizatı 64 kg olup, normal bir roketten daha ağır değildir. Ama spin-dengeli uzay mekiğinde iki tane kurulu orantılı sayaç ve basit petek dizileri ile X-ışın araştırmalarına başlanmıştır. Her ne kadar taranan alanlar hızlı bir şekilde değişse de Uhuru, aynı bölgeyi defalarca taramıştır (her tarama sadece 12 dakika sürmüştür) [7].

Bu suretle zayıf kaynakların ölçümleri daha hassas bir biçimde yapılmaktadır. Uhuru, X-ışını kaynaklarını daha önceki roket uçuşlarından on kat daha iyi bir şekilde saptayabilmiştir. Bu uydunun 4U Uhuru gözlem sonuçları katalogunda 339 X-ışın kaynağının verilerini içerecek şekilde kaydedilmiştir

Bu günlerde Hintli gökbilimciler, Astrosat adlı uyduyu 2005 yılından sonra bir Hint roketi ile fırlatmaya hazırlanmaktadırlar. Dünya yörüngesine oturtulması hedeflenen uydu, X-ışınları ve morötesi bölgelerinde dijital gözlemler ve araştırmalar yapacak dört aygıt taşıyacaktır. Uydunun taşıyacağı aygıtlar arasında yumuşak X-ışını ve morötesi görüntüleme teleskopları X'enon gazı ile

doldurulmuş bir geniş alan orantılı sayacı, geniş bir tayf bandından uzun süreli araştırmalar yapmak için bir de kadmiyum-çinko-telürid dizgesi bulunmaktadır. Ancak bu aygıtlar, teknik gelişmişlik açısından NASA'nın CHANDRA' s ı ve Avrupa Uzay Ajansı'nın XMM-Newton'u gibi yeni kuşak X-ışını teleskobunun yüksek görüntü çözünürlüğü ve öteki yeteneklerinin bir hayli gerisindedir.

X-ışını Astronomisinde kullanılan uyduların listesi ve ilgili bilgileri çizelge 4.1' de özetlenmektedir.

4.3.2.1 X-ışını gözlemlerinin yapılabildiği yörüngeler

X-ışını gözlemlerinin yapılabildiği yörüngeler, iki şekilde tanımlanabilir:

i) Yumuşak kozmik X-ışınları yaklaşık 150 km' nin üstündeki yükseklikte bulunurlar. Bu yükseklik, bilinen roket uçuşlarının yapılabildiği bölgelerdir. Sirküler yörüngedeki uydu ise 400 km' den daha büyük yüksekliğe ulaşmalıdır.

ii) Yüklü parçacık akımının fazla olduğu bölgelerde, X-ışını dedektörleri ile yüksek bir background sayım oranı elde edilecektir. Yer'in etrafı, "Van Allen radyasyon kuşakları" ile çevrilidir. Bu radyasyon kuşağı lokma biçimli (veya daha çok oyuk zeytin biçimine benzeyen) bir yapıdadır. Yer'in manyetik alanı içinde yakalanan protonlar ve elektronlar yüksek enerjilere ve uzun yaşam sürelerine sahiptirler. Dedektörlerin, fonksiyonlarını bu etkiler altında kalmadan yapabilmeleri için, bu radyasyon kuşaklarının altında veya üstünde olmaları gerekmektedir. Çizelge 4.1'de listelenen uzay araçlarının büyük bir kısmı bu kuşakların altında bulunan bir yörüngeye fırlatılmışlardır.

Güney Atlantik Anomali olarak bilinen bölge hariç bu yörüngede parçacık akımı minimum, manyetik akım çok düşüktür. Bu nedenle kuşağın içerisindeki parçacıkların atmosferin en üst kısmına hafifçe dokunmasına imkan verirler.

İlk kozmik X-ışın akımı, kutuplarda ekvatora göre beş kat daha fazla olduğu için düşük eğimli bir Yer'e yakın yörünge (yörünge'nin periyodu 95 dakikadır). Hem kozmik ışın, hem de yüklü parçacık backgroundunun düşük olmasını sağlar. Mesela Uhuru'nun yörüngesi bu tip bir yörüngede bulunmaktadır.

Bununla birlikte uyduları radyasyon kuşakları dışında çalıştırmak da mümkündür. Vela uyduları yaklaşık 17 Yer yarıçapı yükseklikte dairesel ikincil bir yörüngeye (dönemi 4 gün olan) yerleştirilmişlerdir. EXOSAT dönemi 3 gün olan bir eliptik yörüngedeydi ki, bu yörünge uzay aracını kuşağın altında 30 Yer

yarıçaplı bir yükseklikte taşımaktadır. Zamanının çoğunu kuşakların hayli üzerinde olan enöte yöresinde geçirdiği için backgroundlar düşük olmuştur

4.3.2.2 Galaktik X-ışın kaynaklarının akısı ve parlaklıkları

Bir X-ışın kaynağının ışıınımı, gözlemlenen X-ışın akısından kaynağa olan uzaklık biliniyorsa bulunabilir. Bir kaynağın X-ışın parlaklığı hakkında bir bilgi vermek gerekirse; akımlar bazen foton birimi olan $\text{cm}^{-2}\text{s}^{-1}$ cinsinden belirlenmelidir. Her X-ışın fotonu 1keV enerji aralığında ($1.6 \cdot 10^{-9}$ erg) bir enerjiye sahiptir. Hassas bir ölçüm için, $\text{erg}\cdot\text{cm}^{-2}\text{s}^{-1}$ birimi kullanmalı ve üzerinde çalışılan enerji alanı tam olarak tanımlanmalıdır. X-ışın dedektörünün sayım oranı C, foton akımı F, dedektör etkinliği . ve dedektörün alanı A olmak üzere

$$C = A \int F(E) \eta(E) dE \quad L = 4\pi d^2 F \quad (4.1)$$

dir. Dedektör etkinlikleri genellikle 0.1'den 1'e kadar bir aralıkta olduğundan ve dedektör alanları da 100'den 1000 cm^2 'ye kadar olduğundan, modern bir X-ışın dedektörünün sayım oranı kabaca belirlenen foton akımının 100 katıdır.

Gözlenen akım, kaynağın parlaklığının bir ölçüsüdür. L, X-ışın kaynağının ışıınım gücü, f akısı olmak üzere L'nin F'ye oranı, kaynağa olan d uzaklığının karesi ile doğru orantılıdır ki bu

$$L = 4\pi d^2 F \quad (4.2)$$

şeklinde belirtilir. Bilinen en parlak X-ışın kaynağı 3.27'lik bir kırmızıya kayma oranı ve $5 \cdot 10^{47}$ $\text{erg}\cdot\text{s}^{-1}$ 'lik bir X-ışın parlaklığına sahip olan PKS 2126-158 kuasarıdır. Algılanan en az parlak X-ışın kaynağı olan Ay'ın parlaklığı $7 \cdot 10^{11}$ $\text{erg}\cdot\text{s}^{-1}$ 'dir. Arada yaklaşık 7.1*1035kat bir fark vardır.

XTE (X-ray timing explorer) X-ışın gözlemleri, yoğun cisimleri içeren “Galaktik” yada “Galaksi dışı” sistemlerin gözlemleri olmuştur. Bu sistemlerin çekim alanları çok büyük, sıcaklıkları çok yüksek 107 Kelvin derece olan plazmalardır. Bu cisimler çok şiddetli manyetik alanlara sahip cisimlerdir (yaklaşık 1012 G). Galaktik cisimler, nötron yıldızı, beyaz cüce veya olası bir karadeliğin çok küçük olduğu çift sistemlerdir. X-ışınları şu konularda doğrudan bilgiler vermektedir.

i) Geometrilere, sıcaklıkları, manyetik alanları bakımından yoğun (kompakt) cisimler hakkında.

ii) Çift sistemler hakkında.

iii) Yoğun cismin doğası hakkında (örneğin nötron yıldızının iç yapısı hakkında). X-ışınları, kütlesi Güneş kütlesinin yaklaşık 108 katı olan karadeliikler hakkında direk bilgi verirler. X-ışınları, optik ve radyo soğurma bölgelerindeki ve daha geniş enerji aralığındaki tayf ölçümlerinde önemli rol oynar.

AGN (Aktif Galaktik Çekirdek)'lerin >100 eV enerjilerde tayf ölçümleri, AGN'nin bolometrik parlaklıklarına ve güçlü bir modele bağlı bazı kriterlere göre yapılmalıdır. Bu tür bir bilgi, X-ışınlarının backgroundları ve kaynakları hakkındaki özel sorulara cevaplar verir. XTE ile gözlenebilen cisimler binlercedir. Oysa, gökyüzünde çok daha parlak X-ışın kaynakları vardır.

Gözlenebilen binlerce X-ışını kaynağı bize sadece en yakında olan kaynaklardır. Uzayın derinliklerindeki çok yüksek parlaklıklara sahip cisimler ROSAT yada CHANDRA X-ışın gözlemleri sayesinde birbirleri ile karşılaştırılarak incelenmesi sonucunda çeşitli sınıflara ayrılmaktadırlar. Bu cisimlerin göreceli parlaklıkları ve çeşitli frekansta yapılan gözlemleri sayesinde kendileri hakkında ayrıntılı çalışmalar yapılabilmektedir.

X-ışın kaynaklarından birçoğu sadece HEAO-1 gök-araştırma kaynaklarının sınıflandırması sonucu öğrenilmiştir. X-ışınlarının tüm gökyüzünden yayıldığı bilinmekle birlikte merkezi bilinmez. En azından bu cisimlerden gelen X-ışınlarının birçok aktif galaktik çekirdeklerden geldiği bilinmektedir.

Önümüzdeki yıllarda, sıcak gazların yaydığı X-ışınları kullanılarak, karanlık maddenin bir dağılım haritası çıkartılacaktır. XTE sayesinde, uzaydaki en parlak X-ışın kaynaklarının binden fazlası incelenebilmektedir.

Gelecekte planlanan uçuşlar arasında, 2-200 keV'lik bir bölgenin tamamında bilgi toplayabilen, özellikle düşük backgroundlu, yüksek zaman çözünürlüğü olan ve X-ışın uzayındaki değişiklere çabuk cevap veren sadece X-ışın gözlemleri düşünülmektedir [3].

Çizelge 4.1 X-ışın Astronomisinde Kullanılan Uyduların İsimleri Ve Bilgileri

UYDU	ÜLKE	GÖNDERİLİŞ TARİHİ	BİTİŞ TARİHİ
Vela 5 A,B	USA	May 1969	Jun 1979

Uhuru	USA	Dec 1970	Jun 1975
OSO-7	USA	Sep 1971	May 1971
Cophernicus	USA,UK	Aug 1972	Feb 1981
ANS	Netherlands	Aug 1974	Jun 1976
Ariel-V	UK	Oct 1974	May 1980
SAS-3	USA	May 1975	Apr 1980
OSO-8	USA	Jun 1975	Oct 1978
HEAO-1	USA	Aug 1977	Jan 1979
Einstein	USA	Nov 1978	Apr 1981
Hakucho	Japan	Feb 1979	Apr 1985
Tenma	Japan	Feb 1983	1985
EXOSAT	ESA	May 1983	Apr 1986
Spartan 101	USA	Jun 1985	Jan 1985
Ginga	Japan	Feb 1987	Oct 1991
Kvant	USSR	Jun 1987	
Granat	USSR	Dec 1989	
ROSAT	Germany/UK/USA	Jun 1990	
ASCA	Japan	Feb 1993	
ALEXIS	USA	Apr 1993	
DXS	USA	Jan 1993	
SAX	Italy,Netherlands	1994	
XTE	USA	1996	
AXAF	USA	1998	

XMM	ESA	1998	
-----	-----	------	--

NOT: CHANDRA ve ROSAT uyduları burada ayrıca alınmamıştır. İlerideki bölümlerde ayrıca açıklanacaktır.

5. KATAKLİSMİK DEĞİŞEN YILDIZLAR

5.1. Tanım ve Tarihteki Yeri

Novalar, cüce novalar ve tekrarlayan novalar, yıldızların dağılıp gitmesine yada çökmesine neden olmaksızın şiddetli patlamalar gösterirler. Böylesi bir patlama davranışını açıklayabilmek üzere, Yunanca bir kelime olan **"Kataklysmos"** kelimesinden türetilen **"Katakлизмik Değişen Yıldızlar"** deyimi 1938'den beri, bu tür patlamalar gösteren çift yıldızlar için kullanılmaktadır. Bugün bu grup içerisinde yer alan nova benzeri yıldızlar ise, çok daha sonra kataklismik değişen yıldızlar içerisinde ele alınmaya başlanmıştır.

İlk kataklismik değişen yıldız (U Gem), 1855'de Hind tarafından belirlenmiştir. 1955'de Struve, bütün kataklismik değişenlerin çift yıldız olduğunu ortaya koymuştur. Katakлизмik değişen yıldızlar için kütle transfer eden bir model ilk kez 1956'da Crawford ve Kraft tarafından ileri sürülmüştür. 1971'de Warner ve Nather, kataklismik değişenlerin patlama ışık eğrisindeki titreşimlerini ortaya koymuşlardır. 1971'de Smak, kataklismik çift yıldızlar için standart bir model teklif etmiştir. 1974'de Vogt ve 1975'de Warner, cüce novalardaki süper patlamaları belirlemişlerdir. Warner 1979'de baş yıldızların beyaz cüce olduğu tartışmasını başlatmıştır. Katakлизмik değişen yıldızların beyaz cüce kütleleri, bileşen yıldızların kütle, yarıçap, ısıtım gücü, diskler, sınır tabakası ve manyetik sistemlerdeki yığılma sütunları, kataklismik değişenleri oluşturan belli başlı gurupların modelleri, manyetik beyaz cüce yığılmaları, AM Her (Polar sistemleri) yıldızları, intermediate polar sistemleri, kataklismik çiftlerin sayıları ve belirlenen özellikleri ve bunun gibi bir çok konu üzerine çalışmalar bu güne kadar gelmiştir [3].

5.2. Sınıflandırılması

Katakлизмik değişen yıldızların geleneksel sınıflaması, ışık değişimlerinin karakterine dayanır. Novalar, tekrarlayan novalar, cüce novalar ve nova benzeri yıldızlar bu yıldız tipinin dört ana sınıfıdır. Bunun haricinde simbiyotik yıldızların da bir sınıf olduğu düşünülmektedir. WZ Sge yıldızının önce tekrarlayan nova sınıfında yer alması fakat daha sonra yeniden sınıflandırılarak cüce nova sınıfının bir üyesi kabul edilmesi gibi bir çok yıldızın dahil olduğu sınıfın belirlenmesinde güçlük çekilmektedir.

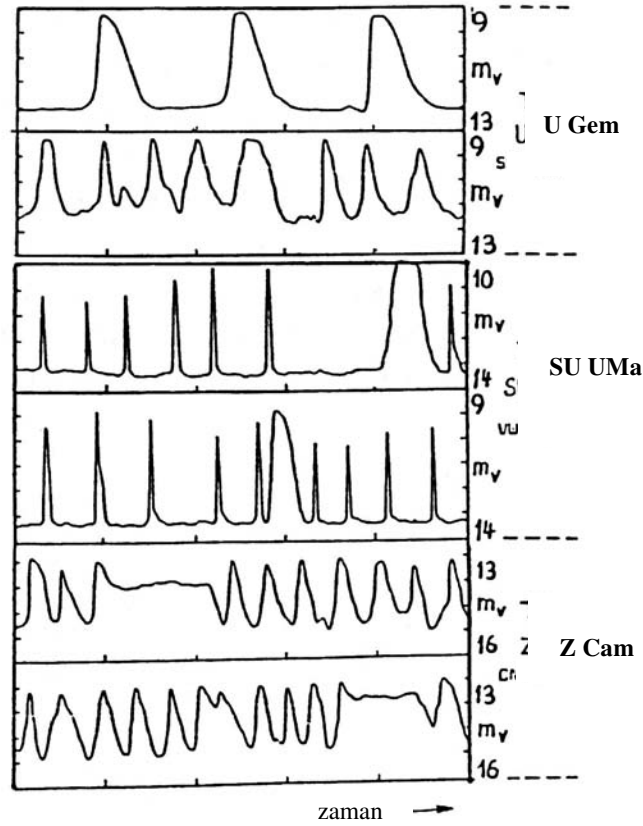
Kataklismik değişen sistemlerin alt sınıflarının genel özelliklerini aşığıdaki şekilde özetlenebilir;

"Novalar" (N), sadece bir kez patlama aktivitesi gösteren, ışıık eğrilerinde parlaklıkları hızla artan, ama azalması daha yavaş olan büyük patlamalara sahip yıldızlardır. Patlama genliği 8-18 kadir ve patlamanın ilk 100 gününde yayınlanan toplam enerji $10^{44} - 10^{45}$ erg'dir. Bu patlamada $10^{-5} - 10^{-4} M_{\odot}$ kütleli bir kabuk, 1000 km/sn mertebesindeki hızlarla fırlatılır. Patlama (2^m) maksimumundan sonraki parlaklığın azalma hızına göre, **Hızlı (NA)**, **Yavaş (NB)** ve **Çok Yavaş Nova (NO)**'lar olarak sınıflandırılırlar. Hızlı novalarda maksimum parlaklıktan sonraki üç kadirlik bir düşüş, yaklaşık 110 günde gerçekleşir. Yavaş novalarda bu üç kadirlik düşüş 100 günden çok daha uzun bir sürede gerçekleşir. Ayrıca bu tip novaların çoğunda patlamadan 4-5 ay sonra derin ve geniş bir minimum gözlenir. Bunu hemen hemen hiç tedirgin edilmemiş düzgün bir azalma eğrisi izler. Çok yavaş novalara tipik bir örnek olan RT Ser patladıktan sonra bu durumunu 10 yıl süreyle koruduktan sonra minimuma doğru inmeye başlamıştır. Bir nova patlaması tanımlanırken, bir yıldızın yalnızca bir kere patlaması dikkate alınır. Ancak yine de, novaların birden fazla patladıklarına ilişkin görüşler vardır. Bu patlamaların tekrarlama süresi 10 yıl olarak tahmin edilmektedir. Bazı novalar maksimumdan yaklaşık 120 gün sonra, optik bölgede birkaç kadirlik ani bir sönükleşme gösterirler ve bu hızlı sönükleşmeden önceki parlaklık değişiminden daha sönük bir ikinci maksimum yaparlar.

"Tekrarlayan Novalar" (NR) deyimi, nova patlamalarından daha küçük ama birden fazla patlaması gözlenmiş olanlar için kullanılır. Bu patlamaların tekrarlama sıklığı 10 ile 100 yıl arasında veya daha fazla olabilir. Patlama genlikleri $7^m - 9^m$ ve patlama sırasında yayınlanan enerji $10^{43} - 10^{44}$ erg arasındadır.

Maksimuma yükseliş genellikle 24 saat gibi çok kısa bir süre olur. İniş ise bir kaç ay sürebilir. Bu yıldızlarda her bir patlamaya ait ışıık eğrileri hemen hemen özdeştir.

"Cüce Novalar" (DN), genel özellikleri açısından sık, küçük ve kısa süren patlamalara sahiptir. Patlama genlikleri $2^m - 6^m$ ve bu patlamalarda yayınlanan enerji $10^{38} - 10^{39}$ erg ve patlamaların tekrarlama zamanı 10-500 gün arasında değişir. Bu yıldızlara ait ışıık eğrileri Şekil 5.1'de gösterilmiştir.



Şekil 5.1. Cüce novaların üç alt sınıfına ait ışık eğrileri

Cüce novalar, ışık eğrileri temel alınarak üç alt sınıfa ayrılırlar.

U GEMINORUM (U Gem); Yalnızca normal patlamalar gösteren U Gem yıldızları, 30-500 gün veya daha uzun aralıklı patlamalar gösterirler. Patlamalar quasi-periyodik (patlamalar arasında geçen süreler bir kaç patlama için hemen hemen aynı) olmasına rağmen, daha sonra belirgin biçimde olup genellikle 2-6 kadirdir.

Z CAMELOPARDALIS (Z Cam); Patlama sonrası sakin evreye inerken, düşüşün aniden kesilerek uzun süre aynı seviyede kaldıktan sonra sakin evreye inmesi "Duraksama", Z Cam yıldızlarının genel özelliğidir. Z Cam yıldızlarındaki patlamalar da quasi-periyodik olarak her 10-30 gün veya daha uzun sürede bir meydana gelir. Işık eğrilerinde tesadüfi aralıklarla duraksamalar olur. Bu duraksamalarda yıldızdaki parlaklık değişimleri durur veya parlaklık 1 kadirden daha az olan küçük bir genlik ile değişir. Duraksamalar, yıldız bir patlamadan sönükleşmeye geçtiği zaman, genellikle maksimumdan inişin 1/3'ü kadar bir parlaklık değişimi olduğunda meydana gelirler. Duraksama süreleri ise birkaç

haftadan birkaç yıla kadar değişir. Genellikle bir duraksamanın sonunda yıldız, sakin düzeye kadar sönükleşmeye devam eder.

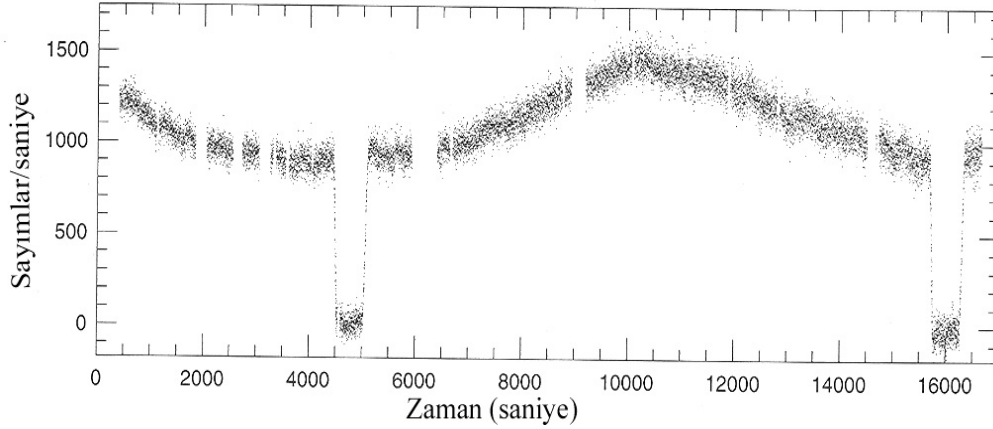
SU URSAE MAJORIS (SU UMa); Düzenli aralıklarla tekrarlanan "Normal ve Süper Patlama" özellikleri sergileyen SU Uma yıldızları, iki farklı tipte patlama aktivitesi gösterirler. 1-3 gün süreli normal patlamalar her 10-30 gün veya daha uzun sürede bir, süper patlamalar ise daha seyrek olarak, yani her 10-15 normal patlamada bir meydana gelirler. Süper patlamalar, normal patlamalardan 0.5-1 kadir daha parlak ve periyodiktirler, öyle ki her bir yıldız iki veya daha çok süper patlama periyoduna sahiptir. Her bir periyot 3-30 çevrim sürer ve bir periyottan diğerine değişim ani olur. Ayrıca bu yıldızlarda süper hörgüçler de görülür. Süper hörgüçler bir süper patlama başlangıcından 2-3 gün sonra görülen parlaklık artışları olup, periyodiktirler ve periyotları, sistemin yörünge periyodundan %1-3 daha uzundur. Süper hörgüçlerin genlikleri, başka bir parlaklık artışı olan hörgüçlerin genliğinden %25-40 daha fazladır (hörgüçler 0.2-0.3 kadirdir). Süper hörgüçler bir süper patlama boyunca devam ederler; yıldız sönükleşmeye ve süper patlama bitmeye başlarken, süper hörgüçlerin parlaklığı azalır ve sonra tamamen gözden kaybolurlar.

"Nova Benzeri Yıldızlar" (NL), Farklı bir patlama aktivitesi göstermezler. Hatta parlaklıklarında 2-5 kadirlik düşüşler gözlenen anti patlamalar gerçekleştirirler. Genellikle cüce novaların patlama sırasındaki görünüşüne benzerler. Ancak bir kısmı ışık eğrilerinin görünüşü açısından diğer kataklismik yıldızlara benzerken, bazıları kuvvetli manyetik sistemlerdir [8,3].

5.3. Yörünge Periyotları

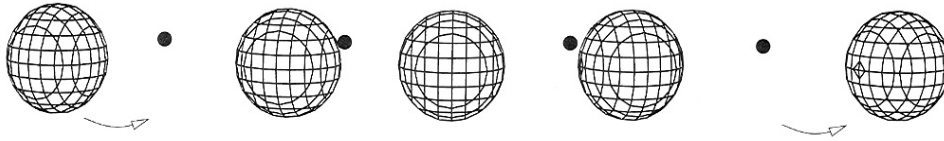
Kataklismik değişenlerde sürekli bir hareketlilik vardır ve yörüngelerin kısa olmaları bir avantaj sağlarken sönük olmaları da dezavantajlarıdır.

Kataklismik değişenlerin en önemli özelliği kütle transferi yapabilmeleridir. Bunun anlaşılabilmesi için ışık eğrisine bakıp yorumlamak gerekir. Değişik zamanlarda baksak da kütle transferi ve patlamalardan dolayı bir değişiklik söz konusu. Işık eğrisi, ip uçlarını veren en önemli verilerdir. Işık eğrisi değişik yollarla elde edilebilir. Örneğin fotometriyi teleskopa bağlayarak şiddetlerini zamana göre çizilmesi ile ışık eğrisi elde edilir. Patlamalara, örtülmelere bağlı olarak ışık eğrileri farklı olacaktır.



Şekil 5.2. Her 3 saat 7 dakika da örtünen NN Ser' in bir ışık eğrisini gösteriyor. Şekilde ki gap (boşluklar) bulutlu havadan dolayıdır

Kepleryan uzaklıkla yörünge periyodu arasındaki bağıntıyı düşünersek, birbirine yakın olanların periyodu küçük olur. Periyodik olarak bileşenlerinden birisinin önünden geçmesinde ışık eğrisinde bir düşme olur. Eğer iki yıldız aynı görüş doğrultusunda olursa **edge-on** yada **face-on**. Buradan yıldızın yarıçapını bulabiliriz [9].



Şekil 5.3. NN Ser' in örtünme şemaları (fazlara bakılacak olursa örtünmeye yaklaşıyor, örtünme başlıyor, örtünme orta da, örtünüyor ve örtünme sonrası). Örtünme süresi girişte beyaz cücenin büyüklüğüne bağlı, toplam örtünme süresi ise kırmızı cücenin büyüklüğüne bağlıdır. Kırmızı cücenin bir yarım küresi beyaz cücenin yoğun radyasyonu tarafından ısıtılır, bu da ışık eğrisinde bir “yansıtma etkisi” oluşturur (Şekil 2.1)

5.3.1. Beyaz cüce

Dünya ölçülerinde bir yıldızdır. Genç yıldızda Hidrojen Helyuma çevrilecek. Daha sonra Karbon oksijene ve bu demire kadar gider. Fakat kütle az olunca en fazla Karbondan oksijene kadar gider. Sonunda gezegensel nebula oluşup atılacak.

Dejenere elektronlar; aynı kuantum seviyesine sahip elektronlardır (fakat Pauli ilkesi bunu yasaklar). Serbest elektronlar en düşük enerji seviyesini isterler.

Elektron bir alt enerji seviyesine geçmek istese de içeride bulunan gelen elektronu itecek böyle bir basınç oluşacak ve bu basınç kütle çekimini dengeleyecektir. Bu basınç Beyaz Cüce'yi dengede tutacaktır. Kütlesi ile ilgili kaba bir tahmin yapma imkanı verir. Kuramsal olarak bir yıldızın ne kadar kütlesi olabileceğini Chandrasekhar önerdi ve bu daha sonra gözlemlerle de ispatlandı. Bir beyaz cücenin kütlesinin $1.44 M_{\odot}$ ' den büyük olmaması gerekiyor. Aksi takdirde elektronlar çekirdeğe giderek protonlarla birleşerek nötronu oluşturup nötron yıldızlarını oluştururlar. Genelde beyaz cüce $0.5-0.6 M_{\odot}$ dır. $0.3-1.3 M_{\odot}$ arasında değişirler.

5.3.2. Kırmızı cüce (Yoldaş)

Örtülmelerin toplam süresini ölçebiliriz ki bu ölçme sırasında beyaz cücenin önünden geçme süresini verecek. Yine yıldızın hızını bildiğimizde bunu $\text{Yol} = \text{Hız} \times \text{Zaman}$ ' dan uzaklığa çevirebiliriz. Böylece yıldızın yarıçapını bulabiliriz.

Böylece bileşen oldukça küçük bir yıldızdır, ama hala beyaz cüceden büyük ve sönük bir yıldızdır. Yarıçapı 7000 km veya 70000 km olabilir. Böyle yıldızlara Kırmızı Cüce denir. Kırmızı kelimesi her ne kadar sıcaklığı temsil etse de burada daha sönük olduğu anlamına gelir. Daha az madde vardır ve çoğu da merkezde birikmiştir. Bundan dolayı da sıcaklık merkezde düşüktür. Nükleer reaksiyonda küçük bir hızda ve küçük bir enerji açığa çıkarıyor.

Periyotları az olduğu için yakındırlar ve beyaz cüceden gelen ısıyı da alabiliyorlar. Aldığı durumlarda beyaz cüceye bakan taraflarında sıcaklık 7500°K dereceye kadar çıkarabiliyor ve buda ışık eğrisinde önemli bir değişmeye sebep olabiliyor.

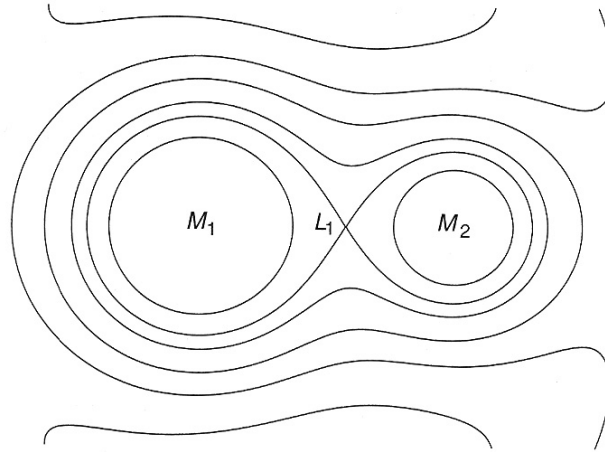
Örtülmeye yakın konumlarda kırmızı cücenin ısıtılmış küresi bizden uzak taraflarda olduğu için biz soğuk küreyi görüyoruz. Dolayısıyla buralarda bir ışık şiddeti artması söz konusu olamaz.

Yıldız yörüngelerinde hareket ederken ısınmış küresi görünür hale gelecek ve yarım yörünge sonra (yüz yüze bakan kısım) ve ısınmış yüzeyi göreceğiz ki burada bir parlaklık olacaktır. Bu artışa biz YANSITMA etkisi olarak isimlendiriyoruz (bunun biraz yanlış olduğunu da söyleyebiliriz çünkü başta absorplayıp sonra yayınlar) [10]

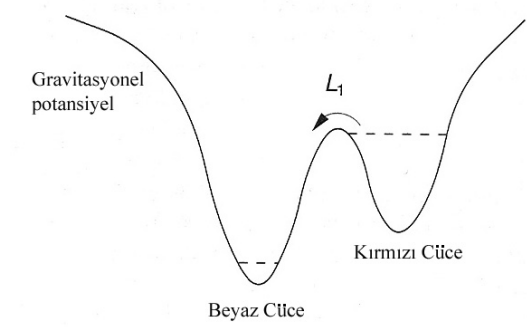
5.3.3. Roche geometri

Küresel yıldızlar en sıkışık durumda olmayı isteyeceklerdir. Buna minimum potansiyele kayma da denir. Daha kompakt oluyorlar. Benzer şekilde, çift yıldızların arasındaki ayrımlardan çok uzakta bunları küresel olarak düşünebiliriz. Katakлизмik değişenler küresel değildir. Bu sistemlerde küresel yıldızlar yerine daha az yoğunluğa sahip yoldaş, beyaz cücenin çok yakın olmasından dolayı şekli bozuluyor ve armutumsu bir şekil meydana geliyor. Beyaz cüce çok yoğun olduğundan dolayı çekim kuvveti daha fazla ve dolayısı ile armutlaşma da az olur.

Yıldızlar birbirine yaklaştıkça, yoldaş artan bir oranda baş yıldıza yakın olan kısımları daha da fazla çekime maruz kalacak ve küreselliği bozulacak. O kadar ki bileşen baş yıldıza madde aktarabilecek seviyeye gelecek. Her bir yıldızın etkin olabileceği bir bölge var ve buna Roche Lobu denir.



Şekil 5.4. M_1 kütlelerinin yarısı olan M_2 ile bir çiftin eşit gravitasyonel potansiyel eğrisinin gösterimidir. Yıldızların yörüngeleri sayfa düzleminde. Potansiyel yüzeyler L_1 noktasında birbirlerine değiyor ki buna Lagrange noktası denir. Burada ki eğrinin sınırladığı bölgeye Roche Lobu denir.



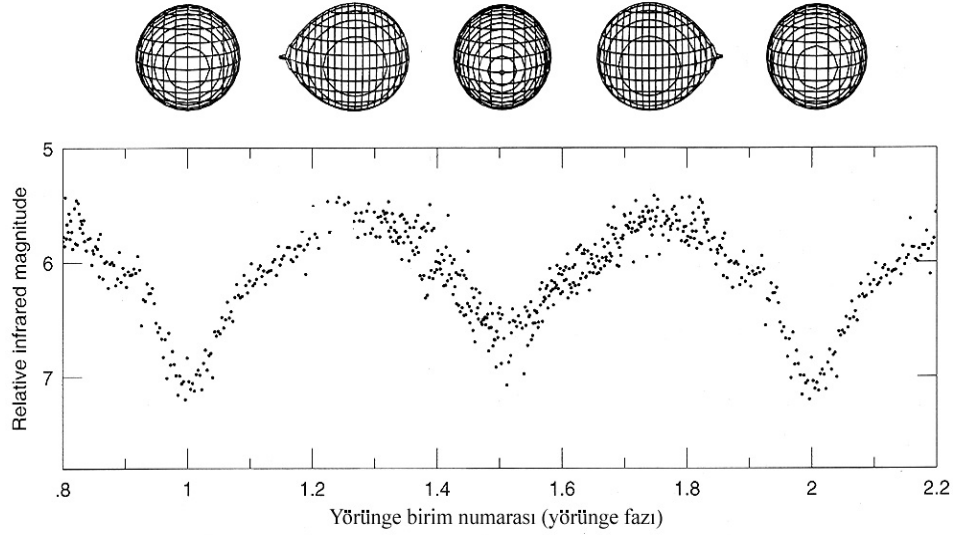
Şekil 5.5. Roche Lobları maddenin aşağı akabildiği gravitasyonel kuyular olarak düşünülebilir. Kırmızı cüce kendi Roche lobunu doldurduğunda madde L_1 noktasına gelerek buradan beyaz cüceye doğru akar.

Katakistik değişenlerde yoldaş Roche Lobu nu doldurduğu için yoğun çalışılan konulardır.

Roche Lobunu dolduran bir yıldızın hemen ortaya çıkan bir sonucu yörüngenin dönme hızı ile aynı zamanda dönmesi (senkronize), buna tidal-locking (gel-git kitlenmesi) diyoruz. Yıldız çabucak ayarlayıp yörünge ile bir uyum yakalıyor. Ay’ da da böyle bir yapı vardır ve biz Ay’ın hep aynı yüzünü görüyoruz (Ek.1-Kepleryan Hareket).

5.3.3.1. Elipsoidal değişenler

Katakistik değişenlerin ışık eğrilerinden doğrudan kırmızı cücenin Roche lobunun şeklinin bozulduğunu anlayabiliriz. Elektromanyetik tayfta her yer farklı özellik gösterir. Yoldaş ve diskin dış kısmı kırmızı ötesinde kendisini gösterme eğilimi vardır. Diskin soğuk kısmı optik bölgede de görülebilir fakat yoldaş sadece kırmızı ötesinde görülür.



Şekil 5.6. XY Ari' nin infrared deki ışık eğrisi elipsoidal değişimleri gösteriyor. Roche lobe şekli ikincil olan tam bir yörüngede iki kez önünden geçtiği görülüyor, maksimum yüzey alını ve böylece daha parlak görülüyor. O son tarafında olduğu zaman (L_1 noktasının bize yaklaşması veya uzaklaşması) XY Ari karartıcıdır. Farklı fazlardaki ikincilin şemaları şeklin altında verilmiştir. Burada yansıtma etkisi yoktur. Çünkü XY Ari daha serindir.

1. çukurda beyaz cüce ve disk önde, yoldaş yıldız arkada. Çünkü burada minimum daha derin. Ayrıca yoldaş yıldız kırmızı ötesinde beyaz cüce ve diskten daha baskın. Yüzey büyüyor ve yumuşak bir eğri ve saçılmalar var. Burada yansıma olduğu da akla gelebilir fakat veriler bize daha soğuk bir yıldız olduğunu söylüyor, dolayısıyla gelen enerjiyi yansıtmayacak. Böylece bu etkilerin Roche Lobunun bozulmasından kaynaklandığı ortaya çıkmıştır.

Yansımayı görmek için hangi dalgaboyunda gözlediğimiz önemli, optik bölgede ayırt etmek daha kolay. Yaklaşık 1.5 de önde yoldaş yıldız var. Çünkü oradaki minimum daha parlak. Saçılmalar minimumdan sonra daha etkin bir şekilde görülüyor. Elengasyon açısı kavramı ise daha çok gezegenler arasında kullanılan bir terimdir. Bu Dünya'dan baktığımızda güneşle hangi gezegene bakıyorsak o gezegen arasındaki açıdır.

Minimumlarda bu değişimlerde elipsoidal modülasyon denir. Bu elipsoidal modülasyonun modellenmesinde Roche geometrisinden ışık eğrisini kullanarak ve bunu kıyaslayarak buluyor. İki yıldızın kütlesi burada önemlidir. Yoldaşın daha küçük kütlesi baş yıldız göre daha fazla bozulmuş bir şekildedir. Roche

lobundaki kütleler ve buna bağlı olarak da bu kütle oranlarıyla ilgili ve Roche lobunun büyüklüğünü kütle oranlarıyla buluyoruz.[Ek 5.2 Roche Geometrisi]

Elipsoidal değişim eğime bağlı olacaktır. Bu değişim yüzey alanındaki değişimi yansıtacak ve buradaki elipsoidal değişimde büyük olur.

Eğer eğim büyükse daha fazla alan kaplayıp daha fazla ışık alacak, eğim küçükse yoldaşın Roche lobunun alanı küçülecek ve elipsoidal değişim küçük olup daha az ışık alacak. Roche modelinden kütlelerin yorumlanması ile yörüngesinin boyutlarını çıkarmış oluyoruz [10].

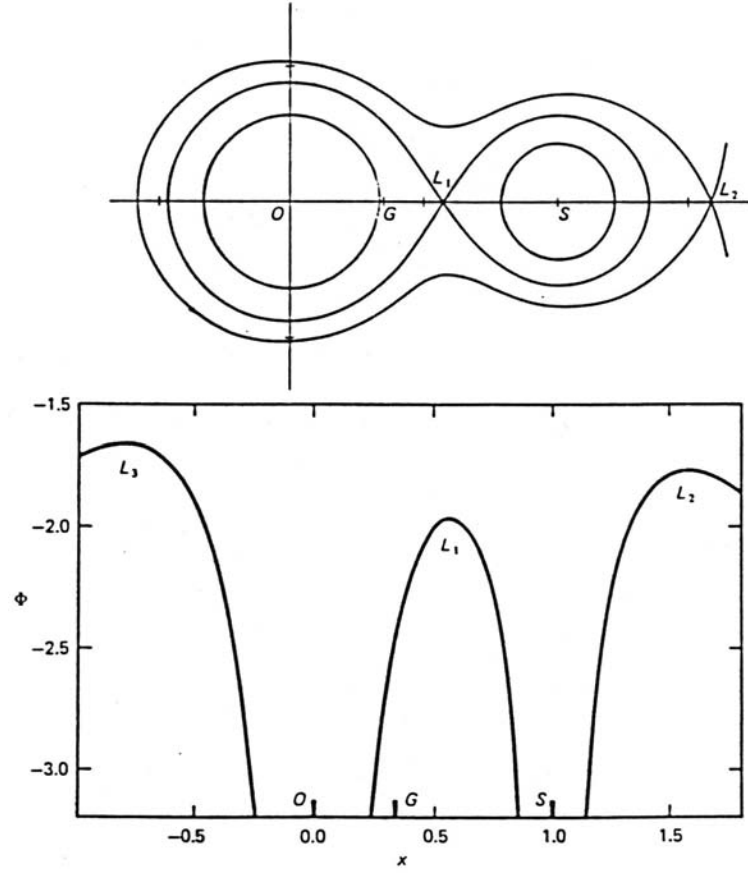
5.3.4. Kütle transferi

Kütle transferinin olabilmesi için yıldızlardan birinin Roche lobunu doldurması yani genişlemesi gerekir. Genişlerken bu kütle çekiminin en az olduğu yer olan L_1 den kaçma olasılığı en yüksektir. Burada diğer yıldızın Roche lobuna değen yıldız maddesi akabilir. Gelen madde doğrudan beyaz cücenin üzerine gelmiyor çünkü beyaz cücenin dönmesi ve sahip olduğu manyetik alanın yanı sıra daha çok dönmesel frenleme söz konusudur. L_1 noktasından giden kütle ancak ses hızında bir hıza sahiptir. Bu da disk oluşmasına bir sebeptir. Kritik noktada (L_1) bu kütleyle etkileyen kuvvetin etkin olması akışı gerçekleştirecektir.

Yakın çift yıldızların sınıflandırılmasında ve çift yıldız geometrisinde "Roche Modeli" temel alınır. Bu modelde yıldızların kütle ve yarıçapları dikkate alınır. Ayrıca, bu model çift yıldız evrimi ile de ilişkilidir. Çünkü bir yıldız ancak Roche lobunu doldurduğunda kararsız hale gelip madde atmaya başlamaktadır.

Roche modelinin uygulanmasında güçlük çekilen yakın çift yıldızlar için alternatif modeller ortaya konulmakla beraber, kataklismik değişen yıldızların anlaşılmasında esas olarak bu model kullanılmaktadır. Modelin varsayımları şunlardır;

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

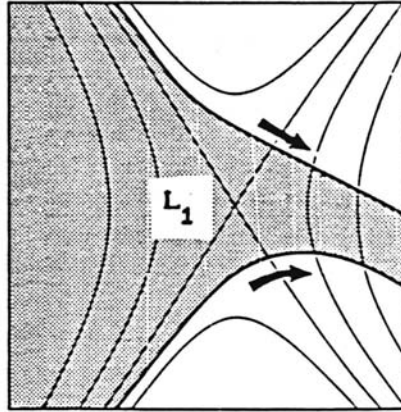


Şekil 5.7. Bir çift yıldızın etrafındaki potansiyel kuyular

Kataklismik değişen yıldızlarda bileşen yıldızın Roche lobunu doldurmasının bir sonucu olarak baş yıldıza doğru bir madde akışı olmaktadır. Beyaz cücenin yeterli manyetik alana sahip olmaması durumunda bu madde baş yıldızın oldukça küçük boyutundan dolayı doğrudan doğruya onun yüzeyine çarpmadan, korunan açısal momentumla beraber baş yıldızın Roche lobu içerisinde bir yörünge çizerek (Kepler Yörüngeleri), tekrar gelmeye devam eden madde ile buluşur. Böylece beyaz cüce etrafında bir halka oluşur. Vizkozite çekim, kuvvetleri bu halkayı hem beyaz cüce yüzeyine doğru hem de Roche yüzeyinin sınırlarına doğru yayarak bir "Yığılma Diski" oluşturur. Bu oluşum, Roche modeli yardımıyla şöyle açıklanabilir:

Roche potansiyeli Φ , iki yıldız arasındaki uzaklığın bir fonksiyonudur. Şekil 5.7’de görüldüğü gibi, iki yıldız etrafında derin potansiyel kuyuları vardır ve L_1 noktasında potansiyel maksimumdur. Bileşen yıldızın yüzey potansiyeli L_1 noktasındaki potansiyele erişirse, bu noktadan diğer yıldızın potansiyel kuyusuna doğru (Roche lobuna) madde akışı başlar.

Baş yıldızın Roche lobuna giren madde aynı zamanda bir açısal momentuma da sahip olduğu için doğrudan baş yıldıza düşmeyip, kepleryan yörüngeler çizerek onun etrafında bir halka oluşturur.



Şekil 5.8. Koriolis kuvveti etkisi ile L_1 noktasından ayrılmakta olan maddenin eğilmesi.

Kütleler bir yörünge oluşturacak ve dönmeden dolayı (manyetik alan ve coriolis kuvvetleri de dönecek) bir girdap etrafında dağılımı söz konusu olacak. Tetiklenmesinden sonra baş yıldızın çekim etkisi ile akan madde beyaz cüceye doğru hareket edecek. Bundan sonrası için bilgisayar simülasyonlarından yararlanılır.

Tribülanstan dolayı ortaya çıkan şoklarla da enerji kayboluyor. Enerji kaybolması daha düşük enerjiye yani git gide yörüngesini küçültüyor. Dolayısıyla burada akımın açısal momentumu azalması gerekir. Fakat açısal momentum korunumu buna izin vermez. Şoklarla enerji kaybolunca bu denge yine sağlanamıyor. Bunu anlamak için üç kavramı akılda tutmak gerekiyor.

1. Daha düşük yörüngelere giden maddelerin daha hızlı dönmesi
2. Daha düşük yörüngelerdeki maddenin daha küçük bir açısal momentuma sahip olması
3. Daha küçük yörüngeye madde transferi de maddenin bu çekimsel enerjiyi serbest hale gelmesi (çekimsel ışıınım)

Böylece madde bir halka şeklinde yörüngeye oturtuluyor ki buna sirkülüzasyon yarıçapı olarak söylenir.

Yörüngeler ufaldıkça hızlanarak devam ediyor. İçtekilere göre dıştakiler sürtünmeden dolayı yavaşlayacak. Hem bu sürtünen madde hem de türbülansa uğrayan madde de ısı artıyor ve bu daha serbest olarak dışarı enerji olarak gidecek. Tabi bu enerjinin asıl sebebi baş yıldızın gravitasyonel çekimi olacaktır. Fakat açısal momentumun korunabilmesi için henüz bu olaya katılmamış madde daha büyük yörüngelerde dolanması gereklidir.

Disk hem içeri doğru oluşurken bir taraftan da yayılmaya başlıyor. İşte böylece madde beyaz cüceye yaklaşmaya başlıyor. Açısal momentum, diskten dışarı gitmesi maddenin içeri doğru gelmesine ve neticede de enerjinin serbest kalmasına neden olur. Diskin dış kenarında yoldaş ile olan etkileşmeler vasıtasıyla bu açısal momentumu biriktirerek bu yeni yoldaşın yörüngesine verir (gel-git etkileşmelerden dolayı birlikte hareket eder)

Bu olay yoldaştan madde akışı tekrarlanarak yeni madde gelir ve açısal momentumda artma meydana gelir ki enerji sağlanacak, madde içeriye doğru girecek ve bu akım devam ettiği müddetçe de disk ayakta kalır.

Çizgilerde çekim standart ve kütle oranları Roche lobunun büyüklüğünü verecek. Bu bize maddenin nasıl hareket edeceğini veriyor.

Aslında bu 3 cisim problemidir. İki yıldız ve bir kütle burada nasıl hareket eder sorusunun cevabı ama bu zordur. Akımın beyaz cüceye yaklaşabileceği en yakın uzaklık $r_{\min}$ dur [9,3] (Ek.2-Roche Geometrisi).

5.3.4.1. Yığılma diski

Kataklismik değişenlerin en önemli özelliği bir yığılma diskini göstermesidir.

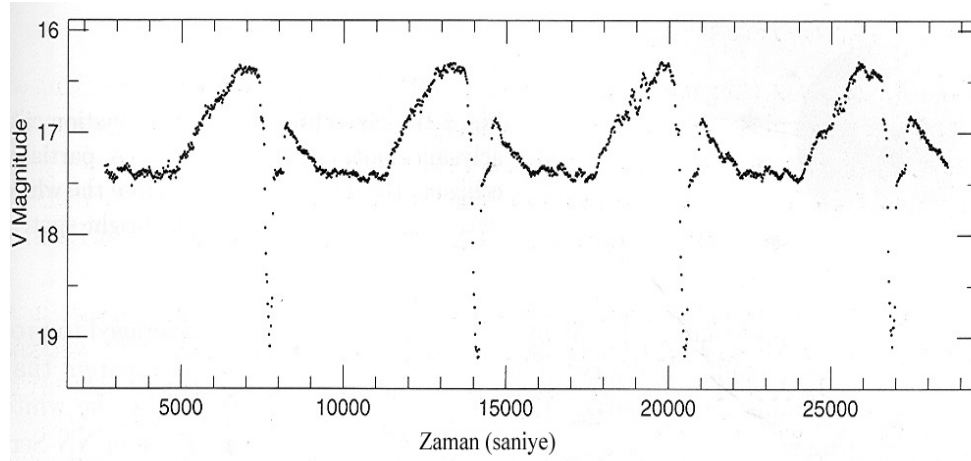
Güneş sisteminde Güneş'in genç olduğu zamanlarda bu diskin soğuk dış kısımlarından Dünya v.b.. gibi gezegenlerin ve astroid kuşaklarının olduğu söylenir. Fakat çeşitli cisimlerde de yığılma diskinin galaksilerde, kuasarlarda, kara delikler de bahsetmemize rağmen en iyi kataklismik değişenlerde çalışabiliyoruz. Böylece kataklismiklerin ışık eğrilerini gözlüyorken ve yığılmanın nasıl çalıştığını keşfederken keşif sonucu elde ettiğimiz bilimizle

yeni gezegenlerin oluşumuna ve etkin enerji kaynaklarına kadar ki problemlerimize uygulayabiliriz.

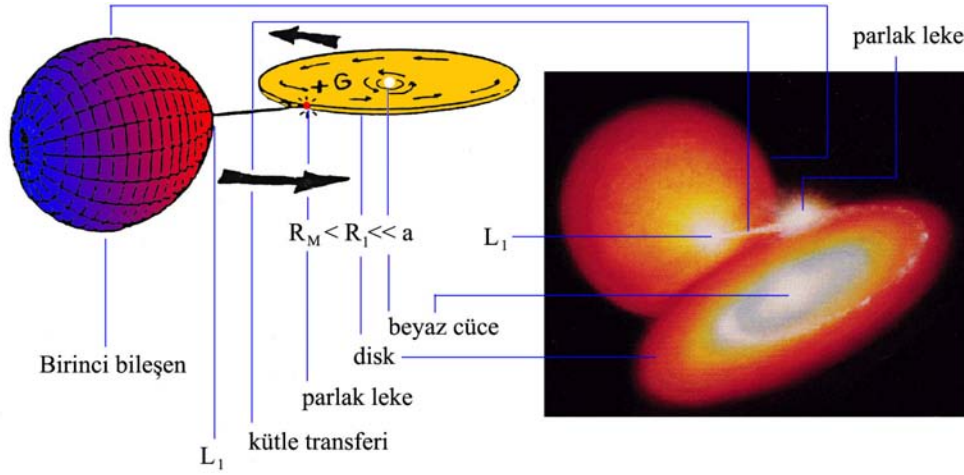
5.3.4.2. Parlak (Sıcak) leke

Yoldaştan gelen maddenin disk kenarına çarptığı yer olarak söyleyebiliriz. Biz kataklismik değişenlerde diskin oluştuğunu söylüyoruz. Gelen, diskin kenarına çarpıyor. Gelen madde diskin kenarına radyal doğrultuya dik olarak varıyor fakat maddenin içeriye doğru hareketi olacak ve burada türbülans meydana gelir (diskin çarptığı yerde).

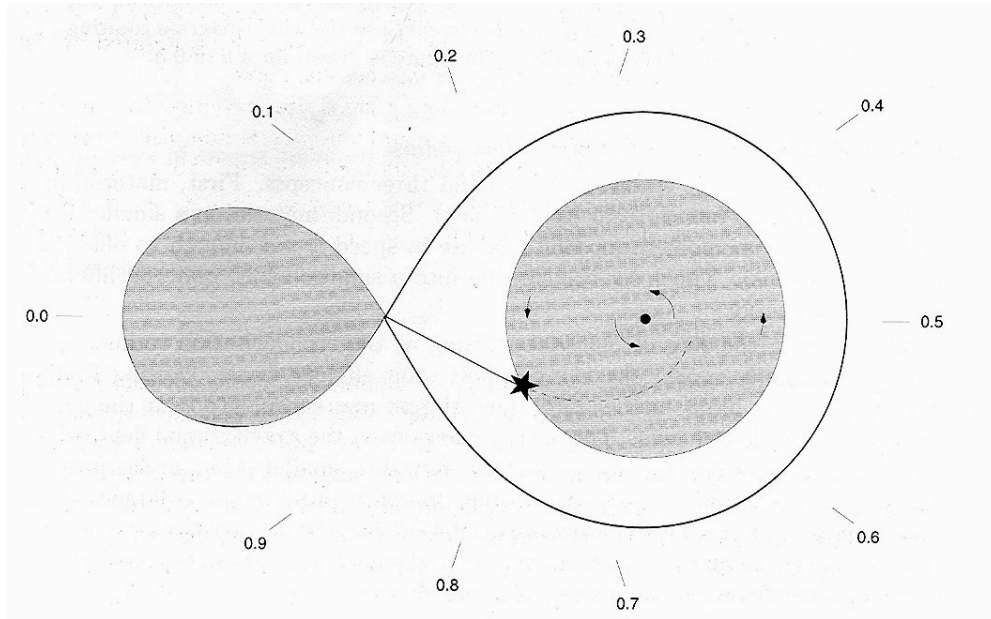
Gelen maddenin kinetik enerjisi de ısıya çevrilir ve ışınmada uzaya doğru yayımlanıyor. Bazı durumlarda bu çarpma bölgesi sistemin toplu ışınlığının %30 u kadar bir ışınlım yayımlıyor. Bunu da biz **yörünge hörgücü** dediğimiz gözlemle anlayabiliyoruz. Yani çarpan kısmı bizim taraftan gördüğümüzde ışık eğrisine bir ilave etkimiş oluyor. Tutulmadan önce ışığında bir artış gözleniyor. Daha sonra gözlenenler bu kadar fazla olmuyor.



Şekil 5.9. IY UMa' nın bir ışık eğrisinin derin bir örtünmeyi göze çarpan bir "yörünge hörgücü" görünmektedir



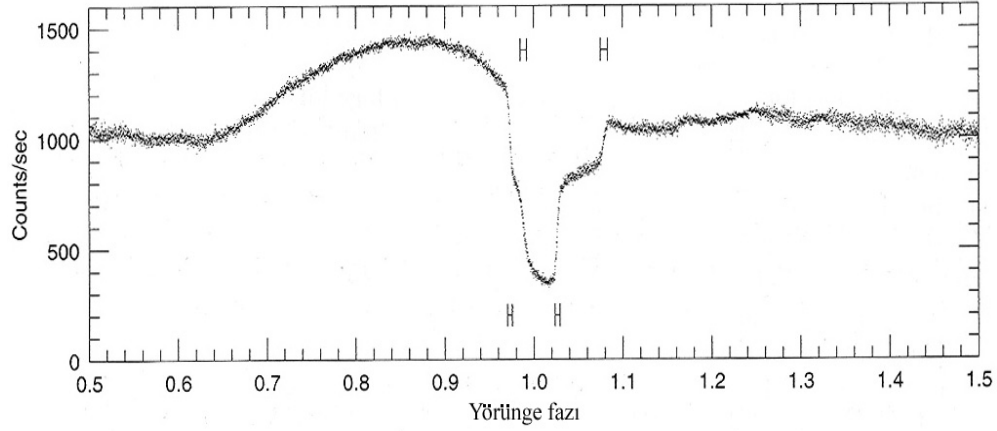
Şekil 5.10. Bir çift yıldızda kütle transferi



Şekil 5.11. Bir kataklizmik değişenin kütle transferi ve akan kütlenin diske çarpması ile oluşan "parlak nokta" görünmektedir. Bazı zamanlar, disk üzerine akan kütle çok fazla gelerek beyaz cüceye çok daha fazla yaklaşabilir (noktalı çizgi). Ok bize disk merkezine yakın yerlerde maddenin yörüngesinin hızlandığını gösteriyor

Şekil 5.11'e göre; tam 0.8-0.9 dönemlerinde tamamıyla bize bakmış durumda ama aynı zamanda bu evrelerde tutulmaya da giriyor yani yoldaş yıldız ve Roche lobu beyaz cüce ve yığılma diskini örtecek. Dolayısıyla bu dönemde, yoldaştan gelen maddenin çarptığı nokta da örtülecek. Her bir devirde bu kendini tekrar edecek.

Çarpılan parlak nokta (bölge) beyaz cüceden biraz daha büyüktür. İlave olarak yığılma diski daha yavaş bir tutulma gösterir ki bu örneğe göre 0.92-1.08'e kadar devam ediyor. Buda bize, diskin beyaz cüceden veya parlak noktadan daha büyük olduğunu gösterir. Yani Şekil 5.12'de aşağıdaki H lar beyaz cücenin tutulmaya girdiğini ve çıktığını gösterir.



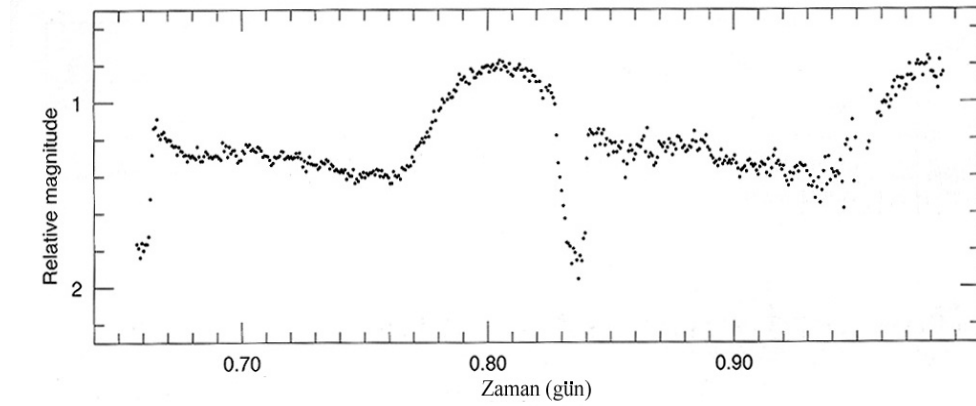
Şekil 5.12 Z Cha' nın" örtüşmesinin, yörünge fazı üzerinde "düşmesi" ile bir ışık eğrisi içinde birleştirilmenin verisidir. Verinin aşağısındaki H işaretleri beyaz cücenin örtüşmeye girmesi ve daha sonra örtüşmeden ayrılmasını göstermektedir, ve yukarıdaki şekil parlak nokta ile benzerdir. Yörünge hörgücü bu zamanda örtüşüyor olmasına rağmen 0.65 ve 1.1 fazları arasında temiz bir şekilde görülmektedir. (Janet Wood tarafından yapılan ışık eğrisi)

Dolayısıyla bu şekle göre yörünge hörgücü 0.65-1.1 fazları arasında görülebiliyor. Çarpan yer daha dışta olduğu için daha çabuk örtülüyor. O nedenle Şekil 5.12'deki yukarıdaki iki H daha birbirinden uzakta. Bu önce lekenin örtüldüğünü orta da beyaz cüce örtülüyor. Önce beyaz cüce tutulmadan çıkıyor sonra da çarpan nokta çıkıyor. İkinci kısımda parlak noktanın örtülmesinden dolayı parlaklık bir miktar azalıyor.

Bu örtülmelerden diskin yarıçapını bulabiliriz. En küçük disk baş yıldızın Roche lobunun yarısı civarında doldurabilir. En büyük diskte baş yıldızın Roche Lobunun %80-90 doldurabilir. Bunun ötesinde beyaz cücenin tutulma süresi Roche lobu geometrisine bağlı ve bu bize sistemin kütle oranını ve sistemin eğimi ile ilgili bilgileri verir [9].

5.3.4.3. Grazing (Sıyrma) örtülme

Şekil 5.13'de U Gem'in yörüngesel hörgücü ve tam bir örtülmesinin tamamı ışık eğrisinde görülüyor. Z Cha'nın tersine U Gem de sadece bir bileşen tutuluyor ve ışık eğrisi o kadar keskin değil. Z Cha da eğim müsait olduğu için hem parlak lekenin hem de beyaz cücenin tutulmalarını görebiliyoruz. Fakat U Gem de eğim daha küçük olduğu için örtülmede bir sıyrma var.



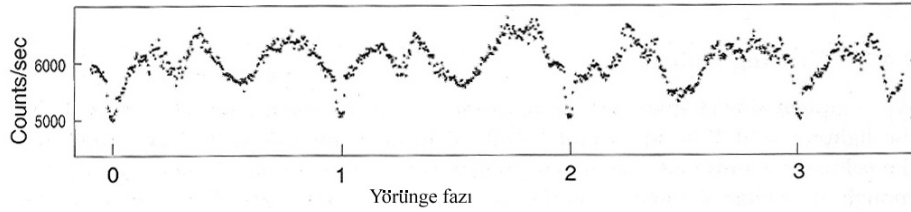
Şekil 5.13. U Gem' in ışık eğrisi bir yörünge hörgücünü ve parlak bir noktanın örtülmesini göstermektedir

Parlak leke geniş olduğu için görülüyor fakat beyaz cüce görülemiyor. Çünkü eğimi küçüktür. Eğim büyük olsa beyaz cücenin tutulmaya girme olasılığı artacak. U Gem' in eğimi 70^0 olduğu için parlak lekeyi örtecek fakat beyaz cüceyi örtemeyecek.

Yoldaş kırmızı ötede parlarken WZ Sge deki çift hörgüç mavi ışıktaki görülür. Parlak lekenin örtülmesi ile ilgili titreşimler göstermesine **flickering** denir.

Hörgüçler parlak leke nedeniyle olmaktadır ki bu yıldızla oluşan yığılma diski oldukça geçirgen bir disk. Optikçe geçirgen bir disk (oldukça ince) örtülmeler sırasında veya hemen sonra ve önce görmek mümkündür. Ayrıca 0.3 fazında anormal bir hörgüç içinde bir çukur görülür. Eğer diskin merkezi bölgeleri geçirgen ise beyaz leke doğrudan yani disk merkezinin arkasında ise bile bu ışığı görebiliriz.

WZ Sge deki diskin bu geçirgenliği düşük orandaki kütle transferinden kaynaklanabilir.



Şekil 5.14. WZ Sge' nin ışık eğrisi parlak bir noktanın örtülmesini ve ona özgü bir çift yörünge hörgücünü göstermektedir

5.4. Katakлизмik Değişenlerin Kökeni

Yıldızlar, yıldızlar arası toz ve gazların kendi kütle çekimi altında çökmesiyle oluşur. Güneş kütlelerinin 100 katı kadar materyal içeren geniş bulutlar benzer şekilde çökerler ve genç yıldız kümelerinin oluşumu buralarda olur. Böylece yıldızlar yakın bileşenlerle oluşur ve birbirine gravitasyonel çekim ile bağlı çiftler, üçlüler veya benzer kombinasyonlarla bulunur, çok az bir kısmı da Güneşimiz gibi tektir.

Yıldızların katakлизмik değişenler olmaya başlaması çiftlerin ayrılıkları 100 güneş yarıçapı, yörüngeleri yaklaşık 10 yıl olması ile yönlenir, bu çiftlerin birisi güneş kütlelerinden düşük olmalı diğeri ise daha fazla kütleli olmalı. Daha ağır yıldızlar daha hızlı bir şekilde evrimleşirler, çünkü merkezin üstündeki çok kütle yüksek basınç ve sıcaklığı getirir ve böylece daha fazla nükleer reaksiyon enerji verir (Luminosity skalası M^3 ile fakat yakıt depolama skalası M ile orantılı, böylece yaşam süresi $1/M^2$ ile orantılıdır). Sonunda daha kütleli yıldız kırmızı dev aşamasına gelir. O zaman Roche lobunu doldurmak düşük kütleli bileşenin dış tabakalarına doğru akar.

Fakat bu durum –Katakлизмik değişenlerin tersine- kararlı değildir. Ağır yıldız, kütle merkezine yakındır, bundan dolayı bileşenin üzerine transfer edilen materyal kütle merkezinden uzakta hareket eder. Transfer edilen maddenin açısal momentumu artar ve böylece yıldız ayırımı yavaş bir şekilde azalır, bundan dolayı açısal momentum her yerde korunur. Fakat ayrılığın azalması Roche lobunun büyüklüğünü azaltır, ağır yıldız Roche lobunu doldurmuş bulunur ve şimdi bir çok madde transfer edilir. Sonuç kırmızı devin zarfının tamamı bileşen yıldızın üzerine boşaltılmış olarak gerisin geriye kaçır, limit sadece maddenin alabileceği hızdır. Bu standart bir yıldız evriminde sıra dışı bir hızda sadece birkaç yıl alabilir.

Bileşen yıldız içeriye akma gibi asimile edilemeyebilir, bundan dolayı madde her iki Roche lobunu da doldurur ve iki yıldızı da bir bulutla çevrelemiş durumdadır. Bu ortak zarf fazında yeni oluşan kataklismik değişenlerin kırmızı dev içindeki yörüngelerini etkilemektedir. Bu etki şeker pekmezi içinde yüzmeye benzer. Yıldızların üzerindeki çekme içeriye doğru spirallerin sebep olduğu yörüngesel enerji yörüngeye akar. Yaklaşık 1000 yıl içinde ayrılıkları yaklaşık 100 R_0 den yaklaşık 1 R_0 a çeker.

Zarfin görüş doğrultusundan dışa doğru genişleyen bir pervane gibi çift çalışır. Çift yörüngesinden çıkarılan enerji, zarfin interstellar (yıldızlar arası ortama) uzaya doğru iterek bir **gezegenimsi bulut** oluşur. Şimdi çıplak çift ya bir kataklismik çift veya kütle transferi için hala oldukça geniş ayrımlı ise kırmızı cüce/ beyaz cüce çifti olarak ayrılır [9].

5.4.1. Kütle transfer tetiklenmesi

Yukarıda tartışıldığı gibi, ağır kütleli bir yıldızdan hafif bileşene doğru transfer edilen kütle ve hızlı katastrofik kütle değiş tokuşuna sebep olur. Şimdi düşük kütleli bir bileşenden beyaz cüce üzerine madde transferinin olduğu zıt durumu düşünelim, yine açısal momentumun korunduğunu farz ediyoruz. Düşük kütleli yıldız kütle merkezinden çok uzakta, bu yüzden transfer edilen maddenin sonu kütle merkezine yakın, açısal momentum kaybını karşılamak için çift ayrımı yavaşça artar. Ayrımın artmasının sebebi, bileşende uzakta kütle kaybının durmasından dolayı, Roche Lobundan ayrılmasıdır. (Ek.3-Çiftin Kütle Transferine Tepkisi)

Kataklismik değişenlerin kütle transferinin uzun süre olabilmesi hangi durum altında olur? Bir olasılık kırmızı deve evrimleşecek bir bileşeni içermesi. Bileşenin genişlemesi ile Roche lobuna geçecek şekilde içeride kalması ve kararlı kütle transferi yapabilir. Buna rağmen, bu bir çok kataklismik değişenlerde anlatılamaz, çünkü onlar hayat süreleri çok uzun olan güneş kütlelerinden çok küçük bir bileşen içeriyorlar. Evren henüz bazı yıldızların kırmızı deve evrimleşmesi için yeterli yaşlılıkta değil.

Diğer ihtimal çiftin açısai momentumunun yavaş bir şekilde kaybıdır. Bu yörünge çekmesidir ve böylece bileşenin Roche lobu, lobun yeni büyüklüğünü aşarak maddenin transferine izin verir. Biz kataklismik çiftlerin açısai momentum kayıplarının iki ana sebebi olduğunu düşünöyoruz. Çekimsel ışıınım ve Manyetik frenleme.

5.4.1.1. Çekimsel ışıınım

Genel rölativite teorisine göre cisimler uzayın eğrilmesine sebep olurlar, biz bunu fark edemeyiz çünkü 4 boyutu göremiyoruz. İki yıldızın periyodik olarak yörüngeleri tekrarlaması dışarı küçük dalgalarla uzayın dokusunun salınımına sebep olur. Biz buna **çekimsel ışıınım** diyoruz. Üretilen enerji dalgası çift yörüngesinden çıkarılır, içeriye doğru yavaş bir spirale sebep olur. Bu etki daha çok kısa periyotlu yani hızları yüksek çiftlerde önemli hale gelir. Fakat diğer çiftler için ihmal edilebilir değerdendir [11,9,3].

5.4.1.2. Manyetik frenleme

Manyetik frenlemenin içeriği yıldız rüzgarı ve bir yıldız manyetik alanıdır. Yıldız rüzgarı enerjik iyonize parçacıkların (genellikle elektron ve protonlar) akım şeklinde yıldızdan atılmasıdır. Güneş'ten bazı parçacıkları belirlenebildi –dünya atmosferine çarptığında aurora'ya sebep olurlar- ve kataklismiklerde ikincilerden benzer rüzgarlar beklenir.

Onların nasıl üretildiğini çok az anlamamıza rağmen, manyetik alanı çok güçlü bir çok yıldız gözlemleyebiliyoruz- belki, dairesel hareket içine gazın kaynayan konveksiyon kuvvetin olduğu yıldızların içindeki derinliklerde dinamo hareketidir. Yıldızın hızlı dönmesi güçlü alanlar ürettiği gözlenir ki kataklismiklerdeki kırmızı cüceler yüksek manyetik olduğu vurgulanır (benzer tipli tek yıldızlar bir devrini gün mertebesinde yaparken, yörünge hareketine ek olarak gel-git kuvvetleri dönmeye ek sağlar ve bu yörünge periyodunu saat mertebesine düşürür).

Elektromanyetik teori elektrik yüklerine sahip yıldız rüzgarları içindeki parçacıkların, manyetik alan çizgilerinin dikine kolayca hareket edemediğini ve onun yerine çizgi boyunca aktığını söylerler. Böylece, onlar kırmızı cüce ve onun manyetik alanı ile beraber dönmelerine kuvvet uygular. Sapandan bir çakıl taşının çıkması gibi, onlar yüksek hızlarla ivmelenir ve o zaman uzaya atılır. Alan çizgilerinin uzun kaldıraç kolları onların açısız momentumlarını sağlar.

Açısız momentum akmasının etkisi kırmızı cücenin dönmesini frenler. Buna rağmen, gel-git kuvvetlerinden dolayı kırmızı cücenin aynı yüzü beyaz cüceye dönüktür ve çift yörüngesi kitlenmiş olur. Sonuçta, bundan dolayı açısız momentum yörünge büzülmesinin sonucunu sağlar.

Manyetik frenleme teorisi açısız momentumun kaybı oranını elde etmek için oldukça belirsizdir ve böylece kütle transfer oranı da belirsizleşir bundan dolayı biz gözlemlerden çıkarmalıyız. Eğer biz beyaz cücenin kütlesini biliyorsak, beyaz cücenin üzerine yığılan maddenin oranının sonucunu bulmak için salınan lüminositeyi ekleyebiliriz (Ek 5.3). Elbetteki gözlenen akıdan lüminositelerin hesaplanması için sistemin ne kadar uzakta olduğunu bilmemiz gereklidir ve bazı uzaklıklar kesin değildir. Diğer zorluk, lüminositelerin bir çoğu gözlemlenmesi zor olan UV spektrumu içinde olmasıdır. Buna rağmen manyetik frenlemenin, kütle transfer oranını sebep olduğunu tahmin ediyoruz, $\dot{M}$ yaklaşık 10^{14} kg/s [11,9].

5.4.2. Periyot boşluğu

Manyetik frenleme kısa periyotlu sistemler için kararlı evrimleşmelerini açıklayabilir, fakat periyotları ≈ 3 saat' e vardıklarında bazı olaylar gözlenir. Periyodun 2-3 saat aralığında ani bir düşme vardır ki buna **Periyodik Boşluk** olarak isimlendirilir. Bu oranının aşağısındaki ($P_{orb} < 2$ saat) sistemler ($M \approx 10^{-10} M_0/\text{yıl}$) çekimsel ışıının karakteristik kütle oranı, bu boşluğun üzerinde ($P_{orb} > 3$ saat) gözlenen manyetik frenlemenin ($10^{-9} - 10^{-8} M_0/\text{yıl}$) karakteristik kütle oranından daha yüksektir.

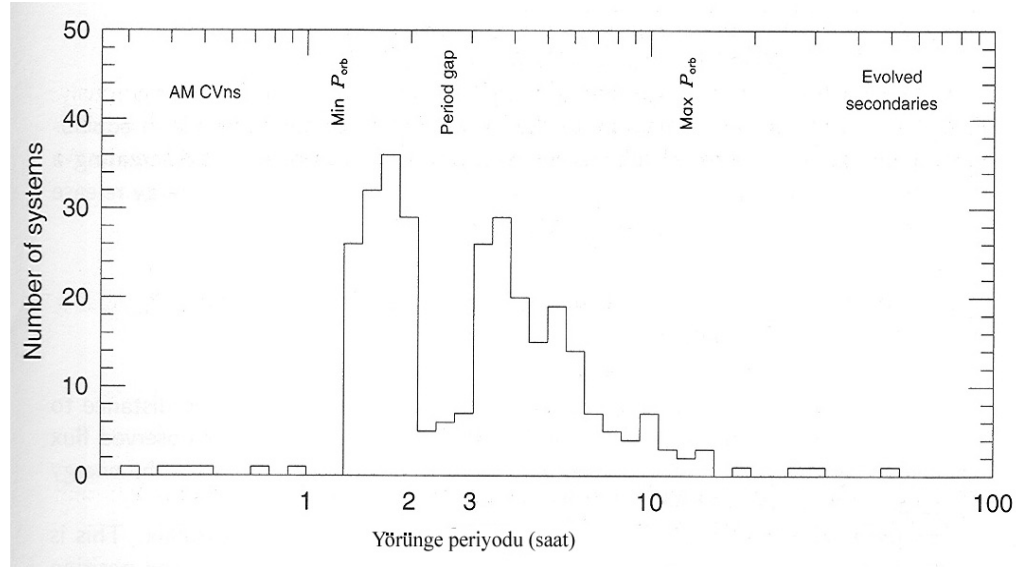
Standart anlatım, bir kataklizmik çiftin 3 saate yavaş yavaş düşüyorken manyetik frenlemenin kapatıldığını önerir. Düşük kütle kayıplarında bu boşluğun daha kolay görünmesinin sebebi bileşen kütle transferinden dolayı denge dışında türetiliyordur. Bileşen dış tabakalarını kaybettiğinde, çekirdekteki ağırlık azalır ve

bundan dolayı çekirdekdeki nükleer reaksiyonda düşer. Çekirdek içinde daha az enerjinin üretilmesi ile basınç düşer ve yıldız kendi kütle çekimi altında yavaşça büzülür. Fakat çökme termal zaman skalasında meydana gelir. Eğer bu zaman skalası – manyetik frenleme sırasında meydana gelen gibi- transfer edilen maddede ki zaman skalasından uzunsa, yıldız kütle transferini yeterli bir şekilde ayarlayamayabilir ve kütlesi için oldukça geniş bir yarıçapta bulunur.

Manyetik frenleme kapatıldığı zaman, bileşen onun gerçek yarıçapına büzülür ve Roche lobundan ayrılır. Kütle transferinin yeniden başlaması için yörünge azalmalı ki Roche lobu değen noktaya doğru geri çekilsin. Bu azalmayı çekimsel ışıınım etkiler ve ≈ 2 saat periyotlu olanlar değen noktaya tekrar gelirler ve kütle transferi yeniden başlar. Buradan kısa periyotlarda kütle transferi ve evrimi düşük oranda çekimsel ışıınımın türetilmesi ile ilerler. Böylece, 3 saatten 2 saate yavaşça düşüyorken kataklismikler ayrılır ve hiçbir kütle transferi olmaz, oldukça solgun görülürler. Eğer bir kataklismik 2-3 saat periyotlu doğarsa bir istisna olabilir. Çünkü o denge dışına atılamaz, çekimsel ışıınım altında basit bir şekilde madde transferi olabilir, bu anlatılanlar çok az bir sistemde bulundu.

Kataklismik değişenlerin periyotları 3 saate vardığında, yukarıdaki anlatılan taslağın yeterli olabilmesi için manyetik frenleme etkisine bir sebep gereklidir. Eğer bileşenin manyetik alanı zayıflarsa bu olabilir. Yaklaşık 3 saat periyotlu çift için uygun kütlede, kırmızı cüce içinde yıldız boyunca dairesel konvektif hareketler vardır, yüksek kütlelerde mevcut non- konvektif çekirdek kaldırılır. Bu manyetik dinamoyu bastırabilir. Düşük kütleli tek yıldızların içinde manyetik aktivitelerinin gerçek işaretleri hala gözlenir. Buna rağmen, tek yıldızlar yakın çiftler içindekiler kadar hızlı dönmezler ve onlar çiftlere uygulanan gel-git kuvvetlerinden etkilenmezler, bundan dolayı bu tartışma kesin değildir. Belki zaman, konvektif hareketlerin zaman skalasından daha kısa olduğunda dönme zamanında, dinamo kapanır.

Biz yıldızlar içindeki manyetik dinamların anlaşılmasındaki bilgilerimiz azdır ve bunları tartışmaksızın kataklismik değişenlerin kökenindeki periyodik boşluk önemlidir. Periyodik aralığın altında gözlemsel olarak kanıtlanmış bazı yıldızlar vardır, burada gravitasyonel ışıınımdan daha büyük oranda bazı yıldızlar vardır. Böylece bazı manyetik frenleme artıkları aralığın altında önemli olabilir [9].



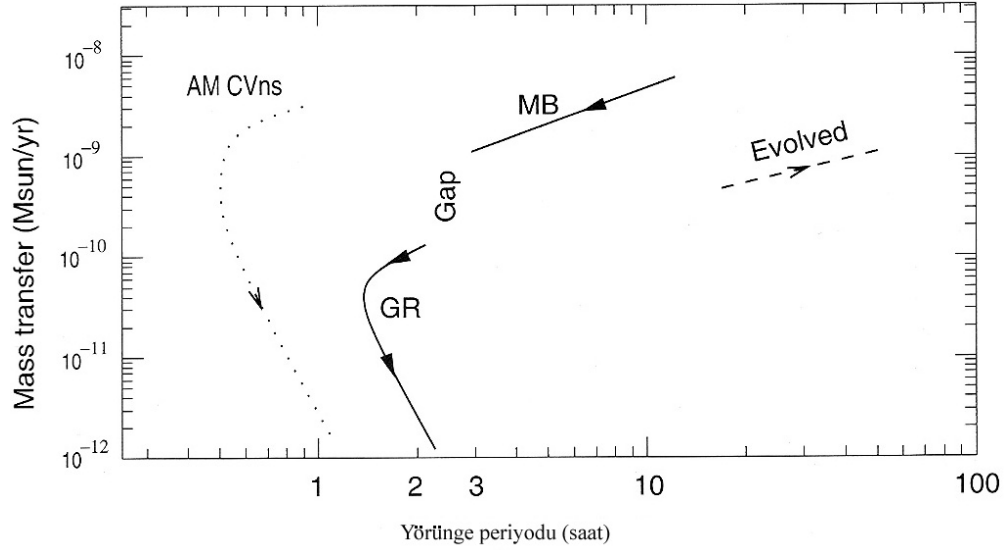
Şekil 5.15. Kataklismik değişenin yörünge periyodunun dağılımı, Hans Ritter ve Uli Kolb tarafından derlenmiştir

5.4.3. Minimum periyot

Yörünge periyotlarının dağılımının üçüncü gözlenen özelliği (Şekil 4.1) ≈ 78 dakikada bir minimum periyotta ani sona ermesidir. Kırmızı cücenin kütlesi oldukça düşük olduğunda dejenere olan bir beyaz cüce gibi davranmaya başladığında bu meydana gelir. Bazı yıldızların gravitasyonel kütle çekimine karşı koyamadığını biliyoruz, fakat kuantum mekaniğinin gerektirdiği komşu atomların çok yakın olamayacağıdır. Bu onların yarıçaplarının özel bir davranışına yol gösterir. Normal yıldızlar çok kütleli olduğunda genişlerken, beyaz cücelerde çok kütleli olduğunda küçülürler. Böylece kütle transferi bir dejenere bileşenin kütlesini azalttığında, genişleme olarak tepki verir.

Bu etkinin değerini artırmak için, kataklismik değişenlerin evriminin sahip olması gereken basit olarak iki basamaklı bir kütle transferi işlevidir: çiftin tepkisini yığılmanın şişmesi takip eder. Normal bir bileşenli bir sistemde kütle

transferinin şişmesine tepkisi, bileşen yarıçapı yavaş bir şekilde azalırken çift genişler ve Roche lobu ayrılır. Açısal momentum kaybolduğu zaman, değen noktadan daha küçük bileşene uygun kısa periyotta tekrar başlayana kadar ayırım ve Roche lobu azalır. Böylece sistem yavaş yavaş kısa periyoda gider.



Şekil 5.16. Katakлизмik değişenlerin evrimi, boşluğun üzerinde manyetik frenleme (magnetic braking, MB), ve sonra boşluğun altında çekimsel ışıma (gravitational radiation, GR) ve minimum periyodun içinden geçişini göstermektedir. Helyum sistemleri (AM CV ns) kısa periyotlu benzer izler üzerinde gelişmektedir. İkincillerin evrimleşmiş sistemleri uzun periyotlulardır. Oklar evrimin doğrultusunu göstermektedir

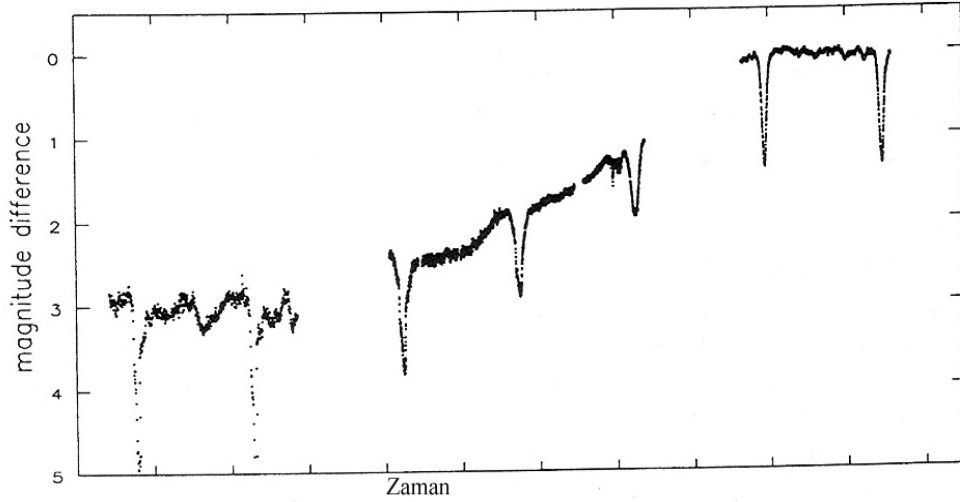
Dejenere bileşenle, çift hala genişler ve yığılmanın şişmesinden sonra Roche lobu ayrılır fakat bileşende yavaşça genişler. Değen noktaya geri getirildiğinde periyot az büyümüş olacak ki bu bileşenin genişlemesine uygundur. Böylece sistem yavaşça uzun periyoda kayar.

Yukarıdaki işlevlerin detaylı modelleri, 78. dakika yakınlarında bir minimum periyottan geçen katakлизмiklerde görülür ve o zaman yavaşça uzun periyoda gider [9].

5.5. Disk ve Patlamalar

Katakлизмik teriminin anlamı başta da söylediğimiz gibi yıldızlardaki patlamalardan kaynaklanıyor. Patlamalarda nova, süpernova gibi patlamalarda ışın içine girebilir. Patlama Beyaz Cüce üzerinde oluyor. Bunlar çok parlak olmamasına rağmen amatörler tarafından bu patlamalar gözleniyor. Bu patlamalar sistemden sisteme değişebilir. Örneğin U Gem yarı düzenli yarı düzensiz

oluyorlar. Yani patlamanın tekrarlama süreleri değişebiliyor. Bu U Gem için yaklaşık 100 gün olarak söylene de bazen 80 bazen 120 gün de olabiliyor. Yani tam olarak ne zaman patlayacağını bilemiyoruz. Bu patlamalarda yaklaşık 5 kadirlik yükselme oluyor.



Şekil 5.17. OY Car sisteminin sakin durumda, patlamaya yükselirken ve maksimum patlama da yörünge ışık eğrileridir. Bu verinin üç kısmı on farklı gece de kaydedilmiştir. (Nicholas Vogt ve Rene Rutten tarafından)

Şekil 5.17’de en soldaki parça sakin evre, ortada ki parça patlamaya çıkış kolunda, en üstteki parça ise patlama maksimumunu gösteriyor. Düşüş daha hızlı oluyor. 1974 yılında Osaki patlama için yığılma diskindeki bir dengesizliğe dayanan bir model ileri sürmüştür. Yoldaştan gelen madde sabit bir miktarda (oranda) transfer oluyorsa (transfer hızı sabit) ve bu oran viskos etkileşimlerle diskin içindeki taşınan maddeden daha hızlı ise o zaman madde diskte birikebilir. Sonuçta bu biriken madde diski dengesiz hale getirir. Viskozite ve büyük miktarda açılal momentum taşınımının artması ile fazla yığılşan madde hem beyaz cüceye doğru, hem de beyaz cüce dışına doğru yayılır.

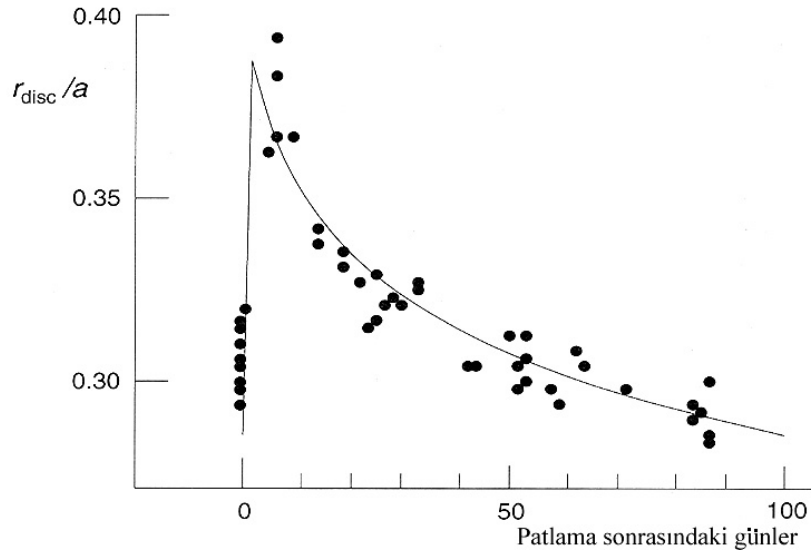
Bu beyaz cüce üzerine gelen artırılmış yığılşma maddesiyle sistemin lüminositesini artırır ve diskin maddesini sürükler. Kısa bir süre sonra disk yeniden sakin evreye geri döner ki bu durumda da viskozite küçüktür ve yavaş yavaş kütle transfer akımı ile tazelenerek yeni bir patlamaya doğru gider.

Bu modele karşılık birde yoldaş yıldızdaki dengesizliğe dayanan bir alternatif modelde vardır. Bu da ilk defa Bath tarafından geliştirilmiştir. Bu model ise;

Yoldaştan gelen kütle transferindeki ani patlamalar diskin içini doldurur veya atılır, böylece diskin sıcaklığı ve lüminositesi artar. Osaki' nin disk kararsızlık modelinin daha kabul görmesinin iki sebebi vardı; birincisi , gözlemsel sonuçların bunu desteklemesi, ikincisi ise, 1880'li yıllarda uygun kuramsal modelin bu kararsızlık için geliştirilmiş olmasıdır. Karşıtı kütle transfer patlama modelinde ana zorluk, parlak lekenin lüminositesi patlama sırasında kısmen sabit kalmaktadır. Fakat onun lüminositesinin oldukça zenginleşmiş kütle akımı ile orantılı olarak artmasını beklememiz gerekir. Gerçekte parlak leke lüminositesi etkin bir şekilde disk kararsızlık modelini destekler.

Diğer bir problem patlama çevrimleri boyunca bu diskin yarıçapındaki değişimlerle ilgilidir. Disk kararsızlık modelinde yükseltilmiş veya artırılmış viskozite, gelen maddeyi hem diskin içine hem dışına doğru yayar. O şekildeki patlamanın başındaki disk genişlemiştir. Sakin evrede bu kütle akımından gelen daha fazla maddenin ilerlemesi diskin daha çökmesine (büzülmesine) sebep olur. Bu bir sonraki patlamaya kadar bu şekilde devam eder.

Disk kararsızlık modeli patlamanın başlangıcında diskin genişlemiş olacağını söylemişti, aksine kütle transferi kararsızlığı modelinde patlamanın başında diskin büzüldüğü varsayımı vardır. Sakin evrede bu madde, viskozite sebebiyle yayılacak ve diski yavaş yavaş genişletecek. Öte yandan gözlemler açıkça göstermektedir ki sakin evre sırasında disk büzülmemekte ve patlama sırasında ise genişlemektedir. Bu da disk kararsızlık modeliyle tam uyuşur. Şekil 5.18'de bu gösteriliyor.



Şekil 5.18. U Gem patlama içinden geçerken disk yarıçapının hesaplanması, parlak noktanın örtüşmesi kullanılarak elde edilmiştir. Çizgi diskin kararlı davranışı göz önüne alınarak çizilmiştir. (Bu veri Joe Smak tarafından)

Burada r_{disk}/a 'nın patlamadan sonra geçen gün sayısına göre grafiği vardır. Yüksekteki noktalar patlamaları temsil ettiğine göre patlamadan sonrada a değişmeyeceğine göre r_{disk} değişiyor ve bu da bize küçüldüğünü gösteriyor. Sakin evrede diskin büzülmesi, patlamada genişlemesi önemli, çünkü gözlemsel bir sonuç olduğu için kanıttır [9].

Hala kütle transferinde bir artış ki bu da disk kararsızlığı sırasında yoldaşın artırılmış ışımasıyla tetiklenmesi mümkündür. Yani kütle transferindeki artışın nereden geldiği, bazı cüce nova patlamalarında destekleyici bir rol oynayabilirler. (Ek.4- Osaki' nin Disk Kararsızlığı Yorumu)

5.5.1. Yığılma diskindeki viskozite

Her diskin içindeki kabuklardaki maddenin hızı Kepleryan hız ile dönerler. Böylece madde daha hızlı dönen yörüngelerde fazladır ve bu madde hareketi dışarıya doğru taşıyor, hız azalıyor dolayısıyla madde de azalıyor.

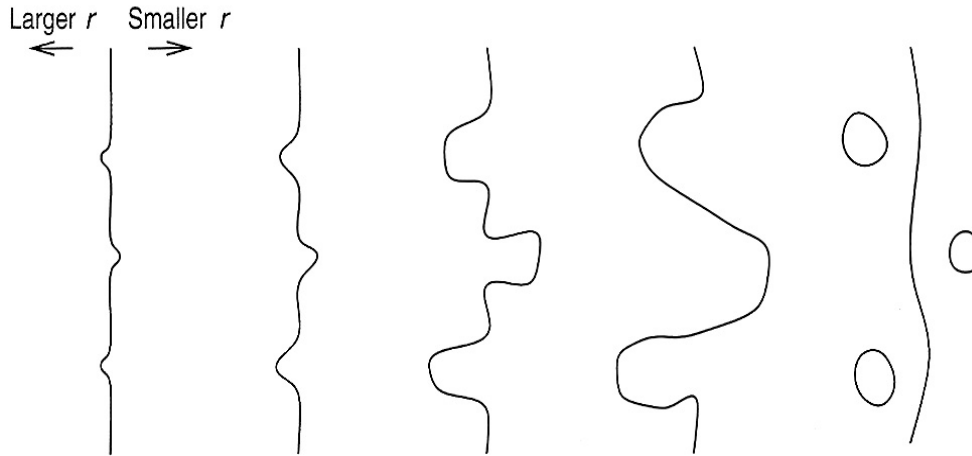
Maddede ki herhangi bir viskozite komşu halkadaki maddeyi birlikte dönmeye zorlar. Dış halkaların hızı büyürken yani açısal momentumu ona verirken iç halka yavaşlayacaktır, açısal momentum ondan dolayı azalacaktır. Böylece viskozite açısal momentumun dışarıya doğru akışına sebebiyet verecektir. Maddenin büyük bir kısmı içeriye doğru akar ve çekisel enerji serbest

hale bırakırken, bir parça maddede dışarıya doğru yayılır ve açısal momentumu da taşır. (Ek.5- Yığılma Diskindeki Açısal Momentum Değişimi)

Yığılma diskindeki viskozitenin fiziksel kökeni tam belli olmamakla birlikte yukarıda bahsedilen molekülleri birbirine bağlılığından (sanki şeker pekmezi gibi) yola çıkarak verilen açıklama ile beraber kuramcılar diskin türbülans yapıda olduğunu ileri sürdüler [9].

5.5.1.1. Manyetik türbülans

1990'lı yıllarda Balbus-Hawley tarafından geliştirilen teori, manyetik kararsızlıkla türbülansın açıklanması sağlandı. Viskozite probleminin çözülmüş olduğunu kabul ederek, sonuçlarını buna göre çıkardı. Bunu anlamak için manyetik alanla iyonize bir gazın etkileşmesinin bazı özelliklerinin göz önünde tutulması gerek. Elektrik ile manyetik arasındaki ilişki, serbest elektrik yükleri bu materyal ile manyetik alanla kuvvetli bir etkileşime sebebiyet verir. Yüklü parçacıklar kolaylıkla manyetik alan çizgileri boyunca akıyorlar. Bu yüklü parçacıklar dikine hareket edemiyorlar. Bu iyonize yükler, alan çizgileri boyunca sürükleniyor. Böylece geniş bir içerikte olan çizgileri ile materyal bir birine dokunduruluyor ve bir uyum içinde hareket ediyor.



Şekil 5.19. Balbus- Hawley kararsızlığının gelişimi sol ve sağdan sıkışma şeklinde gösterilmiştir. Dikey alan çizgisindeki ayırımlar yükseltilmiş, alanın uzunluğu artırılır bu enerjinin dağılarak ayrılmasına kadar sürer. İyonlaşmış madde alan çizgilerinde akarlar

Şimdi böyle iki tane iyonize gazı teşkil edecek kürecikleri bir çizgi ile birleştirelim. Bu küreciklerden (halkalardan) biri diğerinden biraz büyük olsun. İşteki halka daha hızlı dönüyor, bu nedenle alan çizgisi daha çok geriliyor. Bu da

bu halkayı geriye doğru çekmeye çalışıyor. Yani dıştağının hızını artıracak şekilde ona açışal momentumunu vererek onu hızlandırıyor. Fakat açışal momentumun dış halkanın dışarıya doğru hareketine sebebiyet verir ve aksine açışal momentum kaybı da iç halkayı içe doğru hareket ettirir. Böylece net etki bu durumda şudur ki, alan çizgisi daha çok gerilme durumundadır. Gerilmiş olan çizgisi daha kuvvetli bir manyetik alana eşdeğerdır. Böylece başlangıçta küçük olan alanlar bu etki vasıtasıyla büyük ölçüde kuvvetlendirilirler. Sonuçta alan büyürken maddenin akışşı da manyetik türbölansı (çizgiyi) bozar. İşte böyle bir işlem Balbus- Hawley kararsızlığı olarak bilinir.

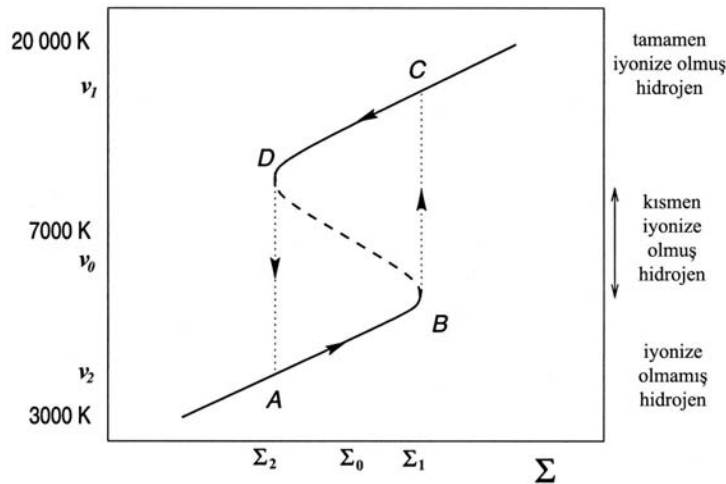
5.5.2. Isısal kararsızlık

Balbus-Hawley kararsızlığı manyetik alanla disk maddesi arasında kuvvetli bir etkileşmesinin olmasını gerektiriyor. Bu durumda diskin sıcak ve iyonize olduğı çok sayıda serbest elektrik yükünün olduğı zaman ortaya çıkıyor. Fakat soğuk diskte elektronlar çekirdeklerle birleşerek elektriksel anlamda nötr atomları oluşturuyorlar ve madde manyetik alanla etkileşemiyor, netice de Balbus-Hawley kararsızlığı kapanır. Bu da soğuk düşük viskoziteli disk ile (sakin evre), sıcak yüksek viskoziteli disk (patlama evresi) arasındaki en önemli farktır. Sıcak ve soğuk durumlar arasında sıçrayabilen bir mekanizma bir cüce nova patlamasına sebebiyet verebilir. Bu mekanizma yeniden nötral atomlardan iyonize plazmaya geçişinden ortaya çıkar. Tabi ki, fotonlar elektromanyetik ışınım paketleridir ve yüklü parçacıklarla kuvvetli bir şekilde etkileşirken, nötral atomlarla zayıf bir şekilde etkileşirler. Soğuk, iyonize olmamış bir maddenin, böylece ışınım için daha küçük bir radyasyon akımı engelleme kabiliyeti vardır.

Hidrojen yaklaşık 7000 K^0 e kadar ısıtıldığında bazı elektronlar atomlarından serbest hale gelir ve gaz kısmen iyonize olur. Bu da geçirgenliği artırır. Özellikle serbest elektronlardan bazısı hidrojen atomları ile birleşerek hidrojen iyonlarını oluştururlar ki bu da özellikle fotonları soğurmada etkindir. Eğer gaz daha fazla ısıtılsa enerğinin çoğı gazın ısınmasından ziyade daha çok iyonların oluşmasında harcanır. O şekildeki, sıcaklıktaki küçük bir artış iyonizasyonda da büyük bir artışa sebebiyet verir. Tüm etki kısmen iyonize olmuş hidrojen gazında geçirgenlik sıcaklığa oldukça hassastır. Bu etkinin diski kararsızlığa itebileceğini söylüyorlar.

Bu geçirgenliğin alakasını daha iyi anlayabilmek için yığılma diskinin kararsızlığını tartışmak gereklidir. Bir diskteki bir maddenin sıcaklığı küçük bir miktar salınma (yükseltip-alçaltma) geçirelim. Bu, gaz parçacıklarının rasgele hareketini artıracak ve böylece viskoziteyi de artıracaktır. Artmış ve yükselmiş viskozite madde akımının içeriye doğru girişini artırır. Daha düşük yoğunluk viskoz ısınmayı azaltır ve böylece sıcaklık geriye yani normal hale düşer ve bölge yeniden dolar. Böylece durum kararlı hale gelir.

Şimdi hidrojenin kısmen iyonize olduğu ortamda bu sıcaklık salınımını tekrar dikkate alalım. Sıcaklıktaki yükseliş, geçirgenlikte de büyük bir yükselişe neden olur ve geçirgenlikte viskoz etkileşimler bu ısıyı yakalıyor ve sıcaklık daha da yukarı tırmanıyor. Viskozite yükselirken bölge boşalıyor ve viskoz etkileşimlerce yürütülen ısı miktarı azaltılıyor, fakat bu azalma disk içindeki enerji yakalanmasından daha azdır. Böylece sıcaklık, hidrojen tamamen iyonize olana kadar artar. Bu noktada geçirgenlik sıcaklığa olan hassasiyetini kaybeder ve disk yeni denge konumuna daha yüksek bir sıcaklıkta gelir. Sıcak ve oldukça viskoz olan bir durumda disk içindeki maddenin içeriye doğru akışı artar. Daha doğrusu diskin maddesinin içeriye doğru akışı gelen kütle transferinden daha fazla olur (patlama anında). Fakat bu yeni sıcak durum fazla sürdürülemez ve disk sonunda başlangıç durumuna döner. Bu yukarıda anlatılan değişimler diskin yüzey yoğunluğunun yüzey sıcaklığına bağlı olarak bir çevrim olarak gösterilebilir.



Şekil 5.20. Bir cüce nova da yüzey yoğunluğunun sıcaklık ve hidrojen iyonlaşması

Şekil 5.20’de sakın evrede cüce nova A noktasında burada disk kararlı olsun. Ancak yoldaştan olan kütle transferi bir düşük viskoziteli diskin içinden olan akımdan daha büyük olduğunu varsayalım.

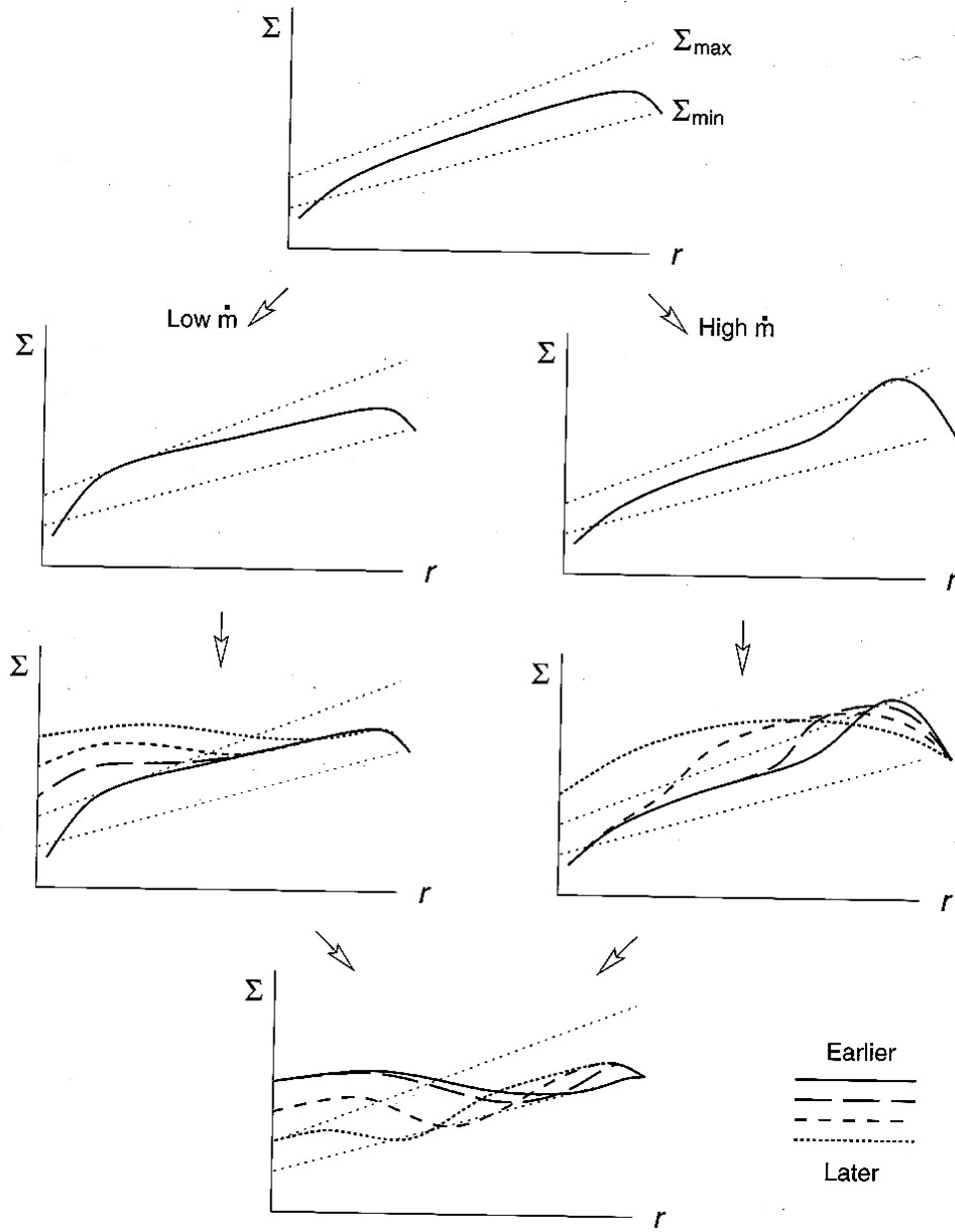
Disk yavaş yavaş yüzey yoğunluğunu artırarak dolacaktır. Daha büyük viskoz ısınma sıcaklığı yükselecektir ve disk sıcaklık- yoğunluk düzleminde B’ ye doğru hareket edecektir. B noktasında bir iyonizasyon söz konusudur. Yüzey yoğunluğundaki herhangi bir yükseliş sıcaklıkta da kaçınılmaz bir yükselişi ortaya çıkartır. Isıtma için olan zaman ölçeği materyalin bu viskos yer değiştirmesinden daha kısa olduğunda yüzey yoğunluğu, hidrojen tamamıyla iyonize olana kadar sıcaklık yükselirken kabaca sabit olur (C noktası). Yeni bir denge kurulur. Yüksek sıcaklıktan ortaya çıkartılan yükseltilmiş lüminosite iyonize durumdaki yüksek viskozite ile idare edilen materyalin daha fazla içe gelişi ile sağlanır.

Ancak bu akış yoldaş ile sağlanandan daha büyüktür. Bu nedenle yüzey yoğunluğu düşer, disk D noktasına gelene kadar sıcaklıkta da buna karşı gelen bir düşmeye sebebiyet verir. Bu noktada hidrojen kısmen iyonize olur, yeniden yüksek geçirgenlik geri gelir ve yüksek yüzey sıcaklığını muhafaza etmek için daha fazla kaçamaz. Sıcaklık, iyonları yeniden kombine ederek viskozite düşer ve disk soğuk ve sakın evreye döner [9,3].

5.5.2.1. Sıcak ve Soğuk Dalgalar

Diski iç içe geçmiş halkalar şeklinde kabul ediyoruz. Böyle bir diskte kararsızlık bir halkadan diğerine geçebiliyor. Daha yüksek bir viskozite olduğunda daha sıcak bir halka komşu halkalara doğru yayılabiliyor ve kararsızlığı daha da artırabiliyor. Bir halkada kararsızlık diğerini de tetikler. Bu etkiden dolayı ortaya çıkan sıcaklık dalgası sıcaklığın artması ve elementlerin etkileşmesi ile bir patlamaya götürülüyor.

Bu patlamanın evrimi patlamanın disk içindeki madde dağılımına bağlı ve aynı zamanda patlamayı tetikleyen yarıçapa da bağlı. Bunu daha ayrıntılı olarak Şekil 5.21’de görebiliriz.



Şekil 5.21. Diskin yüzey yoğunluğuna karşı patlama periyodundaki yarıçap değişimi

5.5.2.2. Patlama şekilleri

Aynı yıldızda bile patlama ışık eğrileri benzer değildir. Burada dikkat edilmelidir ki bazı patlamalar diğerlerinden daha kısa, çoğu hızlı bir çöküş gösterirken ve daha yavaş bir iniş gösterirken, en az bir tanesinin yavaş bir çıkışı ve daha simetrik bir şekle sahiptir. Böyle farkların sebepleri patlamanın tetiklendiği yarıçapla alakalı olmalı ve bir önceki patlamadan kalan –diskteki-

maddenin dağılımı ile ilgili olmalıdır. Bugünkü mevcut anlayışımızla bu patlama şekillerinin nasıl oldukları şöyle söylenebilir.

1. Patlamadaki hızlı yükseliş, dıştaki bir iç patlamaya sebebiyet verir.

İçeri doğru gelen ısıtma dalgası hızla gelir. Çünkü;

a-) Viskozite, daha fazla maddenin dışa gitmekten ziyade içeriye gitmesine sebep olur.

b-) Dış yarıçap daha yüksek bir yüzey yoğunluğu içerir. Bu nedenle bu maddenin dağılımının, yayılımının içteki halka üzerindeki etkisi daha büyüktür.

c-) Daha küçük yarıçaplardaki halkalar daha küçüktür. O şekilde içeri gelen madde yoğunluğu artırır.

Bu üç etkinin birleşimi, içeri doğru hızla gelen ısıtma dalgası, hemen ardındaki veya arkasındakinin geçmesine müsaade eder. Bu şekilde dalga diskte yol alır. Böylece, ısıtma dalgası ve buna eşlik eden materyalin beyaz cüceye ulaşması ile yığılma aniden artar.

1- Patlamadaki yavaş yükseliş bir içteki dış patlamasıyla ortaya konabilir. Yukarıdaki tanımlanan 3 faktör dışarıya doğru giden bir ısıtma dalgasını ortaya çıkartır. Fakat bu yavaş olur. Bunun sonucunda da yığılma yavaş yavaş artar ve diskin daha fazla maddesi de içeriye doğru ekstra maddeyi gönderir.

2- Kısa süreli patlamalar ısıtma dalgasının diskin dış yarıçapına taşımayı sağlayamayacak olduğunda ortaya çıkıyor. Kalan soğuk bölge bu sıcak bölgenin dışarı doğru bu maddeyi taşıyor ve bir soğuk dalga hareketini de hemen başlatarak patlamanın etkisini aşağı doğru çekiyor.

3- Plato (patlamadaki üç nokta, patlama tepesindeki düz kısımlar) disk patlamaya girdiğinde meydana gelir ki beyaz cüce üzerindeki maddenin geçmesi ile bu kazanılabilir ve dış diskteki yüzey yoğunluğu, Σ_{min} a düşene kadar devam etmektedir. Bazı araştırmacılar zenginleşmiş bu kütle transferinin yoldaşın yeniden ısıtım yayınlaması sebebiyle olduğunu ileri sürmektedir.

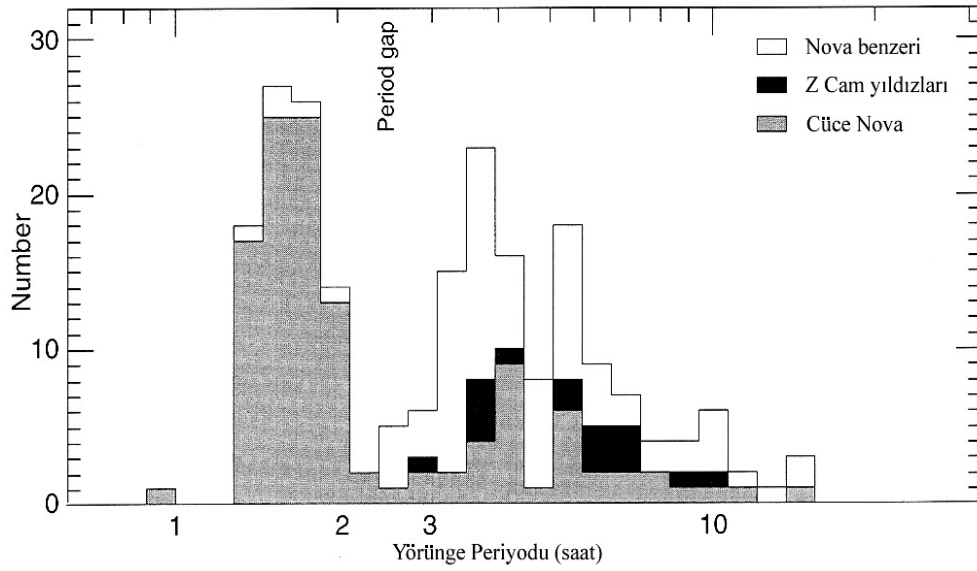
- 4- Uzun ve kısa patlamaların değişimli olacağına ilişkin bir eğilim vardır. En dıştaki bölgeler kısa patlamalara bir katkıda bulunmazlar, bu patlamalarda daha fazla madde kalır. Bu da komşu halkaların yoğunluğunu yükseltmek, gelecek kararsızlığa katkıda bulunacaktır.
- 5- Soğuma dalgası her zaman dış diskte ortaya çıkar ve içeriye doğru hareket eder. Bütün patlamaların inişleri benzerdir [9].

5.5.3. Nova benzeri değişenler ve Z Cam yıldızları

Isısal kararsızlık belli bir yere kadar etkin olabilir. Diskin içine gelen kütle transfer miktarı bir iyonize bölgeye sebebiyet verecek bir sıcaklık olursa o zaman ısı kararsızlığı devam edebilir. Çünkü eğer böyle bir şey olmazsa mesela sakın evrede böyle bu sıcaklıkta hiçbir kararlı durum mevcut değildir. Diskin yüksek ve alçak durumları arasında bir salınım yapar. Tabi bu yoldaştan gelen kütle miktarına da bağlı olacak. Eğer madde akımı çok küçükse durağan durumdaki sıcaklık, hidrojeni iyonize etmek için yetersiz olacaktır ve bu durumda disk hiçbir zaman bir patlama göstermeyecek ve hep sakın kalacaktır.

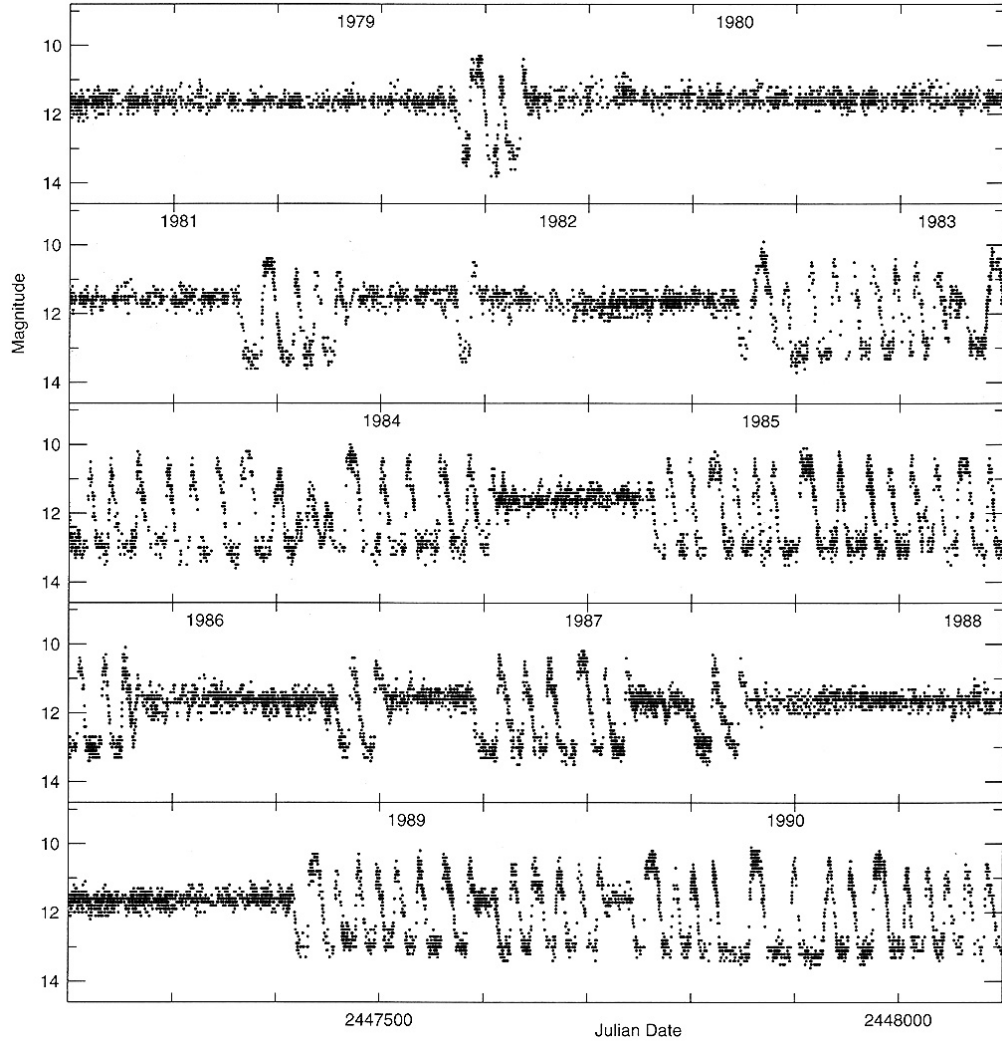
Benzer şekilde eğer kütle transferi yüksekse bu zamanda sıcak viskoz bir duruma karşılık gelir ve bu durumda disk sürekli olarak patlama durumundadır. Bu limit 10^{14} kg/ sn e karşılık gelir. Böyle yıldızları biz Nova Benzeri Değişenler olarak isimlendiriyoruz.

Şekil 5.22 bilinen nova benzeri yıldızların yörünge periyotlarının dağılımını gösteriyor. Nova benzeri değişenlerin yaklaşık tamamı periyot boşluğunun yukarısında bulunur. Bu da kütle transfer hızlarının manyetik frenleme ile oluştugu fikri ile uyum sağlar. O şekildeki bu mekanizma boşluğu altında çakışmaz. Boşluğun altındaki yaklaşık tüm sistemler cüce novalardır. Daha düşük orandaki kütle transfer oranları çekimsel ışınlımla açıklanabilir veya ona uygundur. Dikkat edelim ki hem cüce novalar hem de nova benzeri yıldızlar tüm yörünge periyotlarda olurken ki bu da şunu gösterir, kütle transfer oranları aynı periyotlu farklı sistemler arasında dikkat çekici bir şekilde değişebilir.



Şekil 5.22. Hans Ritter ve Uli Kolb tarafından yapılmış cüce nova, Z Cam yıldızları ve nova benzeri yıldızların yörünge periyotları

Z Cam yıldızları cüce novalarla nova benzeri değişenlerin arasında bir yerdedir. Işık eğrileri 5.23’de hızlı patlama etkinliğinin periyotlarıyla nova benzeri durağanlık periyotları ile kesintiye uğrar ki bunlara duraksamalar adı verilir. Bu duraksamalar bir patlama ile başlar. Patlamanın zenginleşmiş ışınlamı ile belki yoldaşın ısıtılması kütle transfer oranının etkili bir şekilde değiştirebilir. Disk bu durumda yeni bir denge durumuna gelebilir. Şekil 5.23’de C’ den D’ ye geçiş [10].



Şekil 5.23. AAVSO tarafından tamamlanmış Z Cam' in oniki yıllık yaşamı. 100 günlük aralıklarla ölçeklendirilmiştir

Duraksamalar her zaman bir düşüşle beraber sakin evrede sona ererler. Fakat kütle transferini hala bir cüce nova için yüksektir, disk çabucak dolar ve patlama çabuk tekrarlanır, sakin evre dönemleri az olur. Sonuçta patlamalardan bir tanesi diğer duraksamayı tetikleyebilir.

5.6. Eliptik Diskler ve Süperpatlamalar

Süper patlamaları gösterenleri iki kategoriye ayırabiliriz. Bu patlamanın çoğu 3 gün civarında devam ederken, daha sık görülen yaklaşık 14 gün devam edenlerde süper patlamalarda görülüyor. Süper patlamalar normal patlamalardan daha düzenli ve daha parlak görülüyor. Normal patlamalarla başlatıldığı söylenebilir ve tam süper patlamaya çıkmadan hemen önce küçük bir boşluk gösteriyor.

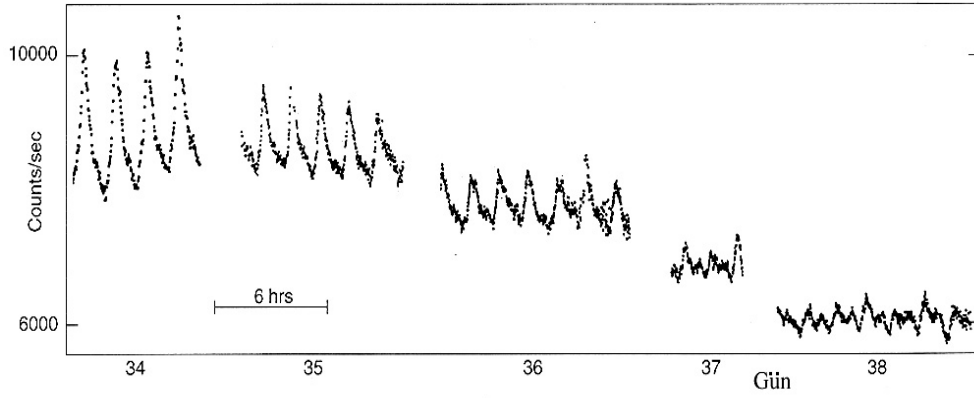
Süper patlamaların diğer bir özelliği de süper patlamanın maksimuma yakın olduğu kısımlarda bir hörgüç şeklinde bir değişim (modülasyon) görülüyor. Bu yörünge çevrimi ile beraber aynı şekilde tekrar etmiyor. Bu hörgücün periyodu yörünge çevriminden birkaç yüzde daha uzun oluyor. Buna da süper hörgüç diyoruz ve bu süper hörgüçler sakın evreye gelene kadar da devam ediyor ancak bu zaman süresince periyotları kısalıyor, yörünge periyoduna yaklaşıp şekilde kısalıyor.

Hem süper patlamalar hem de süper hörgüçler gösteren yıldızlar SU UMa tipi yıldızlar oluyor. Bunların yalnızca herhangi birini gösteren yıldız tipi de bilinmiyor.

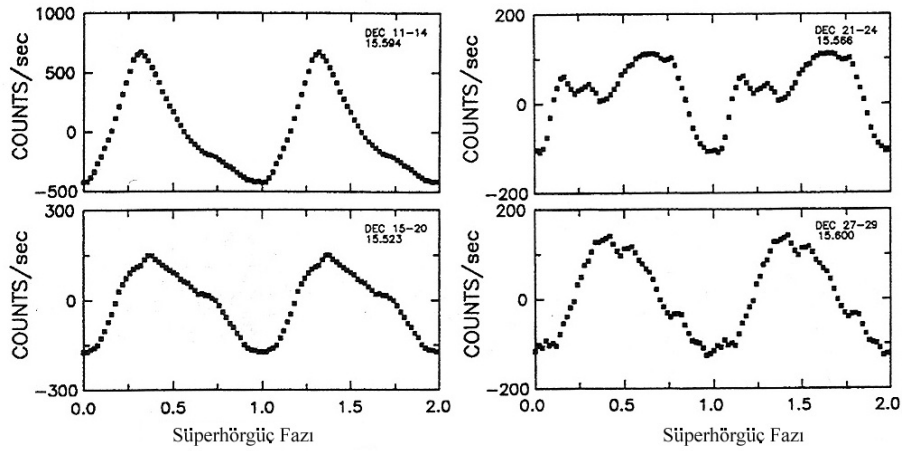
Bu süper hörgüçlerin nasıl olabileceğine ilişkin ilk ortaya atılan fikir Vogt tarafından, süper patlama sırasında diskin eliptik olmasının sebep olacağını düşünmüştür. Vogt böyle bir diskin presasyon yapacağını ileri sürdü, yani anlamı şu ki; diskin uzanımlı olduğu taraftaki yavaşça dönüyor ve yörüngeden daha uzun bir zaman ölçeğinde dönüyor. Küresel olsa daha hızlı dönecek olduğu düşünülürse, eliptik diskteki maddenin bunu engelleyeceğini öngörüyor [9,10].

5.6.1. Süper hörgüçlerin kaynağı

Süper hörgüçler genellikle daha öncelerde belirtildiği gibi patlamanın tepe noktalarında ortaya çıkıyor ve hörgüçler genlik olarak bir maksimum gösteriyorlar. Patlama bitmesinin ardından yani sakın evreye dönerken hörgüç genliği azalıyor. Bu gelen pulsun grafiğini değiştiriyor (Şekil 5.24.-Şekil 5.25.).

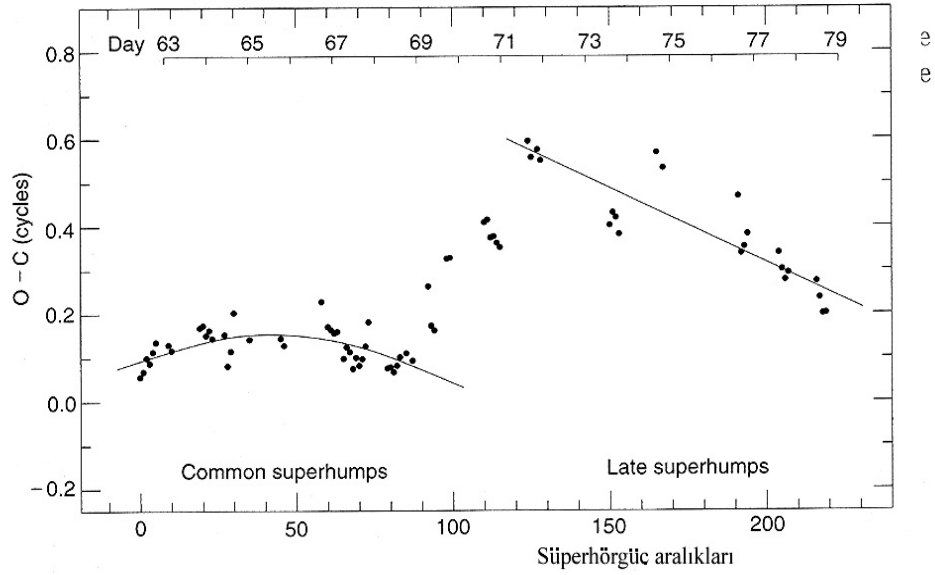


Şekil 5.24. V1159 Ori' nin bir süperpatmadan sonra beş gece gözleminde süper hörgüçlerin evrimi. (Joe Patterson ve arkadaşları tarafından adapte edilmiştir)



Şekil 5.25. V1159 Ori' nin bir süperpatlama esnasında süper hörgüç dalgaformlarının değişimi. (Joe Patterson tarafından)

Bundan başka bu süper hörgüç periyot sürüklenmeleri ve bu iniş sırasındaki (kadir başına % 0.6 da bir) bu azalma miktarı ile bir düşme oluyor. Bunun sebebi olarak şöyle bir açıklama yapılabilir; disk kısmen (çarpmasının olduğu yerdeki kısım) boşalıyor- ki bu da yarıçapın büzülmesine sebep olur. Böylece presesyon periyodu da uzar. Bu süper patlamadan aşağı inerken, o inişin daha aşağıları kısmında süper hörgüçler keskince değişirler. Daha önceden ortaya çıkan süper hörgüçlerle farklı fazlarda ortaya çıkarlar. O şekilde de bu hörgücün maksimum olduğu yerde minimum bir hörgüç beklenir. Bu özellikte en iyi beklenen zamanlarla gözlenen maksimum zamanları mukayese ederek gösterilebilir. Bu sonuç “gözlenen” “hesaplanan” veya O-C diyagramı Şekil 5.26 da gösterilmiştir.



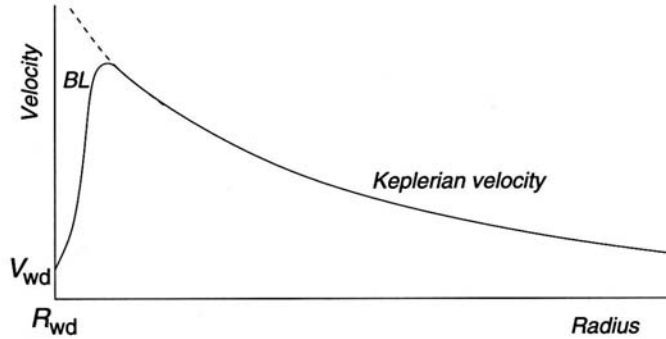
Şekil 5.26. IY UMa'nın süper hörgüçleri için O-C diyagramı

5.7. Sifonlar, Rüzgarlar ve Akıntılar

Maddelerin diskin içine nasıl girdiği (akıntı-disk etkileşimi) ve onun nasıl diskten ayrıldığı (sınır tabakası) kavramları, mekanizmaların anlaşılması açısından çok önemlidir.

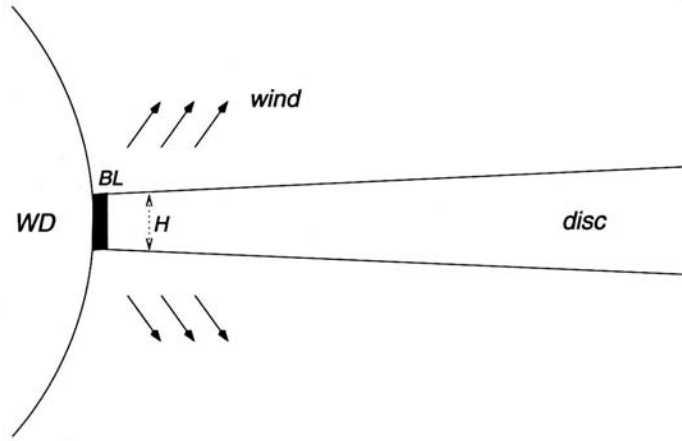
5.7.1. Sınır tabakası

Beyaz cücenin yüzeyindeki Keplerian hızı $\sim 3000 \text{ km s}^{-1}$ dir, fakat beyaz cüce özellikle sadece $\sim 300 \text{ km s}^{-1}$ yüzey hızıyla çok yavaş olarak döner. Yığılan maddeler, sınır tabakası olarak bilinen geçiş bölgesinde beyaz cücenin hızına kadar yavaşlamalıdır (Şekil 5.27.).



Şekil 5.27. Diskteki materyalin yörüngesel hızı, sınır tabakasındaki hız ile beyaz cücenin çok daha küçük yüzey hızının çakışması (BL; sınır tabakası, WD; beyaz cüce)

Yavaşlayan maddenin kinetik enerjisi ısıya dönüşür ve yayılarak uzaklaşır; sıcak sınır tabakası, bu mekanizma ile, toplam ısımanın yarısını yayabilir.



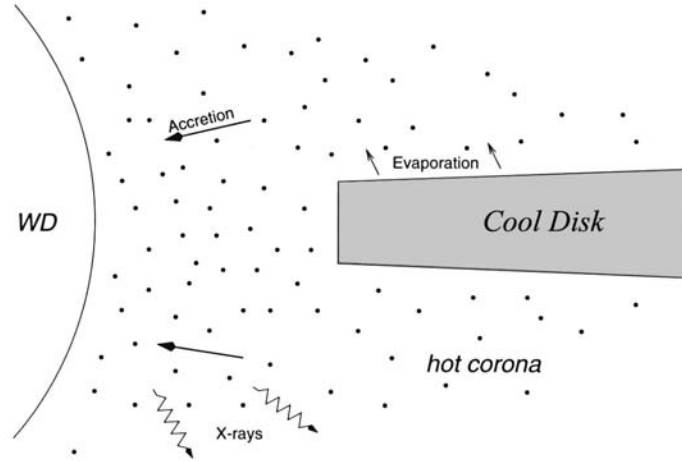
Şekil 5.28. Yüksek yığılma oranlarında, sınır tabakasının sınır görüntüsü

Disk in yüksekliği (H), sadece $\sim 0.01 R_{wd}$ dir, ve sınır tabakasının radial uzantısı hala küçüktür. Beyaz cücenin etrafındaki bu küçük şerit, sistemin toplam luminositesinin yarısı kadar yayılabilir. Bir rüzgar dış akışı, sınır tabakası ve/veya iç diskten ışıma ile gerçekleşir (Şekil 5.28.). Yüksek yığılma oranında, sınır tabakası, ortaya çıkan radyasyonu engellemek için yeterince madde içerir, bu olay tabakayı optik olarak kalın yapar. Tüm katmanlar, kabaca bu disk in en ısınan kısmından 6 kat fazla ısıda, ~ 200.000 K karakteristik sıcaklıkta "kara cisim" ışımasını yayana kadar ısınır [3].

5.7.1.1. Sifonlar

Yığılma oranı $\sim 3 \times 10^{13} \text{ kgs}^{-1} (5 \times 10^{10} M_{\odot} \text{ yr}^{-1})$ 'den daha az olduğunda yukarıda incelenen sistem çalışmaz. Yüksek sıcaklıkta oldukça zayıf madde kendini enerji ışıması için zorlar ve soğur. Soğumanın baskın şekli *bremsstrahlung* ışımasına neden olan yüklü tanecikler arasındaki çarpışmadır. Fakat, düşük yoğunluklu maddede, çarpışma az gerçekleşir. Soğuk olmadığında, sıcak gaz yayılır. Yoğunluk düşer, soğuk daha da artınca genişleme sürer. Bu durumda içteki disk daha da ısınarak koronaya difüz eder. Düşük yığılma oranında, sınır tabakası, sıcak içinde buharlaşır ve koronaya difüz eder, böylece enerjik x-ışınlarının artmasına neden olur. Dikkat edilmelidir ki, yığılma çok geniş bir bölgede daha yüksek yığılma oranlarında olmaktadır (Şekil 5.29.). Etkin

olarak, sınır tabakası şimdi $\sim 10^8$ K sıcaklık ile zayıf ve optik olarak ince bölgede daha da genişler.



Şekil 5.29. Düşük yığılma oranında, sınır tabakası aktivitesi

Böyle bir korona sifon etkisiyle kendini besler. Beyaz cüce'ye doğru madde akışı korona sıcaklığını korumak için gravitasyonel enerji açığa çıkarır ve sıcak korona enerjisi diskin içine iletir, buharlaşan madde koronayı tekrar üretir. Açısal momentumu korumak için, koronanın bir kısmı dışarı doğru akar ve sonuç olarak dış diske yoğunlaşır.

Birkaç gözlenen olay bir sifonun davet edilmesi ile açıklanabilir. Örneğin, cüce nova, patlama sırasında, sakin evredekenden daha kuvvetli x-ışını yaymaktadır. Sakin evre emisyonu küçük sayıda çok enerjik x-ışını üreterek koronadan ayrılır. Patlamada yığılma oranı parlaklık sırasıyla artar, böylece sınır tabakası yeterince soğuk olabilir ve optik olarak kalın konuma dönebilir.

İkinci olarak, diskin ana gövdesi üzerinden dışarı doğru koronal madde akışı emisyon çizgileri üretecektir, böylece diskin ana gövdesi optik olarak kalın olsa bile beyaz cücenin sakin evre spektrasının neden güçlü emisyon çizgileri gösterdiği açıklanabilir.

Korona içine merkezi diskin buharlaşması, cüce nova patlamalarındaki UV gecikmesi ile açıklanabilir. Bu tür patlamaların başlangıcında, UV akısındaki basamak artışı, optik akı artışından ~ 1 gün sonra yer alır. Bu şöyle açıklanır; ısınan dalga patlama sırasında dış diske (optik olarak yayılmayla) hızlı bir şekilde

gönderilir, fakat en içteki (UV yayılımı) bölgesi patlamaya katılmadan önce merkezi boşluğun madde ile yeniden dolmasını beklemek zorundadır (Ek 6.Sınır Tabakasının Sıcaklığı)

5.7.2. Rüzgarlar

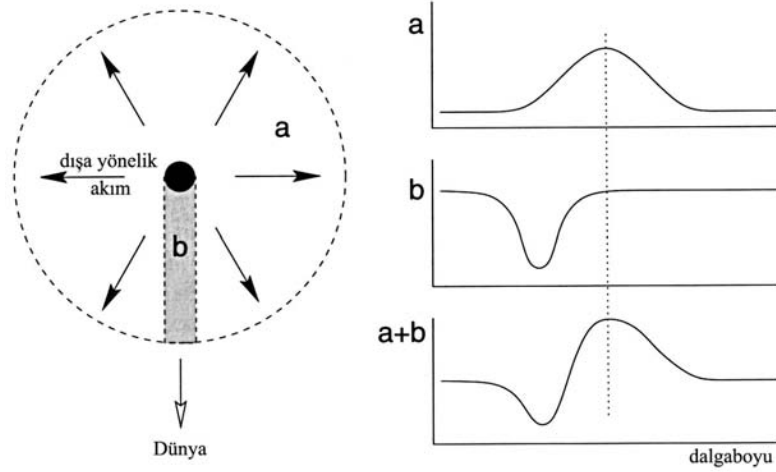
Sınır tabakasının yanındaki bir atom, kütleli çekim aracılığı ile beyaz cüceye doğru çekilecektir. Fakat bunlar, sınır tabakasından dışarı doğru akan enerji fotonları tarafından bombardıman edilerek ters yönde bir baskı oluştururlar. Eğer atom yeterince foton absorbe ederse, çift yıldızın dışına akan rüzgarın bir parçası olması için atom, fotonu püskürtecektir.

Atomlar, özellikle düşük enerji yörüngesinden bir sonraki düşük enerji yörüngesine yükselmek için kesinlikle doğru enerjiye sahip absorbe edilen fotonlarda etkilidir. Bu karakterdeki bir atom, hızlı bir şekilde uyarılacak, absorbe edilen fotonun bir kopyasının yayılmasıyla taban durumuna geri dönecektir. Atom, daha sonra, çevrimi devam ettirmek için diğer bir fotonu absorbe edebilir. Uyarılmış ve uyarılmamış arasındaki bu hızlı birbirini takip etmeler, rezonans geçişler ve sonuç spektral çizgi, rezonans çizgisi olarak tanımlanır.

Absorbe edilen fotonlar sınır tabakasından dışarı doğru hareket ettiği için onların momentumları, atomu dışarı doğru itecektir; bununla birlikte uyarılmamış fotonlar rasgele yönlerde yayılır, sonuç olarak momentumlarının net etkisi yoktur. Etkin olarak, atom fotonları dışa doğru olan ışıma akışından farklı yönlere dağıtır ve dışarıya doğru sürükler. Bu rüzgar için tetikleyici bir mekanizmadır [3,9].

5.7.2.1. P Cygni Profili

Rezonans çizgileri, radyasyonu yönlendiren rüzgar karakteristiğini ifade eden P Cygni profili gösterdiği için, kataklizmik değişenler dış rüzgar akışına sahiptirler. Beyaz cüceden dış akış, şematik olarak Şekil 5.30.'da gösterilmektedir.



Şekil 5.30. Beyaz cüceden dışa doğru rüzgar akışı

Bazı rezonans çizgi fotonları rüzgar tarafından bize doğru saçılır. Sonuç çizgisi akış düzeninden dolayı Doppler kayması karakteristiğinde genişler. Bu genişleme bizden uzaklaşma niteliğinde ise kırmızıya kayma, bize yaklaşma niteliğinde ise maviye kayma şeklindedir. Rüzgar zayıftır ve böylece, ondan yayılma düşük süreklilikle karakteristik gösterir. Bir beyaz cüceden dış akış olan bir rüzgar P Cygni çizgi profiline yükselti verir.

Dış akışın büyük bir kısmı;

- rüzgar hareketine karşılık gelen bir çift genişleme profili ile, beyaz cüceden saçılmış rezonans çizgi fotonları yayar,
- sıcak süreklilik, eksi rüzgar tarafından saçılan ve bize doğru olan rüzgar hareketinden dolayı, çizgi gerisi mavi dalga boyuna sahip fotonları görürüz.

Böylece bütün üst üste binmiş çizgi profilleri, dış akı karakteristiğindeki maviye kayma absorpsiyonu ve çizgi emisyon karışımı içerir [3,9]

Beyaz cüceye direkt olarak bakıldığında, sıcak sınır tabakasından gelen güçlü bir süreklilik görülür. Rüzgar atomlarını harekete geçirmek için yeterli enerjiye sahip süreklilik fotonları saçılacaktır ve onların bulunduğu yerdeki absorpsiyon elemanları sonucunda kaybolurlar. Beyaz cücenin önündeki rüzgar nedeniyle bize doğru akan bu absorpsiyon elemanları, kurtulma hızı ile karşılaştırılabilir oranda maviye kayacaktır. Kurtulma hızı, çift yıldızdan kaçma hızına ve kütle çekim potansiyelinin etkisine sahip olan rüzgar hızıdır. Bu, beyaz cüce yüzeyindeki kinetik ve potansiyel enerji eşitliğiyle bulunur;

$$\frac{1}{2}mv^2 = GM_{bc} m/R_{bc} \frac{1}{2} \quad (5.1.)$$

ve

$$v_{kurtulma} = \sqrt{2GM_{wd}/R_{wd}} \quad (5.2)$$

elde edilir.

Uzaysal olarak farklı bileşenler çözümlenemeyebilir, fakat gözlemlenen iki bileşenin toplamıdır. Bir maviye kayma absorpsiyon çukuru P Cygni profili olarak tanımlanan bir emisyon hattı içinde kesilir. Patlama pik seviyesi süresinde ve nova benzeri durumunda yığılma oranının en yüksek olduğu zaman, kataklismik mekanizma rüzgarları Pcygni profilinin kullanılması ile değerlendirilir. Rüzgarla konsunda bilinenler henüz temel seviyede olduğundan detaylar açıklanamamıştır. Yerleşik olan kavramlar arasında;

- a. Rüzgarın sınır tabakasından mı yoksa iç diskten mi kaynaklandığı bilinmemektedir. Sınır tabakası daha parlaktır, fakat iç diskteki yüksek yörüngesel hız rüzgarın hızının artmasına yardım edebilir. Belki, diskteki manyetik alanların tanecikleri dışarı doğru fırlatılması için tetikleme yapmasına yardım eder.
- b. Rüzgarın iki kutuplu olması açıklanamamaktadır. Buna paralel olarak rüzgar yoğunluğunun yörünge düzlemi üzerindeki açıya bağlı olmasının nedeni de bilinmemektedir.
- c. Rüzgarın yörüngesel dönemeye nasıl bağlı olduğu bilinmemektedir. P Cygni profilinin bazı sistemlerde yörüngesel duruma bağlı değişimine dair bazı ipuçları vardır, fakat bunun için henüz iyi bir model değildir.
- d. Yığılma akışının ne kadarının rüzgar olarak püskürtüldüğü bilinmemektedir. Tahminler yüzde birkaçtan yüzde 30'a kadar değişmektedir.

5.7.2.2. Maddenin disk ile etkileşimi

Disk-madde akışı çarpışma doğasının, hem gözlemsel olarak ve hem bilgisayarda etkileşim modellemesiyle araştırılması yapılmaktadır. Yörüngesel hörgüç ve emisyon-çizgisi parlak noktayı tanımlar, bu kapsamda, akışın kinetik enerjisinin çoğunun darbe sırasında dağıldığı, fakat detayların disk sınırlarının yüksekliği gibi bazı belirsiz parametrelere bağlı olduğu göz ardı edilmemelidir.

Gözlemsel olarak, biliyoruz ki, maddenin bir kısmı düzlemin dışına, yukarıya doğru fırlatılabilir. Bu, yörüngesel dönemin ~ 0.8 'e düştüğü/çukurlaştığı yüksek eğimli sistemlerin x-ışını ışık eğrilerinden çıkar. Bu fazda, madde akışı-disk sıçrama bölgesi beyaz cücenin önündedir ve düzlemin dışına sıçratılan madde beyaz cüceden ve sınır tabakasından enerjik x-ışını emisyonu absorbe edebilir.

Bazı çukurlar, tahmin edildiği gibi, ayrıcalıklı olarak ~ 0.8 fazında oluşmasına rağmen her yerde de oluşabilirler, örneğin tutulmadan sonra (0.0-0.2 fazı). Belki akış çarpışması, disk ağzı boyunca durağan dalga olarak yerleşir ki burada madde yörüngedeki gibi düzlemin altında ve üstünde osilasyon yapar. Bu mekanizma mutlaka gözlem ile desteklenmelidir.

Bazı göstergelere göre, madde akışının tamamı diskin sınırlarındaki etkileşim tarafından sonlanmaz. Simülasyonlar desteklemektedir ki, disk üzerinden olan akışkan maddenin $\sim 10\%$ 'u, işlemde $\sim 30\%$ yavaşlamaya neden olur, fakat beyaz cücenin çok yakınındaki diske yeniden çarpıncaya kadar, kabaca serbest düşüş yörüngesinin devamı için yönetilir (modellemedeki yaklaşıma bağlı olarak tamamlanmasına rağmen, bunlar belirsizdir). Yeni çarpışma ile fırlatılan madde anormal fazlarda etkinliğin düşmesine neden olur.

5.8. Flickering ve Salınımlar

Bu kitabın çoğunda, çiftin yörünge periyodu veya beyaz cüce spin periyodu ile tekrarlayan saatin çalışmasına benzer Katakлизмik değişenlerin, ışık eğrilerindeki periyodik değişimlere odaklanılmıştır. Bununla birlikte, tipik bir ışık eğrisinin en çok vuru özellikleri, hiç bir devrinde tekrarlamayan rasgele değişimleri de vardır. Bu **flickering** olarak adlandırılır ve Şekil 10.1 ve 10.2' de gösterilmiştir.

Flickering, , son bir kaç saniyedeki hızlı değişimlerden geniş parlamalara ve son bir kaç saatte düşüşlere kadar bir çok zaman skalalarında meydana gelir. Aklımızda kaldığı kadarıyla kırmızı yıldızdan beyaz cüceye materyal transferi türbülansa sebep olur ve düzgün bir işlev değildir. Sadece flickering'de fark edilebilen örnek geniş- son değişimler geniş genliklere sahiptir. Renkli ışığın frekans dağılımına benzetilirse, bu “kırmızı gürültü” olarak söylenir (“beyaz gürültü” tüm frekanslarda eşit genliklere sahipse söylenir). Kırmızı gürültü türbülans akımından beklenir, çünkü geniş bir dönme (halkalar) içinde girdap hareketi daha uzun zaman alır ve geniş girdap halkası daha fazla ışık salar.

5.8.1. Flickering'in yeri

U Gem'in 1971'de alınan nüfuzlu ışık eğrisi, örtülme sırasında flickering' in kaybolduğunu gösterir (Şekil 10.3). Çünkü U Gem' in sıyırma örtüşmesinde normal olmayan bir parlak noktası olması, fakat merkezsel diskte değil (bölüm 2.4.3' e bakın), bu flickering' in parlak noktadan ortaya çıktığını vurgular, buna sebep ise yığışma akımının türbülans etkisidir. Bununla birlikte, daha sonraki ışık eğrileri tersini gösterir: Örneğin HT Cas; burada parlak nokta ve beyaz cücenin her ikisinin örtüşmeleri ışık eğrilerinde görülür, beyaz cüce örtülmeden çıktığında flickering tekrar ortaya çıkar ve parlak nokta ise hala saklanır, böylece flickering beyaz cüceye yakın iç diskte ortaya çıkar.

Çok daha ileri aşamada, bir "flickering ışık eğrisi" yapılabilir, bir yıldızın gözlemlenen bir çok devirleri ve her bir yörünge fazında ortalama ışık eğrisinden ayrılmalarının ortalamalarının hesaplanmasıyla yapılabilir. Burada bu diskin örtüşmesindeki merkezde flickering deki bir düşme gösterilmiştir. Böylece flickering iç diskteki türbülansa baskın olarak ortaya çıkması görülür, fakat bunun yanı sıra en azından bazı sistemlerde, parlak noktadan dolayıdır.

5.8.2. Yarı periyodik salınımlar

Belirtildiği gibi, flickering periyodik değildir. Bununla beraber, bazı zamanlarda değişkenlik tercih edilen zaman skalasında meydana gelir ve bu yarı- periyodik salınımları üretir. Bunlar, intermediate poların ışık eğrilerinde görülen kesin periyodik olmayan salınımlardır, fakat bunlar sadece son bir kaç devirler için salınımlardır, o zaman farklı bir faz ile veya çok az farklı bir periyotla salınımların tekrarlaması kaybolur. Tipik olarak bazı salınımlar (QPO' lar) çok düşük bir yüzdeli genliklere ve 30-300 saniye aralığında periyotlara sahiptir (QPO' ların geniş periyotları olmasına rağmen belirlenmesi zordur ve gözden kaçırılabilir).

QPO' lar yığışma diskinin kökeninde ortaya çıkan ve disk içinde oluşmasından önce bir kaç kez yerel Kepleryan hızla dönmesinde materyalin yörüngesinin düşmesi hakkında speküle edilebilir. Alternatif olarak, diskin pertürbasyonu radyal olarak veya düzlemin dışında yerel Kepleryan hızda bir salınımı gösterir, yakınındaki bozulmalar bağımsız olarak iş yapar ve bu biraz farklı frekanslarda olur. Böylece yarı periyodik bir olay meydana gelir. Bazı teorilere rağmen mantıklıdır, bunun doğru olup- olmadığına dair henüz yeterli bir kanıt yoktur.

5.8.3. Cüce nova salınımlar

Periyodik olmayan diğer bir tip salınım cüce- nova salınımı olarak bilinen veya kısaca DNO olarak gösterilen salınımlardır. DNO' lar sadece 7-30 saniye periyotlara sahip cüce novaların patlama esnasında görülür (QPO' lardan daha kısa) ve QPO' lardan daha az kohorent, bir saat veya daha fazlası için kararlı bir fazı sürdürebilirler. Arasına, daha çok onlar Fourier analizleri ile ortaya konsalarda, DNO' lar doğrudan bir ışık eğrisinde oldukça güçlü bir şekilde görülebilir.

Tipik olarak DNO patlamaya çıkışta ortaya çıkar, o zaman kısa periyoda doğru gelişir, patlamanın en üst noktasında minimuma yakın değerlere sahiptir ve o zaman patlama düşüşünde de ortadan kaybolmadan önce onun periyodu uzar. Bu davranış kısa periyotlarda yüksek yığılma oranlarına sebep olacağını söyler.

5.8.3.1. Zayıf magnetik beyaz cüceler

DNO' ların bir çok anlatımındaki söylenenler, beyaz cücenin sahip olduğu magnetik alandan daha zayıf, $\sim 10^5$ G farklılıklarla intermediate polarlar içinde görülen pulsasyonlara benzerler, bunlar beyaz cücenin sadece çok yakınında akan yığılmaya neden olabilir. DNO periyotları, genellikle intermediate polarlarda daha kısa olurlar, o zaman, zayıf alanlarla beyaz cücenin daha hızlı dönüşünün eğilimi fit (çakıştırılır) edilir. Gerçekten periyotlar beyaz cüce yüzeyinin hemen üstünde disk yörüngesinin Kepleryan periyoduna yaklaşır.

Bununla birlikte, DNO periyotları geniş bir değişim gösterirler, bir patlama üzerinde $\sim 25\%$ ulaşır. Verilen bir beyaz cücenin geniş eylemsizliği bu hızda açık bir şekilde periyot değişimi yapılamayabilir. Böylece DNO beyaz cücenin sadece küçük bir kesrini içermeli, $10^{-10} M_{\odot}$ olarak söylenir. Muhtemelen bu bağlı tabakada ekvatorial kenarın yüzey tabakasıdır, patlamada yığılma torkları artması ile spin yukarı olur. Bu, güçlü bir alan çekirdeği dış tabakalar yürütebiliyor, herhangi bir kaymada korunuyorken, zayıf alanlı bir beyaz cüce ile olabilir.

Bu modeldeki temel zorluk niçin DNO' ların yalnızca patlamada görüldükleridir. Magnetik yığılmanın standart teorisi (Kutu 8.1) sakin evrenin düşük yığılma oranları geniş bir magnetosfere yol açar ve böylece yığılmanın daha iyi bir yoludur. Fakat DNO' lar asla sakin evrede görülmezler. Özellikle, patlamada SS Cyg, 7-12 saniyeli bir periyotla yumuşak X-ışın yayan DNO' lar içerdiğini gösterirler. Sakin evrede, pulsus olmayan sert X-ışınları görülür. Belki en iyi anlatım, sakin evrede alanın olmadığıdır, fakat beyaz cücenin

ekvatoryal çizgisi ve faydalı tabloları arasında kesilmesiyle oluşan bir dinamo tarafından patlama üretilmektedir [9,10].

5.8.3.2. Magnetosferik sınırdaki vuru frekansları

Yarı periyodikler için magnetik yığılmanın sağladığı potansiyel, magnetosfer ve disk arasındaki sınırdaki ortaya çıkar. Diskin iç sınırında dengedeki Kepleryan hız beyaz cücenin dönme oranı ile karşılaştırılabilecek olmasına rağmen pratikte sistemler dengenin dışında olabilirler. O zaman disk iç sınırında materyalin koyu bir iri damlası ve magnetik alan arasındaki etkileşim, Kepleryan ve spin frekansları arasında vuru frekansı ile değişir- özel bir alan çizgisi her biri diğerinin etrafında yakalaması gibi damlaların karşılaşmalarındaki frekanstır. Bu periyotta viskos etkileşimlerdeki bir değişim veya yığılma oranı, optik veya x-ışın ışık eğrilerinde bir modülasyon üretir. Çünkü magnetosferik yarıçap ve böylece bu yarıçaptaki Kepleryan frekansı, kütle transfer oranında değişimlere göre değişir, vuru periyodu değişebilir

Böylece DNO'lar spin periyotta değilse, vuru periyodunda meydana gelmesi muhtemeldir. Gerçekten bu patlama esnasındaki periyot değişimleri ile anlatılabilir: patlamanın artmış kütle transferi iç taraftaki magnetosfer ve dengenin dışında türetilen, bu vuru periyodunu kısaltmasına sebep olur, görüldüğü gibi; patlamanın sonunda yığılma oranının yavaş yavaş hareket etmesi ile de vuru periyodu tekrar uzar.

Optik yarı periyotları spin periyoduna yakınlığı bazen görülen ve kesinlikle dengenin dışında çok az bir şekilde bir magnetosfer spinini içeren bazı intermediate polarlar içermelerine rağmen bu mekanizma DNO'lar için mantıklı iken şu an kesin değildir [9,10].

5.8.4. Beyaz cücenin pulsasyonu

Şimdiye kadar flickering ve salınımlar iki yıldız arasında akan yığılma içinde tüm temeli bu bölümde tartışıldı. Resmi tamamlamak için, beyaz cücelerin kendi kendine olan pulsasyonlarını düşüneceğiz. Yıldızlardaki pulsasyonların konusu çok geniştir ve onun içindeki davranışı bir kitap uzunluğuna değer genişliktedir. Burada sadece kısaca değineceğiz. Aslında, basınç dalgaları, karakteristik bir nota ile çalan zil gibi aynı yolla, onların doğal bir frekansında salınımlarının sebebi olarak yıldızların içinden geçebilir. Frekans yıldızın yoğunluğuna bağlıdır. [Boyut analizleri şöyle gösterirki periyot değişimleri $\propto (G\rho)^{-1/2}$] genişken, sırasıyla diffuse yıldızlar örneğin Ceheidler ve Mira

değişenleri on günler ve yüz günler zaman skalalarında pulsasyon yapar, küçükken, yoğun beyaz cüceler bir kaç yüz saniyenin tipik periyotları ile pulsasyon yapar.

Ziller gibi, devam ettirici bir kuvvet var olmadıkça pulsasyon kesilir. Bu beyaz cücenin sıcak çekirdeğinden dışarı sızan enerji ile kanıtlandı. Normal olarak enerjisi kararlı bir şekilde dışarı sızabilir, fakat eğer madde kısmen iyonlaşmış; parlamasının ortaya çıkması için bir “sürap” mekanizmasının kuvvet uygulaması gerekir. Bu, maddenin kısmen iyonlaştığı için ortaya çıkar, sıkıştırıldığında radyasyona daha opak olur, enerjinin çoğunu yakalar. Böylece enerjinin dışarı alabildiğine kadar genişlemesine sebep olarak sıkıştırılmış madde enerji elde eder, bunun üzerine diğer devirde kısalmaya maruz kalır.

~12.000 K yüzey sıcaklıklı bir beyaz cücede hidrojenin kritik tabakaları kısmen iyonlaşmıştır ve bu pulsasyonlar üretir. Bunlara örnek olarak “ZZ Ceti” yıldızları olarak bilinirler. Katakлизмik değişenlerdeki yığılma, ZZ Ceti yıldızlarında olduğu gibi onların beyaz cüceleri sıcaklığı uzun zaman tutmalarına rağmen, fakat 1997’ de Brian Warner ve Liza van Zyl cüce nova GW Lib büyüklüğünün 18th de beyaz cücenin pulsasyonunu keşfetti.

Bir sistemin gösrediği bazı karakteristik özellik, herhangi magnetik yığılma hipotezi tarafından anlatılması ile oldukça komplike pulsasyonların bir setini kurar. Tek boyutlu gitar teli onun temel frekansında ve onun uzunluğunun dalga boylarının sayısına bağlı yüksek “overtonları”nın bir serisinde titreşim yaparken, bir beyaz cücenin iki-boyutlu yüzeyi, kuzey kutbundan güney kutbuna işleyen dalga boylarının sayısına ve ekvator boyunca işleyen sayısına bağlı bir çok modeller içinde salınabilir. GW Lib’ in bir ışık eğrisinin bir Fourier Dönüşümü 236,376 ve 650 saniyelerde üç ana pulsasyon gösterir. Bununla birlikte, bunların her birinin ortaya çıkması için yakın bir kontrolü bir çok pulsasyonun bir kompleksidir, örneğin ışık eğrisini anlatabilmek için en az 15 üsttonları gereklidir.

GW Lib, 1983’ de sadece bir patlaması bilinen WZ Sge tipi bir cüce novadır. Bu tip sistemlerin düşük yığılma oranı beyaz cücenin pulsasyon yapabilecek soğuklukta olduğunu açıklayabilir, bundan dolayı benzer cüce novalarda pulsasyonları aramaya değerdir. Ayrıca, GW Lib, soğuk ve sıcak patlama devrinin pulsasyonlarına nasıl bir etki yapıldığını öğrenilmesine imkan sunar. Eğer beyaz cüce hala 1983 patlamasından soğuk ise ışık eğrilerinin karşılıklarının bazılarını açıklayabilir [9].

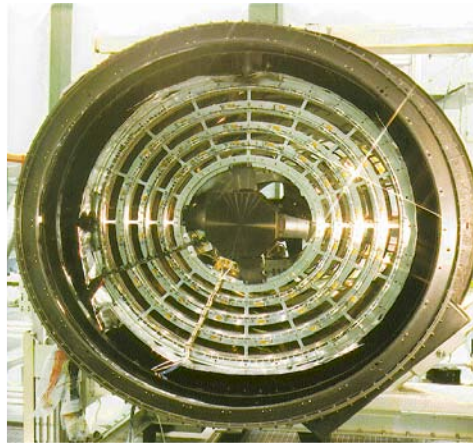
6. ROSAT (RONtgen SATtellite) ve CHANDRA UYDULARI

6.1. ROSAT Uydusu

6.1.1. Uzay Gemisi Konfigürasyonu ve Bilimsel Amaçları

ROSAT' ın iki tane görüntüleme aygıtı vardır. Ana parça çok büyük bir X ışını teleskopudur (XRT). 0.1 keV-2 keV enerji aralığındaki yumuşak X-ışınlarını ölçmek için dizayn edilen çok güçlü bir teleskoptur. İkincil parça geniş alan kamerasıdır (WFC), 0.04 keV-0.2 keV olan aşırı ultraviyole bölgesindeki bir alanda ölçüm yapar. X-ışını teleskopu aşağıdaki bölümlerden oluşur;

- 1) Teleskop kapı mekanizması fırlatma boyunca kapalı tutulur ve kapıların açılması yer üssü tarafından yönetilir.
- 2) Termal Engelleyici, teleskop açıklığı yoluyla kaybolan ısıyı sınırlar ve yayınlanmış ışık kalkanı gibi görev yapar.
- 3) Walter 1-tipi aynalar X-ışınlarını odaklarlar. Bunlar dört tane iç içe geçmiş aynı odaklı parabolik ve hiperbolik ayna çiftleridir. Seramik bir malzeme olan Zerodan yapılan camlardan meydana gelmişlerdir.
- 4) Magnetik elektron saptırıcısı arka alandaki elektronların oranını 100'e yakın bir faktörle belirler ve onları kırar.
- 5) Odak düzlemi aletleri odasında bir takım bilimsel ekipmanlar bulunur. X-ışını detektörlerine iki tane pozisyona duyarlı orantı sayaçları (PSPC) ve iki tane yüksek çözünürlüklü kamera yardımcı olur (HRI). Bunlar odakta karşılıklı olarak pozisyonlandırılmıştır. Ayrıca detektörler için bir kuvvetlendiricinin yanı sıra, gaz sağlayan bir sistem devamlı olarak PSPC ye gaz gönderir. (%60 Ar, %20 Xe, %20 CH₄) [12].



Şekil 6.1. Optik ölçüm aletleri

Geniş alan kamerası (WFC) mikro kanal düzlemindeki (MCP) aşırı ultraviyole radyasyonun odaklanması için üç tane iç içe geçmiş Alüminyum ayna kullanır.

Öndeki kaplamalı kapılar ayna açıklığını korumak için kullanılırlar. Bunlar yörünge operasyonu sırasında açılırlar.

Arka plandaki elektronlar teleskop içindeki aynalar tarafından yansıtılır ve magnetik bir sistem tarafından detektör açıklığının dışında yollarından saptırılırlar.

Güç sağlayıcı üniteler teleskopa dışarıdan bağlıdır. WFCN nin dış yüzeyi çok katlı termal bir yalıtım ile kaplanmıştır.

ROSAT'ın konfigürasyonu iki temel nitelik tarafından karakterize edilir. Bunlardan biri X ışını teleskopu (XRT) diğeri Delta iki roketi için dizayn edilenlerdir.

XRT merkezi bir gövde ile çevrilidir. Uyduda meydana gelen termal mekanik bozulmalardan teleskopları isostatic taşıyıcılar muhafaza eder. Teleskop taşıyıcılarının önünde güneş jeneratörlerinin toplandığı 12 m² lik bölge vardır. Burası bir tane sabit merkezi panelden ve iki tane destek panelinden oluşur.

Genelde arka yüzeyler uzaydan gelen aşırı sıcaklığın dağılmasını sağladığı gibi sıcaklığın belli limitlerde kalmasını sağlar. Hızla büyüeyebilen taşıyıcılar S bandı antenleri ve magnetometrelerdir. Uyduda merkezi gövde içinde XRT, güneş paneli istifleri, ve WFC ler bulunur. XRT kapısı bir güneşlik gibi görev yapar. Yıldızlardan gelen parçalardan teleskopu korur. XRT arka merkezi gövde panellerinin kaldırılmasından sonra indirilebilir. Aynı zamanda XRT geniş alan kamerası tarafından desteklenir.(WFC)

Merkezi gövde odasının iki yanındaki iki bölmede alt sistem ünitelerinin hemen hepsi bulunur. Merkezi gövdenin arka bölgesinde Delta 2 adaptasyon konileri bulunur. Delta 2 aracının ikinci evresinde araca arayüz sağlar.

Aşağıdaki tablolarda ROSAT a ait sistem parametreleri verilmiştir:

Başlıca Sistem Parametreleri

Boyut:	2.38×2.13×4.50 m ³
Toplam Ağırlık:	2426 kg
Tüketim Gücü :	905 W

Hazır Gücü: 1000 W
 Veri Oranı: 700 Mbit pro 21h

Temel Uzay Gemisi Parametreleri
 Bir Uçtan Bir Uca Boyutları

Gemi: 240X215X450 cm³
 Uçuş: 230X470X890 cm³
 Kütle: 2450 kg

Maximum Güç Tüketimi: 609 W

X ışını Objelerinin Koordinatlarını Hesaplamadaki Doğruluğu

Tarama Modu: <30 arcsec

Noktasal Mod: <10 arcsec

Görev

Yörünge: 580 km (dairesel)

Eğim: 530

Max. Tutulma (Eclipse): 36 min

Yer İstasyonu İle Haberleşme: 6X8 min/day

ROSAT'ın iki temel bilimsel amacı vardır. İlk amacı EUV teleskobu ile gökyüzüne bakarak X-ışını kaynaklarını belirlemek ve bu X-ışını kaynaklarını detaylandırarak sınıflandırmaktır [13]

ROSAT birincil görevini tarama modunda bütün gökyüzünü görüntüleme teleskobuyla tarayarak gerçekleştirir. Teleskop yumuşak X-ışını bandı 0,1 keV-2keV aralığına ek olarak 0,04 keV-0,2 keV ultraviyole bölgesinde çalışmaktadır. Görevin bu bölümü yarım yılda tamamlandı ve Şubat 1991 yılında sona erdi. Tüm X-ışını kaynakları şiddetlerine göre kaydedildi. ROSAT'ın tüm gökyüzü araştırmalarında 60.000'den fazla X-ışını kaynağı tespit edildi. Bunların 840 tanesinin daha önce HEAOI uydusu tarafından belirlenenden iki kat daha büyük olduğu belirlendi.

Bunu izleyen yıllardan bugüne kadar ROSAT'ın kaynakları zamansal değişimleri ve spektrumlarına göre inceleyip detaylandırması devam etti. Noktasal modun duyarlılığı en azından daha öncekilerden iki kat daha büyüktü. Kaynakların konumlarını 10 arsec'lik bir doğrulukla hesaplayabildi. Gözlem zamanı bildirildi ve Dünya genelindeki bine yakın gözlemciye dağıtıldı.

Alman X-ışını gözlemevi ROSAT 1 Haziran 1990 yılında x-ışını astronomisinde yeni bir çağ açtı. Muhakkak ki bu yeni astronomi disiplininin kısa tarihindeki en hırslı projelerden biriydi.

ROSAT 1975 yılında MPE tarafından önerildi, sonra projenin ilerletilmesi ve geliştirilmesi BMFT (Bundesministerium für Forschung und Technologie) tarafından 1983 yılında onaylandı. Buna paralel olarak NASA ile SERC (British Science and Engineering Research Council) arasındaki işbirliği anlaşması imzalandı.

X-ışını teleskobunun odak düzlemi aletlerinin geliştirilmesi sorumluluğu ve bilimsel yönetimi MPE (Max-Planck Institute for Extraterrestrial Physics) tarafından yapıldı. Tüm bilimsel verilerin açıklanması ve analizi için burada bilimsel bir veri merkezi kuruldu.

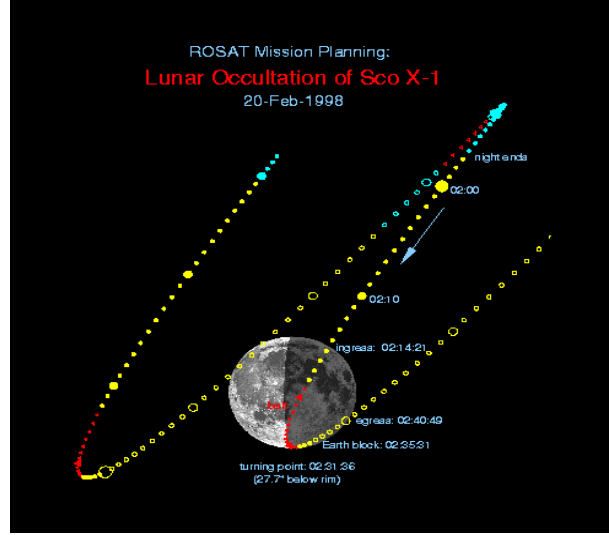
NASA Delta-2 roketinin fırlatılmasına katkıda bulundu. Yüksek çözünürlüklü görüntüleyici (HRI) ve bir X-ışını dedektörünün inşası (SAO, Smithsonian Astrophysical Observatory) tarafından yapıldı.

Geniş alan kamerası ve ikinci bir görüntüleme teleskobunu SERC tedarik etti. WFC'lerin yapımını Leicester üniversitesinin önderliğindeki İngiliz enstitüleri konsorsiyumu gerçekleştirdi.

Roketin ikinci evresinden ayrılmasından sonra görev operasyonu GSOC (German Space Operation Center) tarafından yapıldı. Uzay gemisinin kullanımı ve haberleşme ile ilgili olan işler Almanya'da Weilheim'de bulunan GSOC yer istasyonu tarafından yapıldı [3,12]

6.1.2. Fırlatma ve Operasyon

ROSAT 1 Haziran 1990 saat 17:18 de Mc donald Douglas Delta 2 Roketiyle Cape Canaveral Uzay Üssünden 580 km yüksekteki dünya yörüngesine oturtuldu. Operasyon görev kontrolü Almanya'daki (Oberpfaffenhofen) Alman Uzau Kurumu Uzay Operasyon Merkezi tarafından yapıldı. ROSAT S bandı anteni ve DLR/GSOC yer istasyonu arasındaki bağlantı roketin ayrılmasının ikinci evresinden sonra gerçekleşti.



Şekil 6.2. ROSAT'ın planlanan görevi

Veri işleme, görüntü, uzay gemisi aletlerinin performans analizi, yörünge, yükseklik hesaplaması ve kontrolü gibi tüm operasyonun görevi ile ilgili fonksiyonlar ROSAT Görev Kontrol Merkezi (GSOC) tarafından gerçekleştirildi.

Aşağıda ROSAT'a ait nominal yörünge parametreleri verilmiştir:

Yörünge Parametreleri

Fırlatma:	1990/6/1, 17:48
Yükseklik:	580 km
Eğim:	53°
Dışmerkezlilik:	<0.1 %
Yörünge Periyodu:	96.2 dakika
Presesyon (Yalpalama):	66 gün
Yer İstasyonu Bağlantısı:	6×8 min/gün

ROSAT'ın tarama modu gökyüzü küresindeki tüm X ışını kaynaklarını yarım yıl içerisinde sistematik olarak keşfetti. Ana teleskobun bakış alanı 2° bant genişliğinde bir yörünge süresinde incelemeye izin vermektedir. Spesifik bir kaynak iki günlük periyotlarla gözlenebilir.

Güneş vektörü çaprazlanıp teleskobun odak düzlemini engellediği zaman periyodik olarak tarama rotasının tersine çevrilmesi gerekir. Güneş vektörü ve yörünge düzlemi arasındaki açı pozitif olduğu zaman spin vektörü güneşe doğru yönelir. Bu taramanın tersine çevrilmesi her 34 günde bir gerçekleşir. Noktasal

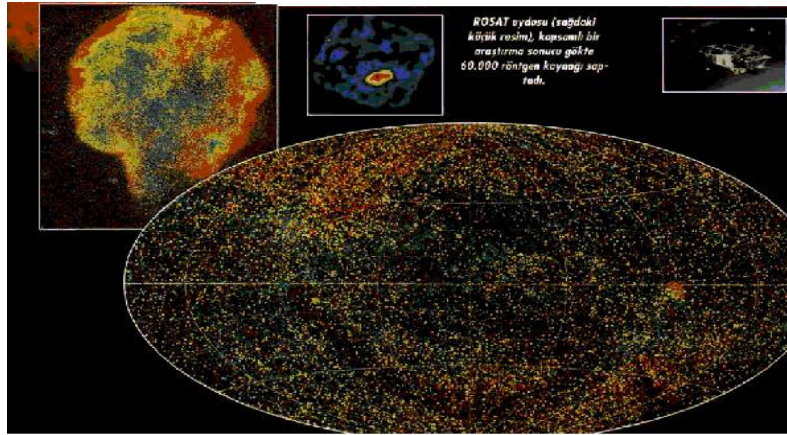
modun ana amacı uzun periyotlarla (3 saatin üstünde) tesbit edilen X ışını kaynakları gözlemlerinin detaylandırılmasıdır. Güneş görüş açısı $90^\circ \pm 15^\circ$ de sınırlandırılır, öyle ki verilen bir zamanda 30° dikey bant da güneş yönünde gözlem yapılabilir.

6.1.3. Gözlem verileri

ROSAT görevinin çok ötesindeki işleri uzunca bir süre başarıyla tamamlamıştır. İlk altı ay boyunca tarama modunda görev yaptı. Bunu ROSAT'ın noktasal modu takip etti. ROSAT tarama modunda gökyüzündeki bütün X-ışını kaynaklarını altı ayda tespit etti. Bu görevini bir yörüngedeki eşzamanlı bir hareketle gerçekleştirdi. Ana teleskobun görüş alanı yörünge boyunca 2° bant genişliğindeki bir alanı inceleme imkanı tanır [14,12,3]

Görüş alanı kazancı günde 1° 'lik ilerlemeye karşı 4 arcmin'dur. Bu yüzden özel bir kaynak iki günün üzerindeki periyotlarla gözlenebilir.

Periyodik olarak tarama modunun yönünün tersine çevrilmesi önemlidir. Bu Dünya atmosferinin içindeki istenmeyen görüntülerin teleskop tarafından görüntülenmesini engeller. Güneş vektörü ve yörünge düzlemi arasındaki açı pozitif olduğu zaman spin vektörü Güneş'e karşılıklı olarak yöneltilmelidir. Bu tersine çevirme her 34 günde bir olmaktadır.



Şekil 6.3. ROSAT' ın belirlediği 60.000 kaynaktan bazıları

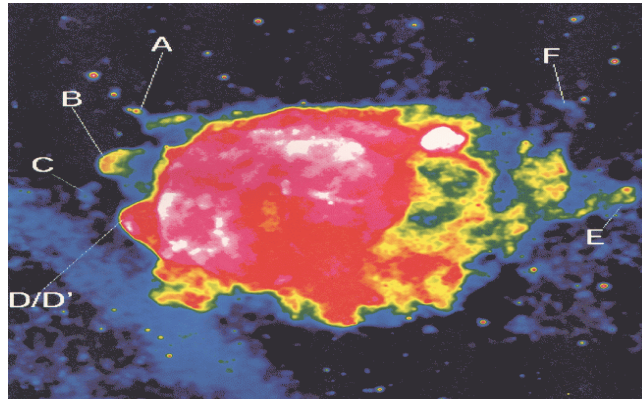
ROSAT noktasal modla uzun periyotlarla tespit edilen X-ışını kaynakları detaylandırır. Güneş görüş açısı verilen bir zamanda 30° düşey bant genişliğinde Güneş yönünde yapılan gözlemlerde $90^\circ \pm 15^\circ$ ile sınırlandırılmıştır.

ROSAT, gözlemlerinde tüm gökyüzünü görüntüleyip haritasını çizdi. Daha önceki gözlemlerden yüz kez daha fazla belirli gözlemler yapıldı. ROSAT ile 150 bin X ışını kaynağı tespit edildi .Bu daha önceki X-ışını uydularıyla tespit edilenden 25 bin kez daha çoktur. Spektroskopik analizlerle yapılan pek çok gözlemle süpernova kalıntıları ve galaksi kümeleri tespit edildi. ROSAT tüm gökyüzü gözlemleri sonucunda 18,811 kaynağı kapsayan ve 0,05 sayma/sn'lik bir sayma oranıyla tüm gökyüzü parlak kaynak kataloğunu (RASS-BCS) çıkardı.

Şubat 1987 yılında Büyük Macellan Bulutsusunda catastrophic bir patlama tespit edildi. Sürekli yapılan X-ışını gözlemleriyle o bölgeden gelen nötrinoların varlığı bir süpernovanın varlığını gösteriyordu. Bu patlamadan on yıl sonra yine ROSAT tarafından bu bölgede yeni yıldız oluşumları tespit edildi.

Soğuk nötron yıldızlarının termal emisyonu için yapılan bir gözlemde yedi obje keşfedildi. Bunlar; Vela pulsarı (asteriks), üç tane orta yaşlı pulsar (PSR 0656+14) , Geringo ve PSR 1055-52 (elmaslar), RCW 103 süpernova kalıntısındaki noktasal bir X-ışını kaynağı, Puppis A ve PKS 120952 (küçük elmaslar)

Kendi eksenini çevresinde saniyede 11 kez dönen Vela pulsarında ROSAT yardımıyla X-ışınında puls şeklinde olduğu anlaşıldı. Bu X-ışını kaynağı büyük olasılıkla nötron yıldızının sıcak olan bölgedeki gazların yarım ışık yılı hız ile 1 kilometrekare büyüklüğündeki manyetik kutba düştükleri kutup bölgesinden kaynaklanmaktadır. Bu hızda düşen gazın sıcaklığı milyon dereceye kadar artmakta ve enerjisinin bir kısmını X-ışını olarak yaymaktadır.



Şekil 6.4. 1993 yılında tespit edilen M81 galaksisindeki 1993 J süpernovası

M 81 galaksisinde 1993 yılında tespit edilen bir süpernovada süpernova 1993 J'dir. 27 Mart 1993 yılında patlayan süpernovadan ancak altı gün sonra ROSAT tarafından süpernovanın ilk x-ışını emisyonu tespit edilebildi. Süpernova ile yayılan şok dalgasının sıcaklığı 1 milyar Kelvin civarındaydı. Kasım 1993 yılında bu sıcaklık 10 milyon kelvine düştü.

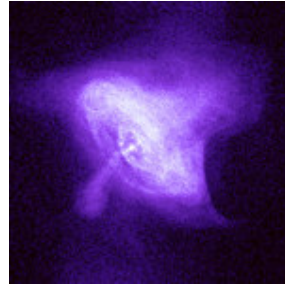
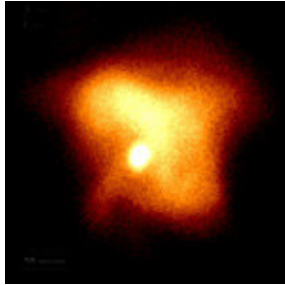
ROSAT araştırmacıları bilinen en uzun ve en güçlü röntgen ışınmasını Tucanae sisteminde saptadılar. Dünyadan 176 ışık yılı uzaklıktaki çift yıldız 9 gün boyunca ara vermeksizin ışınma yaptı. Böylesi bir ışınma Güneş'te en fazla bir ya da iki saat sürmektedir. Röntgen ışını Güneş'te gözlenen en güçlü ışınımın 750.000 kat daha güçlüydü [12].

6.2. CHANDRA Uydusu

6.2.1. CHANDRA'nın görevi

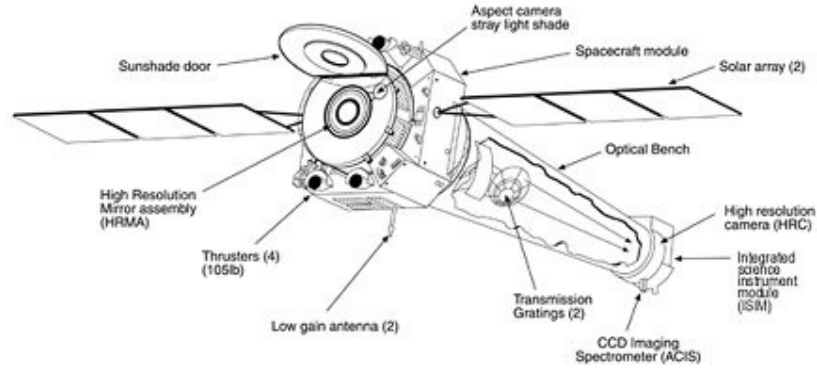
NASA' nın CHANDRA X- ışın gözlemevi 23 Temmuz 1999' da [Columbia Uzay mekiği](#) tarafından yerleştirildi ve bu şimdye kadar inşa edilenlerin en üstünüydü [15].

CHANDRA evrenin yüksek enerjili bölgesinden gelen X-ışınlarını gözlemlemek için dizayn edilmiştir. Mesela yıldızların patlamasının kalıntılarını. Aşağıda Crab Bulutsusunun süpernova kalıntısının ve onların pulsarlarının iki görüntüsü vardır. Yüksek çözünürlüğün nasıl yeni özellikleri ortaya koyduğu açıkça görülebiliyor.



Şekil 6.5. Yengeç Bulutsusunun ROSAT ve CHANDRA' dan alınan görüntüleri

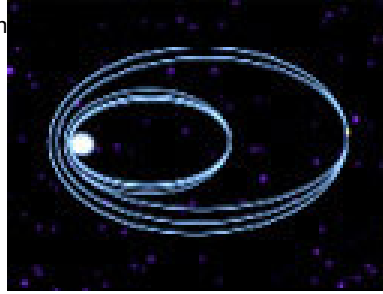
Soldaki şekil CHANDRA'dan önce en iyi gözlem yapabilen yüksek çözünürlüklü görüntüler veren Röntgen-satellite (ROSAT) uydusuna aittir. Sağ taraftaki görüntü ise, CHANDRA üzerindeki gelişmiş CCD görüntü spektrometresi (ACIS) tarafından alınmıştır. Bu görüntü soldaki görüntüye göre çözünürlüğü yaklaşık 50 kez (piksel alanı 50 kez daha küçük) daha iyidir. CHANDRA'nın görüntüsünde pulsarın çevresindeki kısmında halkalar ve jetler için yeni detaylar vardır. Pulsar bir bütün olarak bulutsuya enerjisinin nasıl yayıldığını anlamamız için değerli bilgiler sağlar.



Şekil 6.6. Gözlem evinin görünümü

Gözlemevi üç belli başlı bölüme sahiptir:

- 1 [X-ışın teleskopu](#), gökyüzündeki cisimlerden gelen X-ışınlarının odaklandığı aynalardan oluşur.
- 2 [Bilimsel aletler](#), X-ışınlarını kaydeder, bundan dolayı X-ışın görüntüleri burada üretilir ve analiz edilebilir.
- 3 [Uzay gemisi](#), teleskop ve aletlerin çalışması için gerekli çevreyi sağlar.



Şekil 6.7.

CHANDRA eliptik yörüngede dönmesi

CHANDRA'nın olağan dışı yörüngesi Dünya'nın yüksek bir yörüngesinde gözlem yapabilmesi için itici güçlerle kurulan bir sistem geliştirildikten sonra başarılabildi. Bu yörünge bir elipstir, yörüngenin tamamı için geçen süre 64 saat ve 18 dakikadır.

Zor vakumlanan ve aşırı sıcaklık salınımlarının çevresinde uzaktan kontrole operasyon yapılacak uzayın herhangi bir yerinde teleskopların planlanması ve inşa edilmesi olağan üstü bir sorumluluk ve değer gereklidir. CHANDRA gözlemevi ilk önce 1976'da NASA'ya önerildi ve NASA'nın Marshall Uzay Uçuş Merkezinde teleskop özellikleri çalışılmaya başlandığında 1977'de fon verilmeye başlandı.

1992'de gözlemevinin belli başlı bir yapımı vardı. NASA fiyatı azaltmak için aynaların sayısını on ikiden sekize, ve altı bilimsel aletin yalnızca dördünü kullanmaya karar verdi. Bu noktada yörüngenin planlanmasında CHANDRA'nın yeteneğinin korunması için yörüngesi yükseğe çıkarılarak değiştirildi. Altta CHANDRA projesindeki belli başlı içeren organizasyonlar vardır:

CHANDRA X ışın Merkezi (CXC); Smithsonian Astrofizik Gözlemevinde Massachusetts, Cambridge'dedir ve personel çalışanları SAO, MIT ve NGST' dendir. Dr. Harvey Tananbaum merkezin müdürüdür. Bilim destek görev planlama ve bilim operasyonları için sorumludur.

CHANDRA, bundan önceki X- ışın resimlerinden 25 kez daha keskin olarak uzayın sıcak türbülanslı bölgelerinin bir araştırmasını başlattı.

Geliştirilen CHANDRA'nın hassaslığı kara delikler, süpernovalar, karanlık madde ve evrenin yoğun ve kökeninin, evrimini anlamamız için daha fazla detay verebilmektedir.

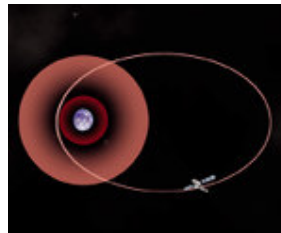
CHANDRA'nın eliptik yörüngesi uzay aracı düşeyde yaklaşık olarak 139 000 km alır, ki bu Ay'a uzaklığın üç katından daha fazladır.

6.2.2. İzleyen CHANDRA

Uzay Mekiği Columbia düşük bir Dünya yörüngesine CHANDRA'yı bıraktı. Daha sonra, Inertial Upper Stage roketleri ile CHANDRA'nın şu anki düşeydeki yüksek yörüngesine doğru onu itelediler. Bu eliptik yörünge uzay aracı ile düşeyde 133 000 km, Dünya'ya 16 000 km yaklaşabiliyor. Tam bir yörüngeyi yaklaşık 64 saat 18 dakikada alır.



Şekil 6.8. Yörüngedeki CHANDRA'nın illüstrasyonudur



Şekil 6.9. CHANDRA'nın Dünya etrafındaki eliptik hareketi

CHANDRA uzay gemisi, Dünyanın etrafını kuşatan yüklü parçacıkların sebep olduğu Van Allen kuşaklarının üstündeki yörüngeyi yaklaşık olarak 85% ini harcarlar. Bu 55 saat süresince kesintisiz bir gözlem yapma olanağı sağlar, bir çok uydu tarafından kullanılan Dünyanın birkaç yüz kilometre üstündeki düşük yörüngelerinden daha büyük bir zaman boyunca kullanışlı bir gözlem yapılabilir.

CHANDRA uydusunun en iyi on özelliği;

1. CHANDRA parçacıkların bir kara deliğin içine düşmeden son saniyesine kadar onlardan X-ışınları alabilir. Schwarzschild metrik için son kararlı yörünge 10 güneş kütlesi bir kara delik için $6GM/c^2 \sim 10^7$ cm dir. Bu noktadan düşme zamanı ~ 0.001 .01 saniyedir.
2. Sts 93, CHANDRA uzay görevini bir kadının yönettiği NASA' nın ilk mekik görevidir. Kumandan Eileen Collins NASA mekik görevi için ilk kadın kumandandı.
3. CHANDRA tarafından gözlenen bazı kuasarların ışığı uzayın on milyar ötesinden gelmektedir. Eğer biz Hubble sabitini 60 km/sec-Mpc alırsak, o zaman Hubble zamanı yaklaşık 16 milyar yıldır, şimdiye kadar $z>3$ 'deki bir kuasar için Omega ya bağlı olarak geriye bakıldığında 10 milyar yıldan daha büyüktür.
4. CHANDRA uzay gemisi ve aletlerinin operasyonu için bir saç kurutma makinesinin gücü kadar yani 2 kilo watt elektrik gücüne ihtiyacı vardır. Bir standart saç kurutucu onun en yüksek olanı dahi (2 kilo-watt an biraz daha az) 1600 1800 watt kullanır.
5. CHANDRA'nın çözünürlük gücü on iki mil uzunluğundaki bir dur işaretini okuyabilme kabiliyetine eşittir. Bir durma işaretindeki yazı 25 cm yüksekliğindedir. Bize 5 x 5 pixelli bir kare gerekli, o zaman çözünürlük elementi, $D = 5/2.5E-6 = 2 E6$ cm = 20 km = 12 mile de bir 0.5 yay saniyesi olan ki 5 cm yüksekliğinde olmalıdır.
6. Eğer Colorado CHANDRA' nın aynaları kadar pürüzsüz olsaydı Pike yüksekliği bir inç uzunluğundan daha az olmalıydı.

Numaralar:

Optik büyüklük = 84 cm

Rms düşük frekans şekil hataları $< 100a = 1e-6$ cm

Colorado' nun büyüklüğü= 600 km = $6 E7$ cm

O zaman (Rms hataları) / (optik büyüklük) oranı $< 1.2 e-8$

1000 denemedeki bir tane 3 sigma tepe olacak o zaman oran $< 3.6e-8$

O zaman Colorado'daki en uzun dağ < 2.2 cm < 1 inç olurdu.

7. 45 feet uzunluğundaki CHANDRA şimdiye kadar bağlanmış uzay mekiklerinin içinde en uzun uydudur. Karşılaştırmak için, Hubble Uzay Teleskopu 43 fit den az uzundu.
8. Bir hedeften diğerine bir manevra esnasında, CHANDRA saatin yelkovanından daha yavaş bir şekilde süpürür. *CXC Gözlemevi Rehberine göre, CHANDRA 90 dereceyi 31 dakikada alır.*
9. CHANDRA gaz bulutlarından X –ışınlarını gözleyebilir, bundan dolayı bir tarafından diğer bir tarafını beş milyon ışık yılını alabilir. Eğer biz korunumlu bir şekilde 1 Mpc yarıçapına kadar uzanan bir bulutu düşünürsek, CHANDRA 2 Mpc çapa veya 6 milyon ışık yılı öteye sahiptir.
10. CHANDRA dosyaları Hubble’ dan 200 kez daha yüksektedir- Aya olan uzaklığın 1/ 3 ü kadar! CHANDRA’nın yörüngesi Dünya’ya en yakın ve Dünya’dan en uzak noktası için planlandı, şöyle ki: (en yaklaşık) Perigee de yükseklik = 10 000 km = 6 214 mile = 5 400 deniz mili (dünyadan en uzak nokta) Apogee’de yükseklik = 140 000 km = 86 992 mile = 75 594 deniz mili. Referans için, Dünyanın ortalama yarıçapı = 6 371 km = 3 959 mile = 3 440 deniz mili

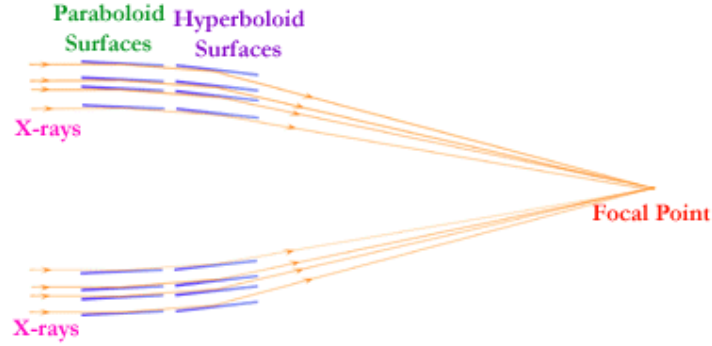
6.2.3. CHANDRA donanımı

1. **Teleskop sistemi:** Aynalar ve onun dört çift destek yapısından oluşur.
2. **Bilimsel aletleri:** Kaynağın X- ışın görüntüsü yapmak ve diğer özelliklerini öğrenmek için gelen X- ışınlarının sayısı, yeri ve enerjisini mümkün olduğu kadar doğru bir şekilde bir fonksiyona bağlı olarak kaydetmek içindir, örneğin kaynağın sıcaklığına göre.
3. **Uzay gemisi:** Bir gözlemevi olarak çalışması teleskop ve bilim aletleri için yapı ve çevre desteğini sağlamak için.
4. **CHANDRA uzay gemisi etkileşimi:** CHANDRA donanımının etkileşim keşfi için teleskop sistemine, bilim aletlerine ve uzay gemisinin içeriğine bakın.

5.CHANDRA belirleme: CHANDRA' nın uzay gemisi, teleskop sistemi ve bilim aletleri üzerinde nümerik veri, detaylarının toplanması görüş alanı, açısal çözünürlük, enerji alanı içerir.

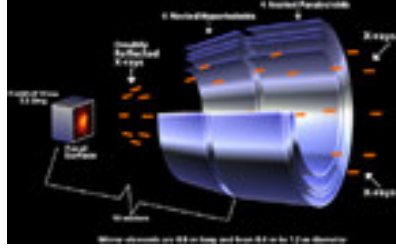
6.2.3.1. Teleskop sistemi

CHANDRA teleskop sistemi aynalar ve onun dört çift destek yapısından oluşur.



Şekil 6.10. X-ışınlarının aynalardan yansıtılarak odakta toplanması

X ışın teleskopları optik teleskoplardan çok farklı olmalı. Onların yüksek enerjilerinden dolayı, bir duvarın içine kurşunların girmesi gibi aynı yolla aynanın içine bir çok X- ışın fotonları nüfuz eder. Benzer şekilde, onlar sıyırma açısında bir duvara çarptığında kurşunlar sekerler, böylece X- ışınların bir çoğu aynalardan saçılacaktır.



Şekil 6.11. X-Işınlarnın teleskopun içindeki aynalardan yansıyarak odakta toplanmasını gösteren diyagram

Aynalar, giren X-ışınlarına neredeyse paralel olacak bir şekilde biçimlendirilmeli ve düzenlenmelidir. Böylece onlar optik teleskopların benzer şekillerinden daha çok cam fiçilerine benzer yapıları vardır.

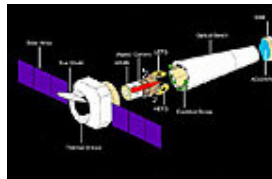
Sadece bunlar yapılmadı, California, Santa Rosa da Optik Kat Laboratuvarlarında bilim adamları ve mühendisler o zaman nadir bulunan ve oldukça yüksek derecede yansıtan bir metal, iridyum ile kapladılar.

CHANDRA aynalarının cilalanması ve kaplanması başırsı teknik başarı için tarihseldir. Bu sayede daha pürüzsüz ve temiz aynalar yapılabildi.

1996'ın Kasım ayında, teleskop sistemi C5 askeri nakliye uçağı ile Huntsville, Alabama'ya uçtu ve Marshall Uzay Uçuş Merkezine koyuldu. 1997'in Mayısında tamamlanan bu testler CHANDRA'nın bundan önceki X-ışın teleskoplarından üretilen X-ışın görüntülerini 25 kez daha keskin üretebildiğini gösterdi. Teleskopun çözünürlüğü yarım mil uzaklıktaki bir gazete yazısını okuyabilmeye eşitti.

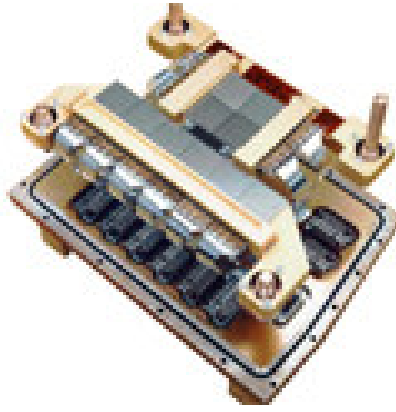
Sonra teleskop kalibre edildi, California Redondo Sahili'nde ki TRW (şimdi NGST) ye götürüldü. Orada teleskop sistemi, aletler ve uzay gemisi uzay ortamı için birlikte koyulup test edildi. Sonuçta, 1999'da tüm gözlemler Cape Canaveral'a geldi ve uzayın içine onun son yerleşmesi için uzay mekiğı üzerine yerleştirildi.

6.2.3.2. Bilimsel araçlar



Şekil 6.12. CHANDRA X-ışın Gözlemevi

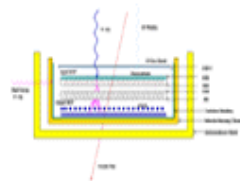
CHANDRA X- ışın gözlemevi, astronomik kaynaklardan gelen X-ışınlarını yakalayıp analiz etmek için birleşik aynalar ile dört bilimsel aletten oluşmuştur. Gelen X- ışınları yaklaşık 30 feet uzaklıktaki odak düzlemindeki küçük bir noktaya (bir insan saç telinin yarısı kadar genişlikte) aynalar tarafından odaklanır. Odak düzlem aletleri olan ACIS ve HRC, aynalar tarafından keskin görüntüleri düzenlenir ve gelen X- ışınları onların sayıları, enerjisi ve varış zamanı hakkında bilgi sağlarlar.



Şekil 6.13. ACIS

İki ek bilim aleti X- ışın enerjisi hakkında detaylı bilgi sağlar, bunlar LETG ve HETG spektrometreleridir. Bunlar, X- ışınlarını enerjilerine göre kırınımına uğratan, X- ışınlarının yolu içinde aynaların hemen arkasına döner bir şekilde yerleştirilerek düzenlenmiştir. X- ışın pozisyonu HRC ve ACIS tarafından ölçülür, böylece kesin enerji hesaplanabilir. Bilim aletleri gökyüzü cisimlerinin X-ışın görüntülerini kaydetme ve analiz etme yeteneğine sahiptirler ve onların fiziksel durumlarını bize daha doğru bir şekilde verebilir.

1- (HRC) Yüksek çözünürlü kamera



Şekil 6.14. HRC ilütarasyon

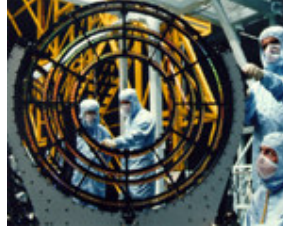
Yüksek çözünürlüklü kamera (HRC) CHANDRA'nın odağında kullanılan sekiz aynanın oluşturduğu düzenekten yansımış X- ışınlarını alan iki aletten birisidir. HRC'nin tek yeteneği aynaların odaklama güçlerinden onların görüntü yeteneklerinin karşılaştırabilmesidir. CHANDRA aynaları ile kullanıldığı zaman HRC bir buçuk yay saniyeye kadar küçük detayları ortaya çıkarabilen görüntüleri yapabilir. Bu yarım mil uzaklığındaki bir gazeteyi okuyabilmeye eşittir.



Şekil 6.15. ppP HRC

HRC'nin ilk bileşeni iki tane Mikro- Kanal Düzlemleridir (MCP). Onların her biri, yaklaşık çapı 10 mikrometre (insan saçının 1/8 inceliğinde) ve 1.2 milimetre (1/20 inç) uzunluğunda 69 milyon küçük kurşun- oksit cam tüplerinden oluşan 10 cm kareleri içerir. Tüpler, X- ışınları çarptığında elektronları serbest bırakabilen özel bir kaplamaya sahiptir. Bu elektronlar yüksek bir voltaj tarafından tüpten aşağıya doğru ivmelendirilirler, böylece tüpün bir tarafına doğru tüpe düşen ivmelenmiş daha fazla elektron serbest kalır. Aynı zamanda onlar tüpün sonundan ayrılır, ve otuz milyon elektronlu bir bulut oluştururlar. Tellerin çaprazlama girintileri bu elektronik sinyali alır ve yüksek bir doğrulukla X- ışınlarının kökeninin pozisyonuna izin verir. Bu bilgilerle astronomlar kozmik X- ışın kaynaklarının ince detaylı bir haritasını yapmaya olanak sağlar. HRC özellikle patlayan yıldızların kalıntıları içindeki sıcak madde için ve uzak galaksilerde, galaksilerin arasındaki kaynaklarda ve belirli olmayan çok sönük kaynaklar için kullanışlıdır.

2- İleri CCD görüntü spektrometresi (ACIS)



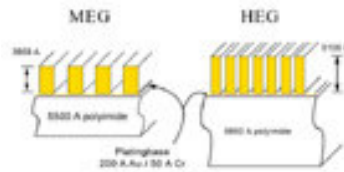
Şekil 6.17. İletim kırınım ağı

Kırınım ağıları yüksek çözünürlüklü X- ışın spektroskopisinin oluşumu için CHANDRA'nın odağındaki keskin aynalar ve çözünürlük detektörünü eşleştirmek iyi olur. Kırınım ağı spektrometrelerden beri enerjiyi binde birinden daha üstünde bir doğrulukla ölçülebilir, onlar enerji spektrumu detaylarının öğrenilmesinde, tek olarak X- ışın çizgilerini ayırt etmede kullanılır. Bu sıcaklık, iyonizasyon ve kimyasal bileşimleri keşfetmemizi imkanı hale getirir.



Şekil 6.18. LETG

LETG kırınım ağı tellerle düzenli aralıklarla dizilmesi veya belli bir periyotla dizilmesinden oluşur. Saf altın teller iki farklı destek yapısından yardım alır, $25.4\mu\text{m}$ ile doğrusal bir şekilde veya 2 mm aralıkla kabaca üçgensel bir ağ düzenlemesi ile yapılır. LETG kırınım ağı 0.08 keV ile 2 keV enerji aralığını kapsar bir şekilde dizayn edilmiştir. Fakat bununla birlikte, onların kırınımı görünür ışığın altında güzel bir şekilde görülebilir.

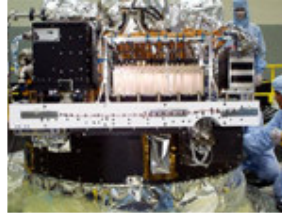


Şekil 6.19. Girinti kesit alanı

HETG kırınım ağı ise daha ince bir periyoda sahiptir, yüksek enerji kırınımları için $0.2\mu\text{m}$ veya $2000\text{\AA}$ ve orta enerji kırınımı için $0.4\mu\text{m}$ veya $4000\text{\AA}$ dur. Onların ikisini ayırt etmek için girintinin iki çeşidi çok az bir farklı açılarla yerleştirilir böylece X- ışınları odak düzleminde kırınımına uğrar. Altın kırınım ağı

ubukların büyüklükleri görünür ışığın dalgaboyundan daha küçüktür, bunların yapımı için özel fabrikasyon teknikleri gereklidir. Bu kırınım ağılarının avantajı altın ubuklar X- ışınlarına kısmen geçirgendir, bundan dolayı kırınım çok yararlı ve daha fazla X- ışınları yüksek çözünürlüklü spektrumda yakalanır. HETGS girintileri 0.4- 10 keV enerji aralığındaki kaplama ile düzenlenmiştir

6.2.3.3. Operasyonlar



şekil 6.20. SİM

Odak düzlemi aletleri Science Instrument Module (SIM) zerine monte edilir. SIM bilim aletlerinin hareketli mekanizmalarını içerir, ve odak düzleminin dışında ısısal kontrol için ve bilim aletlerin iletişim, uzay gemisi sisteminin komut ve veri yönetiminin operasyonlarını kontrol etmek için elektronik sistemleri vardır.

Bilim aletleri Cambridge, Massachusetts’ deki Operasyon Kontrol Merkezinden komutlar ile kontrol edilir. Gözlemlerin n planları daha sonra kullanılmak üzere bilgisayarlara kaydedilir.

CHANDRA gözlemlerinden toplanan verileri, düzenli bir şekilde Deep Space (derin uzay) ağı bağlantısı esnasında her sekiz saatte bir yere gönderilmek üzere kaydediciler tarafından depolanır. O zaman veri Cambridge deki CHANDRA X- ışın Merkezindeki Jet Propulsion Laboratuvarına ve Operasyon Kontrolüne bilim adamlarının analizi için gönderilir.

6.2.3.4. Uzay gemisi

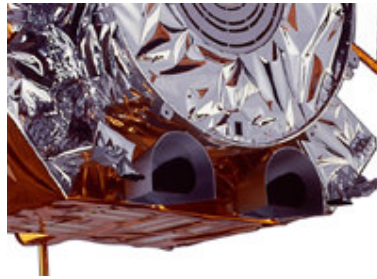
1- Hareket, ısı ve enerji



Şekil 6.21. [CHANDRA gözlemevi](#)

Uzay gemisi, yapı desteği ve teleskop için gerekli çevre ve bir gözlemevi olarak çalışması için bilimsel aletleri olan bir sistemdir.

Gözlemevinin hareketini sağlamak için CHANDRA iki farklı düzeneğe sahiptir: biri ilerletici güç için, diğeri ise kuvvet boşaltımı için. İlerletici güç, CHANDRA'nın oldukça yüksek ve eliptik olan son yörüngesine oturtmak için kullanılır. Kuvvet boşaltımı ise CHANDRA'nın yörüngede iken periyodik olarak uygulanan torklardır.



Şekil 6.22. Thrusters

Kritik bileşenlerin sıcaklıklarını kontrol etmek için CHANDRA'nın ısısal kontrol sistemi radyatör, yalıtkanlar, ısıtıcılar ve termostatları içerir. Özellikle X-ışın aynalarının yakınındaki aynaların sıcaklık değerleri odadaki aynalardan uzak

tutulur. Uzak gemisinin bir çok kısmının sıcaklığı sürekli bir şekilde kontrol edilir ve görev yerine geri rapor verir.

CHANDRA'nın elektriksel gücü Güneş'ten gelir. Gelen bu enerji bataryaların üç tane bankasında depolanır ve elektriksel güç sistemi tarafından düzenli ve dikkatli bir şekilde dağıtılır. Güneş ısıtıcıları, bilimsel aletleri, bilgisayarlar, geçiriciler v.b. için yaklaşık olarak iki kilo-watt üretilir.

2- Kilitlenme ve sabit kalma



Şekil 6.23. Güneş şemsiye kapısı

Radyasyonun teleskopa geldiği, uzak gemisinin önünde yer alan Güneş şemsiye kapısı uzak gemisi sisteminin en basit ve en önemli elementidir. CHANDRA yörüngesindeki kontrol noktasını başarıya kadar Güneş şemsiye kapısı kapalı kaldı. Şu an tabi ki açık, bunun teleskopun girişine yapacağı gölgelik için Güneş'e 45 dereceye kadar kapanabilmesine izin verildi.

Kontrol noktası ve sistem belirlenmesinin yönü için bir yön kamera, gyros vardır. Dünya ve Güneş sensörleri teleskop her nerede olursa olsun çok yüksek bir doğrulukla kontrol edebilir. Bu sistemde gözlemine konulmalı bu acil durumlarda güvenli modda operasyonları yapmak için gereklidir.

3- Evi arama



Şekil 6.24. İletişimin sağlandığı anten

İletişimler, kontrol ve veri yönetici sistemi gözlem evinin sinir merkezidir. Yörüngedeki uzak gemisinin sensörleri, monitörleri, alıcılar ve gözlem evinin

operasyonu için yerden gelen komut işlemlerini ve aletlerden gelen, depolanan veriler buradan gönderilir.

CHANDRA alçak mevkide iki antene sahiptir, onlardan birisi CHANDRA'nın Operasyon Kontrol Sistemi (OCC) ile iletişimlerini, Telemetry veri ile CHANDRA üzerinden gelen veya giden bütün yer komutları bu antenin üzerinden yapılır.

Veri Derin Mesafe Ağ İstasyonlarından (Deep Space Network) Jet Propulsion Laboratuvarına ve oradan da Cambridge,MA de CHANDRA X- ışın (CXC) Merkezindeki Operasyonlar Kontrol Merkezine gönderilirler. Buradaki veri işlemiden geçirilip ve bilim adamları tarafından yorumlanarak en sonunda herkese açık olan arşivlere konur.

6.2.4. CHANDRA'nın ayrıntıları

Bir X-ışın teleskopu astronomların evrenin sıcak bölgelerini gözlemleyebildikleri tek yoldur. En güçlü optik teleskoplar, örneğin Hubble Uzay Teleskopu- milyonlarca ışık yılı uzaklıktaki ve trilyonlarca yıldızın yüzlercesi için yeterli madde içeren sıcak gazın geniş bulutunu göremeyebilir. X- ışın teleskopları kara deliğin olay ufkundan 90 km ye kadar yakın maddenin dönme görüntüsünü veya patlayan bir yıldız tarafından üretilen sıcak gazın yayılan izi görmemize izin verir [15].

Kapsamlı Ayrıntıları

Boyutları	: 13.8 m x 19.5 m (45.3 ft x 64.0 ft)
Ağırlık	: 4,800 kg (10,560 pounds)
Yörüngesi	: 10 000 km x 140 161 km (6 200 x 86 900 mile); 28.5 derece eğimli
Çıkış Düğümü	: 200 derece
Yerberi Argümanları	: 270 derece
Yaşamı	: En az 5 yıl

Uzay Gemisinin Özellikleri

Gücü	: İki tane 3 panelli silikon güneş dizisi (2350 W), üç tane 40 saat ömürlü Nikel- Hidrojen batarya.
Antenler	: 2 tane düşük kazançlı konik logaritmik spiral anten.
Frekansı	: 2250 MHz' de yayınlama, 2071.8 MHz' de alma.

Komut bağlantısı	: Saniyede 2 kilobit (kbps)
Veri bandı	: Katı hal kaydedicisi; 1.8 gigabayt (16.6 saat) kayıt kapasitesi
Olasılık Modu	: 32 (kpbs)

Teleskop Sistemleri

Yüksek Çözünürlüklü Birleşik Ayna	:4 çift iç içe geçmiş parabolik ve hiperbolik ayna
Aynaların Boyu	: Her biri 83.3 cm uzunluğunda
Aynaların Ağırlığı	: Toplam 956.4 kg ağırlığında
Odak Uzaklığı	: 10 metre
Dış Çapı	: 1.2 metre
Görüş Açısı	: 1.0 derece çap
Açısal Çözünürlük	: 0.5 yay saniye
Yükseklik Kontrolü	: 6 tane kontrollü etkileşim çarkı 2 tane atalet referans ünitesi.
Bakı Kamerası	: 1.40 derece x 1.40 derece görüş açısı
Noktasal Kararlık	: 10 saniyelik periyotların %95'inin üstündeki açılarda 0.25 yay saniyesi
Noktasal Kesinlik	: İzleme zamanının %99'da 30 yay saniyesi

Aynalar 400 sq. cm'de bir etki alanına sahiptir; 600 A iridyumla kaplıdır.

Bilimsel Aletlerin Özellikleri

İleri Yükleme	: Çift Görüntü Spektrometresi (ACIS) : İki sıralı 10 CCD çipi görüntü ve spektroskopi sağlar, görüntü çözünürlüğü 0.5 yay saniyenin üzerinde olan (0.2- 10 keV enerji aralığında)
Duyarlılık	: 105 saniyede 4 x 10 ⁻¹⁵ ergs-cm ⁻² sec ⁻¹ olur.
Yüksek Çözünürlüklü Kamera (HRC)	: X- ışın görüntülemesi yapmak için kullanılan mikro kanal düzlemlerin

genişliği : açısal çözünürlüğü <0.5
yay saniyesi (31 x 31 yay dakikası
üzerinde)

Zaman özünürlüğü : 16 mikro-
saniyesi

Duyarlılık : 10^{-5} s de 4×10^{-15} erg cm⁻²sec⁻¹

Yüksek Enerji Kırınım Ağları (HETG) : X- ışın huzmesinin odaklandığı yere
yerleştirilir; 0.4- 10 keV enerji
aralığının üstünde 60-1000 spektral
Çözünürlüğü sağlar.

Düşük Enerji Kırınım Ağları (LETG) : X- ışın huzmesinin odaklandığı yere
yerleştirilir; 0.09- 3 keV enerji
aralığının üstünde 40-2000 spektral
Çözünürlüğü sağlar.

7. MATERYAL ve METOD

7.1. ROSAT İçin Uygulanan Modeller ve Temel Kavramlar

Uyguladığımız modellerde kullanılan değişkenlerin irdelenmesi, incelenen yıldız uyaacak en iyi modelin belirlenmesi aşamasında çok önemlidir. Bu nedenle değişkenleri karakterize eden temel kavramları kısaca inceleyelim.

Akı, dünya atmosferinin üst katmanlarında ölçülür. Bir kaynağın x-ışını parlaklığı için sezgisel olarak verilen akı, kaynaktan gelen algılanmış enerji miktarıdır ve foton/cm²/s veya ergs/cm²/s birimi ile tanımlanır. Kaynağın parlaklığına veya asıl enerji çıktısına olduğu gibi kaynağın uzaklığına da bağlıdır.

Gözlenen akı, kaynağın parlaklığının bir ölçüsüdür. Gerçek luminosite (L), akı (F) ve kaynaktan olan uzaklığın (d) karesi ile doğrudan ilişkilidir ($L=4\pi d^2 F$).

X-ışını detektörünün sayım oranı (C); foton akısı (F), detektör randıman oranı (η) ve detektör alanı (A) ifadelerini içerir ve detektörün enerji aralığı üzerinden integrale eşittir:

$$C = A \int F(E) \eta(E) dE \quad (7.1)$$

Foton akısı, bir x-ışını kaynak akısının en açık şekli ile foton/cm²/s birimindeki, en basit ölçümüdür. Aynı zamanda akı, temel olarak gerçek x-ışını enerji bandı üzerinde algılanan toplam enerjidir. Genellikle erg/cm²/s veya keV/cm²/s birimleri ile tanımlanır. Enerji akıları, sadece aynı tayfa sahip kaynaklar için foton akısı ile direkt olarak orantılıdır.

Spektral yoğunluk genellikle keV/cm²/s/keV biriminde tanımlanmasına rağmen SI birim sistemindeki W/m²/Hz, diğer spektral aralıklar ile kıyaslanabilmesi için uygundur. Enerji tayfları, keV birimindeki enerjiye karşılık keVcm⁻²s⁻¹keV⁻¹ birimindeki tayfsal yoğunluk olarak tasarlanan grafiklerde, genellikle logaritmik eksenlerde gösterilir. Yaygın olarak kullanılan diğer sistem, log foton/cm²/s/keV birimine karşı log keV olarak çizilir.

Solgun yıldızlar logaritmik ilişkiye göre daha büyük kadire sahiptir.

$$m_s = -2.5 \times \log_{10} \left(\frac{f_s}{f_o} \right) \quad (7.2)$$

Burada m_s , yıldız kadiri; f_s , yıldız akısı; f_o sıfır kadirdeki akıdır.

Bir astronomik kaynağın luminositesi, yaydığı enerjinin ölçüsüdür. Gözlenen akıdan farklı olarak luminosite, kaynağın temel özelliğidir. Luminosite (L), Enerji akı ile ilişkilidir. F , ters kare kanununa göre;

$$F = \left(\frac{L}{4\pi D^2} \right) \quad (7.3)$$

Burada D , kaynağın uzaklığıdır. X-ışını astronomisinde; luminositeler ergs^{-1} ($1\text{erg s}^{-1}=10^{-7} \text{ W}$) birimi ile tanımlanır. Uzaklıklar ise; parsek olarak (pc) verilir ($1\text{pc}=3.1\times 10^{18}\text{cm}=3.1\times 10^{16}\text{m}$; $1\text{kpc}=10^3\text{pc}$) [16].

Bu özelliklerdeki değişkenlere sahip olan modellerin detaylı açıklaması aşağıda verilmiştir.

Güç Kanunu Modeli (powl);

$$f(E; A, \Gamma, E_0) dE = A \left(\frac{E}{E_0} \right)^\Gamma dE \quad (7.4.)$$

ifadesi ile verilen güç kanunu modelinde kullanılan değişkenler:

E ; enerji (keV), E_0 ; referans enerji (keV), A ; referans enerjideki akı genliği (foton/ $\text{cm}^2/\text{s}/\text{keV}$), Γ ; foton indeksi.

Modelin uygulaması sonucunda elde edilen değerler:

Hidrojen kolon yoğunluğu ($\times 10^{21} H.\text{atom}/\text{cm}^2$), E_0 referans enerjideki akı genliği (foton/ $\text{cm}^2/\text{s}/\text{keV}$) ve Γ ; foton indeksi [3].

Kara cisim modeli (planck spectrumu) (bbef);

$$f(E; A, T) dE = \frac{A}{\frac{\pi^4}{15} T^2} \frac{\left(\frac{E}{T} \right)^2}{e^{\frac{E}{T}} - 1} dE \quad (7.5)$$

ifadesi ile verilen kara cisim modelinde kullanılan değişkenler:

E ; enerji (keV), A ; enerji akısı genliği ($\text{keV}/\text{cm}^2/\text{s}$), T ; sıcaklık (keV).

Modelin uygulaması sonucunda elde edilen değerler:

Hidrojen kolon yoğunluğu ($\times 10^{21} H.\text{atom}/\text{cm}^2$), enerji akısı değeri ($\text{keV}/\text{cm}^2/\text{s}$) ve T ; sıcaklık (keV).

Isısal plazma emisyonu modeli (tam set -Raymond-Smith) (rsmf);

$$f(E; A, T, "elementbolluğu") dE = A \times \Lambda(E; T, "elementbolluğu") dE$$

ifadesi ile verilen ısısal plazma emisyonu modelinde kullanılan değişkenler:

E ; enerji (keV), A ; indirgenmiş genlik (cm^{-5}), T ; sıcaklık (keV),
 $\Lambda(E; T, He, C, N, O, Ne, Mg, Si, S, Ar, Ca, Fe, Ni)$

Modelin uygulaması sonucunda elde edilen değerler:

Hidrojen kolon yoğunluğu ($\times 10^{21} H.\text{atom} / \text{cm}^2$), indirgenmiş genlik

$$A = \frac{10^{-14}}{(4\pi D_L^2)} \int n_e n_H dV \text{ (cm}^{-5}\text{)}$$

(7.6)

T ; plazma sıcaklığı (keV),

Element bolluklarının belirlenmesine yönelik diğer parametreler aşağıda verilmiştir. Ancak bu çalışmada element bolluğu tayinine yönelik uygulama kapsam dışı bırakılmıştır.

par4.....He ($= 10^{10.93-12}$)	par5.....C ($= 10^{8.52-12}$)
par6.....N ($= 10^{7.96-12}$)	par7.....O ($= 10^{8.82-12}$)
par8.....Ne ($= 10^{7.92-12}$)	par9.....Mg ($= 10^{7.42-12}$)
par10.....Si ($= 10^{7.52-12}$)	par11.....S ($= 10^{7.2-12}$)
par12.....Ar ($= 10^{6.9-12}$)	par13.....Ca ($= 10^{6.3-12}$)
par14.....Fe ($= 10^{7.6-12}$)	par15.....Ni ($= 10^{6.3-12}$)

Emisyon ölçüm (Emission measure) değeri için yıldızın bilinen uzaklığı D , pc birimindedir. $1\text{pc} = 3.1 \times 10^{18} \text{cm}$ olduğu göz önünde bulundurularak,

$$EM = \int n_e n_H dv \text{ olarak tanımlanan emisyon ölçümü değerini (RSMF) Isısal}$$

plazma emisyonu (tam set -Raymond-Smith) modelinde hesaplanan indirgenmiş genlik değeri yardımı ile bulunabilir. Emisyon ölçümü ifadesindeki n_e ; elektron için yoğunluk numarası, n_H ; hidrojen atomu için yoğunluk numarası. Genel ifadede değişkenleri yerine koyarsak yıldız için emisyon ölçüm değerine ulaşırız;

$$EM = A \times 10^{14} \times 4 \times \pi \times D_L^2 \text{ cm}^{-3} \quad (7.7)$$

Isısal Bremsstrahlung modeli (tbef);

$$f(E; A, T, HEH, E_1, E_2) dE = \frac{A}{C} e^{-\frac{E}{T}} \frac{1}{E} g(E, T, HEH) dE$$

(7.8)

ifadesi ile verilen kara cisim modelinde kullanılan değişkenler:

E ; enerji (keV), A ; E_1 ve E_2 enerji aralığındaki enerji akısı genliği (keV/cm²/s), T ; sıcaklık (keV), HEH ; He/H bolluğu,

$$C = \int_{E_1}^{E_2} e^{-\frac{E}{T}} g(E, T, HEH) dE \quad (g(E, T, HEH): \text{Gaunt faktörü})$$

Modelin uygulaması sonucunda elde edilen değerler:

Hidrojen kolon yoğunluğu ($\times 10^{21} H.\text{atom}/\text{cm}^2$), E_1 ve E_2 enerji aralığındaki enerji akısı değeri (keV/cm²/s) ve T ; sıcaklık (keV), He/H bolluğu HEH , E_1 enerji artışının sol sınırı (keV), E_2 enerji artışının sağ sınırı (keV) [3].

7.1.1. Sayım Oranı (Count Rate) Belirleme

HEASARC veri tabanından elde edilen ROSAT verisinin indirgenmesi sürecinde oluşturulan solst.tbl dosyasından incelenen yıldızla ait CTS ve VIG_GOR değerleri okunur. Daha sonra TIM_INT değeri gözlem zamanı olarak ve LIF_TIME ise hesaplanmış zaman faktörü olarak belirlenir. Elde edilen bu parametreler kullanılarak incelenen yıldızın sayım oranı aşağıdaki formül ile hesaplanır;

$$SAYIMORANI = \frac{CTS \times VIG_GOR}{TIM_INT \times LIF_TIM} \quad (7.9)$$

7.1.2. ROSAT Uydu Verisi Analizi

Tez çalışması sırasında kullanılan Spektral Analiz paketi, ışıyım yayan cisimlerin enerji durumlarının tanımlandığı sıcaklık, spektral içerik, foton veya enerji akısı, luminosite gibi parametrelere ulaşmak için yakalanan fotonların spektrum indirgemesi işlemini yapmaktadır. Ayna, detektör, filtre gibi tasarlanan tüm cihazlar, modüler şekilde birbirinden bağımsız olarak belli standartlar dahilinde ayrı ayrı tasarlanmıştır.

EXSAS alt sistem programları, EXSAS yapısı için tanımlanan genel kuralları takip eder. Özellikle, tüm ilgili MIDAS komutları bu paket ile oluşturulan sonuç dosyalarına uygulanabilir. Genel komut başlıklarının üzerinden kısaca geçerek EXSAS programının genel yapısı ve verilerin indirgenmesi (Ek 7)' de verilmiştir.

7.1.2.1. Verilerin analizi

ROSAT verilerinin analizi için aşağıdaki algoritma sırasıyla uygulanarak yapılabilir. Burada dikkat edilmesi gereken hangi model kullanılıyorsa gerekli yerlere o modelin komutu yazılması gereklidir.

```

intape/rdf disk ..... ..
bin/image 30 input=events output=image1
load/ima image1 cuts=0,5
detect/sources image1 events ? display 10 ? ? ?
transform/coord solst solst_2000
set/projection correct=exsas_cal:effarea_pspcb
select/ring [ , , ][ , , ] -
bin ampl 1,8,250 *events *raw_spectrum
prepare/spectrum raw_spectrum spectrum ? 5
create/graph
set/graphic pmode=0 frame=square
plot/spectrum spectrum s y
fit/spectrum tbf spectrum ? exsas_cal:effarea_pspcb
plot/fit spectrum_o ? ? nice
copy/gra postscript
$gv
set/projection nocorrect
*****
bin/detector spectrum ? spectrum_drm
create/parfil fit spectrum_grid ? ? ? expert
-----
$vi spectrum_grid.par
FIT
FOLD
INPUT_FILE spectrum
OUTPUT_FILE spectrum_grid
CORRECTION_FILE exsas_cal:effarea_pspcb
RESPONSE_FILE spectrum_drm
MODEL gamm(1)*powl(2,3,4)

```

PAR 1 0.0 15.0 1.0 grid

PAR 2 1.E-2 1.E-7 1.E+5 0. free

PAR 3 -8.0 0.0 0.5 grid

REDSH 0.0

model/spectrum spectrum_grid.par

set/graphic pmode=1 fonts=1 frame=square

**plot/chi2_contour spectrum_grid 3 ? xlab="nH in atoms/cm2" -
 ylab="Photons index"**

copy/gra ppcol3

create/parfil fit spectrum_flux ? ? ? expert

\$vi spectrum_flux.par

cal

energy 0.1 2.4

out_mode spectrum

out_file spectrum_flux

model powl(1,2)

par 1

par 2

model/spectrum spectrum_flux.par inpdum outdum cordum drmdum

set/graphic ltype=1 stype=0 pmode=1

plot/tab spectrum_flux :energy :pf_m

read/tab spectrum_flux @1 @5

read/descriptor spectrum_flux.tbl PHOTON_FLUX

read/descriptor spectrum_flux.tbl ENERGY_FLUX

\$vi integrated_flux.par

cal

model powl(1,2)

par 1

par 2

model/spectrum integrated_flux.par

\$vi count_rate.par

cal

fold

cor_file exsas_cal:effarea_pspcb

res_file exsas_cal:drmpspc

model powl(1,2)

par 1

par 2

model/spectrum count_rate.par

\$vi spectrum_flux.par

cal

energy 0.1 5

out_mode spectrum

out_file spectrum_flux

model powl(1,2,3)

par 1

par 2

par 3

redshift 0.1

model/spectrum spectrum_flux.par

integrate/flux spectrum_flux 0.5 4.5 [3]

7.2. CHANDRA İçin Uygulanan Modeller ve Temel Kavramlar

Güç Kanunu Modeli (xspowerlaw)

Basit foton üzerine oluşturulan bir modeldir.

Açıklama;

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

Tablo 7.1. xspowerlaw parametreleri

Numara	İsim	Açıklama
1	PhoIndx	power law'ın foton indeksi (boyutsuz)
2	norm (K)	photons/keV/cm ² /s at 1 keV

Kara cisim modeli (xsbbbody)

Bir kara cisim spektrumu üzerine oluşturulan bir modeldir.

Açıklama;

$$A(E) = K 8.0525 E^2 dE / ((kT)^4 (\exp(E/kt)-1))$$

Tablo 7.2. xsbbbody parametreleri

Numara	İsim	Açıklama
1	kT	keV cinsinden sıcaklık
2	norm (K)	L ₃₉ /(D ₁₀) ² ; L ₃₉ , 10 ³⁹ ergs/sec birim başına düşen kaynak akısı ve D ₁₀ , 10 kpc birim başına kaynağa olan uzaklık.

Isısal Bremsstrahlung modeli (xsbremss)

Isısal bremsstrahlung üzerine oluşturulmuş bir modeldir.

Açıklama; Isısal bremsstrahlung spektrumu Kellogg, Baldwin ve Koch (ApJ 199, 299) polinom fitleri üzerine temellendirilmiş, Karzas ve Latter sayısal değerler ile fit yapmışlardır. Kurucz düşük sıcaklıklar için kullanmıştır. He bolluğu H' nin sayısal olarak %8.5 olarak tahmin edilmiştir [19].

Tablo 7.3. xsbremss parametreleri

Numara	İsim	Açıklama
1	kT	keV olarak plazma sıcaklığı

2	norm	$(3.02e-15/4/\pi/D^2) \int n_e n_I dV$, burada n_e , (cm^{-3}) başına düşen elektron yoğunluğu, n_I , (cm^{-3}) başına düşen iyon yoğunluğu, ve D , (cm) olarak kaynağa olan uzaklık.
---	------	--

Isısal plazma emisyonu modeli (xraymond)

Raymond-Smith ısısal plazma üzerine oluşturulan bir modeldir.

Açıklama; Sıcak gazın yayılmasından oluşan emisyon spektrumu, bir çok elementlerden gelen emisyon çizgilerini içeren Raymond and Smith (ApJSuppl 35, 419 ve additions) hesaplanması modelin temelini oluşturur. Bu model farklı sıcaklıklar için spektrumun girdi çıktıları üzerine interpolate edilir. Bu girdi çıktıları 0.008 to 80 keV.aralıklarla logaritmik olarak sıralanır [19].

Tablo 7.4. xraymond parametreleri

Numara	İsim	Açıklama
1	kT	keV olarak plazma sıcaklığı
2	Bolluk	metal bolluk (He genellikle sabittir) Elementler, C, N, O, Ne, Mg, Si, S, Ar, Ca, Fe, Ni içerirler ve onların göreceli bollukları xspecabundan komutları tarafından yapılır.
3	Kırmızıya kayma	Kırmızıya kayma, z.

4	norm	$10^{-14} / (4 \pi (D_A(1+z))^2) \int n_e n_H dV$, burada D_A (cm) olarak kaynağa açısal uzaklık, n_e , (cm^{-3}) başına elektron yoğunluğu, ve n_H , (cm^{-3}) başına hidrojen yoğunluğu.
---	------	---

7.3. CHANDRA Uydusu Veri Analizi

CHANDRA Gözlemlerinin Etkileşimli Analizi, (CHANDRA Interactive Analysis of Observations, CIAO) pek çok alt programdan oluşan (SHERPA, GUIDE gibi) ve amacı CHANDRA verilerinin indirgenmesi ve sadece CHANDRA'ya ait olan verilerin değil çeşitli türden verilerin analizinin yapılmasını sağlayan bir program paketidir. Bu paketin şu anda 3.2 sürümü kullanımdadır ve program sürekli güncellenmektedir. Aşağıda bu program paketinin çeşitli programları kullanılarak bir verinin standart indirgenmesi adım adım yapılmış ve tayfsal dosyalar yaratıldıktan sonra ortaya çıkan kaynağa ait spektrum üzerinde bir çizginin tanısı yapılmıştır.

7.3.1. Veri Analizi

Başlangıçta bir dosya açarak içine evt2 dosyasını kopyalanır. Burada deneme amaçlı AM Her yıldızının acisf03769N002_evt2 dosyası kullanılacaktır. Bu dosyanın ismi aspcorr_evt2 olarak değiştirilir.

linux: /primary # chmod +w aspcorr_evt2.fits

linux: /primary # dmlist aspcorr_evt2.fits header,raw,clean legrep

'TCTYP|TCRVL|ASCDSVER|DATE|OBS_ID'

komutu verilerek aşağıdaki dosya elde edilir.

ASCDSVER = 6.13.4 / ASCDS version number

DATE = 2003-09-06T02:49:53 / Date and time of file creation

DATE-OBS = 2003-08-15T13:19:11 / Date and time of observation start

DATE-END = 2003-08-16T15:57:06 / Date and time of observation stop

OBS_ID = 3769 / Observation id

TCTYP5 = CPCX /

TCRVL5 = 0 /

TCTYP6 = CPCY /

TCRVL6 = 0 /

TCTYP9 = LONG-TAN /

```

TCRVL9    = 0          /
TCTYP10   = NPOL-TAN    /
TCRVL10   = 0          /
TCTYP11   = RA---TAN    /
TCRVL11   = 274.05492113 /
TCTYP12   = DEC--TAN    /
TCRVL12   = 49.87005314 /
HISTORY    = PARM :key=TCRVL11      ASC00483 /

```

Daha sonra bu dosya

http://cxc.harvard.edu/cal/ASPECT/fix_offset/fix_offset.cgi adresine gönderilir. Gelen dosya aşağıdaki gibidir.

Check for aspect offset and fix: Results for obsid 3769

Observation parameters are:

Obsid = 3769

Source = AM HERCULIS

ASCDSVER = 6.13.4

RA_NOM = 274.05492113

DEC_NOM = 49.87005314

The aspect offset for this obsid is DY = -0.18 and DZ = 0.09 arcsec

For roll = 230.17 degrees, the offset is D_RA = 0.18 and D_Dec = 0.08 arcsec

Cut and paste the following commands to modify the event file header and remove the offset

linux: /primary # punlearn dmhedit

linux: /primary # dmhedit infile=aspcorr_evt2.fits filelist=None

operation=add unit=degrees key=TCRVL11 value=274.054999196873

linux: /primary # dmhedit infile=aspcorr_evt2.fits filelist=None

operation=add unit=degrees key=TCRVL12 value=49.8700749818527

linux: /primary # dmhedit infile=aspcorr_evt2.fits filelist=None

operation=add unit=degrees key=RA_NOM value=274.054999196873

linux: /primary # dmhedit infile=aspcorr_evt2.fits filelist=None

operation=add unit=degrees key=DEC_NOM value=49.8700749818527

Alternatively, copy the following into a file for input to dmhedit using the filelist parameter:

```
#add
```

```
TCRVL11=274.054999196873
```

```
TCRVL12=49.8700749818527
```

```
RA_NOM=274.054999196873
```

```
DEC_NOM=49.8700749818527
```

Eğer burada HRC yerine ACIS verisi kullanıldıysa TCRVL 8 ve 9 yerine 11 ve 12 sonucu gelecektir. Daha sonra,

```
linux: /primary # punlearn dmhedit
```

```
linux: /primary/# dmhedit infile=aspcorr_evt2.fits filelist=none
```

```
operation=add unit=degrees key=TCRVL11 value=274.054999196873
```

```
linux: /primary # dmhedit infile=aspcorr_evt2.fits filelist=none
```

```
operation=add unit=degrees key=TCRVL12 value=49.8700749818527
```

```
linux: /primary # dmhedit infile=aspcorr_evt2.fits filelist=none
```

```
operation=add unit=degrees key=RA_NOM value=274.054999196873
```

```
linux: /primary # dmhedit infile=aspcorr_evt2.fits filelist=none
```

```
operation=add unit=degrees key=DEC_NOM value=49.8700749818527
```

komutları yazarak uygulanır.

Şimdi aynı işlemleri ACIS dosyası için uygulayalım. evt2 dosyasını aynı işlemle boş bir directoriye kopyalayalım. RA ve DEC öğrenmek için aşağıdaki komut serisini uygulayalım.

```
linux: /primary # dmkeypar aspcorr_evt2.fits RA_NOM echo+
```

sonuç; **49.870053138194**

Elde edilen yeni değerleri dosyaya yazdıralım tıpkı HRC uygulamasında olduğu gibi, önce dosya ismi aspcorr_evt2. fits olarak değiştirilir.

```
linux: /primary/# chmod +w aspcorr_evt2.fits
```

```
linux: /primary/# dmlist aspcorr_evt2.fits header,raw,clean legrep
```

```
'TCTYPTCRVL|ASCDSVER|DATE|OBS_ID'
```

komutu verilerek aşağıdaki dosya elde edilir.

```
ASCDSVER    = 6.13.4          / ASCDS version number
```

```
DATE        = 2003-09-06T02:49:53 / Date and time of file creation
```

DATE-OBS = 2003-08-15T13:19:11 / Date and time of observation start
 DATE-END = 2003-08-16T15:57:06 / Date and time of observation stop
 OBS_ID = 3769 / Observation id
 TCTYP5 = CPCX /
 TCRVL5 = 0 /
 TCTYP6 = CPCY /
 TCRVL6 = 0 /
 TCTYP9 = LONG-TAN /
 TCRVL9 = 0 /
 TCTYP10 = NPOL-TAN /
 TCRVL10 = 0 /
 TCTYP11 = RA---TAN /
 TCRVL11 = 274.05492113 /
 TCTYP12 = DEC--TAN /
 TCRVL12 = 49.87005314 /

daha sonra bu dosya http://cxc.harvard.edu/cal/ASPECT/fix_offset.cgi adresine gönderilir. Bu adresten gelen dosya aşağıdaki gibidir.

Check for aspect offset and fix: Results for obsid 3769

Observation parameters are:

Obsid = 3769

Source = AM HERCULIS

ASCDSVER = 6.13.4

RA_NOM = 274.05492113

DEC_NOM = 49.87005314

The aspect offset for this obsid is DY = -0.18 and DZ = 0.09 arcsec

For roll = 230.17 degrees, the offset is D_RA = 0.18 and D_Dec = 0.08 arcsec

Cut and paste the following commands to modify the event file header and remove the offset

linux: /primary/ # punlearn dmhedit

linux: /primary/ # dmhedit infile=aspcorr_evt2.fits filelist=none

operation=add unit=degrees key=TCRVL11 value=274.054999196873

```
linux: /primary/ # dmhedit infile=aspcorr_evt2.fits filelist=none
operation=add unit=degrees key=TCRVL12 value=49.8700749818527
```

```
linux: /primary/ # dmhedit infile=aspcorr_evt2.fits filelist=none
operation=add unit=degrees key=RA_NOM value=274.054999196873
```

```
linux: /primary/ # dmhedit infile=aspcorr_evt2.fits filelist=none
operation=add unit=degrees key=DEC_NOM value=49.8700749818527
```

Alternatively, copy the following into a file for input to dmhedit using the filelist parameter:

```
#add
TCRVL11=274.054999196873
TCRVL12=49.8700749818527
RA_NOM=274.054999196873
DEC_NOM=49.8700749818527
```

Eğer HRC yerine ACIS verisi kullanıldıysa TCRVL8 ve 9 yerine 11 ve 12 sonucu gelecektir. Daha sonra,

HRC için confirm header updates;

```
linux: /primary/ # dmlist aspcorr_evt2.fits header,raw,clean | egrep
'TCRVL(8|9)'
```

```
linux: /primary/ # dmkeypar aspcorr_evt2.fits RA_NOM echo+
```

```
linux: /primary/ # dmkeypar aspcorr_evt2.fits DEC_NOM echo+
```

ACIS için confirm header updates;

```
linux: /primary/ # dmlist aspcorr_evt2.fits header,raw,clean | egrep
'TCRVL(11|12)'
```

```
linux: /primary/ # dmkeypar aspcorr_evt2.fits RA_NOM echo+
```

```
linux: /primary/ # dmkeypar aspcorr_evt2.fits DEC_NOM echo+
```

Kullanılacak veride işlemin versiyonunu öğrenmek için aşağıdaki komut girilir.

```
linux: /secondary/# dmkeypar acisf03769_000N002_evt1.fits ASCDSVER
echo+
```

6.13.4

Examine the Afterglow Events (Optional)

```
dmcopy "acisf03769_000N002_evt1.fits [exclude
status=xxxxxxxxxxxx0000xxxxxxxxxxxx]" acisf03769_000N002_evt1.fits
```

Yeni bir kötü piksel dosyanın uygulanabilmesi için afterglow durumunu silebilmemiz gereklidir.

Bir afterglow bir CCD nin üzerine gelen kozmik bir ışıktan arta kalan yüküdür. Bazısı çerçevelerden yakalanır bazıları ise serbest kalır. Bu CHANDRA'nın içindeki aynalardan dolayı da oluşabilir. Eğer bu arta kalan yükler veriden kaldırılmaz ise soluk kaynağın yalancı bir sonuç verecektir. Bunun için yeni bir yöntem uygulanmıştır. ACIS hot piksel araçları. Verinin içindeki arta kalan yük durumu `acis_detect_afterglow` ile silinerek düzgün bir şekilde çalıştırılır.

Şimdi burada amaç STATUS BITS leri silmek için `acis_detect_afterglow` işlevinin etkilerini kaldıracağız. Burada gerekli olan dosya `evt1` dosyasıdır. Tekrar dosyayı bazı algoritmalarla çağırabiliriz fakat biz burada en kısa yolu tercih edeceğiz.

7.3.1.1. STATUS BITS lerini silme

`dmtcalc` komutu kullanarak status bit' leri sileceğiz. Arta kalanları seçmenin ifadesi (`status=X15F,status=X14F,status=X13F,status=X12F`) ve onları "0" (False) a kuracağız. Bunu diğer tüm durum kırıntılarının (`status=status`) orijinal değerlerini alıkoyduğunda yapacaktır. Burada aşağıdaki algoritmayı uygulayacağız.

linux: /primary/ # punlearn dmtcalc

linux: /primary/ # pset dmtcalc infile=acisf03769_000N002_evt1.fits

linux: /primary/ # pset dmtcalc outfile=acisf03769_reset_evt1.fits

linux: /primary/ # pset dmtcalc

expression="status=status,status=X15F,status=X14F,status=X13F,status=X12F"

linux: /primary/ # dmtcalc

`dmclist acis_evt1.fits` komutu ile kolonlari incelenerek kolon isimleri belirlenir.

`expression="status=status,status=X15F,status=X14F,status=X13F,status=X12F"` olarak bu kolon isimleri verilir. son 5 kolon ismi, **linux: /primary/ # plist dmtcalc** komutu ile işlemin sonucunu görebiliriz.

Yeni çıkış dosyası `acis_reset_evt1.fits`, bir level=1 (1.seviye) dosyadır. Bu [plist dmtcalc](#) kullanılarak kontrol edilebilir.

Bu noktadan sonra yapılacak iş daha doğru bilgiler elde edebilmemiz için yeni bir kötü piksel dosyası oluşturmaya geldi. Daha sonra ise yeni bir 2. seviye dosya oluşturmamız gerekecek.

CIAO'nun içindeki araçlardan (komutlardan) yararlanarak ACIS gözlemlerinin içindeki kötü piksel dosyalarını tanımlamak için [acis_run_hotpix](#) i çalıştıracacağız.

Yukarıda da bahsedildiği gibi buradaki amaç event dosyası içindeki arta kalan dosyaları kaldırmak ve tanımlanmış bu piksellerle yeni bir kötü piksel dosyasını oluşturmaktır.

ACIS HOT Piksel Araçları bias değerlerinin ve enerjilerin farklılığına göre değişebilir. Bunu göz önünde bulundurmak gereklidir.

Burada gerekli olan dosyalar: evt1; bpix1; msk1; bias0; pbk0

Buradaki evt1, bpix1 ve msk1 standart bütün veri dağılımlarında vardır. Fakat bias0 ve pbk0 dosyaları veride görünmeyebilir. Bunları <http://cxc.harvard.edu/ciao/threads/acishotpixels/index.html#biasfiles> adresine girilerek buradan çekilebilir.

Bir gözlem için bloklanmış parametre dosyalarını ve doğru bias larını elde etmek için [the Bias/Parameter Block File Retrieval page](#).(http://cxc.harvard.edu/cgi-gen/cda/get_bias) adresinden yararlanılabilir. Buraya giriş yapılarak bias dosyaları indirilebilir ve aşağıdakine benzer bir algoritma uygulayarak bunları açabiliriz.

unix% tar xvf B5062.tar

x 459, 0 bytes, 0 tape blocks

x 459/acisf063874723N002_1_bias0.fits.gz, 512579 bytes, 1002 tape blocks

x 459/acisf063874723N002_2_bias0.fits.gz, 454983 bytes, 889 tape blocks

x 459/acisf063874723N002_3_bias0.fits.gz, 447929 bytes, 875 tape blocks

x 459/acisf063874723N002_4_bias0.fits.gz, 456322 bytes, 892 tape blocks

x 459/acisf063874723N002_5_bias0.fits.gz, 445297 bytes, 870 tape blocks

unix% gunzip 459/*gz

Dosyalar bu gözlem için şu hale dönüştürüldü.

acisf063874723N002_1_bias0.fits

```
acisf063874723N002_2_bias0.fits
acisf063874723N002_3_bias0.fits
acisf063874723N002_4_bias0.fits
acisf063874723N002_5_bias0.fits
acisf063874723N002_pbk0.fits
```

Veri işlem versiyonunu ve modunu kontrol etmek için;

```
linux:/secondary # dmkeypar acisf03769_reset_evt1.fits READMODE echo+
TIMED
```

```
linux:/secondary # dmkeypar acisf03769_reset_evt1.fits DATAMODE echo+
FAINT
```

```
linux:/secondary # dmkeypar acisf03769_reset_evt1.fits ASCDSVER echo+
CIAO3.3
```

kullanılabilir. Bu TIMED FAINT mod gözlemidir ve **acis_run_hotpix** bunu kullanabilir.

Şimdi yeni bir kötü piksel dosyasını oluşturmak için

```
linux:/secondary # punlearn acis_run_hotpix
```

```
linux:/secondary # pset acis_run_hotpix infile=acisf03769_reset_evt1.fits
```

```
linux:/secondary # pset acis_run_hotpix outfile=acis_03769_new_bpix1.fits
```

```
linux:/secondary # pset acis_run_hotpix
```

```
badpixfile=acisf03769_000N002_bpix1.fits
```

```
linux:/secondary # pset acis_run_hotpix
```

```
biasfile=acisf177339683N001_?_bias0.fits
```

```
linux:/secondary # pset acis_run_hotpix
```

```
maskfile=acisf03769_000N002_msk1.fits
```

```
linux:/secondary # pset acis_run_hotpix
```

```
pbkfile=acisf177340792N001_pbk0.fits
```

```
linux:/secondary # acis_run_hotpix
```

parametre dosyasını kontrol etmek için;

```
linux:/secondary # plist acis_run_hotpix
```

kullanılmalıdır.

Burada biz yeni bir kötü piksel dosyasına sahip olduk, burada event dosyasına uygulamamız gereklidir. bundan dolayı **acis_process_events** çalıştırılarak [badpixfile](#) parametresi kurulması yapıldı.

linux:/secondary # pset acis_process_events

badpixfile=acis_03769_new_bpix1.fits

CIAO veri analiz araçları kalibrasyon için doğrudan çok kullanışlı olsa da bir çok uygulamada [ardlib.par](#) parametresi kullanılır. Burada bir analiz bölümü için gözlemlenmiş özel bir kötü piksel dosyanın kurulması sağlanacaktır. Bunu kesinleştirmek için araçları gerektiğinde [ardlib.par](#) ın içindeki hazır kötü piksel dosyaları yerleştirilecektir. Burada başlanırken yeni bir ACIS veya HRC analiz oturumları ile başlanmalıdır.

7.3.1.2 Yeni bir LEVEL=2 (2. SEVİYE) dosya oluşturma

Burada çok fazla detaylı bir anlatıma gerek yoktur. Aşağıda vereceğimiz basamaklar kullanılarak basit bir şekilde dosyamızı oluşturabiliriz. Buradaki amaç mümkün olan tüm kırım/dedektör kombinasyonları için yeni bir 2.seviye dosya oluşturacağız.

Burada iki soru sorulacaktır. Birinci soru bizim gözlemimiz için hangi dedektör kullanılmıştır. Genellikle ACIS kullanıldığı için (ki diğeri HRC dir) biz bununla ilgileneceğiz.

1. ACIS Gözlemleri

Bir birinci seviye olay dosyası üzerinde **acis_process_events** programını çalıştırmak en son CALDB uygulanmış yeni bir birinci seviye dosyası yaratacaktır. Bunun anlamı en son kazanç haritasının alınmasıdır. Ek olarak piksel ve PHA randomizasyonu ve ACIS CTI düzeltmesi yapılacaktır; bütün bunlar aynı zamanda standart veri işlemenin bir parçasıdır, yani kullanıcının bu işlemi eğer CHANDRA'dan aldığı gözlem daha önceki bir CALDB uygulanarak ona gönderildiyse yapması gerekir. Aksi takdirde zaten bu işlemler uygulanmış gözlem dosyaları kullanıcının aldığı dosyaların içinde mevcuttur Bir gözlemden elde edilebilecek veri tipleri **eventdef** isimli parametre ile belirlenir. ACIS için önceden tanımlanmış 4 veri tipi bulunmaktadır [18].

Tablo (7.5.)' de mümkün gözlem modları verilmiştir

Tablo 7.5. Veri tipi gözlem modları

READMODE	DATAMODE	event mode	eventdef string
TIMED	(V)FAINT	timed exposure (very) faint	stdlev1
TIMED	GRADED	timed exposure graded	grdlev1
CONTINUOUS	CC(33)_FAINT	continuous clocking (3x3) faint	cclev1
CONTINUOUS	CC(33)_GRADED	continuous clocking (3x3) graded	ccgrdlev1

Eğer gözlemin hangi modda yapıldığı konusunda şüpheler varsa aşağıdaki komutlarla bunlar öğrenilebilir. Yada bu bilgiler fits dosyalarının header kısmında yazdığından herhangi bir fits gösterici program aracılığıyla da bu öğrenilebilir.

unix% dmkeypar acis_evt1.fits READMODE echo+TIMED

unix% dmkeypar acis_evt1.fits DATAMODE echo+FAINT

Bu bir zamanlanmış yani poz süreli sönük gözlemdir. Bu yüzden uygun eventdef parametresi “stdlev1” 'dir. Şimdi programı çalıştırmak için gerekli parametreler girilebilir.

Determine the eventdef

Set the parameters

```

linux:/secondary # punlearn acis_process_events
linux:/secondary # pset acis_process_events
infile=acisf03769_000N002_evt1.fits
linux:/secondary # pset acis_process_events outfile=acis_new_evt1.fits
linux:/secondary # pset acis_process_events
badpixfile=acis_03769_new_bpix1.fits
linux:/secondary # pset acis_process_events
acaofffile=pcadf177?????N002_asol1.fits
linux:/secondary # pset acis_process_events eventdef=")stdlev1"
linux:/secondary # pset acis_process_events check_vf_pha=yes
linux:/secondary # acis_process_events
linux:/secondary # plist acis_process_events

```

Imaging Observations

Tüm ACIS imaging gözlemleri için yapılması gerekli 2 filtreleme aşaması vardır. Birincisi;

bad grades ve clean status column (bits set to 0)

```

linux:/secondary # punlearn dmcopu
linux:/secondary # dmcopu
"acis_new_evt1.fits[EVENTS][grade=0,2,3,4,6,status=0]" acis_ft_evt1.fits
linux:/secondary # punlearn dmcopu
linux:/secondary # dmcopu
"acis_ft_evt1.fits[EVENTS][acis_ft_evt1.fits][cols -phas]" acis_evt2.fits
linux:/secondary # punlearn destreak
linux:/secondary # pset destreak infile=acis_evt2.fits
linux:/secondary # pset destreak outfile=acis_dstrk_evt2.fits
linux:/secondary # destreak
linux:/secondary # plist destreak
acis_dstrk_evt2.fits level=2

```

en son kalibrasyon ürünlerinin uygulandığı dosya

Grating Observations

ACIS grating gözlemi için level=2 event file yaratmanın üç yolu var.

Obtain Grating Spectra from HETG/ACIS-S Data

Obtain Grating Spectra from LETG/ACIS-S Data

Obtain Grating Spectra for Multiple Source - ACIS

Benzer işlemler HRC için de yapılacaktır.

7.3.1.3. USE OBSERVATION SPECIFICS BAD PIXEL FILES

<http://cxc.harvard.edu/ciao/download/scripts/> adresinden

CIAO_scripts.tar dosyası indirilmelidir. Bu dosya /software/ciao/ directory sine kaydedilerek tar açılmalıdır. Daha sonra aşağıdaki komutlar uygulanmalıdır.

```
linux:/secondary # punlearn ardlb
```

```
linux:/secondary # acis_set_ardlib acis_03769_new_bpix1.fits
```

```
linux:/secondary # plist acis_set_ardlib
```

7.3.1.4. Veri filtreleme

CIAO Data Model veri dosyalarının filtrenmesini sağlar. Bir veri enerji, zaman, pozisyon gibi kolonları üzerinden filtrenmiş olabilir. event2 dosyasına ihtiyaç duyulur. Filtreleme level=2 event dosyası ile sınırlı değildir. Gerçekte grating veri ile çalışılırken filtreler genellikle evt1.fits dosyasına uygulanır.

```
linux:/secondary # grep Id /software/ciao/contrib/share/slsh/local-  
packages/analyze_ltrcv.sl
```

```
% $Id: analyze_ltrcv.sl,v 1.5 2003/06/25 22:11:23 dburke Exp $
```

Restrict The Energy Rang

Bir çok ACIS analizi için 0.3 ten 10 keV enerji aralığını içermesi istenir.

```
linux:/primary # punlearn dmcop
```

```
linux:/primary # dmcop "acis_dstrk_evt2.fits[energy=300:10000,ccd_id=7]"  
evt2_c7.fits
```

Bu komut özelleştirilmiş enerji aralığında yeni event dosyası oluşturur.

7.3.1.5. Veri seti üzerinden değişen/parlak kaynakların kaldırılması

ds9 komutu ile yıldız bölgesi seçilir. ds9.reg olarak isimlendirilir.

```
linux:/cxcDATA/amher/deneme1 # cat ds9.reg
```

```
linux:/cxcDATA/amher/deneme1 # punlearn dmextract
```

```
linux:/cxcDATA/amher/deneme1 # pset dmextract "evt2_c7.fits[exclude
sky=region(ds9.reg)][bin time=::200]"
```

```
linux:/cxcDATA/amher/deneme1 # pset dmextract outfile=1c_c7.fits
```

```
linux:/cxcDATA/amher/deneme1 # pset dmextract opt=ltc1
```

```
linux:/cxcDATA/amher/deneme1 # dmextract
```

```
linux:/cxcDATA/amher/deneme1 # plist dmextract
```

7.3.1.6. Işık eğrisi analizi (analyze_ltrcv.sl)

```
linux:/cxcDATA/amher/deneme1 # chips
```

```
chips> () = evalfile("analyze_ltrcv.sl")
```

```
chips> analyze_ltrcv("1c_c7.fits")
```

```
((time > 177342251.144420) && (time < 177435651.144420)) ; 93.40
```

```
ksec
```

```
chips> exit
```

USING dmgti

```
linux:/cxcDATA/amher/deneme1 # punlearn dmgti
```

```
linux:/cxcDATA/amher/deneme1 # pset dmgti infile=1c_c7.fits
```

```
linux:/cxcDATA/amher/deneme1 # pset dmgti outfile=1c_c7.gti
```

```
linux:/cxcDATA/amher/deneme1 # pset dmgti userlimit = \
```

```
> "((time > 77377570.949648) && (time < 77399570.949648))||((time >
77404770.949648) && (time < 77406770.949648))"
```

```
linux:/cxcDATA/amher/deneme1 # dmgti
```

```
linux:/cxcDATA/amher/deneme1 # plist dmgti
```

```
linux:/cxcDATA/amher/deneme1 # dmcopu "evt2_c7.fits[@1c_c7.gti]"
```

```
evt2_c7_clean1.fits
```

```
linux:/cxcDATA/amher/deneme1 # dmllst evt2_c7.fits subspace
```

```
linux:/cxcDATA/amher/deneme1 # dmllst evt2_c7_clean1.fits subspace
```

Using Exclude Filters

exclude syntax kullanarak sonuç dosyadaki istenmeyenln yapılması tabanlı
bir filtre yaratmak da mümkündür.

AÇIKLAMA

Exclude filters

A very useful feature is the ability to invert a filter, so excluding rows or pixels instead of including them:

```
unix% dmcoppy "evt.fits[exclude sky=region(reg.ds9)]" holes.fits
```

```
unix% dmcoppy "evt.fits[exclude pha=2:100,grade=7]" clean.fits
```

This is particularly useful in conjunction with compound filters (see the previous section):

```
unix% dmcoppy \
```

```
"evt.fits[exclude (ccd_id=0:6,8:9,chipx=513)||(ccd_id=7,chipx=512:513)]" \  
better.fits
```

```
linux:/cxcDATA/amher/deneme1 # punlearn dmcoppy
```

```
linux:/cxcDATA/amher/deneme1 # dmcoppy
```

```
"acis_flt_evt1.fits[EVENTS][@acisf03769_000N002_flt1.fits][cols -phas]"
```

```
acis_evt2.fits opt=all
```

7.3.1.7. Destreak' in Çalıştırılması

```
linux:/cxcDATA/amher/deneme1 # punlearn destreak
```

```
linux:/cxcDATA/amher/deneme1 # pset destreak infile=acis_evt2.fits
```

```
linux:/cxcDATA/amher/deneme1 # pset destreak outfile=acis_dstrk_evt2.fits
```

```
linux:/cxcDATA/amher/deneme1 # destreak
```

Parametre dosyalarının içeriği plist destreak. kullanılarak kontrol edilebilir.

7.3.1.8. Kırınım ağı tayfı oluşturma (tgextract)

CIAO da tgextract programı 2. seviye bir olay dosyasından PHA2 tayf dosyasını üretmede kullanılır.

```
linux:/cxcDATA/amher/deneme1 # punlearn tgextract
```

```
linux:/cxcDATA/amher/deneme1 # pset tgextract infile=acis_dstrk_evt2.fits
```

```
linux:/cxcDATA/amher/deneme1 # pset tgextract outfile=acis_pha2.fits
```

```
linux:/cxcDATA/amher/deneme1 # tgextract ????????????????
```

```
linux:/cxcDATA/amher/deneme1 # plist tgextract
```

Tayfsal Analize Hazırlık

7.3.1.9. ACIS-S gözlemleri için RMF dosyalarının oluşturulması

Şimdi burada standart kırınımları ile bir +1 derecedeki HEG gRMF oluşturulacak.

```

linux:/cxcDATA/amher/deneme1 # punlearn mkgrmf
linux:/cxcDATA/amher/deneme1 # pset mkgrmf order=1
linux:/cxcDATA/amher/deneme1 # pset mkgrmf grating_arm=HEG
linux:/cxcDATA/amher/deneme1 # pset mkgrmf outfile=heg_p1.rmf
linux:/cxcDATA/amher/deneme1 # pset mkgrmf
obsfile="acisf03769N002_pha2.fits[SPECTRUM]"
linux:/cxcDATA/amher/deneme1 # pset mkgrmf
regionfile=acisf03769N002_pha2.fits
linux:/cxcDATA/amher/deneme1 # pset mkgrmf detsubsys=ACIS-S3
linux:/cxcDATA/amher/deneme1 # pset mkgrmf wvgrid_arf=compute
linux:/cxcDATA/amher/deneme1 # pset mkgrmf wvgrid_chan=compute
linux:/cxcDATA/amher/deneme1 # pset mkgrmf clobber=no

```

Kırınım ağı tipine göre the wvgrid_arf ve wvgrid_chan değerleri değişebilmektedir. Böylece RMF dosyaları oluşturulmuş oldu. Kullanılacak olan tayfsal analiz programı bu dosyayı kullanarak enerji spektrumunu çizecektir.

HETG/ACIS-S Kırınım Ağı ARF'lerin Hesaplanması

Gerekli dosyalar: evt2; pha2; asol1; bpix1; msk1

Gözlemde kaç tane merteye olduğunu prism ismindeki CIAO programı yardımıyla görülebilir.

```

linux:/cxcDATA/amher/deneme1 # prism acisf03769N002_pha2.fits &

```

7.3.1.10. Fullgarf ın çalıştırılması

```

linux:/cxcDATA/amher/deneme1 # pset mkgarf
maskfile=acisf03769_000N002_msk1.fits

```

Her merteye için ayrı ayrı tekrarlanmalıdır. Bu durumda normal bir gözlem için ACIS HETG gözlemi için 12 kere yapılmalıdır. PHA dosyası içindeki her bir derece için bir kez.

Row=1 için, HEG, order=-3

```

linux:/cxcDATA/amher/deneme1 # punlearn fullgarf
linux:/cxcDATA/amher/deneme1 # pset fullgarf
phafile=acisf03769N002_pha2.fits
linux:/cxcDATA/amher/deneme1 # pset fullgarf pharow=1

```

```

linux:/cxcDATA/amher/deneme1 # pset fullgarf
evtfile=acisf03769N002_evt2.fits
linux:/cxcDATA/amher/deneme1 # pset fullgarf asol=@pcad_asol1.lis
    Eğer gerekirse birden fazla asol için liste oluşturulur.
more pcad_asol1.lis
pcadf063874624N002_asol1.fits
pcadf063875522N002_asol1.fits
pcadf063902942N002_asol1.fits
linux:/cxcDATA/amher/deneme1 # pset fullgarf engrid="grid(rmf.fits[cols
ENERG_LO,ENERG_HI])"
linux:/cxcDATA/amher/deneme1 # pset fullgarf dtffile=")evtfile"
linux:/cxcDATA/amher/deneme1 # pset fullgarf
badpix=acisf03769_000N002_bpix1.fits
linux:/cxcDATA/amher/deneme1 # pset fullgarf rootname=acisf03769
linux:/cxcDATA/amher/deneme1 # pset fullgarf
engrid="grid(heg_p1.rmf[cols ENERG_LO,ENERG_HI])"
linux:/cxcDATA/amher/deneme1 # fullgarf
linux:/cxcDATA/amher/deneme1 # punlearn add_grating_orders
linux:/cxcDATA/amher/deneme1 # pset add_grating_orders
pha2=acisf03769N002_pha2.fits
linux:/cxcDATA/amher/deneme1 # pset add_grating_orders order=1
linux:/cxcDATA/amher/deneme1 # pset add_grating_orders garm=MEG
...
...???????
...???????
MEG VE HEG eksik oluşturdu. Yeni bir algoritma oluşturalım.
linux:/cxcDATA/amher/deneme1 # punlearn acis_process_events
linux:/cxcDATA/amher/deneme1 # pset acis_process_events
infile=acis_evt1.fits
linux:/cxcDATA/amher/deneme1 # pset acis_process_events
outfile=acis_new_evt1.fits

```

```
linux:/cxcDATA/amher/deneme1 # pset acis_process_events
badpixfile=acis_03769_new_bpix1.fits
```

```
linux:/cxcDATA/amher/deneme1 # pset acis_process_events
acaofffile=pcadf177342272N002_asol1.fits
```

```
linux:/cxcDATA/amher/deneme1 # pset acis_process_events
eventdef=")stdlev1"
```

```
linux:/cxcDATA/amher/deneme1 # pset acis_process_events
check_vf_pha=yes
```

```
linux:/cxcDATA/amher/deneme1 # acis_process_events
```

```
linux:/cxcDATA/amher/deneme1 # punlearn tgdetect
```

```
linux:/cxcDATA/amher/deneme1 # pset tgdetect infile=acis_new_evt1.fits
```

```
linux:/cxcDATA/amher/deneme1 # pset tgdetect outfile=acis_src1a.fits
```

```
linux:/cxcDATA/amher/deneme1 # tgdetect
```

```
linux:/cxcDATA/amher/deneme1 # punlearn tg_create_mask
```

```
linux:/cxcDATA/amher/deneme1 # pset tg_create_mask
```

```
infile=acis_new_evt1.fits
```

```
linux:/cxcDATA/amher/deneme1 # pset tg_create_mask
```

```
outfile=acis_evt1_L1a.fits
```

```
linux:/cxcDATA/amher/deneme1 # pset tg_create_mask
```

```
input_pos_tab=acis_src1a.fits
```

```
linux:/cxcDATA/amher/deneme1 # tg_create_mask
```

```
linux:/cxcDATA/amher/deneme1 # punlearn tg_resolve_events
```

```
linux:/cxcDATA/amher/deneme1 # pset tg_resolve_events
```

```
infile=acis_new_evt1.fits
```

```
linux:/cxcDATA/amher/deneme1 # pset tg_resolve_events
```

```
outfile=acis_evt1a.fits
```

```
linux:/cxcDATA/amher/deneme1 # pset tg_resolve_events
```

```
regionfile=acis_evt1_L1a.fits
```

```
linux:/cxcDATA/amher/deneme1 # pset tg_resolve_events
acaofffile=pcadf177408597N002_asol1.fits
```

```
linux:/cxcDATA/amher/deneme1 # pset tg_resolve_events
eventdef=")stdlev1_ACIS"
```

```
linux:/cxcDATA/amher/deneme1 # tg_resolve_events
```

```
linux:/cxcDATA/amher/deneme1 # punlearn dmcoppy
```

```
linux:/cxcDATA/amher/deneme1 # dmcoppy
```

```
"acis_evt1a.fits[EVENTS][grade=0,2,3,4,6,status=0]" \
acisflt1_evt1a.fits opt=all
```

```
linux:/cxcDATA/amher/deneme1 # punlearn dmcoppy
```

```
linux:/cxcDATA/amher/deneme1 # dmcoppy \
```

```
    "acisflt1_evt1a.fits[EVENTS][acisf03769_000N002flt1.fits][cols -
phas]" \
acis_evt2.fits opt=all
```

```
linux:/cxcDATA/amher/deneme1 # punlearn destreak
```

```
linux:/cxcDATA/amher/deneme1 # pset destreak infile=acis_evt2.fits
```

```
linux:/cxcDATA/amher/deneme1 # pset destreak outfile=acis_dstrk_evt2.fits
```

```
linux:/cxcDATA/amher/deneme1 # destreak
```

```
linux:/cxcDATA/amher/deneme1 # punlearn tgextract
```

```
linux:/cxcDATA/amher/deneme1 # pset tgextract infile=acis_dstrk_evt2.fits
```

```
linux:/cxcDATA/amher/deneme1 # pset tgextract outfile=acispha2.fits
```

```
linux:/cxcDATA/amher/deneme1 # tgextract
```

```
linux:/cxcDATA/amher/deneme1 # punlearn mkgrmf
```

```
linux:/cxcDATA/amher/deneme1 # pset mkgrmf order=1
```

```
linux:/cxcDATA/amher/deneme1 # pset mkgrmf grating_arm=HEG
```

```
linux:/cxcDATA/amher/deneme1 # pset mkgrmf outfile=heg_p1.rmf
```

```
linux:/cxcDATA/amher/deneme1 # pset mkgrmf
```

```
obsfile="acisf03769N002pha2.fits[SPECTRUM]"
```

```

linux:/cxcDATA/amher/deneme1 # pset mkgrmf
regionfile=acisf03769N002_pha2.fits
linux:/cxcDATA/amher/deneme1 # pset mkgrmf detsubsys=ACIS-S3
linux:/cxcDATA/amher/deneme1 # pset mkgrmf wvgrid_arf=compute
linux:/cxcDATA/amher/deneme1 # pset mkgrmf wvgrid_chan=compute
linux:/cxcDATA/amher/deneme1 # pset mkgrmf clobber=no
linux:/cxcDATA/amher/deneme1 # mkgrmf

linux:/cxcDATA/amher/deneme1 # pset mkgarf
maskfile=acisf03769_000N002_msk1.fits
linux:/cxcDATA/amher/deneme1 # punlearn fullgarf
linux:/cxcDATA/amher/deneme1 # pset fullgarf
phafile=acisf03769N002_pha2.fits
linux:/cxcDATA/amher/deneme1 # pset fullgarf pharow=1
linux:/cxcDATA/amher/deneme1 # pset fullgarf
evtfile=acisf03769N002_evt2.fits
linux:/cxcDATA/amher/deneme1 # pset fullgarf
asol=pcadf177342272N002_asol1.fits
linux:/cxcDATA/amher/deneme1 # pset fullgarf engrid="grid(rmf.fits[cols
ENERG_LO,ENERG_HI])"
linux:/cxcDATA/amher/deneme1 # pset fullgarf dtffile=")evtfile"
linux:/cxcDATA/amher/deneme1 # pset fullgarf
badpix=acisf03769_000N002_bpix1.fits
linux:/cxcDATA/amher/deneme1 # pset fullgarf rootname=acisf03769
linux:/cxcDATA/amher/deneme1 # pset fullgarf
engrid="grid(heg_p1.rmf[cols ENERG_LO,ENERG_HI])"
linux:/cxcDATA/amher/deneme1 # fullgarf
linux:/primary #print postfile lc.tif
punlearn add_grating_orders
pset add_grating_orders pha2=acisf03478N001_pha2.fits
pset add_grating_orders order=1
pset add_grating_orders garm=HEG

```

```

pset add_grating_orders garfm=acisf03478HEG_-1_garf.fits
pset add_grating_orders garfp=acisf03478HEG_1_garf.fits
pset add_grating_orders gtype=BIN
pset add_grating_orders gspec=10
pset add_grating_orders root=acisf03478
add_grating_orders

```

```

sherpa> data acisf03478_HEG_1_BIN10.pha
sherpa> import("guide")
sherpa> paramprompt off
sherpa> lp data
sherpa> ignore all
sherpa> notice wave 8 : 10 (bu aralığı kendimiz ayarlayabiliriz veya notice
energy olarak da alabiliriz.)
sherpa> lp data
sherpa> source = pow (buraya istenilen model ismi yazılır)
sherpa> fit
sherpa> ngauss[g]
sherpa> source = pow +g
sherpa> g.fwhm=0.23
sherpa> g.ampl.min=0
sherpa> g.pos.min=9
sherpa> g.pos.max=9.5
sherpa> g.pos=9.1
sherpa> fit
sherpa> lp fit
sherpa> uncertainty
identify(dalgaboyu, [delta_dalgaboyu, min_emissivity])
eqwidth(pow,pow+g)

```

8. ANALİZ ve BULGULAR

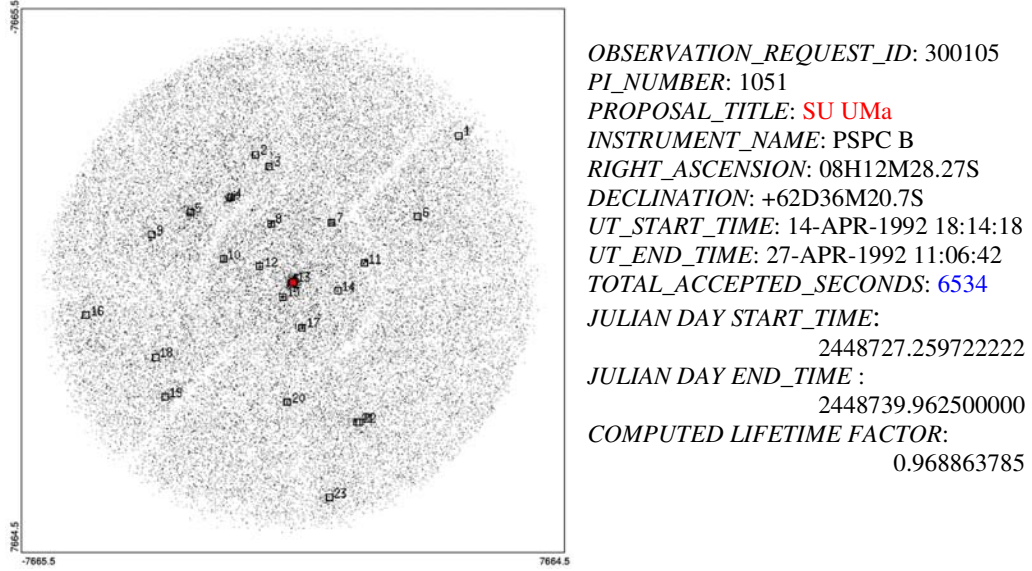
Bu bölümde ROSAT ve CHANDRA uydularına ait 3 adet Cüce Nova yıldızının gözlem verileri değerlendirilmiştir.

8.1. ROSAT Analizleri ve Bulguları

SU UMa, WX Hyi ve V426 Oph Cüce Nova yıldızlarının ROSAT gözlemleri EXSAS ve MIDAS programları ile incelenmiştir.

8.1.1. SU UMa Yıldızının Spektral Analiz Sonuçları

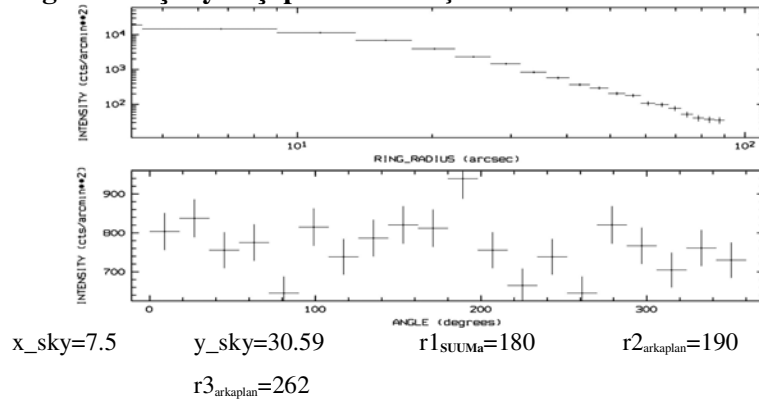
SU UMa gözlemi için görüntü oluşturma ve kaynak araştırması



Şekil 8.1. SU UMa yıldızına yönelik kaynak inceleme sonuçları

HEASARC veri tabanından alınan rp300105n00 kayıtlı ROSAT gözlemi indirildiğinde 13 numaralı kaynak SU UMa olarak tespit edilmiş (Şekil 8.1.).

SU UMa gözlemi için yarıçap belirleme işlemleri

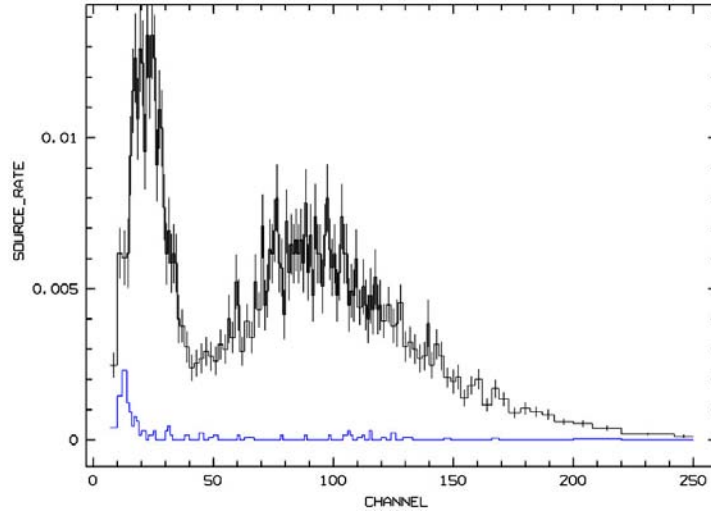


Şekil 8.2. SU UMa yıldızının ROSAT uydu verisindeki yarıçap belirleme sonuçları

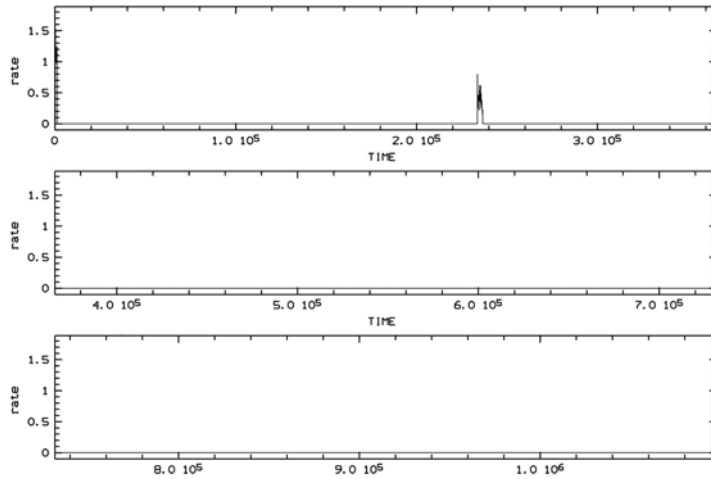
Uydu görüntüsü üzerinden yıldız ve arkaplan için yarıçap değerleri belirlenmiştir (Şekil 8.2.). Radial ve azimutal profiller incelendiğinde yoğunluğun merkezden yüzeye kadar düzgün bir şekilde azaldığı göz önünde bulundurularak, SU UMa için görüntü üzerinde $180''$ bir yarıçap tespit edilmiştir.

SU UMa gözlemi için ışık eğrisi oluşturulması

Kaynağa ait uydu verisi üzerinde, $r1_{\text{SUUMa}}$ yarıçapının belirlediği alandan alınan yıldız ve $r3-r4_{\text{arkaplan}}$ yarıçaplarının sınırladığı alandan alınan arkaplan verisinin kıyaslanması ile uydu verisinin çift bileşenden geldiği belirlenmiştir (Şekil 8.3.).



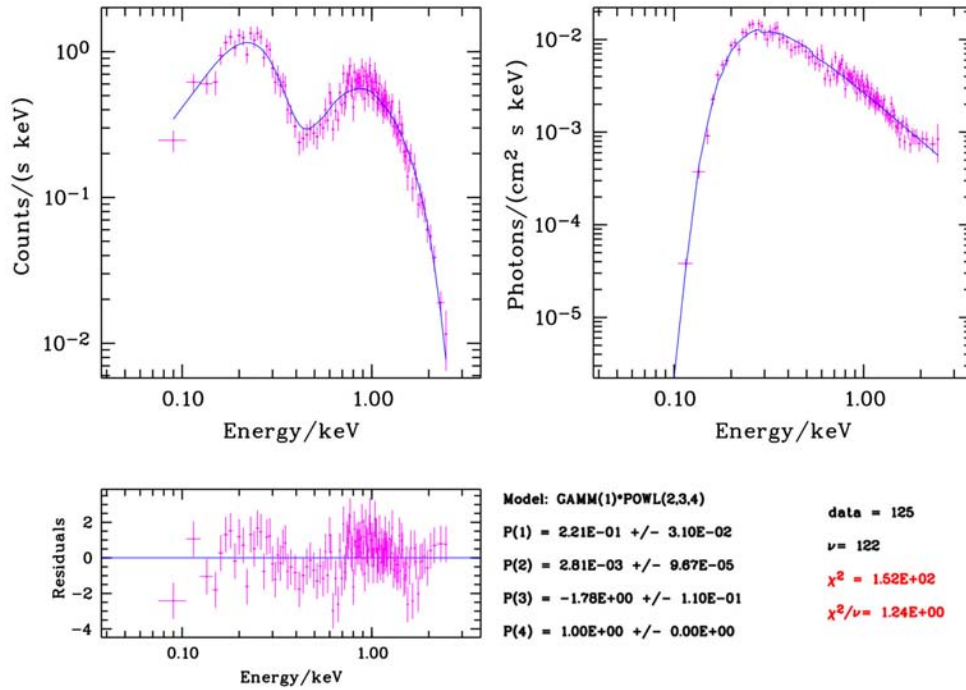
Şekil 8.3. SU UMa için kaynak ve arkaplanın kıyaslanması



Şekil 8.4. SU UMa yıldızının ROSAT Uydu Verisinden elde edilen ışık eğrisi

SU UMa yıldızına ait ROSAT gözleminden elde edilen ışık eğrisinde, gözlemin 1425.6 saniyesi ve 6534 saniyelerinde aktivite belirlenmiş, bu saniyelerin dışındaki zamanların sakin bir dönem geçirdiği tespit edilmiştir (Şekil 8.4.).

SU UMa gözlemi için (POWL) güç kanunu modeli uyumluluk analizi



Şekil 8.5. SU UMa yıldızının POWL model analizi sonuçları

Güç kanunu model sonuçlarına göre χ^2 değeri 152 ve serbestlik derecesi 122, indirgenmiş χ^2 değeri ise 1.24 olarak belirlenmiştir (Şekil 8.5.).

Modelin sonuç değerlerine göre; hidrojen kolon yoğunluğu $0.221 \pm 3.1 \times 10^{-2} \times 10^{21} H.atom/cm^2$, E_0 referans enerjideki akı genliği değeri $A = 2.81 \times 10^{-3} \pm 9.67 \times 10^{-5}$ foton/cm²/s/keV ve foton indeks değeri $\Gamma = -1.78 \pm 0.11$ olarak çıkarılmıştır.

Foton indeks ve hidrojen kolon yoğunluğu bazında daha hassas bir hata analizi yapılarak, güvenilirlik seviyesi ile birlikte değerler incelendiğinde χ^2 değeri 151.9 olarak bulunmuştur. Hidrojen kolon yoğunluğu;

%68.33 güven aralığında $0.221^{+0.025}_{-0.023} \times 10^{21} \text{ H.atom/cm}^2$,

%95.45 güven aralığında $0.221^{+0.040}_{-0.038} \times 10^{21} \text{ H.atom/cm}^2$,

%99.73 güven aralığında $0.221^{+0.058}_{-0.051} \times 10^{21} \text{ H.atom/cm}^2$,

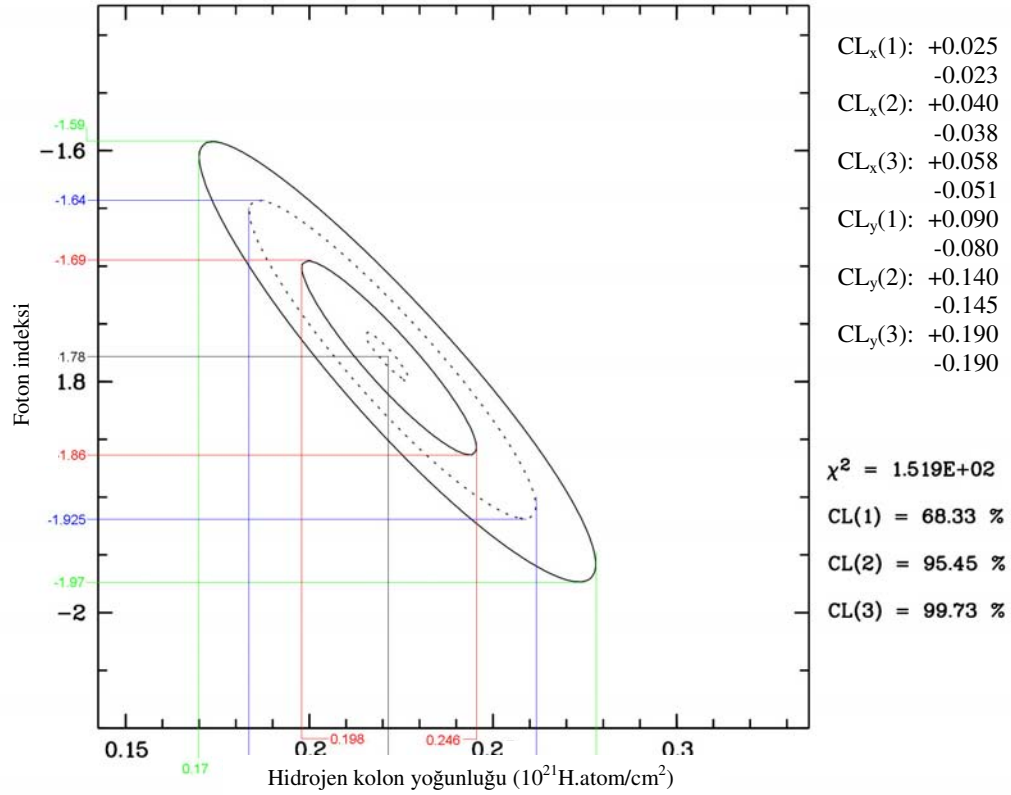
olduğu belirlenmiştir. Foton indeks değerleri incelendiğinde;

%68.33 güven aralığında $-1.78^{+0.090}_{-0.080} \text{ keV}$,

%95.45 güven aralığında $-1.78^{+0.140}_{-0.145} \text{ keV}$,

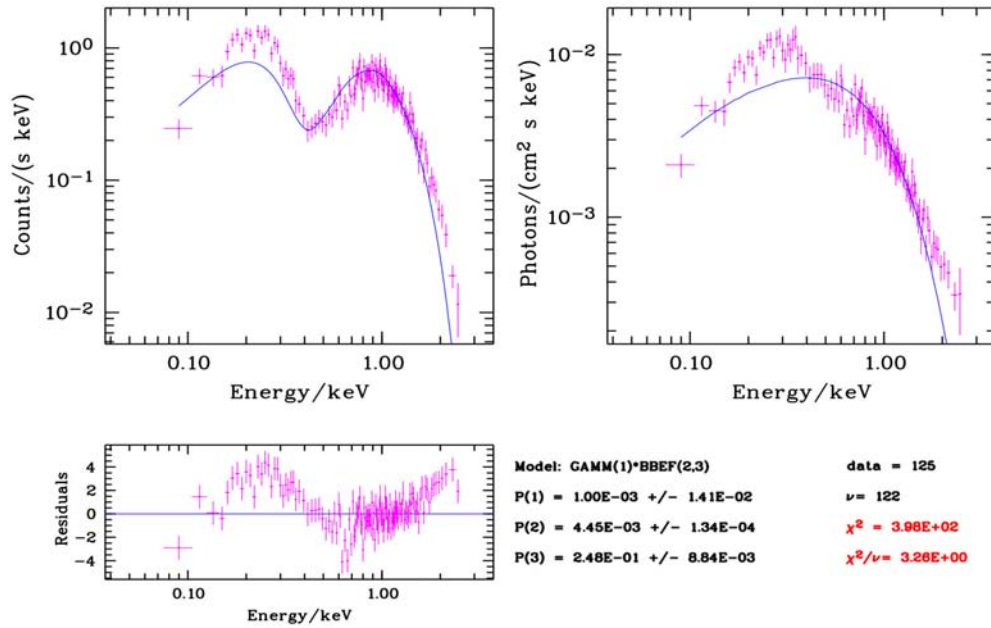
%99.73 güven aralığında $-1.78^{+0.190}_{-0.190} \text{ keV}$, olduğu belirlenmiştir (Şekil

8.6.).



Şekil 8.6. SU UMa yıldızının POWL modeli güvenilirlik analizi sonuçları

SU UMa gözlemi için kara cisim modeli (BBEF) uyumluluk analizi



Şekil 8.7. SU UMa yıldızının BBEF model analizi sonuçları

Kara cisim model sonuçlarına göre χ^2 değeri 398 ve serbestlik derecesi 122'dir. İndirgenmiş χ^2 değeri ise 3.26 olarak belirlenmiştir (Şekil 6.183).

Modelin sonuç değerlerine göre; hidrojen kolon yoğunluğu $0.001 \pm 0.0141 \times 10^{21} H.atom / cm^2$, enerji akısı değeri $4.45 \times 10^{-3} \pm 1.34 \times 10^{-4} \text{ keV/cm}^2/\text{s}$ ve sıcaklık değeri $T = 0.248 \pm 8.84 \times 10^{-3} \text{ keV}$ olarak çıkarılmıştır.

Sıcaklık ve hidrojen kolon yoğunluğu bazında daha hassas bir hata analizi yapılarak güvenilirlik derecesi ile birlikte değerler incelendiğinde χ^2 değeri 386.6 olarak bulunmuştur. Hidrojen kolon yoğunluğu;

$$\%68.33 \text{ güven aralığında } 0.0_{\dots\dots\dots}^{+0.0012} \times 10^{21} H.atom / cm^2,$$

$$\%95.45 \text{ güven aralığında } 0.0_{\dots\dots\dots}^{+0.0029} \times 10^{21} H.atom / cm^2,$$

$$\%99.73 \text{ güven aralığında } 0.0_{\dots\dots\dots}^{+0.0055} \times 10^{21} H.atom / cm^2,$$

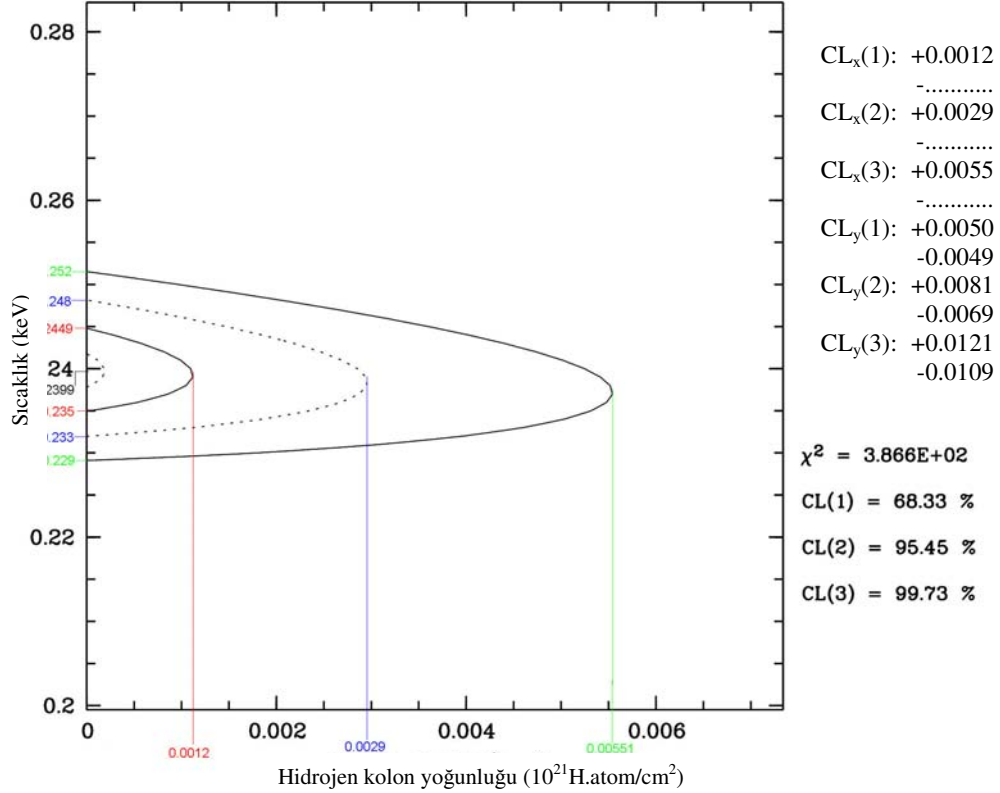
olduğu belirlenmiştir. Sıcaklık değerleri incelendiğinde;

%68.33 güven aralığında $0.2399^{+0.0050}_{-0.0049}$ keV,

%95.45 güven aralığında $0.2399^{+0.0081}_{-0.0069}$ keV,

%99.73 güven aralığında $0.2399^{+0.0121}_{-0.0109}$ keV, olduğu belirlenmiştir (Şekil

8.8.).



Şekil 8.8. SU UMa yıldızının BBF Modeli güvenilirlik analizi sonuçları

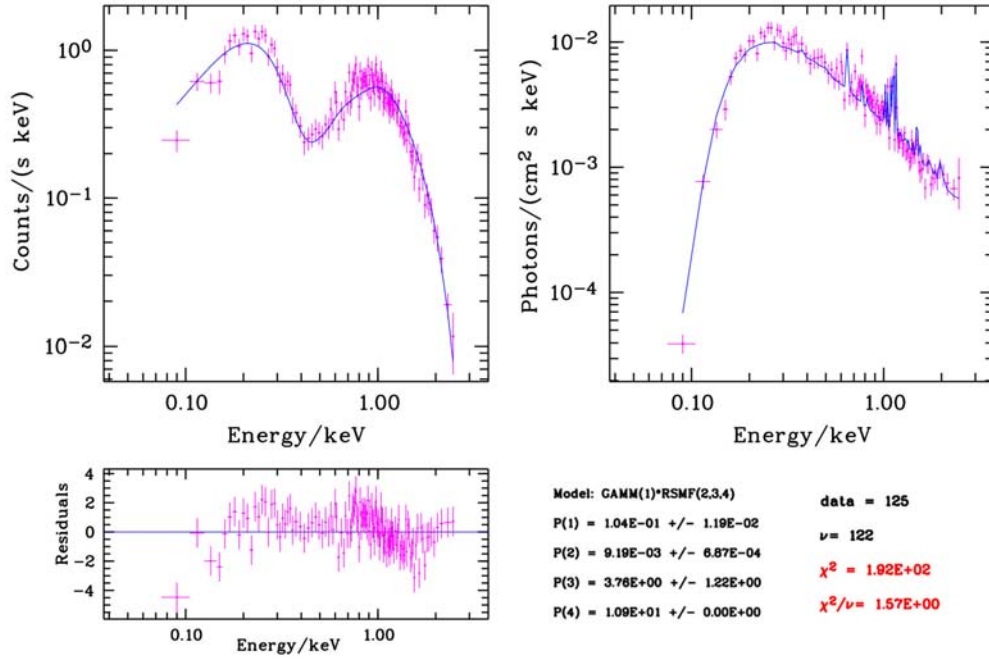
Kara cisim modeline uyumluluk 3.1688 olduğundan SU UMa yıldızı için uygun bir model değildir.

SUUMa gözlemi için Isısal Plazma Emisyonu modeli (RSMF) [full code]

(Raymond Smith) uyumluluk analizi

Isısal Plazma Emisyonu (Raymond-Smith) model sonuçlarına göre χ^2 değeri 192 ve serbestlik derecesi 122 olarak tespit edilmiştir. İndirgenmiş χ^2 değeri ise 1.57 olarak belirlenmiştir (Şekil 8.9.).

Modelin sonuç değerlerine göre; hidrojen kolon yoğunluğu $0.104 \pm 0.0119 \times 10^{21} \text{ H.atom} / \text{cm}^2$, normalize edilmiş genlik değeri $9.19 \times 10^{-3} \pm 6.87 \times 10^{-4} \text{ cm}^{-5}$ ve sıcaklık değeri $T = 3.76 \pm 1.22 \text{ keV}$ olarak çıkarılmıştır.



Şekil 8.9. SU UMa yıldızının RSMF model analizi sonuçları

Sıcaklık ve hidrojen kolon yoğunluğu bazında daha hassas bir hata analizi yapılarak güvenilirlik derecesi ile birlikte değerler incelendiğinde χ^2 değeri 191.4 olarak bulunmuştur. Hidrojen kolon yoğunluğu;

$$\%68.33 \text{ güven aralığında } 0.104^{+0.0080}_{-0.0070} \times 10^{21} \text{ H.atom/cm}^2,$$

$$\%95.45 \text{ güven aralığında } 0.104^{+0.0120}_{-0.0104} \times 10^{21} \text{ H.atom/cm}^2,$$

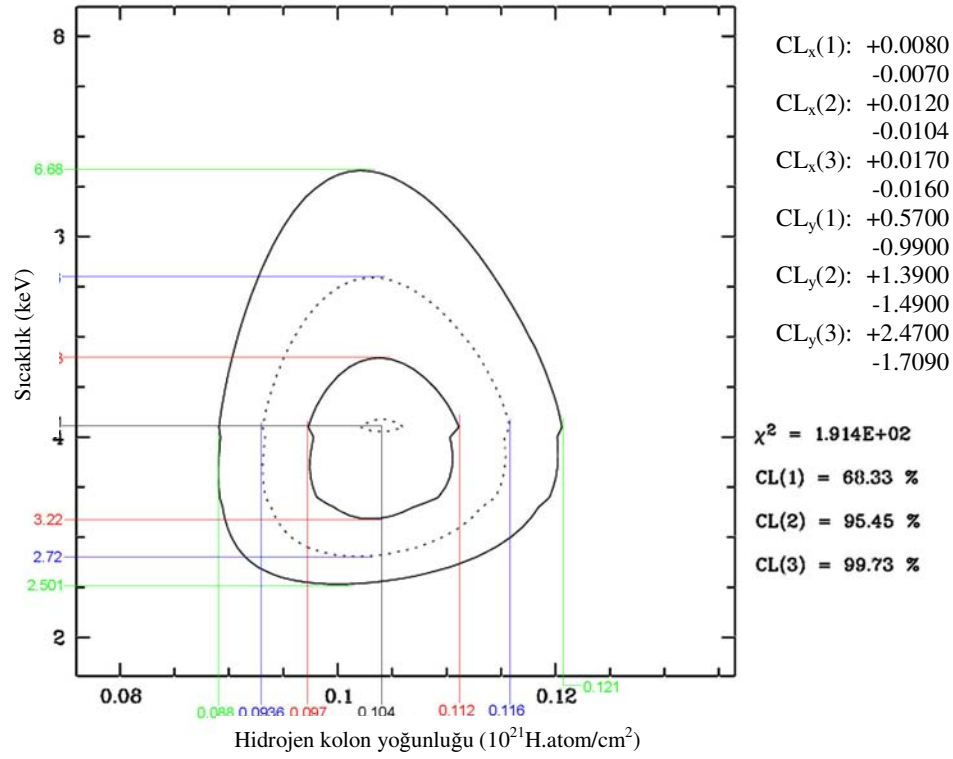
$$\%99.73 \text{ güven aralığında } 0.104^{+0.0170}_{-0.0160} \times 10^{21} \text{ H.atom/cm}^2,$$

olarak belirlenmiştir. Sıcaklık değerleri incelendiğinde;

$$\%68.33 \text{ güven aralığında } 4.21^{+0.5700}_{-0.9900} \text{ keV},$$

$$\%95.45 \text{ güven aralığında } 4.21^{+1.3900}_{-1.4900} \text{ keV},$$

$$\%99.73 \text{ güven aralığında } 4.21^{+2.4700}_{-1.7090} \text{ keV, olduğu belirlenmiştir (Şekil 8.10.).}$$



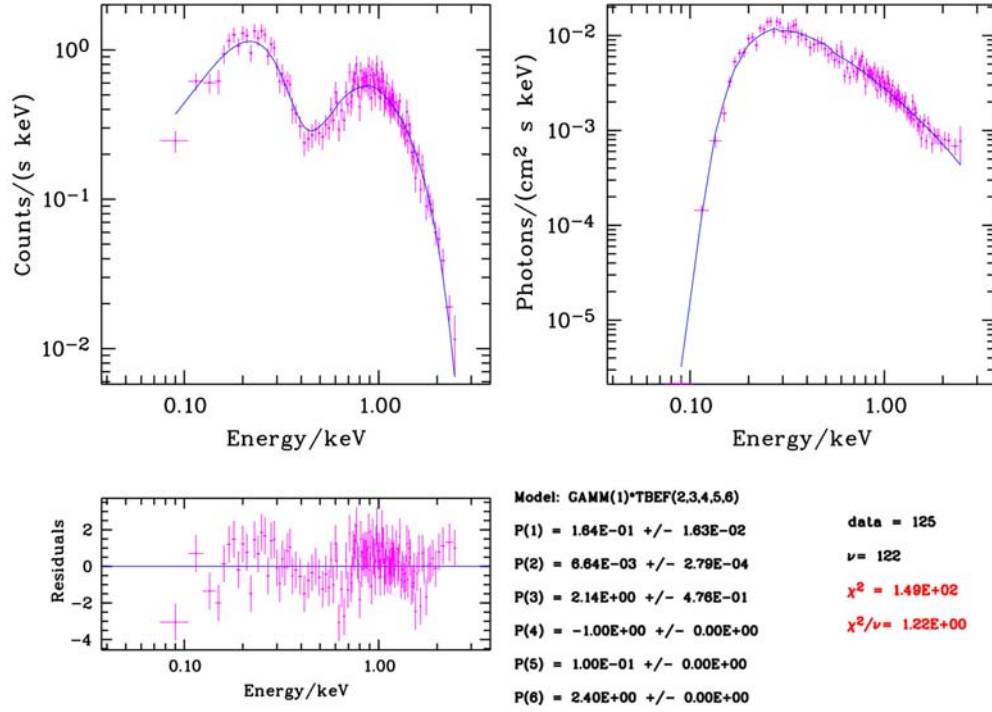
Şekil 8.10. SU UMa yıldızının RSMF modeli güvenilirlik analizi sonuçları

1.5688 uyumluluk değeri ile RSMF, SU UMa için uygun bir model olarak belirlenmiştir.

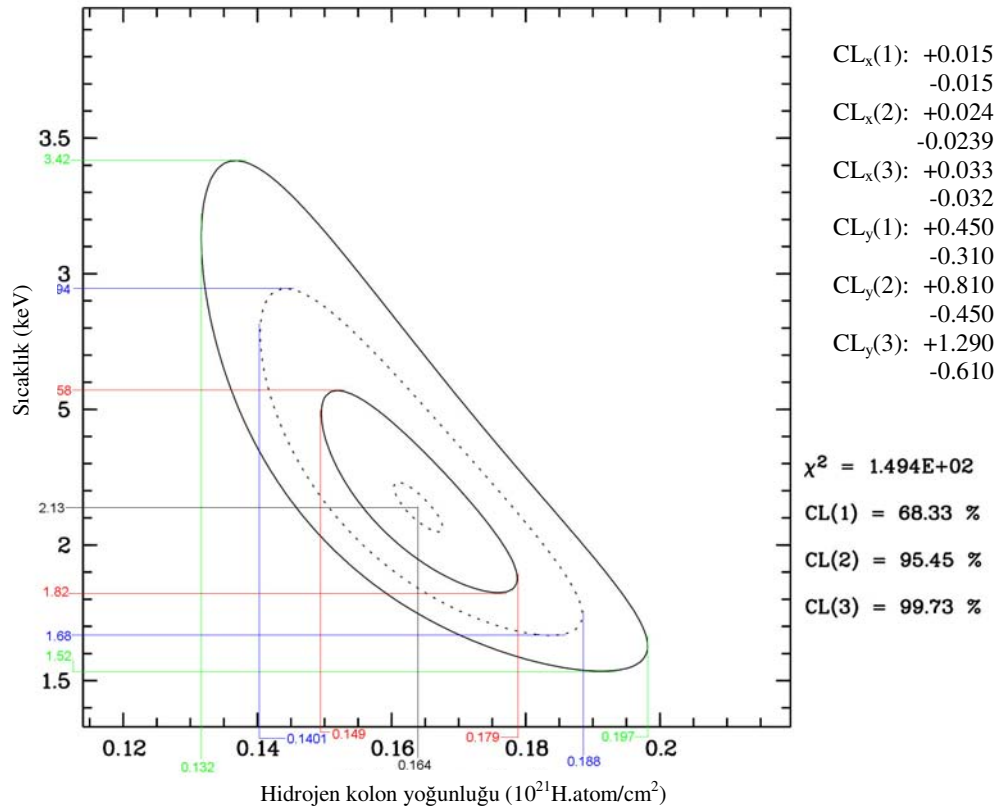
SU UMa gözlemi için Isısal Bremsstrahlung (TBEF) modeli uyumluluk analizi

(TBEF) Isısal Bremsstrahlung Model sonuçlarına göre χ^2 değeri 149 ve serbestlik derecesi 122 olarak tespit edilmiştir. İndirgenmiş χ^2 değeri ise 1.22 olarak belirlenmiştir (Şekil 8.11.).

Modelin sonuç değerlerine göre; hidrojen kolon yoğunluğu $0.164 \pm 0.0163 \times 10^{21} \text{ H.atom/cm}^2$, [E1 ve E2 aralığında] enerji akısı genlik değeri $6.64 \times 10^{-3} \pm 2.79 \times 10^{-4} \text{ keV/cm}^2/\text{s}$ ve sıcaklık değeri $T = 2.14 \pm 0.476 \text{ keV}$ olarak çıkarılmıştır.



Şekil 8.11. SU UMa yıldızının TBEF model analizi sonuçları



Şekil 8.12. SU UMa yıldızının TBEF Modeli güvenilirlik analizi sonuçları

Sıcaklık ve hidrojen kolon yoğunluğu bazında daha hassas bir hata analizi yapılarak güvenilirlik derecesi ile birlikte değerler incelendiğinde χ^2 değeri 149.4 olarak bulunmuştur. Hidrojen kolon yoğunluğu;

$$\%68.33 \text{ güven aralığında } 0.164^{+0.015}_{-0.015} \times 10^{21} H.atom / cm^2 ,$$

$$\%95.45 \text{ güven aralığında } 0.164^{+0.0240}_{-0.0239} \times 10^{21} H.atom / cm^2 ,$$

$$\%99.73 \text{ güven aralığında } 0.164^{+0.033}_{-0.032} \times 10^{21} H.atom / cm^2 ,$$

olarak belirlenmiştir. Sıcaklık değerleri incelendiğinde;

$$\%68.33 \text{ güven aralığında } 2.13^{+0.45}_{-0.31} \text{ keV},$$

$$\%95.45 \text{ güven aralığında } 2.13^{+0.81}_{-0.45} \text{ keV},$$

$$\%99.73 \text{ güven aralığında } 2.13^{+1.29}_{-0.61} \text{ keV}, \text{ olduğu belirlenmiştir (Şekil}$$

8.12.).

1.2246 değeri ile TBEF, SU UMa için uygun bir model olarak tespit edilmiştir.

SU UMa için değerlendirilen modeller içinde 1.2246 χ^2 uyumluluk değeri ile Isısal Bremsstrahlung (TBEF) en uygun fit sonucunu veren model olarak belirlenmiştir

SU UMa yıldızının, tüm modeller gözönünde bulundurularak elde edilen, sonuç değerleri Çizelge 8.1’de verilmiştir.

Çizelge 8.1. SU UMa yıldızının tüm modellere göre spektral analiz sonuçları

	nH $\times 10^{21} H.atom / cm^2$	akı genliği (foton/cm ² /s/keV)	foton indeksi	chi²/v
powl	$0.221^{+0.040}_{-0.038}$	$0.00281^{+9.67 \times 10^{-5}}_{-9.67 \times 10^{-5}}$	$-1.78^{+0.140}_{-0.145}$	1.2451
bbef	$0.0^{+0.0029}_{-0.0000}$	enerji akısı (keV/cm ² /s) $4.45 \times 10^{-3}^{+1.34 \times 10^{-4}}_{-1.34 \times 10^{-4}}$	T (keV) $0.2399^{+0.0081}_{-0.0069}$	3.1688
rsmf	$0.104^{+0.0120}_{-0.0104}$	normalize edilmiş A (cm ⁻⁵) $9.19 \times 10^{-3}^{+6.87 \times 10^{-4}}_{-6.87 \times 10^{-4}}$	T (keV) $4.21^{+1.3900}_{-1.4900}$	1.5688
tbef	$0.164^{+0.0240}_{-0.0239}$	enerji akısı (keV/cm ² /s) $6.64 \times 10^{-3}^{+2.79 \times 10^{-4}}_{-2.79 \times 10^{-4}}$	T (keV) $2.13^{+0.81}_{-0.45}$	1.2246

SU UMa yıldızı için emisyon ölçümü

SU UMa'nın bilinen uzaklığı $D=280$ pc değerinde olduğu göz önünde bulundurarak, Isısal Plazma Emisyon Modelinden hesapladığımız normalize edilmiş genlik değerini ($0.00919 \pm 6.87 \times 10^{-4} \text{ cm}^{-5}$) genel emisyon ölçümü ifadesinde değerlendirdiğimizde, SU UMa için emisyon ölçüm değerine ulaşırız;

$$EM = 86,96 \times 10^{53} \text{ cm}^{-3}$$

SU UMa yıldızı için sayım oranı değeri

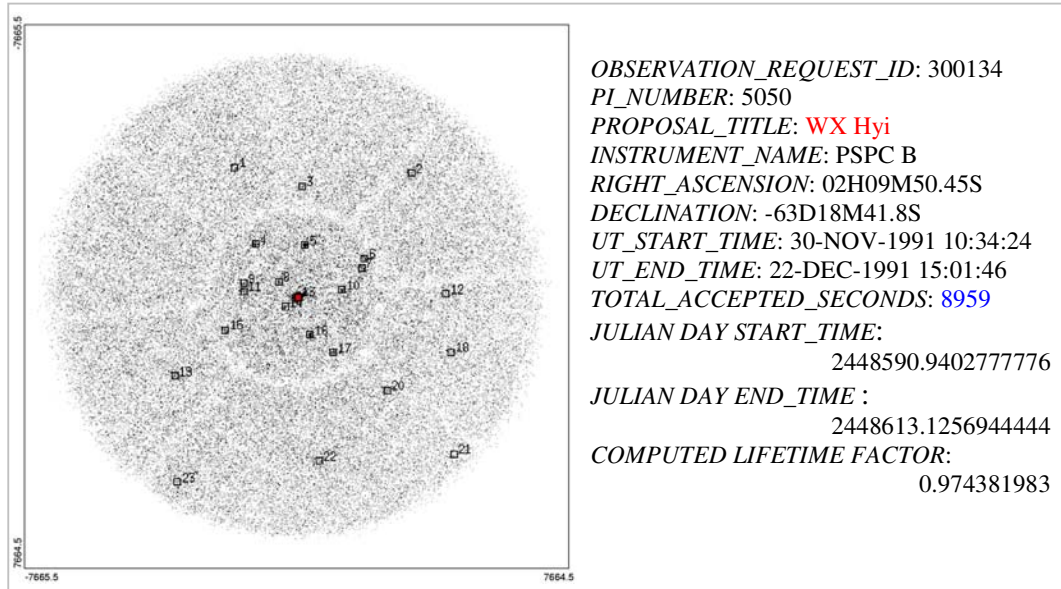
ROSAT verisinin indirgenmesi sürecinde oluşturulan solst.tbl dosyasından elde edilen parametreler CTS ve VIG-GOR değerleri ile birlikte gözlem süresi olan TIM-INT ve hesaplanan yaşam zamanı faktörü olan LIF_TIME değerleri birlikte değerlendirildiğinde incelenen yıldızın sayım oranı hesaplanmıştır (Çizelge 8.2.).

Çizelge 8.2. SU UMa yıldızının sayım oranı değeri

	CTS	VIG-GOR	TIM-INT	LIF-TIME	COUNT-RATE
SU UMa	5292,47	1,006	6534	0,968863785	0,841035897

8.1.2. WX Hyi Yıldızının Spektral Analiz Sonuçları

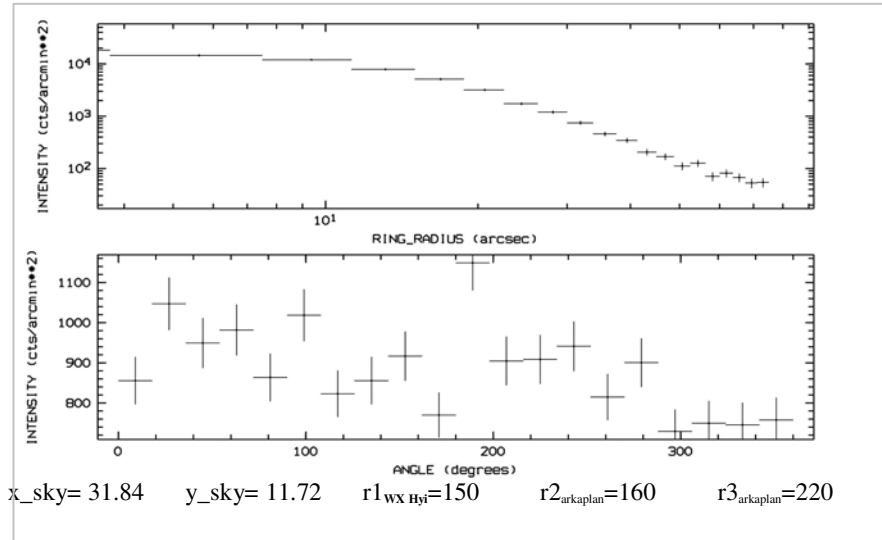
WX Hyi gözlemi için görüntü oluşturma ve kaynak araştırması



Şekil 8.13. WX Hyi yıldızına yönelik kaynak inceleme sonuçları

HEASARC veri tabanından alınan rp300134n00 kayıtlı ROSAT gözlemi indirildiğinde 13 numaralı kaynak WX Hyi olarak tespit edilmiş ve uydu görüntüsü ile gözleme ilişkin genel bilgiler belirlenmiştir (Şekil 8.13.).

WX Hyi gözlemi için yarıçap belirleme işlemleri

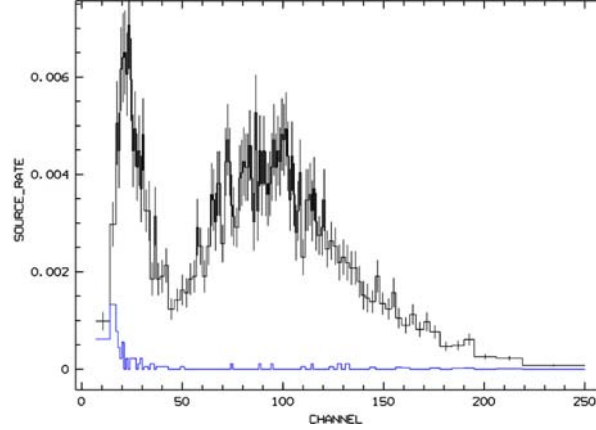


Şekil 8.14. WX Hyi yıldızının ROSAT uydu verisindeki yarıçap belirleme sonuçları

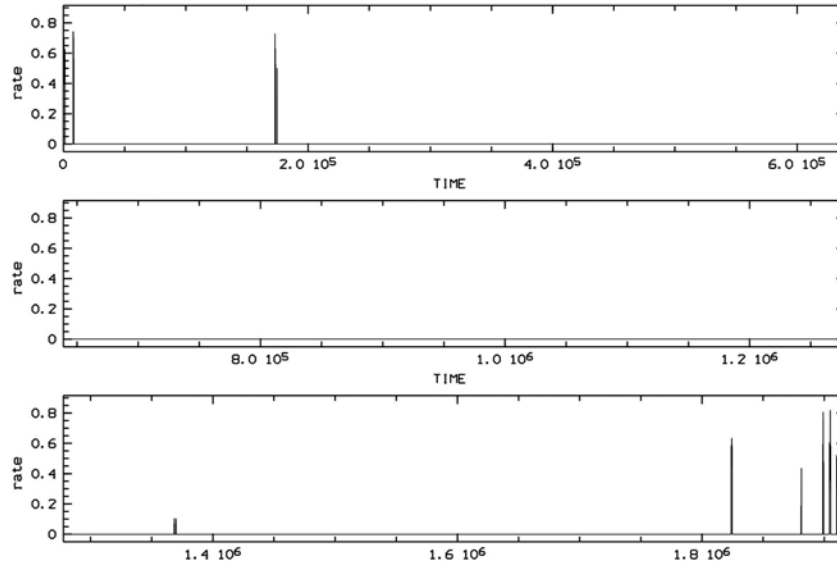
Uydu görüntüsü üzerinden yıldız ve arkaplan için yarıçap değerleri belirlenmiştir (Şekil 8.14). Radial ve azimutal profiller incelendiğinde yoğunluğun merkezden yüzeye kadar düzgün bir şekilde azaldığı göz önünde bulundurularak, WX Hyi için görüntü üzerinde 150" 'lik bir yarıçap tespit edilmiştir.

WX Hyi gözlemi için ışık eğrisi oluşturulması

Kaynağa ait uydu verisi üzerinde, $r1_{WX\ Hyi}$ yarıçapının belirlediği alandan alınan yıldız ve $r3-r4_{arkaplan}$ yarıçaplarının sınırladığı alandan alınan arkaplan verisinin kıyaslanması ile uydu verisinin çift bileşenden geldiği belirlenmiştir (Şekil 8.15.).



Şekil 8.15. WX Hyi için kaynak ve arkaplanın kıyaslanması

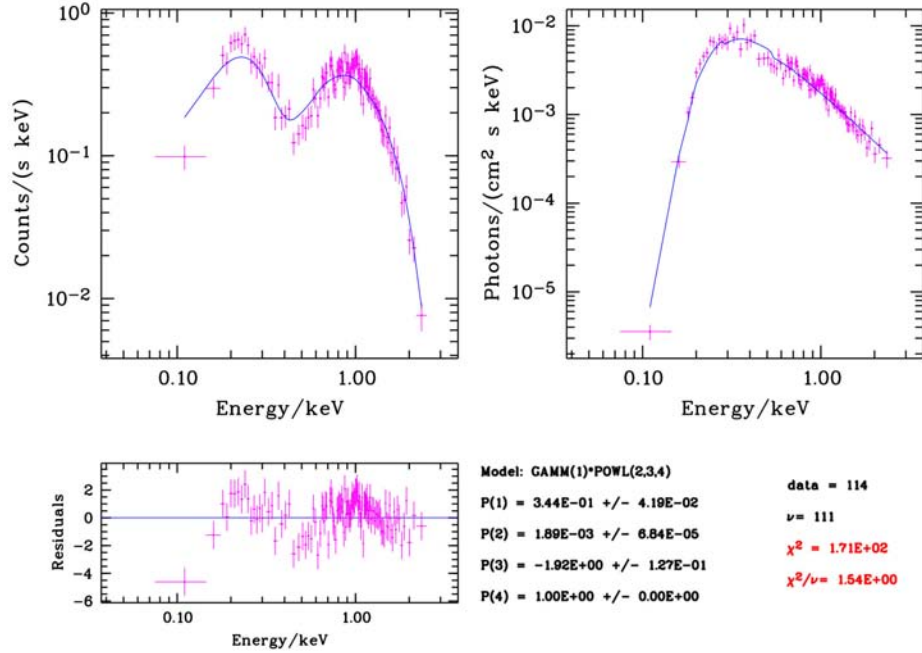


Şekil 8.16. WX Hyi yıldızının ROSAT uydu verisinden elde edilen ışık eğrisi

WX Hyi yıldızına ait ROSAT gözleminden elde edilen ışık eğrisinde, gözlemin 0., 781.04., 6248.3268., 8384.703., 8614.4212. saniyelerde ve 8729.28-

8959. saniyeleri arasında aktivite belirlenmiş, diğer zamanlarda sakin bir dönem geçirdiği tespit edilmiştir (Şekil 8.16.).

WX Hyi gözlemi için (POWL) güç kanunu modeli uyumluluk analizi



Şekil 8.17. WX Hyi yıldızının POWL model analizi sonuçları

Güç kanunu model sonuçlarına göre χ^2 değeri 171 ve serbestlik derecesi 111, indirgenmiş χ^2 değeri ise 1.54 olarak belirlenmiştir (Şekil 8.17.).

Modelin sonuç değerlerine göre; hidrojen kolon yoğunluğu $0.344 \pm 4.19 \times 10^{-2} \times 10^{21} H.atom/cm^2$, E_0 referans enerjideki akı genliği değeri $A = 1.89 \times 10^{-3} \pm 6.84 \times 10^{-5}$ foton/cm²/s/keV ve foton indeks değeri $\Gamma = -1.92 \pm 0.127$ olarak çıkarılmıştır.

Foton indeks ve hidrojen kolon yoğunluğu bazında daha hassas bir hata analizi yapılarak, güvenilirlik seviyesi ile birlikte değerler incelendiğinde χ^2 değeri 171.5 olarak bulunmuştur. Hidrojen kolon yoğunluğu;

$$\%68.33 \text{ güven aralığında } 0.345^{+0.031}_{-0.032} \times 10^{21} H.atom/cm^2,$$

$$\%95.45 \text{ güven aralığında } 0.345^{+0.053}_{-0.051} \times 10^{21} H.atom/cm^2,$$

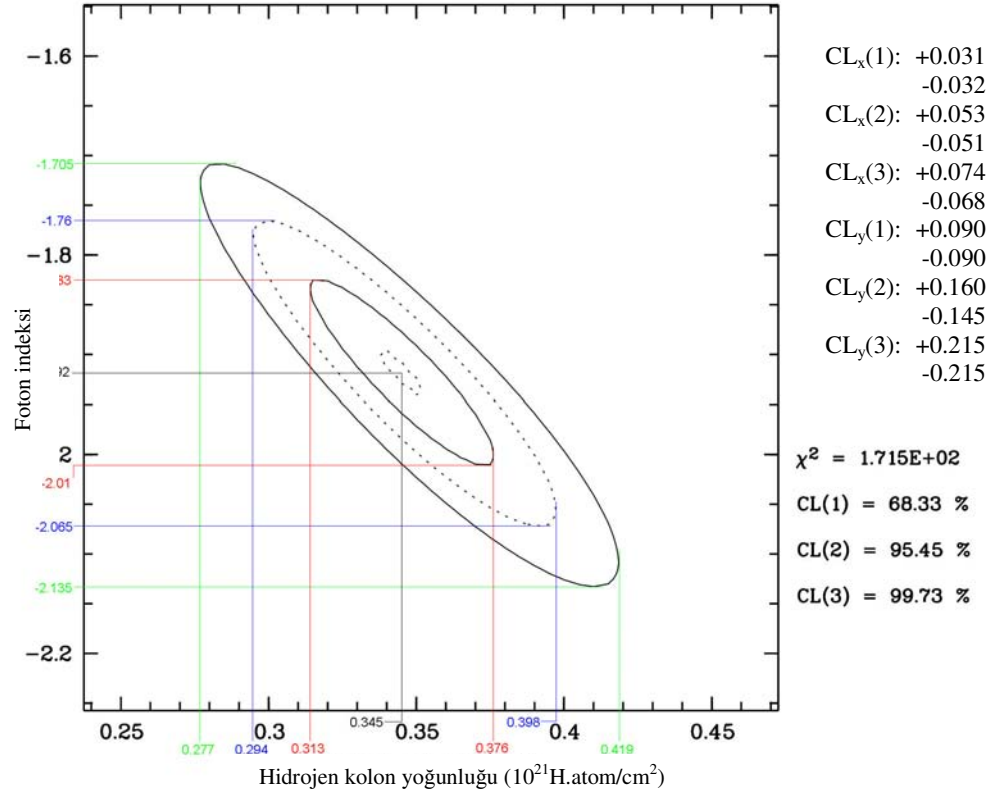
$$\%99.73 \text{ güven aralığında } 0.345^{+0.074}_{-0.068} \times 10^{21} H.atom/cm^2,$$

olduğu belirlenmiştir. Foton indeks değerleri incelendiğinde;

$$\%68.33 \text{ güven aralığında } -1.92^{+0.090}_{-0.090},$$

$$\%95.45 \text{ güven aralığında } -1.92^{+0.160}_{-0.145},$$

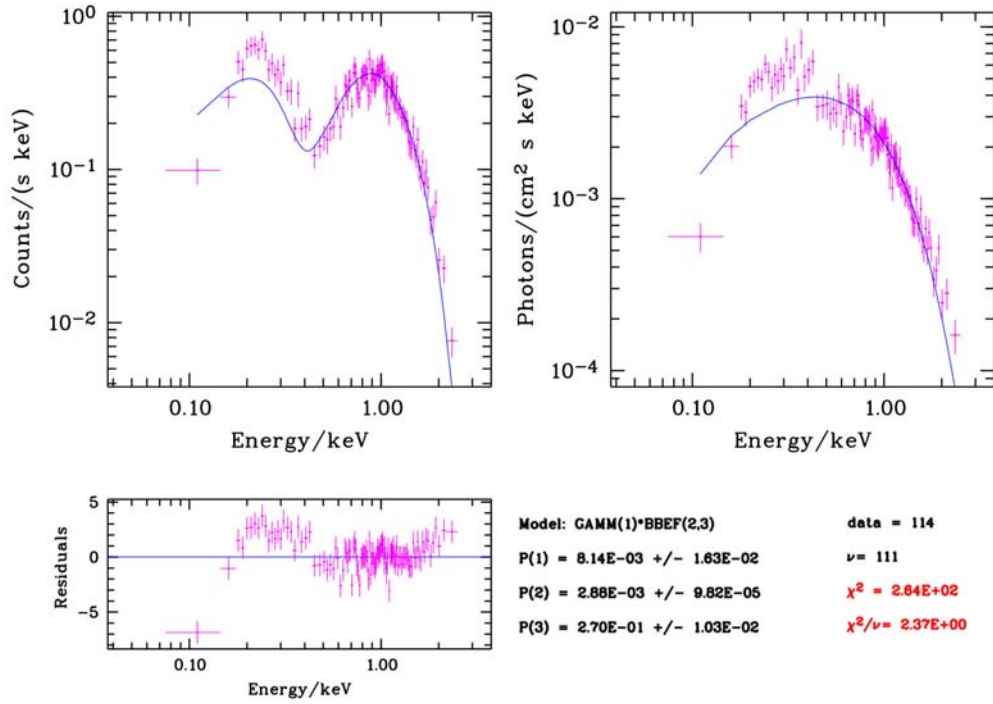
%99.73 güven aralığında $-1.92^{+0.215}_{-0.215}$, olduğu belirlenmiştir (Şekil 6.244).



Şekil 8.18. WX Hyi yıldızının POWL modeli güvenilirlik analizi sonuçları

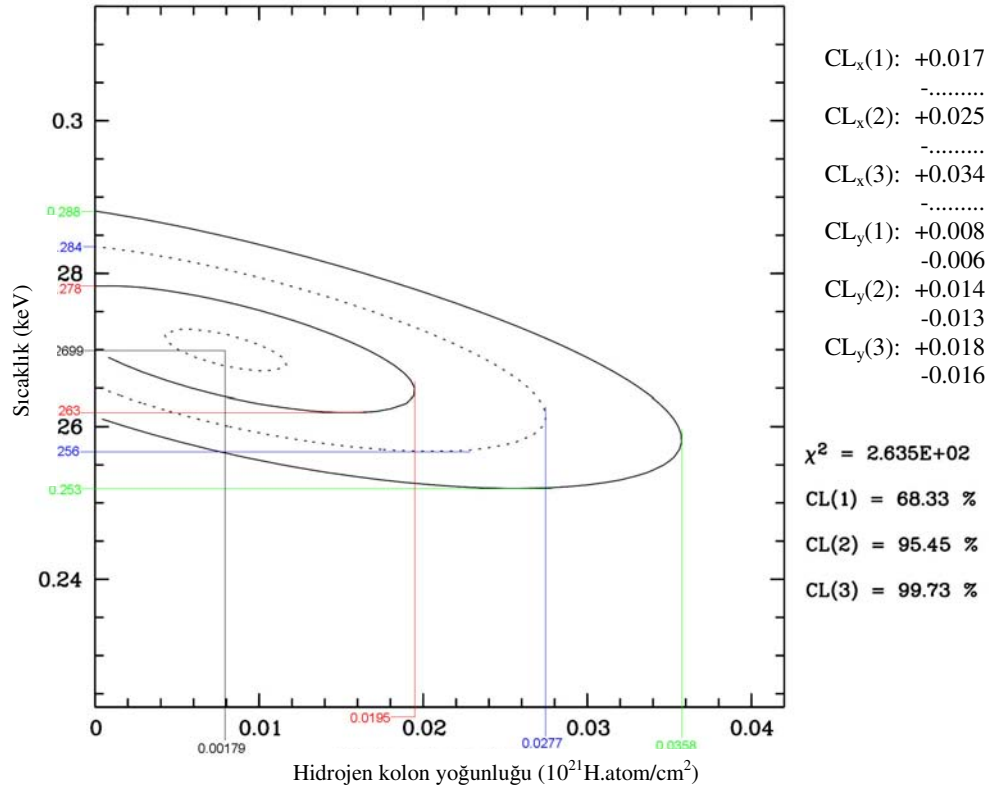
Güç kanunu modeline uyumluluk 1.5450 olduğundan güç kanunu modeli WX Hyi yıldızı için uygun bir modeldir.

WX Hyi gözlemi için kara cisim modeli (BBEF) uyumluluk analizi



Şekil 8.19. WX Hyi yıldızının BBEF model analizi sonuçları

Kara cisim model sonuçlarına göre χ^2 değeri 264 ve serbestlik derecesi 111'dir. İndirgenmiş χ^2 değeri ise 2.37 olarak belirlenmiştir (Şekil 8.19.).



Şekil 8.20. WX Hyi yıldızının BBEF modeli güvenilirlik analizi sonuçları

Modelin sonuç değerlerine göre; hidrojen kolon yoğunluğu $0.00814 \pm 0.0163 \times 10^{21} H.atom / cm^2$, enerji akısı değeri $1.66 \times 10^{-3} \pm 7.35 \times 10^{-5}$ keV/cm²/s ve sıcaklık değeri $T = 0.27 \pm 1.03 \times 10^{-2}$ keV olarak çıkarılmıştır.

Sıcaklık ve hidrojen kolon yoğunluğu bazında daha hassas bir hata analizi yapılarak güvenilirlik derecesi ile birlikte değerler incelendiğinde χ^2 değeri 263.5 olarak bulunmuştur. Hidrojen kolon yoğunluğu;

$$\%68.33 \text{ güven aralığında } 0.00179_{-0.00017}^{+0.017} \times 10^{21} H.atom / cm^2,$$

$$\%95.45 \text{ güven aralığında } 0.00179_{-0.00025}^{+0.025} \times 10^{21} H.atom / cm^2,$$

$$\%99.73 \text{ güven aralığında } 0.00179_{-0.00034}^{+0.034} \times 10^{21} H.atom / cm^2,$$

olduğu belirlenmiştir. Sıcaklık değerleri incelendiğinde;

$$\%68.33 \text{ güven aralığında } 0.2699_{-0.006}^{+0.008},$$

$$\%95.45 \text{ güven aralığında } 0.2699_{-0.013}^{+0.014},$$

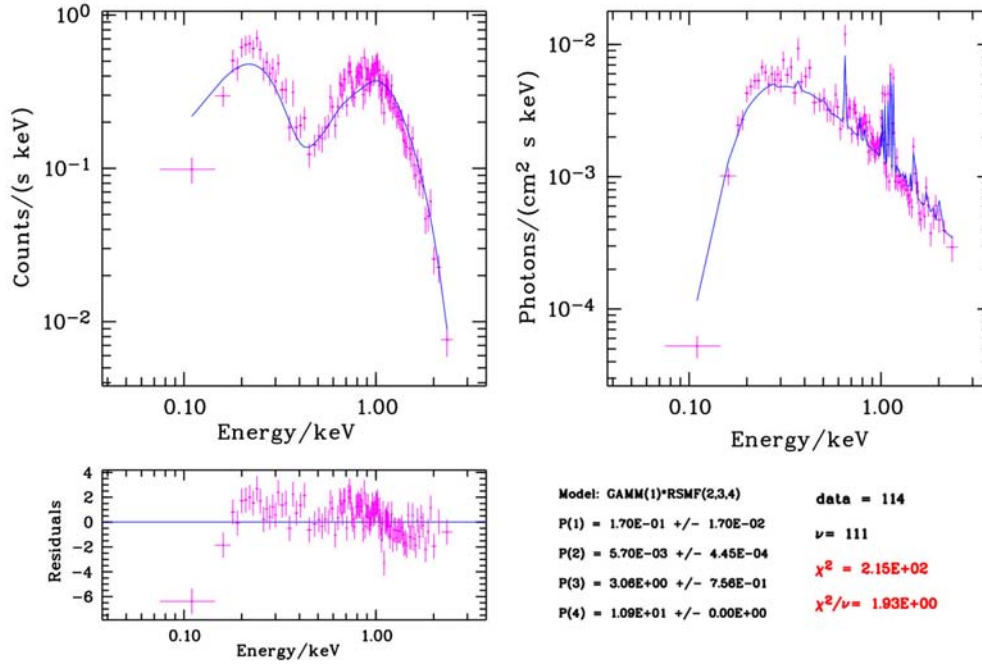
$$\%99.73 \text{ güven aralığında } 0.2699_{-0.016}^{+0.018}, \text{ olduğu belirlenmiştir (Şekil$$

8.20.).

Kara cisim modeline uyumluluk 2.3738 olduğundan kara cisim modeli WX Hyi yıldızı için uygun bir model değildir.

WX Hyi gözlemi için Isısal Plazma Emisyonu modeli (RSMF) [full code] (Raymond Smith) uyumluluk analizi

Isısal Plazma Emisyonu (Raymond-Smith) model sonuçlarına göre χ^2 değeri 215 ve serbestlik derecesi 111 olarak tespit edilmiştir. İndirgenmiş χ^2 değeri ise 1.93 olarak belirlenmiştir (Şekil 8.21.).



Şekil 8.21. WX Hyi yıldızının RSMF model analizi sonuçları

Modelin sonuç değerlerine göre; hidrojen kolon yoğunluğu $0.17 \pm 0.017 \times 10^{21} H.atom/cm^2$, normalize edilmiş genlik değeri $5.7 \times 10^{-3} \pm 4.45 \times 10^{-4} cm^{-5}$ ve sıcaklık değeri $T = 3.06 \pm 0.756 keV$ olarak çıkarılmıştır.

Sıcaklık ve hidrojen kolon yoğunluğu bazında daha hassas bir hata analizi yapılarak güvenilirlik derecesi ile birlikte değerler incelendiğinde χ^2 değeri 214.7 olarak bulunmuştur. Hidrojen kolon yoğunluğu;

$$\%68.33 \text{ güven aralığında } 0.1708^{+0.011}_{-0.010} \times 10^{21} H.atom/cm^2,$$

$$\%95.45 \text{ güven aralığında } 0.1708^{+0.017}_{-0.016} \times 10^{21} H.atom/cm^2,$$

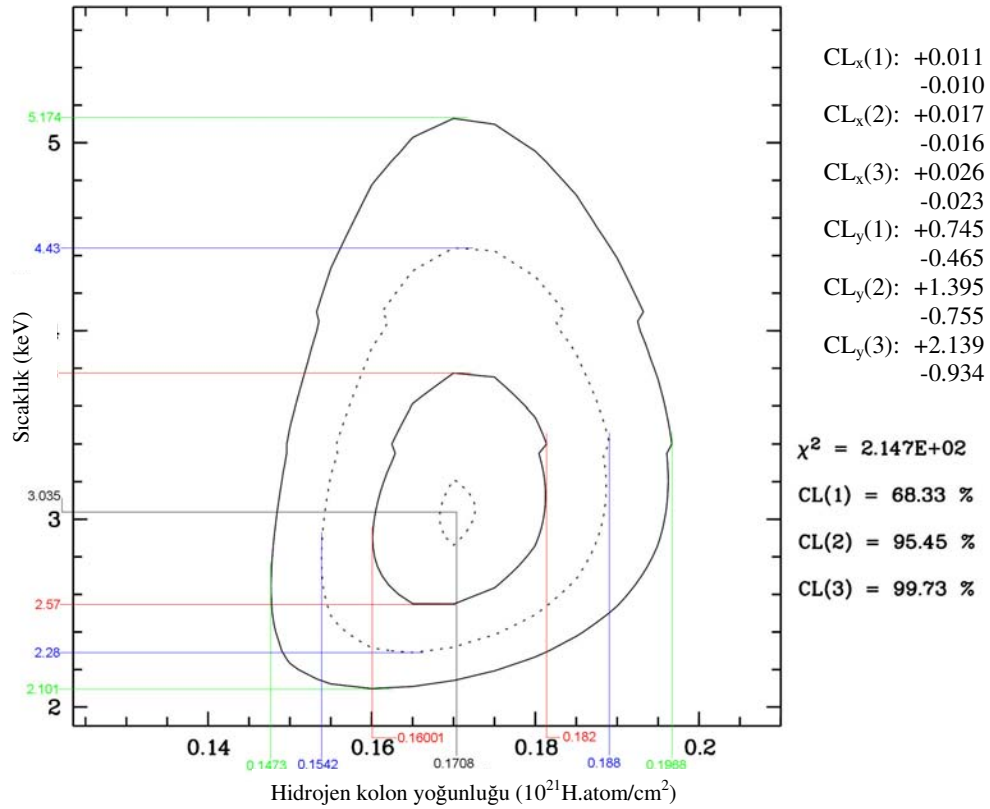
$$\%99.73 \text{ güven aralığında } 0.1708^{+0.026}_{-0.023} \times 10^{21} H.atom/cm^2,$$

olarak belirlenmiştir. Sıcaklık değerleri incelendiğinde;

$$\%68.33 \text{ güven aralığında } 3.035^{+0.745}_{-0.465} keV,$$

$$\%95.45 \text{ güven aralığında } 3.035^{+1.395}_{-0.755} keV,$$

$$\%99.73 \text{ güven aralığında } 3.035^{+2.139}_{-0.934} keV, \text{ olduğu belirlenmiştir (Şekil 6.250).}$$



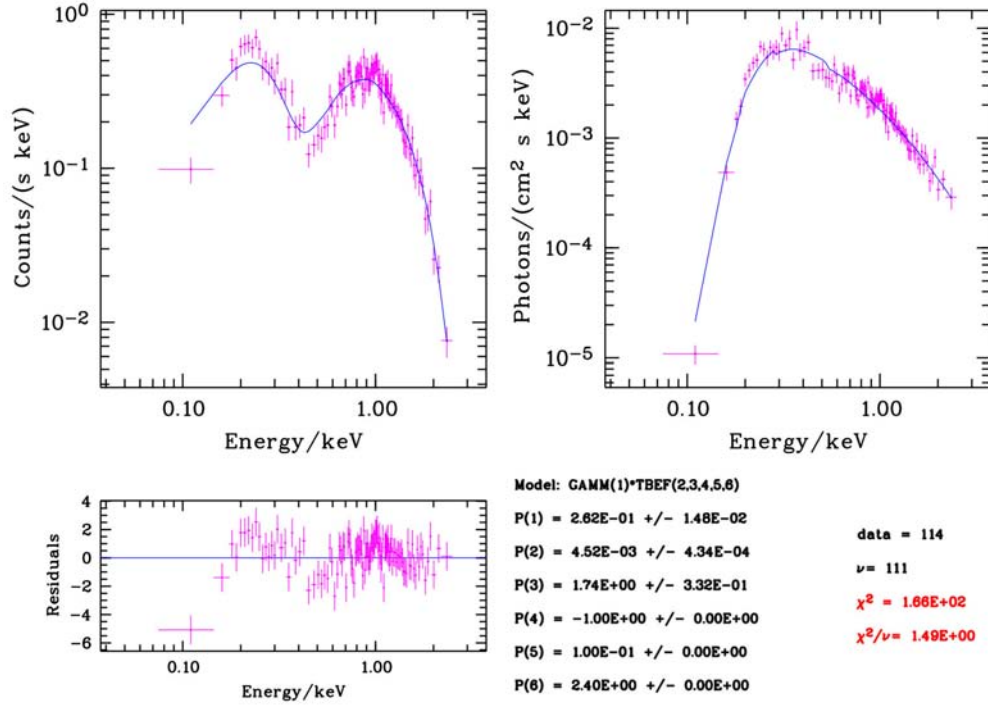
Şekil 8.22. WX Hyi yıldızının RSMF modeli güvenilirlik analizi sonuçları

1.9342 uyumluluk değeri ile RSMF, WX Hyi için uygun bir model olarak belirlenmiştir.

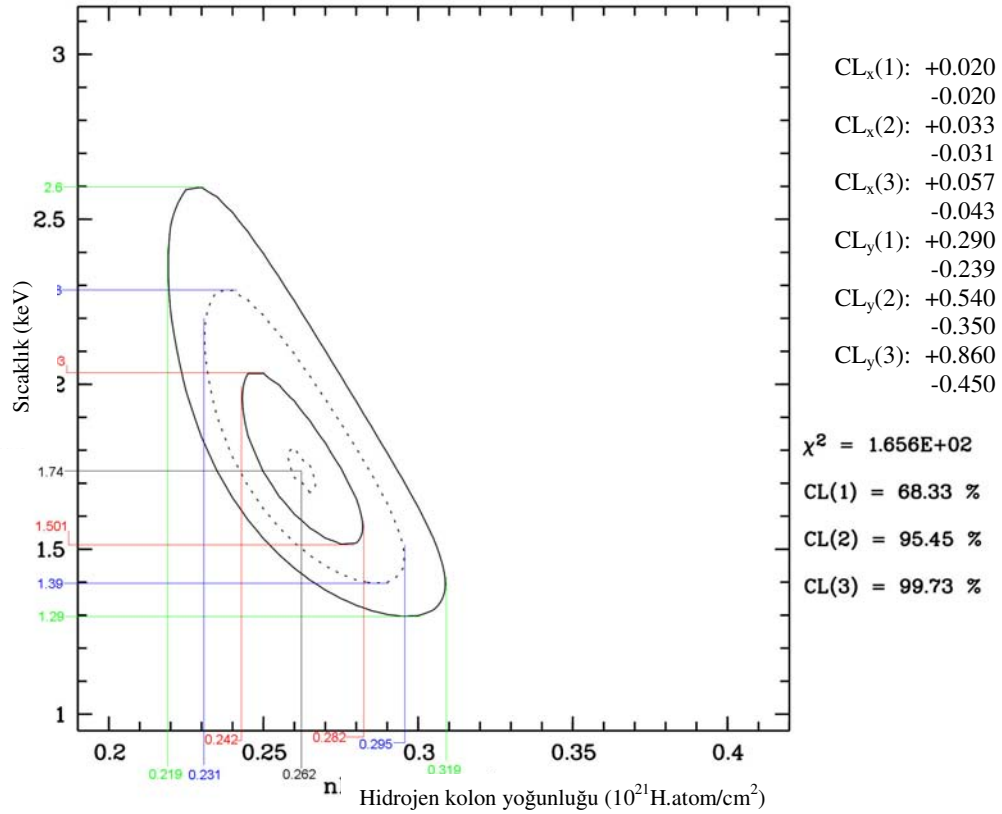
WX Hyi gözlemi için Isısal Bremsstrahlung (TBEF) modeli uyumluluk analizi

(TBEF) Isısal Bremsstrahlung Model sonuçlarına göre χ^2 değeri 166 ve serbestlik derecesi 111 olarak tespit edilmiştir. İndirgenmiş χ^2 değeri ise 1.49 olarak belirlenmiştir (Şekil 8.23.).

Modelin sonuç değerlerine göre; hidrojen kolon yoğunluğu $0.262 \pm 0.0148 \times 10^{21} H.atom/cm^2$, [E1 ve E2 aralığında] enerji akısı genliği değeri $4.52 \times 10^{-3} \pm 4.34 \times 10^{-4} keV/cm^2/s$ ve sıcaklık değeri $T = 1.74 \pm 0.332 keV$ olarak çıkarılmıştır.



Şekil 8.23. WX Hyi yıldızının TBEF model analizi sonuçları



Şekil 8.24. WX Hyi yıldızının TBEF modeli güvenilirlik analizi sonuçları

Sıcaklık ve hidrojen kolon yoğunluğu bazında daha hassas bir hata analizi yapılarak güvenilirlik derecesi ile birlikte değerler incelendiğinde χ^2 değeri 165.6 olarak bulunmuştur. Hidrojen kolon yoğunluğu;

$$\%68.33 \text{ güven aralığında } 0.262_{-0.020}^{+0.020} \times 10^{21} H.atom/cm^2,$$

$$\%95.45 \text{ güven aralığında } 0.262_{-0.031}^{+0.033} \times 10^{21} H.atom/cm^2,$$

$$\%99.73 \text{ güven aralığında } 0.262_{-0.043}^{+0.057} \times 10^{21} H.atom/cm^2,$$

olarak belirlenmiştir. Sıcaklık değerleri incelendiğinde;

$$\%68.33 \text{ güven aralığında } 1.74_{-0.239}^{+0.290} \text{ keV},$$

$$\%95.45 \text{ güven aralığında } 1.74_{-0.350}^{+0.540} \text{ keV},$$

$$\%99.73 \text{ güven aralığında } 1.74_{-0.450}^{+0.860} \text{ keV, olduğu belirlenmiştir (Şekil$$

6.252).

1.4918 değeri ile TBEF, WX Hyi için uygun bir model olarak tespit edilmiştir.

WX Hyi için değerlendirilen modeller içinde 1.4918 χ^2 uyumluluk değeri ile Isısal Bremsstrahlung (TBEF) en uygun fit sonucunu veren model olarak belirlenmiştir.

WX Hyi yıldızı için emisyon ölçümü

WX Hyi'nın bilinen uzaklığı $D=265$ pc değerinde olduğu göz önünde bulundurarak, Isısal Plazma Emisyon Modelinden hesapladığımız normalize edilmiş genlik değerini ($0.0057 \pm 0.000445 \text{ cm}^{-5}$) genel emisyon ölçümü ifadesinde değerlendirdiğimizde, WX Hyi için emisyon ölçüm değerine ulaşırız;

$$EM = 48.3147 \times 10^{53} \text{ cm}^{-3}$$

WX Hyi yıldızının, tüm modeller gözönünde bulundurularak elde edilen, sonuç değerleri Çizelge 8.3.'de verilmiştir.

Çizelge 8.3. WX Hyi yıldızının tüm modellere göre spektral analiz sonuçları

	nH	akı genliği	foton	
	$\times 10^{21} H.atom/cm^2$	(foton/cm ² /s/keV)	indeksi	chi ² /v
powl	$0.345_{-0.051}^{+0.053}$	$0.00189_{-6.84 \times 10^{-5}}^{+6.84 \times 10^{-5}}$	$-1.92_{-0.145}^{+0.160}$	1.5450
bbef	$0.00179_{-.....}^{+0.025}$	enerji akısı (keV/cm ² /s) $0.00288 \times 10^{-3} \text{ }_{-9.82 \times 10^{-5}}^{+9.82 \times 10^{-5}}$	T (keV) $0.2699_{-0.013}^{+0.014}$	2.3738
		normalize edilmiş A (cm ⁻⁵)	T (keV)	

rsmf	$0.1708^{+0.017}_{-0.016}$	$5.7 \times 10^{-3} \begin{smallmatrix} +4.45 \times 10^{-4} \\ -4.45 \times 10^{-4} \end{smallmatrix}$	$3.035^{+1.395}_{-0.755}$	1.9342
tbf	$0.262^{+0.033}_{-0.031}$	enerji akısı (keV/cm ² /s) $4.52 \times 10^{-3} \begin{smallmatrix} +4.34 \times 10^{-4} \\ -3.44 \times 10^{-4} \end{smallmatrix}$	T (keV) $1.74^{+0.540}_{-0.350}$	1.4918

WX Hyi yıldızı için sayım oranı değeri

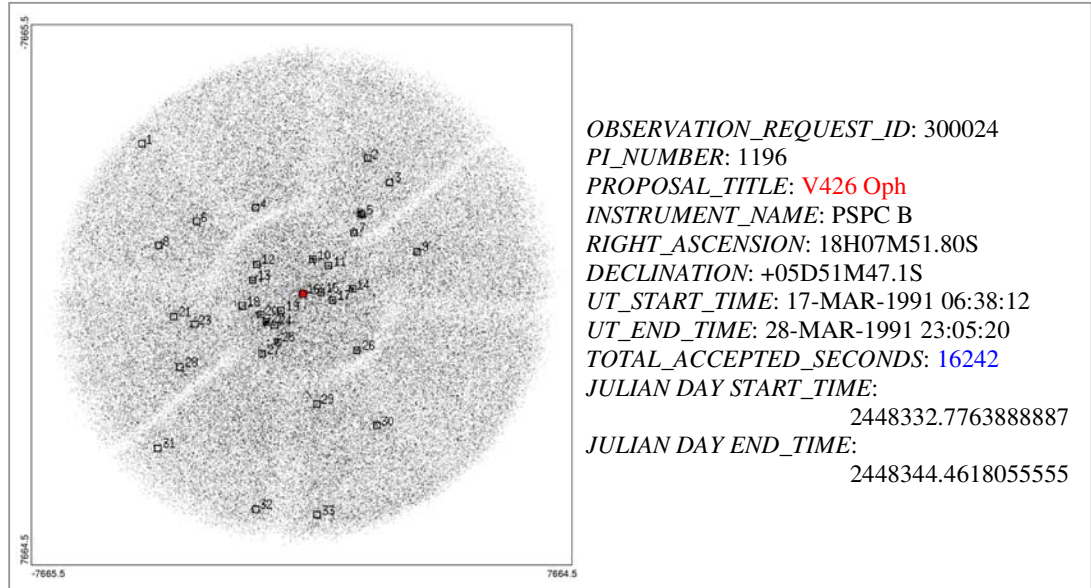
ROSAT verisinin indirgenmesi sürecinde oluşturulan solst.tbl dosyasından elde edilen parametreler CTS ve VIG_GOR değerleri ile birlikte gözlem süresi olan TIM_INT ve hesaplanan yaşam zamanı faktörü olan LIF_TIME değerleri birlikte değerlendirildiğinde incelenen yıldızın sayım oranı hesaplanmıştır (Çizelge 8.4.).

Çizelge 8.4. WX Hyi yıldızının sayım oranı değeri

	CTS	VIG_GOR	TIM_INT	LIF_TIME	COUNT_RATE
WX Hyi	4251,24	1,005	8959	0,974381983	0,489432612

8.1.3. V426 Oph Yıldızının Spektral Analiz Sonuçları

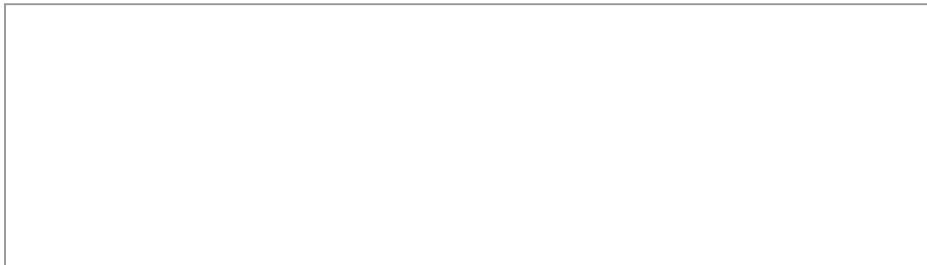
V426 Oph gözlemi için görüntü oluşturma ve kaynak araştırması

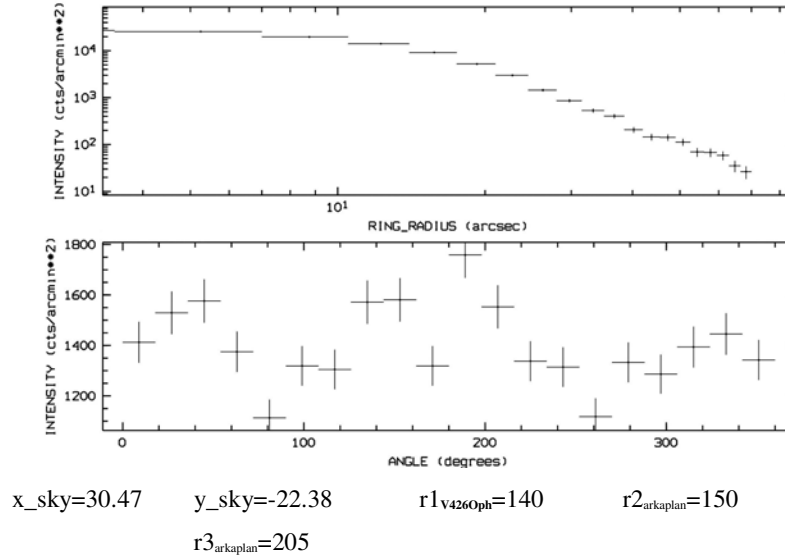


Şekil 8.25. V426 Oph yıldızına yönelik kaynak inceleme sonuçları

HEASARC veri tabanından alınan rp300024n00 kayıtlı ROSAT gözlemi indirgenildiğinde 16 numaralı kaynak V426 Oph olarak tespit edilmiş ve uydu görüntüsü ile gözleme ilişkin genel bilgiler belirlenmiştir (Şekil 8.25.)

V426 Oph gözlemi için yarıçap belirleme işlemleri



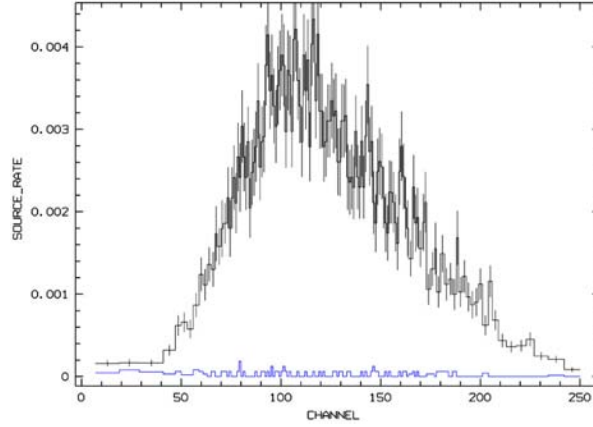


Şekil 8.26. V426 Oph yıldızının ROSAT uydu verisindeki yarıçap belirleme sonuçları

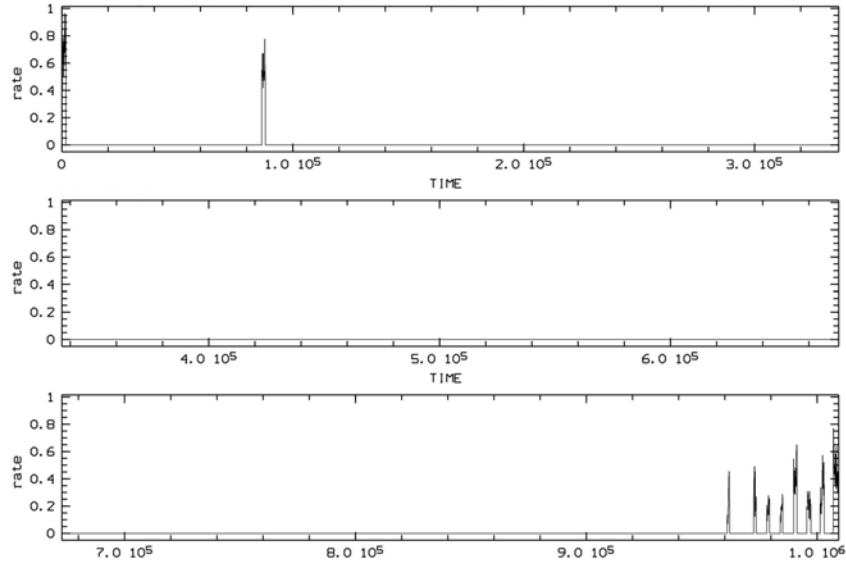
Uydu görüntüsü üzerinden yıldız ve arkaplan için yarıçap değerleri belirlenmiştir (Şekil 8.26.). Radial ve azimutal profiller incelendiğinde yoğunluğun merkezden yüzeye kadar düzgün bir şekilde azaldığı göz önünde bulundurularak, V426 Oph için görüntü üzerinde 140" bir yarıçap tespit edilmiştir.

V426 Oph gözlemi için ı ışık eğrisi oluşturulması

Kaynağa ait uydu verisi üzerinde, $r1_{V426Oph}$ yarıçapının belirlediği alandan alınan yıldız ve $r3-r4_{arkaplan}$ yarıçaplarının sınırladığı alandan alınan arkaplan verisinin kıyaslanması ile uydu verisinin tek bileşenden geldiği belirlenmiştir (Şekil 8.27.).



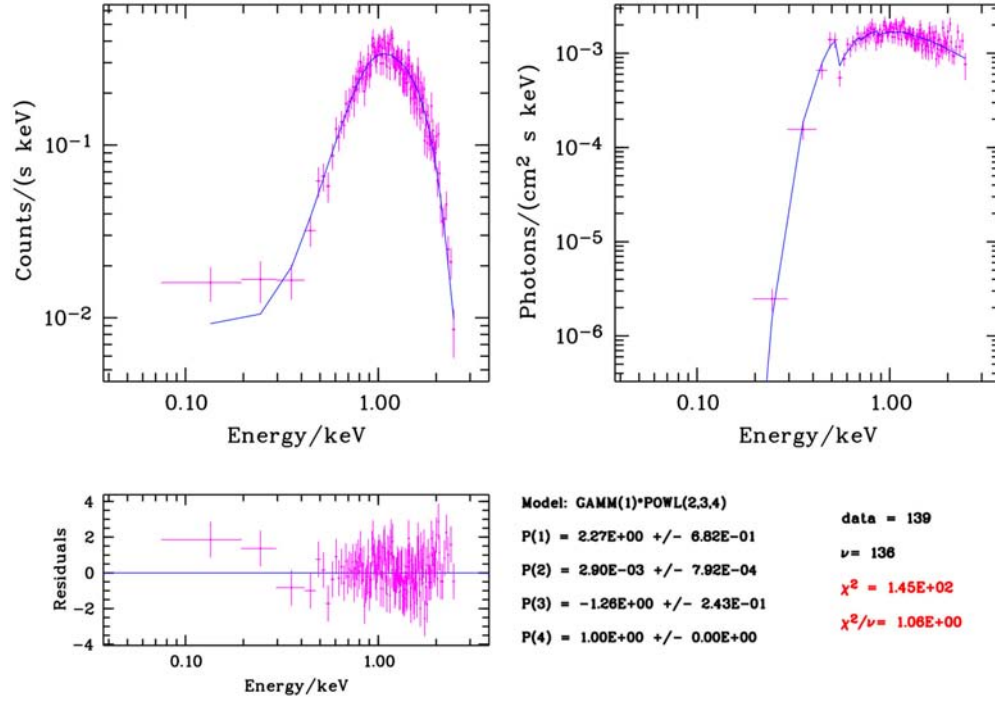
Şekil 8.27. V426 Oph için kaynak ve arkaplanın kıyaslanması



Şekil 8.28. V426 Oph yıldızının ROSAT uydu verisinden elde edilen ışık eğrisi

V426 Oph yıldızına ait ROSAT gözleminde elde edilen ışık eğrisinde, gözlemin 1624.2 saniyesi ve 9.6×10^5 ile 1×10^6 saniyeleri arasında kalan bölümlerde aktivite belirlenmiş, bu aralıkların dışındaki zamanların sakin bir dönem geçirdiği tespit edilmiştir (Şekil 8.28.).

V426 Oph gözlemi için (POWL) güç kanunu modeli uyumluluk analizi



Şekil 8.29. V426 Oph yıldızının POWL model analizi sonuçları

Güç kanunu model sonuçlarına göre χ^2 değeri 145 ve serbestlik derecesi 136, indirgenmiş χ^2 değeri ise 1.06 olarak belirlenmiştir (Şekil 8.29.).

Modelin sonuç değerlerine göre; hidrojen kolon yoğunluğu $2.27 \pm 0.682 \times 10^{-2} \times 10^{21} H.atom/cm^2$, E_0 referans enerjideki akı genliği değeri $A = 2.9 \times 10^{-3} \pm 7.92 \times 10^{-4}$ foton/cm²/s/keV ve foton indeks değeri $\Gamma = -1.2 \pm 0.24$ olarak çıkarılmıştır.

Foton indeks ve hidrojen kolon yoğunluğu bazında daha hassas bir hata analizi yapılarak, güvenilirlik seviyesi ile birlikte değerler incelendiğinde χ^2 değeri 144.6 olarak bulunmuştur. Hidrojen kolon yoğunluğu;

$$\%68.33 \text{ güven aralığında } 2.28_{-0.55}^{+0.55} \times 10^{21} H.atom/cm^2,$$

$$\%95.45 \text{ güven aralığında } 2.28_{-0.88}^{+0.94} \times 10^{21} H.atom/cm^2,$$

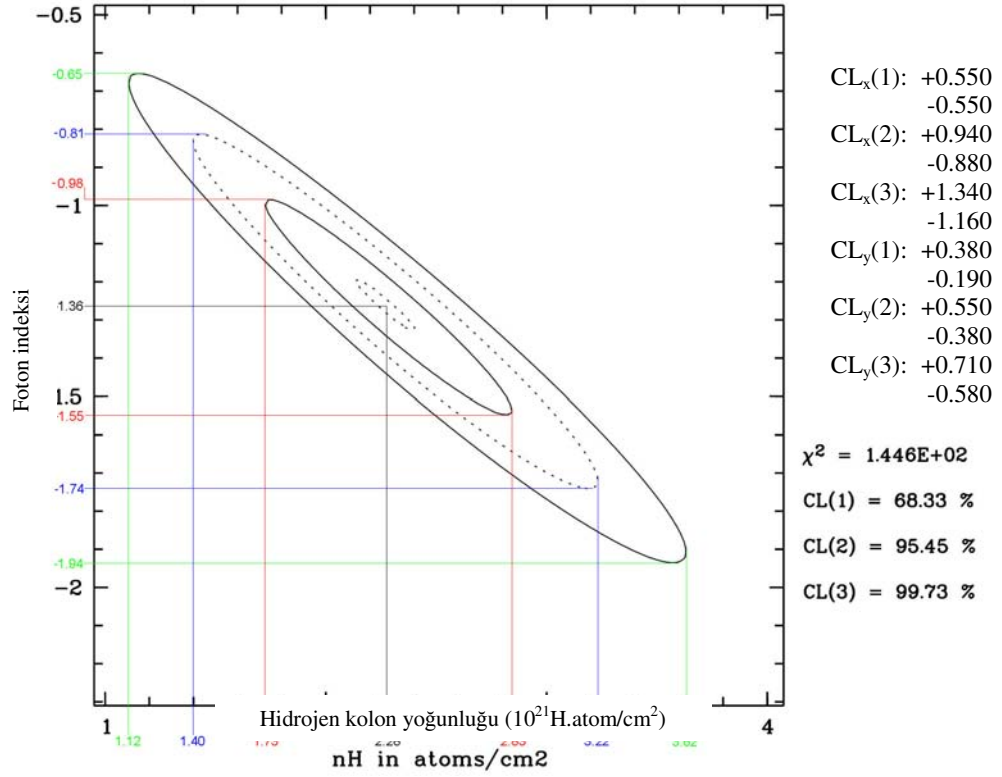
$$\%99.73 \text{ güven aralığında } 2.28_{-1.16}^{+1.34} \times 10^{21} H.atom/cm^2,$$

olduğu belirlenmiştir. Foton indeks değerleri incelendiğinde;

$$\%68.33 \text{ güven aralığında } -1.36_{-0.19}^{+0.38},$$

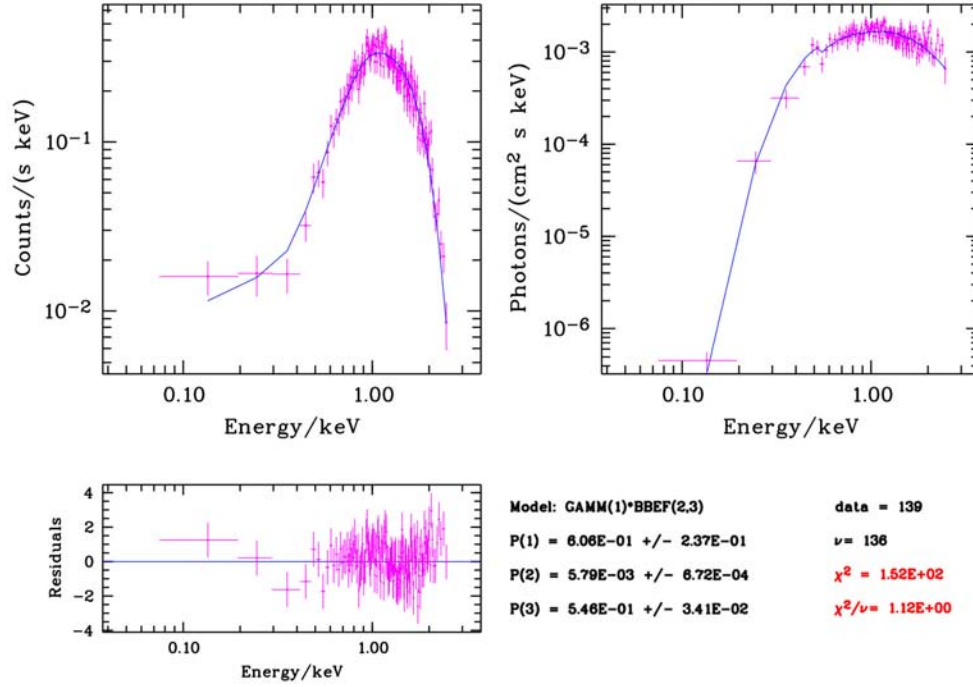
$$\%95.45 \text{ güven aralığında } -1.36_{-0.38}^{+0.55},$$

%99.73 güven aralığında $-1.36^{+0.71}_{-0.58}$, olduğu belirlenmiştir (Şekil 6.22).



Şekil 8.30. V426 Oph yıldızının POWL modeli güvenilirlik analizi sonuçları

V426 Oph gözlemi için kara cisim modeli (BBEF) uyumluluk analizi



Şekil 8.31. V426 Oph yıldızının BBEF model analizi sonuçları

Kara cisim model sonuçlarına göre χ^2 değeri 152 ve serbestlik derecesi 136'dır. İndirgenmiş χ^2 değeri ise 1.12 olarak belirlenmiştir (Şekil 8.31.).

Modelin sonuç değerlerine göre; hidrojen kolon yoğunluğu $0.606 \pm 0.237 \times 10^{21} H.atom / cm^2$, enerji akısı değeri $5.79 \times 10^{-3} \pm 6.72 \times 10^{-4} \text{ keV/cm}^2/\text{s}$ ve sıcaklık değeri $T = 0.546 \pm 3.41 \times 10^{-2} \text{ keV}$ olarak çıkarılmıştır.

Sıcaklık ve hidrojen kolon yoğunluğu bazında daha hassas bir hata analizi yapılarak güvenilirlik derecesi ile birlikte değerler incelendiğinde χ^2 değeri 151.7 olarak bulunmuştur. Hidrojen kolon yoğunluğu;

$$\%68.33 \text{ güven aralığında } 0.61_{-0.16}^{+0.23} \times 10^{21} H.atom / cm^2,$$

$$\%95.45 \text{ güven aralığında } 0.61_{-0.23}^{+0.43} \times 10^{21} H.atom / cm^2,$$

$$\%99.73 \text{ güven aralığında } 0.61_{-0.28}^{+0.65} \times 10^{21} H.atom / cm^2,$$

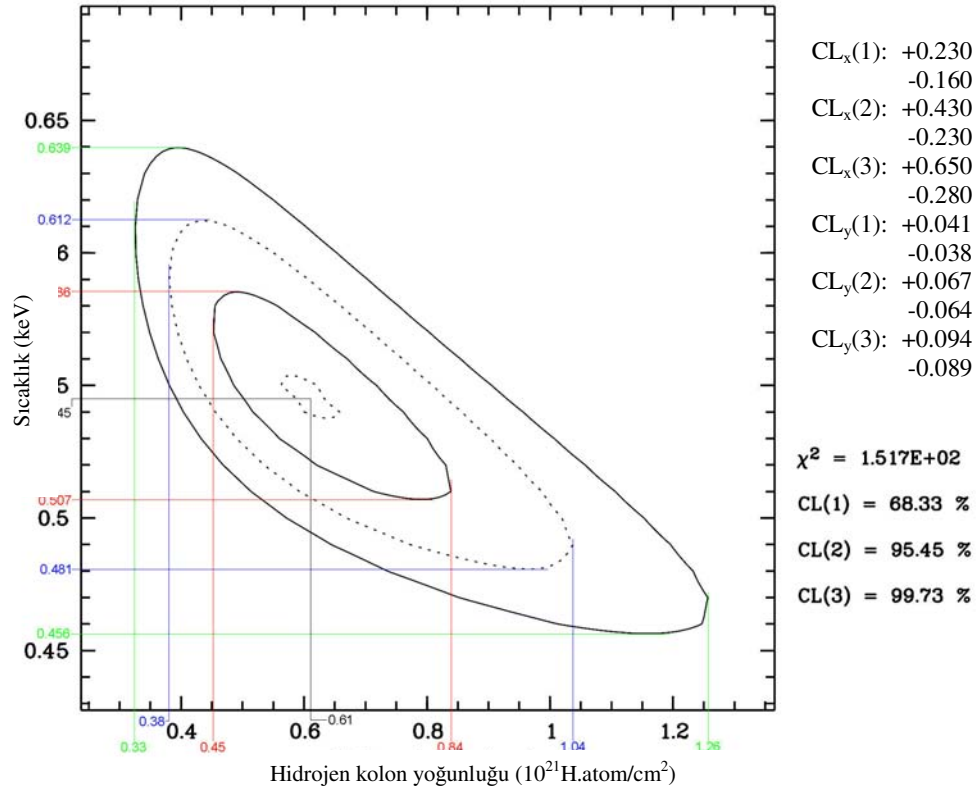
olduğu belirlenmiştir. Sıcaklık değerleri incelendiğinde;

$$\%68.33 \text{ güven aralığında } 0.545_{-0.038}^{+0.041} \text{ keV},$$

$$\%95.45 \text{ güven aralığında } 0.545_{-0.064}^{+0.067} \text{ keV},$$

$$\%99.73 \text{ güven aralığında } 0.545_{-0.089}^{+0.094} \text{ keV, olduğu belirlenmiştir (Şekil$$

6.26).



Şekil 8.32. V426 Oph yıldızının BBEF modeli güvenilirlik analizi sonuçları

Kara cisim modeline uyumluluk 1.1154 olduğundan kara cisim modeli V426 Oph yıldızı için uygun bir modeldir.

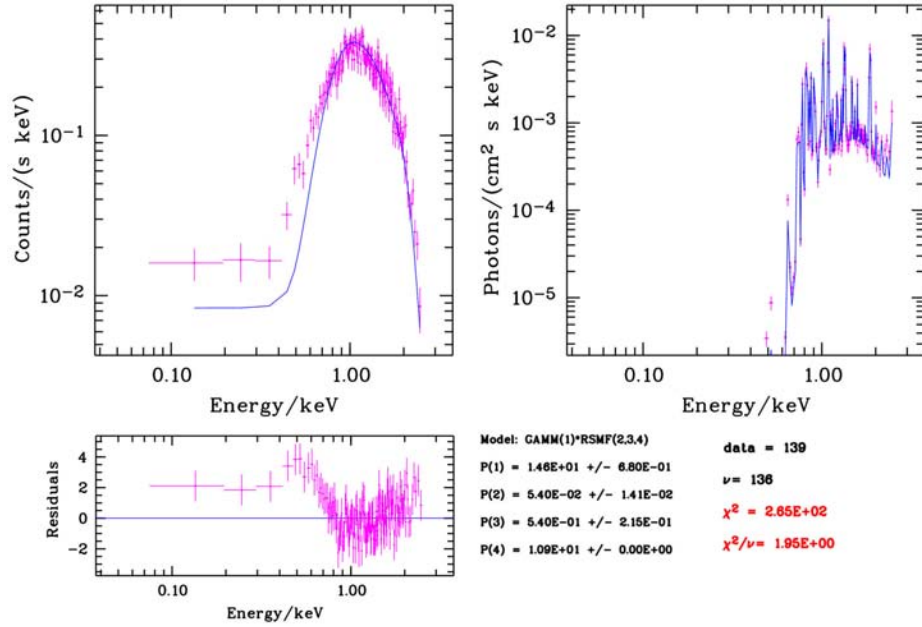
V426Oph gözlemi için Isısal Plazma Emisyonu modeli (RSMF) [full code]

(Raymond Smith) uyumluluk analizi

Isısal Plazma Emisyonu (Raymond-Smith) model sonuçlarına göre χ^2 değeri

265 ve serbestlik derecesi 136 olarak tespit edilmiştir. İndirgenmiş χ^2 değeri ise 1.95

olarak belirlenmiştir (Şekil 8.33.).



Şekil 8.33. V426 Oph yıldızının RSMF model analizi sonuçları

Modelin sonuç değerlerine göre; hidrojen kolon yoğunluğu $14.6 \pm 0.68 \times 10^{21} H.atom/cm^2$, normalize edilmiş genlik değeri $5.4 \times 10^{-2} \pm 1.41 \times 10^{-2} cm^{-5}$ ve sıcaklık değeri $T = 0.54 \pm 0.215 keV$ olarak çıkarılmıştır.

Sıcaklık ve hidrojen kolon yoğunluğu bazında daha hassas bir hata analizi yapılarak güvenilirlik derecesi ile birlikte değerler incelendiğinde χ^2 değeri 144.5 olarak bulunmuştur. Hidrojen kolon yoğunluğu;

$$\%68.33 \text{ güven aralığında } 2.299^{+0.301}_{-0.190} \times 10^{21} H.atom/cm^2,$$

$$\%95.45 \text{ güven aralığında } 2.299^{+0.441}_{-0.284} \times 10^{21} H.atom/cm^2,$$

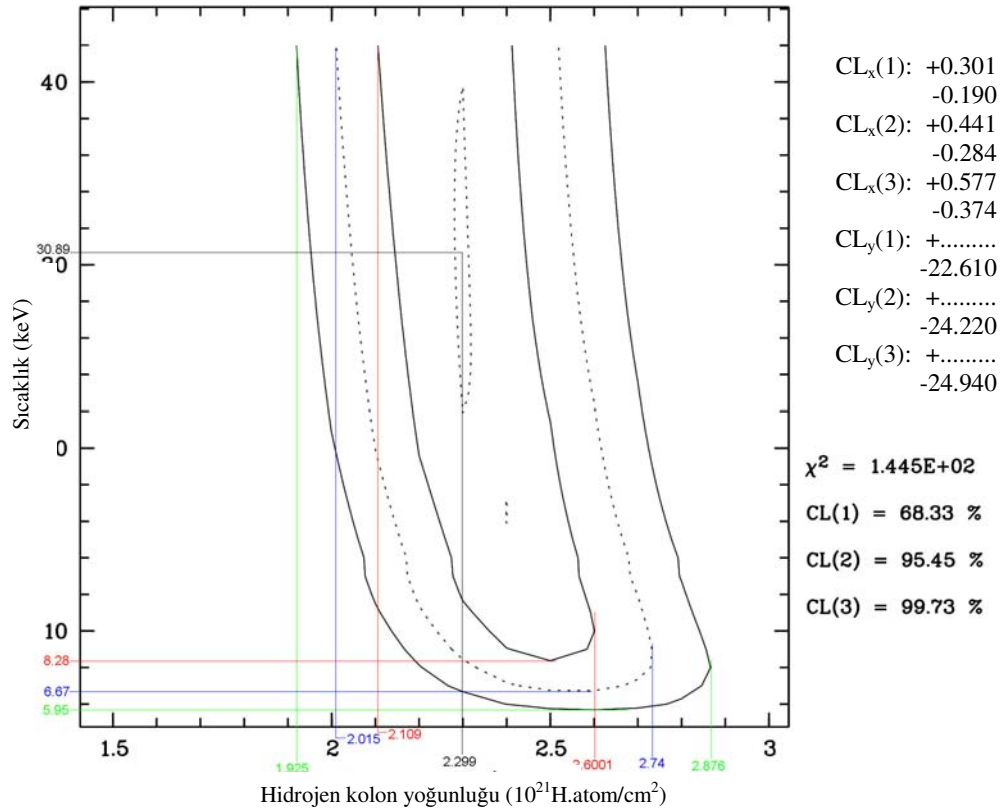
$$\%99.73 \text{ güven aralığında } 2.299^{+0.577}_{-0.374} \times 10^{21} H.atom/cm^2,$$

olarak belirlenmiştir. Sıcaklık değerleri incelendiğinde;

$$\%68.33 \text{ güven aralığında } 30.89^{+.....}_{-22.61} keV,$$

$$\%95.45 \text{ güven aralığında } 30.89^{+.....}_{-24.22} keV,$$

$$\%99.73 \text{ güven aralığında } 30.89^{+.....}_{-24.94} keV, \text{ olduğu belirlenmiştir (Şekil 6.28).}$$



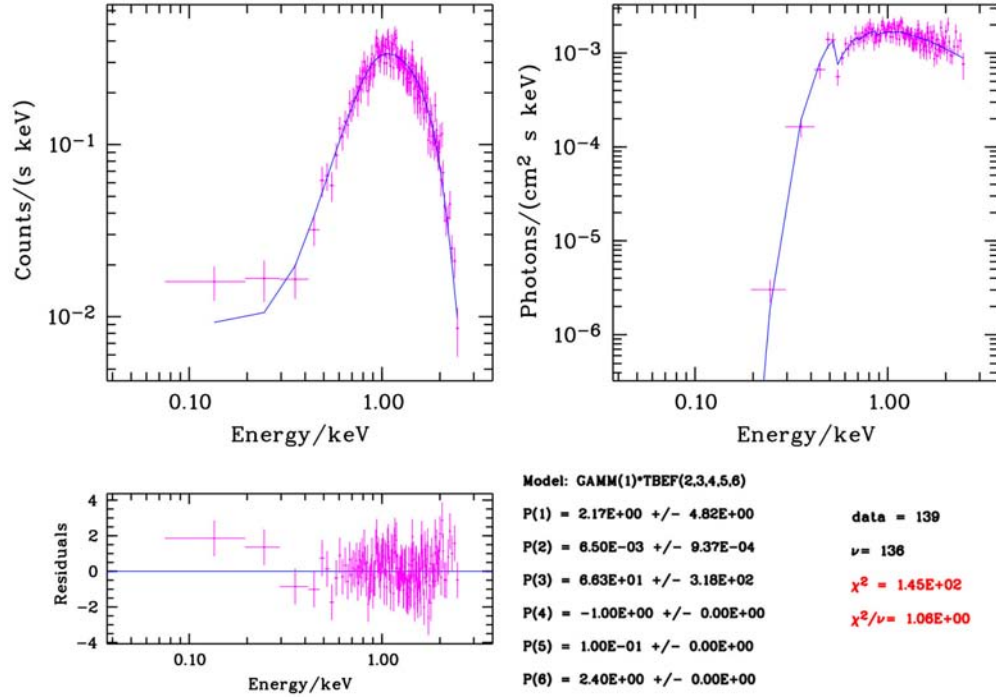
Şekil 8.34. V426 Oph yıldızının RSMF modeli güvenilirlik analizi sonuçları

1.0625 uyumluluk değeri ile RSMF, V426 Oph için uygun bir model olarak belirlenmiştir.

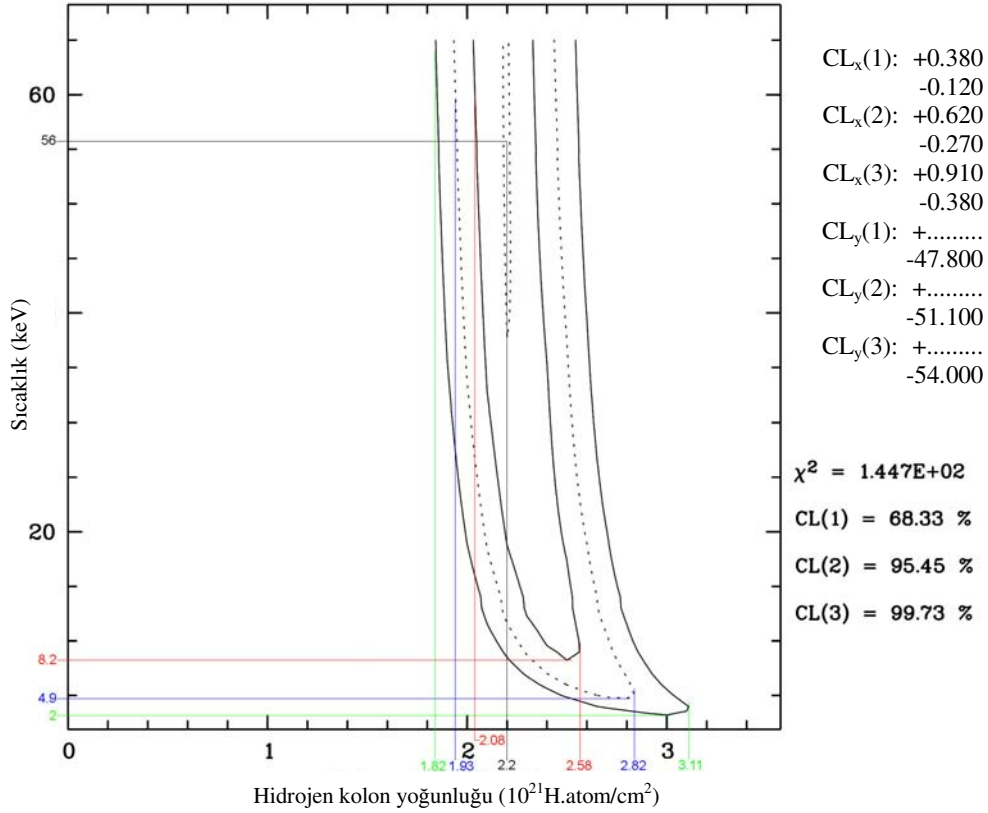
V426 Oph gözlemi için Isısal Bremsstrahlung (TBEF) modeli uyumluluk analizi

(TBEF) Isısal Bremsstrahlung Model sonuçlarına göre χ^2 değeri 145 ve serbestlik derecesi 136 olarak tespit edilmiştir. İndirgenmiş χ^2 değeri ise 1.06 olarak belirlenmiştir (Şekil 8.35.).

Modelin sonuç değerlerine göre; hidrojen kolon yoğunluğu $2.17 \pm 4.82 \times 10^{21} H.atom/cm^2$, [E1 ve E2 aralığında] enerji akısı genlik değeri $6.5 \times 10^{-3} \pm 9.37 \times 10^{-4} keV/cm^2/s$ ve sıcaklık değeri $T = 66.3 \pm 318 keV$ olarak çıkarılmıştır.



Şekil 8.35. V426 Oph yıldızının TBEF model analizi sonuçları



Şekil 8.36. V426 Oph yıldızının TBEF modeli güvenilirlik analizi sonuçları

Sıcaklık ve hidrojen kolon yoğunluğu bazında daha hassas bir hata analizi yapılarak güvenilirlik derecesi ile birlikte değerler incelendiğinde χ^2 değeri 144.7 olarak bulunmuştur. Hidrojen kolon yoğunluğu;

$$\%68.33 \text{ güven aralığında } 2.2_{-0.120}^{+0.380} \times 10^{21} H.atom/cm^2,$$

$$\%95.45 \text{ güven aralığında } 2.2_{-0.27}^{+0.62} \times 10^{21} H.atom/cm^2,$$

$$\%99.73 \text{ güven aralığında } 2.2_{-0.38}^{+0.91} \times 10^{21} H.atom/cm^2,$$

olarak belirlenmiştir. Sıcaklık değerleri incelendiğinde;

$$\%68.33 \text{ güven aralığında } 56_{-47.8}^{+.....} \text{ keV},$$

$$\%95.45 \text{ güven aralığında } 56_{-51.1}^{+.....} \text{ keV},$$

$$\%99.73 \text{ güven aralığında } 56_{-54.0}^{+.....} \text{ keV, olduğu belirlenmiştir (Şekil 6.30).}$$

1.06397 değeri ile TBEF, V426 Oph için uygun bir model olarak tespit edilmiştir.

V426 Oph için değerlendirilen modeller içinde 1.0625 χ^2 uyumluluk değeri ile Isısal Plazma Emisyonu (RSMF) en uygun fit sonucunu veren model olarak belirlenmiştir.

V426 Oph yıldızı için emisyon ölçümü

V426 Oph'nın bilinen uzaklığı $D=100$ pc değerinde olduğu göz önünde bulundurarak, Isısal Plazma Emisyon Modelinden hesapladığımız normalize edilmiş genlik değerini ($0.054 \pm 0.0141 \text{ cm}^{-5}$) genel emisyon ölçümü ifadesinde değerlendirdiğimizde, V426 Oph için emisyon ölçüm değerine ulaşırız;

$$EM = 65.18 \times 10^{53} \text{ cm}^{-3}$$

V426 Oph yıldızının, tüm modeller gözönünde bulundurularak elde edilen, sonuç değerleri Çizelge 8.5.'de verilmiştir.

Çizelge 8.5. V426 Oph yıldızının tüm modellere göre spektral analiz

sonuçları

	nH	akı genliği (foton/cm ² /s/keV)	foton indeksi	chi ² /v
powl	$2.28_{-0.88}^{+0.94} \times 10^{21} H.atom/cm^2$	$0.0029_{-7.92 \times 10^{-4}}^{+7.92 \times 10^{-4}}$	$-1.36_{-0.38}^{+0.55}$	1,0632

bbef	$0.61^{+0.43}_{-0.23}$	enerji akısı (keV/cm ² /s) $5.79 \times 10^{-3} \begin{smallmatrix} +6.72 \times 10^{-4} \\ -6.72 \times 10^{-4} \end{smallmatrix}$	T (keV) $0.545^{+0.067}_{-0.064}$	1.1154
rsmf	$2.299^{+0.441}_{-0.284}$	normalize edilmiş A (cm ⁻⁵) $5.4 \times 10^{-2} \begin{smallmatrix} +1.41 \times 10^{-2} \\ -1.41 \times 10^{-2} \end{smallmatrix}$	T (keV) $30.89^{+.....}_{-24.22}$	1.0625
tbef	$2.2^{+0.62}_{-0.27}$	enerji akısı (keV/cm ² /s) $6.5 \times 10^{-3} \begin{smallmatrix} +9.37 \times 10^{-4} \\ -9.37 \times 10^{-4} \end{smallmatrix}$	T (keV) $56^{+.....}_{-51.1}$	1.06397

V426 Oph yıldızı için sayım oranı değeri

ROSAT verisinin indirgenmesi sürecinde oluşturulan solst.tbl dosyasından elde edilen parametreler CTS ve VIG-GOR değerleri ile birlikte gözlem süresi olan TIM-INT ve hesaplanan yaşam zamanı faktörü olan LIF_TIME değerleri birlikte değerlendirildiğinde, incelenen yıldızın sayım oranı hesaplanmıştır (Çizelge 6.6).

Çizelge 8.6. V426 Oph yıldızının sayım oranı değeri

	CTS	VIG-GOR	TIM-INT	LIF-TIME	COUNT-RATE
V426 Oph	5794,38	1,007	16242	0,977155983	0,367648706

8.2. CHANDRA Analizleri ve Bulguları

SU UMa, WX Hyi ve V426 Oph Cüce Nova yıldızlarının CHANDRA gözlemleri CIAO ve SHERPA programları ile incelenmiştir.

8.2.1. SU UMa yıldızının analiz sonuçları

PI: DR PETER WHEATLEY

Seq Num: 300081

Obs ID: 3478

Instrument: ACIS

Grating: HETG

Çizelge 8.7. SU UMa yıldızının 1.seviye parametreleri

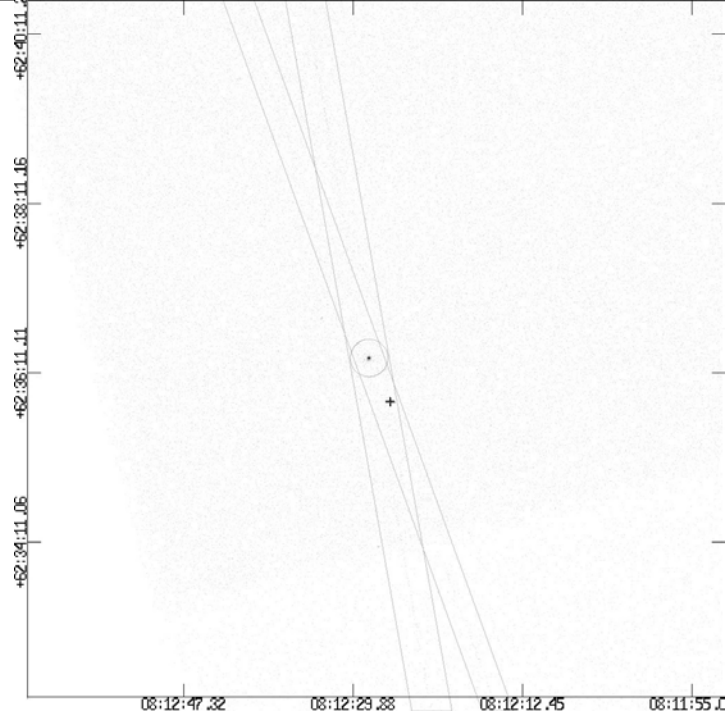
Parameter	Value	Description
ASCDSVER	6.7.0	ASCDS version number
DATE	2002-04-15T22:38:22	Date and time of file creation
DATE-OBS	2002-04-12T07:49:38	Date and time of observation start
DATE-END	2002-04-12T14:51:45	Date and time of observation stop
RA_PNT	123.108350	Pointing RA

DEC_PNT	62.597464	Pointing Dec
ROLL_PNT	255.164759	Pointing Roll
RA_TARG	123.117500	Observer's specified target RA
DEC_TARG	62.606389	Observer's specified target Dec
DATAMODE	FAINT	Data mode
READMODE	TIMED	Read mode

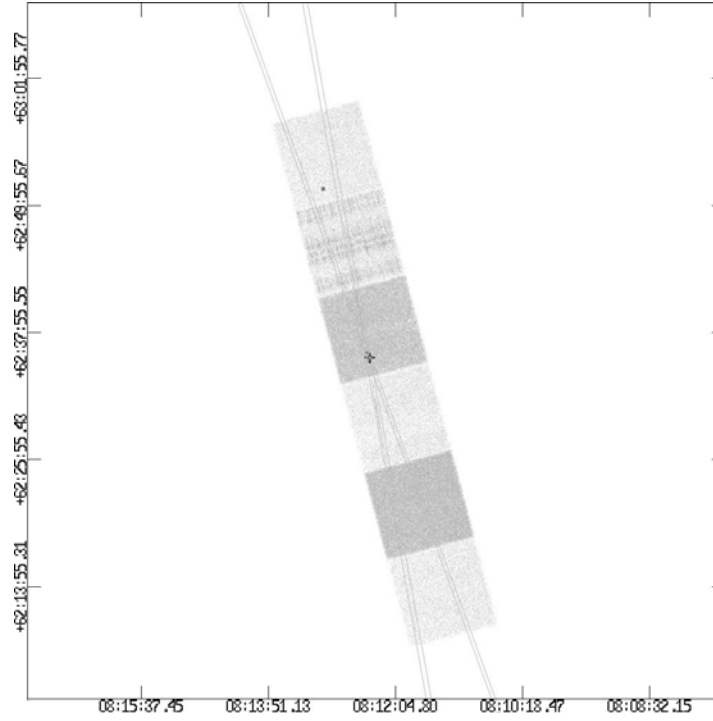
Çizelge 8.8. SU UMa yıldızının 2.seviye parametreleri

Parameter	Value	Description
ASCDSVER	6.7.0	ASCDS version number
DATE	2002-04-15T23:59:12	Date and time of file creation
DATE-OBS	2002-04-12T07:49:38	Date and time of observation start
DATE-END	2002-04-12T14:51:45	Date and time of observation stop
INSTRUME	ACIS	Instrument
DETNAM	ACIS-456789	Detector
GRATING	HETG	Grating
OBJECT	SU UMA	Source name
TITLE	CHANDRA GRATING SPECTROSCOPY OF DWARF NOVAE	Proposal title
OBSERVER	DR PETER WHEATLEY	Principal investigator

OBS_ID	3478	Observation id
SEQ_NUM	300081	Sequence number
RA_NOM	123.108350	Nominal RA
DEC_NOM	62.597464	Nominal Dec
ROLL_NOM	255.164759	Nominal Roll



Şekil 8.37. SU UMa yıldızının uydu verisinde belirlenmesi



Şekil 8.38. SU UMa yıldızının yerinin logaritmik belirlenmesi

ASCDSVER = 6.7.0 / ASCDS version number

DATE = 2002-04-15T23:59:12 / Date and time of file creation

DATE-OBS = 2002-04-12T07:49:38 / Date and time of observation start

DATE-END = 2002-04-12T14:51:45 / Date and time of observation stop

OBS_ID = 3478 / Observation id

TCTYP5 = CPCX /

TCRVL5 = 0 /

TCTYP6 = CPCY /

TCRVL6 = 0 /

TCTYP9 = LONG-TAN /

TCRVL9 = 0 /

TCTYP10 = NPOL-TAN /

TCRVL10 = 0 /

TCTYP11 = RA---TAN /

TCRVL11 = 123.10834958 /

TCTYP12 = DEC--TAN /

TCRVL12 = 62.59746357 /

Observation parameters are:

Obsid = 3478

Source = SU UMA

ASCDSVER = 6.7.0

RA_NOM = 123.10834958

DEC_NOM = 62.59746357

The aspect offset for this obsid is DY = -0.72 and DZ = 0.31 arcsec

For roll = 255.16 degrees,

the offset is D_RA = 0.48 and D_Dec = 0.62 arcsec

punlearn dmhedit

dmhedit infile=aspcorr_evt2.fits

filelist=none operation=add unit=degrees key=TCRVL11

value=123.108639879874

dmhedit infile=aspcorr_evt2.fits

filelist=none operation=add unit=degrees key=TCRVL12

value=62.5976344351257

dmhedit infile=aspcorr_evt2.fits

filelist=none operation=add unit=degrees key=RA_NOM

value=123.108639879874

dmhedit infile=aspcorr_evt2.fits

filelist=none operation=add unit=degrees key=DEC_NOM

value=62.5976344351257

REMOVE THE ACIS_DETECT_AFTERGLOW CORRECTION

Reset the Status Bits

infile = acisf03478_002N001_evt1.fits Input file

outfile = acisf03478_reset_evt1.fits Output file

expression = status=status,status=X15F,status=X14F,status=X13F,status=X12F

expression(s) to evaluate

(kernel = default) Data Model creation/copy kernel

(clobber = no) Clobber output file if it exists?

(verbose = 0) Debug level

(mode = ql)

IDENTIFY ACIS HOT PIXELS AND COSMIC RAY AFTERGLOWS

Create a New Bad Pixel File

infile = acisf03478_reset_evt1.fits Input event list

outfile = acisf03478_new_bpix1.fits Output bad pixel file

badpixfile = acisf03478_002N001_bpix1.fits Input bad pixel file

biasfile = acisf134984643N001_?_bias0.fits Input bias images

maskfile = acisf03478_002N001_msk1.fits Input mask file (<filename> | none | NONE)

pbkfile = acisf134986215N001_pbk0.fits Input parameter block file

(probthresh = 1.0e-3) Minimum significance of potentially bad pixels after trials (e.g. 1 sig = 0.159, 2 sig = 0.0228, and 3 sig = 0.00135)

(regwidth = 7) Size of reference region for comparison (e.g. 7 pixels x 7 pixels)

(expnothresh = 10) Minimum difference in frame numbers between hot pixels

(biasthresh = 6) Minimum bias offset for invalid pixels in adu

(tempdir = \${ASCDS_WORK_PATH} -> /tmp) Temporary work directory

(verbose = 0) Debug level

(clobber = no) Clobber output files?

(mode = ql)

CREATE A NEW LEVEL=2 EVENT FILE

infile = acisf03478_reset_evt1.fits Input event file or stack

outfile = acis_new_evt1.fits Output event file name

acaofffile = pcadf134985760N001_asol1.fits aspect offset file (NONE | none | <filename>)

(apply_cti = yes) Apply CTI adjustment?

(apply_tgain = yes) Apply time-dependent gain adjustment?

(alignmentfile =)acaofffile -> pcadf134985760N001_asol1.fits) sim/fam alignment file (NONE | none | <filename>)

(obsfile = NONE) obs.par file for output file keywords (NONE | none | <filename>)

(geompar = geom) Parameter file for Pixlib Geometry files

(logfile = stdout) debug log file (STDOUT | stdout | <filename>)

(gradefile = CALDB) grade mapping file (NONE | none | CALDB | <filename>)

(gainfile = CALDB) acis gain file (NONE | none | CALDB | <filename>)

(badpixfile = acisf03478_new_bpix1.fits) acis bad pixel file (NONE | none | <filename>)

(threshfile = CALDB) split threshold file (NONE | none | CALDB | <filename>)

(ctifile = CALDB) acis CTI file (NONE | none | CALDB | <filename>)

(tgainfile = CALDB) gain adjustment file (NONE | none | CALDB | <filename>)

(eventdef =)stdlev1 ->
 { d:time,s:ccd_id,s:node_id,i:expno,s:chip,s:tdet,f:det,f:sky,s:phas,l:pha,l:pha_ro,f:energy,l:pi,s:fltgrade,s:grade,x:status }) output format definition

(doevtgrade = yes) Determine event flight grade?

(check_vf_pha = yes) Check very faint pixels?

(calc_cc_times = no) Estimate the times of arrival for CC-mode observation?

(trail = 0.027) Trail fraction

(spthresh = 13) Default split threshold level (overridden by values in threshfile)

(time_offset = 0) Offset to add to event time field to synch w/ fam data

(docentroid = no) Determine pixel centroid for coord. conversion?

(calculate_pi = yes) perform pha->pi conversion? (requires gain file)

(pi_bin_width = 14.6) Width of Pi bin in eV

(pi_num_bins = 1024) Number of values to bin energy into

(max_cti_iter = 15) Maximum iterations for the CTI adjustment of each event

(cti_converge = 0.1) The convergence criterion for each CTI-adjusted pixel in adu

(tstart = TSTART) header key containing start/default time value

(tstop = TSTOP) header key containing time of last event

(clobber = no) Overwrite output event file if it already exists?

(verbose = 0) level of debug detail (0=none, 5=most)

(stop = sky) where to end transformations

(instrume = acis) axaf instrument- used for instrument parameter file

(rand_seed = 1) random seed (for pixlib), 0 = use time dependent seed

(rand_pha = yes) Randomize the pha value used in gain calculations

(rand_pix_size = 0.5) pixel randomization width (-size..+size) 0=no randomization

(stdlev1 =
 {d:time,s:ccd_id,s:node_id,i:expno,s:chip,s:tdet,f:det,f:sky,s:phas,l:pha,l:pha_ro,f:energy,l:pi,s:fltgrade,s:grade,x:status}) TE faint modes event definition string

(grdlev1 =
 {d:time,s:ccd_id,s:node_id,i:expno,s:chip,s:tdet,f:det,f:sky,l:pha,l:pha_ro,s:corn_pha,f:energy,l:pi,s:fltgrade,s:grade,x:status}) TE graded event format definition string

(cclev1 =
 {d:time,s:ccd_id,s:node_id,i:expno,s:chip,s:tdet,f:det,f:sky,f:sky_1d,s:phas,l:pha,l:pha_ro,f:energy,l:pi,s:fltgrade,s:grade,x:status}) CC faint event format definition string

(ccgrdlev1 =
 {d:time,s:ccd_id,s:node_id,i:expno,s:chip,s:tdet,f:det,f:sky,f:sky_1d,l:pha,l:pha_ro,s:corn_pha,f:energy,l:pi,s:fltgrade,s:grade,x:status}) cc graded event format definition string

(mode = ql)

Imaging Observations (filtering)

Tüm ACIS imaging gözlemleri için yapılması gerekli 2 filtreleme aşaması vardır.

bad grades ve clean status column (bits set to 0)

infile = acis_evt2.fits Input dataset/block specification

outfile = acis_dstrk_evt2.fits Output dataset/block specification

(max =) streak threshold syntax: m OR m:m:m:m

(max_rowloss_fraction = 5.0e-5) Maximum fraction of avg streaks/node/frame

(num_sigma = 1.0) Sigma value for determining streak threshold

(filter = yes) Discard tagged events

(mask = [status=0,grade=0,2:4,6]) Filter to select candidate streak events

(ccd_id = 8) CCD ID to filter

(ccd_col = ccd_id) CCD ID column name

(node_col = node_id) Node ID column name ('none' for single node)

(exptime = -1) frame time (s) (reads EXPTIME if no pos. value given)

(countfile =) filename for event row-count distribution

(fracfile =) filename for cumulative streak contam function

(timefile =) filename for exposure time lost per row

(verbose = 0) Debug Level(0-5)

(clobber = no) Clobber existing file

(mode = ql)

Restrict The Energy Rang

Bir çok ACIS analizi için 0.3 ten 10 keV enerji aralığını içermesi istenir.

Özelleştirilmiş enerji aralığında yeni event dosyası oluşturur.

REMOVE BRIGHT/VARIABLE SOURCES FROM THE DATASET

ds9 komutu ile yıldız bölgesi seçilir

infile = evt2_c7.fits[exclude sky=region(ds9.reg)][bin time=:200] Input event file

outfile = 1c_c7.fits Enter output file name

(bkg =) Background region file or fixed background (counts/pixel/s) subtraction

(error = gaussian) Method for error determination(gaussian|gehrels|<variance file>)

(bkgerror = gaussian) Method for background error determination(gaussian|gehrels|<variance file>)

(bkgnorm = 1.0) Background normalization
 (exp =) Exposure map image file
 (bkgexp =) Background exposure map image file
 (sys_err = 0) Fixed systematic error value for SYS_ERR keyword
 (opt = ltc1) Output file type
 (defaults = \${ASCDS_CALIB}/cxo.mdb -> /software/ciao/data/cxo.mdb)
 Instrument defaults file
 (wmap =) WMAP filter/binning (e.g. det=8 or default)
 (clobber = no) OK to overwrite existing output file(s)?
 (verbose = 0) Verbosity level
 (mode = ql)

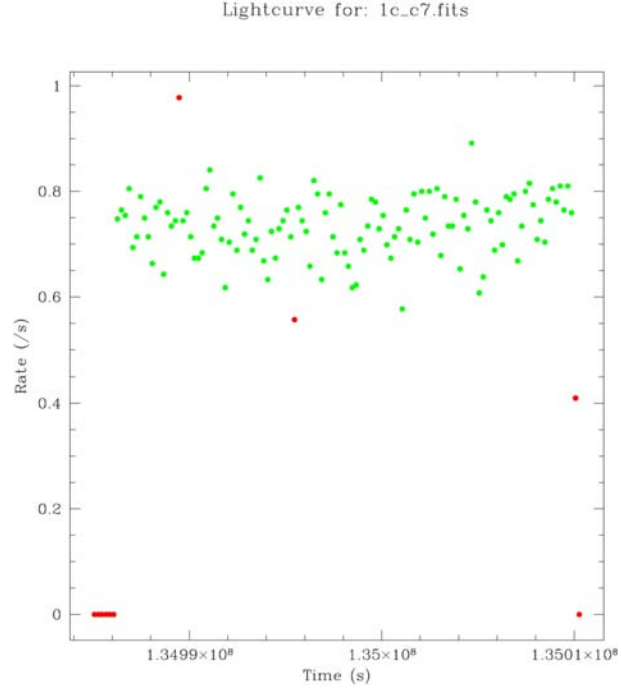
ANALYZE THE LIGHTCURVE (analyze_ltcv.sl)

```

chips> analyze_ltcv("1c_c7.fits")
((time > 134986278.802690) && (time < 134989478.802690)) ; 3.20 ksec
((time > 134989678.802690) && (time < 134995478.802690)) ; 5.80 ksec
((time > 134995678.802690) && (time < 135010078.802690)) ; 14.40 ksec
  
```

USING dmgti

infile = 1c_c7.fits Input MTL file
 outfile = 1c_c7.gti Output GTI file
 userlimit = ((time > 134986278.802690) && (time < 134989478.802690))|| ((time
 > 134989678.802690) && (time < 134995478.802690))|| ((time >
 134995678.802690) && (time < 135010078.802690)) User defined limit string
 (mtlfile = none) Optional output smoothed/filtered MTL file
 (lkupfile = none) Lookup table defining which MTL columns to check
 against (NONE|none|<filename>)
 (smooth = yes) Smooth the input MTL data?
 (kernel = default) Data Model creation/copy kernel
 (clobber = no) Clobber output file if it exists?
 (verbose = 0) Debug level
 (mode = ql)



Şekil 8.39. SU UMa yıldızının elde edilen ışık eğrisi

Data subspace for block EVENTS: Components: 1 Descriptors: 16

--- Component 1 ---

1 time	Real8	TABLE GTI7	
		134986221.6724219918:135009991.165717870	
2 ccd_id	Int2	7:7	
3 node_id	Int2	0:3	
4 expno	Int4	0:2147483647	
5 chip	[1] chipx	1:1024	
5 chip	[2] chipy	1:1024	
6 tdet	[1] tdetx	1:8192	
6 tdet	[2] tdety	1:8192	
7 det	[1] detx	0.50:	8192.50
7 det	[2] dety	0.50:	8192.50
8 sky	[1] x	0.50:	8192.50
8 sky	[2] y	0.50:	8192.50
9 pha	Int4	0:36855	
10 pha_ro	Int4	0:36855	

11 energy	Real4	300.0: 10000.0
12 pi	Int4	1:1024
13 fltgrade	Int2	0:255
14 grade	Int2	0:0,2:2,3:3,4:4,6:6
15 status	Bit	
16 phas	Int2	-4096:4095

Data subspace for block EVENTS: Components: 1 Descriptors: 16

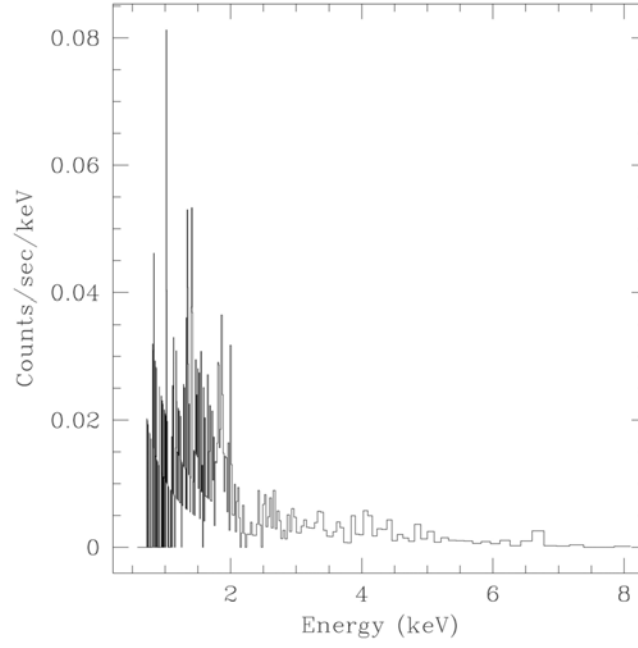
--- Component 1 ---

1 time	Real8	TABLE GTI7 134986478.8026899993:134989478.8026899993 134989878.8026899993:134995478.8026899993 134995878.8026899993:135009991.165717870
2 ccd_id	Int2	7:7
3 node_id	Int2	0:3
4 expno	Int4	0:2147483647
5 chip	[1] chipx	1:1024
5 chip	[2] chipy	1:1024
6 tdet	[1] tdetx	1:8192
6 tdet	[2] tdety	1:8192
7 det	[1] detx	0.50: 8192.50
7 det	[2] dety	0.50: 8192.50
8 sky	[1] x	0.50: 8192.50
8 sky	[2] y	0.50: 8192.50
9 pha	Int4	0:36855
10 pha_ro	Int4	0:36855
11 energy	Real4	300.0: 10000.0
12 pi	Int4	1:1024
13 fltgrade	Int2	0:255
14 grade	Int2	0:0,2:2,3:3,4:4,6:6
15 status	Bit	
16 phas	Int2	-4096:4095

8.2.1.1. Tayfsal analize hazırlık

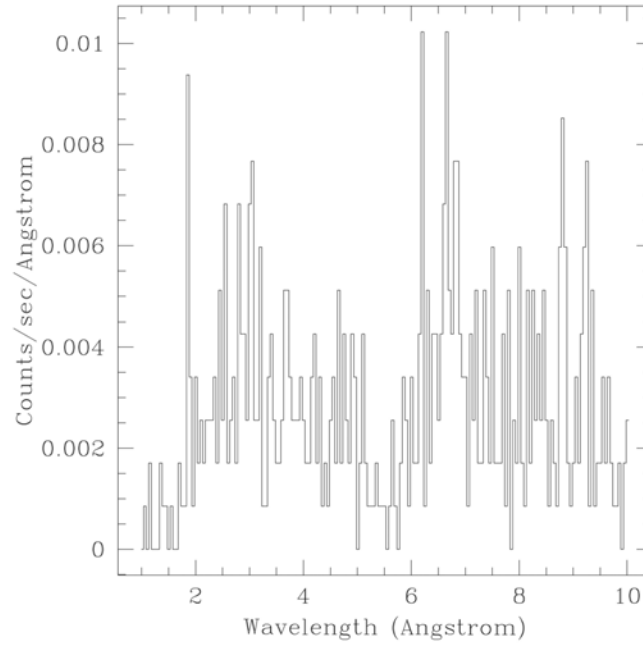
ACIS-S gözlemleri için RMF dosyaları oluşturuldu.

acisf03478_HEG_1_BIN20.pha



Şekil 8.40. SU UMa yıldızının Enerji-Sayım oranı grafiği

acisf03478_HEG_1_BIN20.pha



Şekil 8.41. SU UMa yıldızının Dalgaboyu- Sayım oranı grafiği

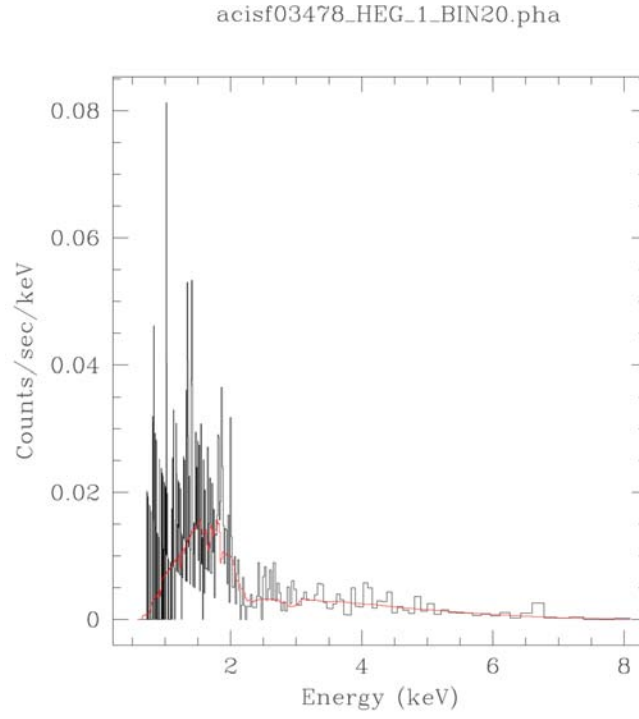
1- POWERLAW MODEL

initial statistic value = 1788.62

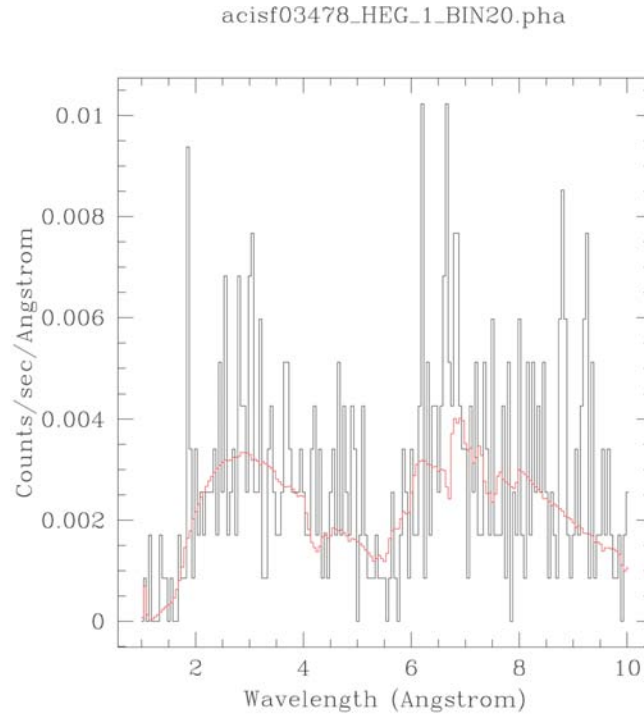
final statistic value = 98.318 at iteration 6
 xspowerlaw.PhoIndx 1.7011
 xspowerlaw.norm 0.00062507 photons/keV/cm**2/s at 1 keV
 initial statistic value = 98.318
 final statistic value = 98.318 at iteration 0
 xspowerlaw.PhoIndx 1.70111
 xspowerlaw.norm 0.000625071 photons/keV/cm**2/s at 1 keV
 g.fwhm 0.023
 g.pos 9.04825
 g.ampl 0.00156522
 Computed for sherpa.unc.sigma = 1

Çizelge 8.9. SU UMa yıldızının powerlaw modeline göre parametreleri

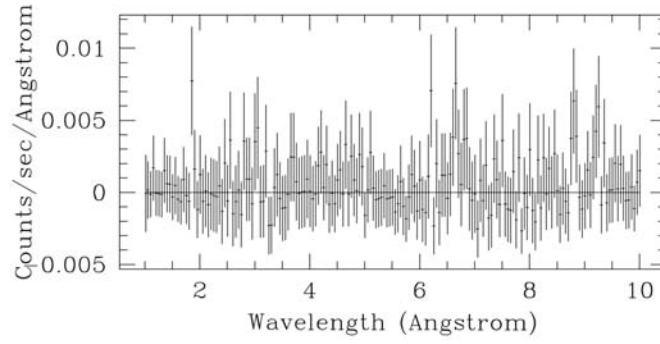
Parameter Name	Best-Fit	Lower Bound	Upper Bound
xspowerlaw.PhoIndx	1.70111	-0.0753339	+0.083666
xspowerlaw.norm	0.000625071	-4.71765e-05	+4.71762e-05
g.fwhm	0.023	-----	-----
g.pos	9.04825	-----	-----
g.ampl	0.00156522	-----	-----



Şekil 8.42. SU UMa yıldızının powerlaw modeline göre fit edilmiş grafiği (Enerji-Sayım Oranı)



Şekil 8.43. SU UMa yıldızının powerlaw modeline göre fit edilmiş grafiği (Dalgaboyu-Sayım Oranı)



Şekil 8.44. SU UMa yıldızının powerlaw modeline göre uygunluk sonucu

2- (BBODY) BLACKBODY MODEL

initial statistic value = 11763

final statistic value = 112.874 at iteration 10

xsbbbody.kT 0.785689 keV

xsbbbody.norm 2.99048e-05 $L_{39}/(D_{10})^2$

initial statistic value = 112.874

final statistic value = 112.874 at iteration 3

xsbbbody.kT 0.785721 keV

xsbbbody.norm 2.990655e-05 $L_{39}/(D_{10})^2$

g.fwhm 0.023

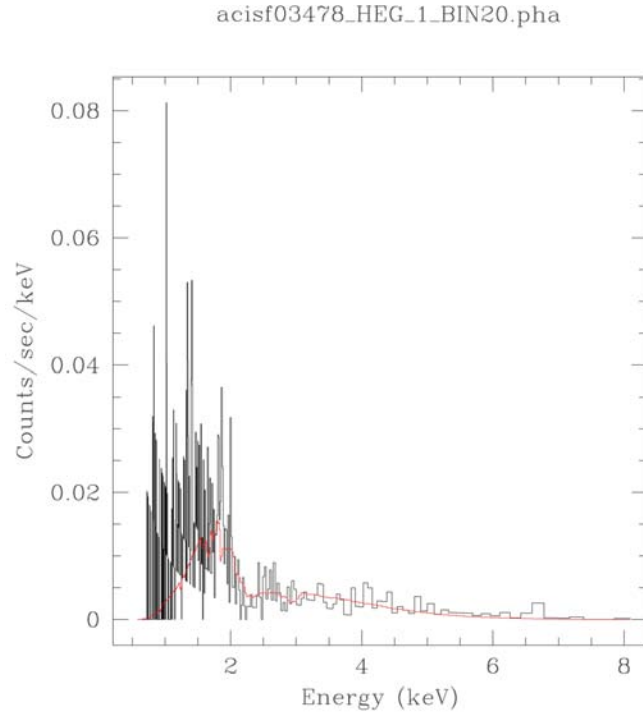
g.pos 9.05483

g.ampl 0.00156522

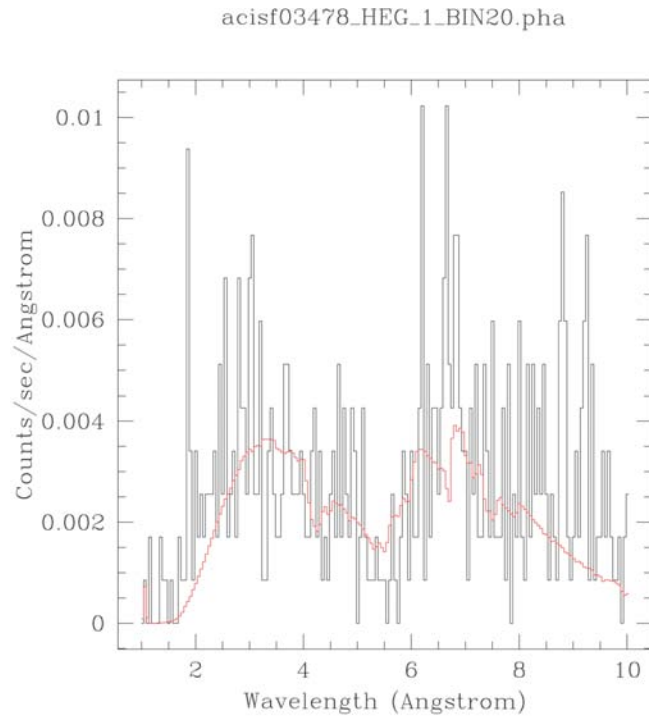
Computed for sherpa.unc.sigma = 1

Çizelge 8.10. SU UMa yıldızının blackbody modeline göre parametreleri

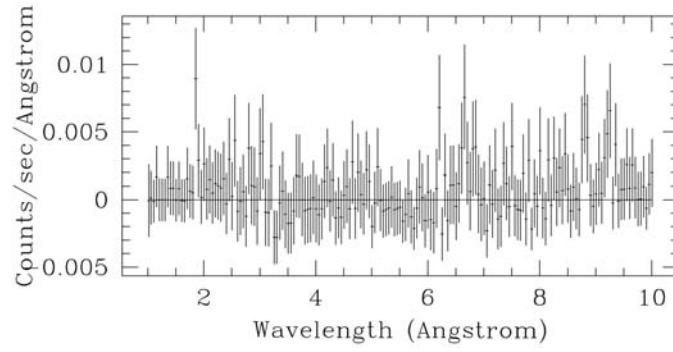
Parameter Name	Best-Fit	Lower Bound	Upper Bound
xsbbbody.kT	0.554206	-0.057767	+0.0563201
xsbbbody.norm	1.99481e-05	-1.96972e-06	+1.9698e-06
g.fwhm	18.5802	-3.55106	+5.91858
g.pos	9.00057	-10.5665	+2.16397
g.ampl	0.000734485	-0.000135696	+0.000135702



Şekil 8.45. SU UMa yıldızının blackbody modeline göre fit edilmiş grafiği (Enerji-Sayım Oranı)



Şekil 8.46. SU UMa yıldızının blackbody modeline göre fit edilmiş grafiği (Dalgaboyu-Sayım Oranı)



Şekil 8.47. SU UMa yıldızının blackbody modeline göre uygunluk sonucu

3- (BREMSS) BREMSSTRAHLUNG MODEL

initial statistic value = 175.334

final statistic value = 98.9876 at iteration 4

xsbremss.kT 7.58491 keV

xsbremss.norm 0.000744382 $(3.02e-15/4/\pi/D^2)$ Int $n_e n_I dV$

initial statistic value = 98.9876

final statistic value = 98.9876 at iteration 0

xsbremss.kT 7.58384 keV

xsbremss.norm 0.000744395 $(3.02e-15/4/\pi/D^2)$ Int $n_e n_I dV$

g.fwhm 0.023

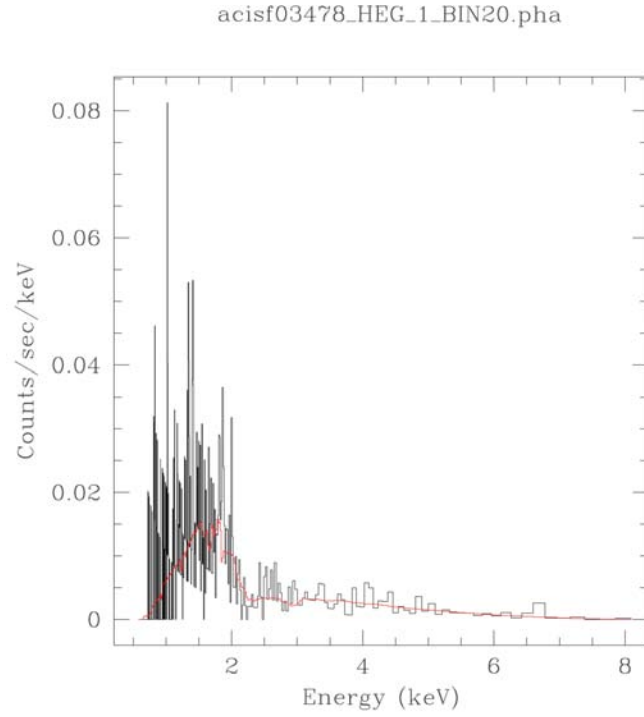
g.pos 9.04923

g.ampl 0.00156522

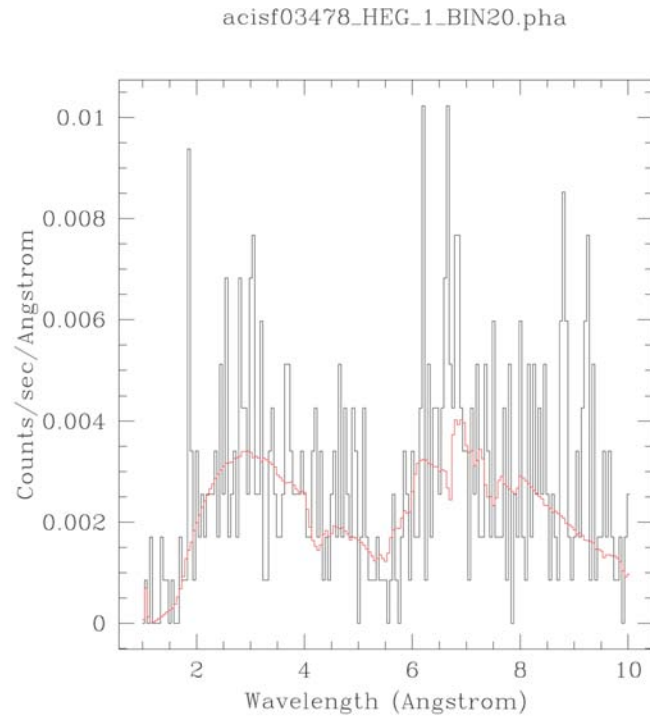
Computed for sherpa.unc.sigma = 1

Çizelge 8.11. SU UMa yıldızının bremsstrahlung modeline göre parametreleri

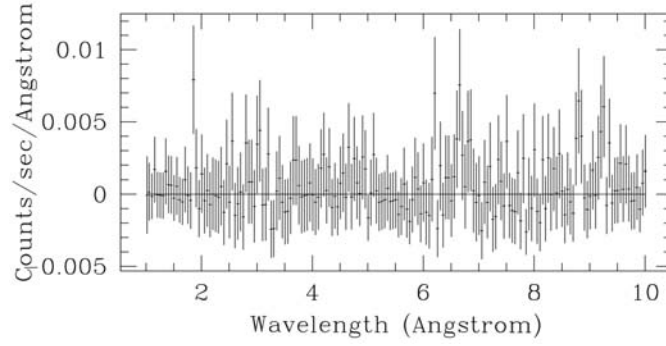
Parameter Name	Best-Fit	Lower Bound	Upper Bound
xsbremss.kT	7.58384	-1.88801	+4.13652
xsbremss.norm	0.000744395	-5.62897e-05	+5.62895e-05
g.fwhm	0.023	-----	-----
g.pos	9.04923	-----	-----
g.ampl	0.00156522	-----	-----



Şekil 8.48. SU UMa yıldızının bremsstrahlung modeline göre fit edilmiş grafiği
(Enerji- Sayım Oranı)



Şekil 8.49. SU UMa yıldızının bremsstrahlung modeline göre fit edilmiş grafiği
(Dalgaboyu- Sayım Oranı)



Şekil 8.50. SU UMa yıldızının bremsstrahlung modeline göre uygunluk sonucu

4- (RAYMOND) RAYMON SMITH MODEL

initial statistic value = 304.417

final statistic value = 92.4072 at iteration 8

xrraymond.kT 6.69671 keV

xrraymond.norm 0.00201361 $10^{*-14} / (4 \pi D^{*2}) \text{ Int } n_e n_H dV$

initial statistic value = 92.4072

final statistic value = 92.4072 at iteration 1

xrraymond.kT 6.69663 keV

xrraymond.norm 0.00201361 $10^{*-14} / (4 \pi D^{*2}) \text{ Int } n_e n_H dV$

g.fwhm 0.023

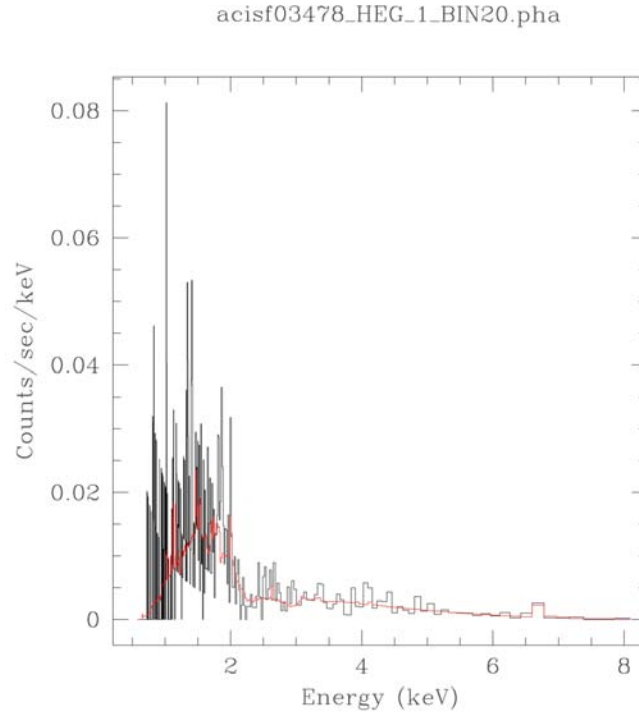
g.pos 9.03287

g.ampl 0.00156522

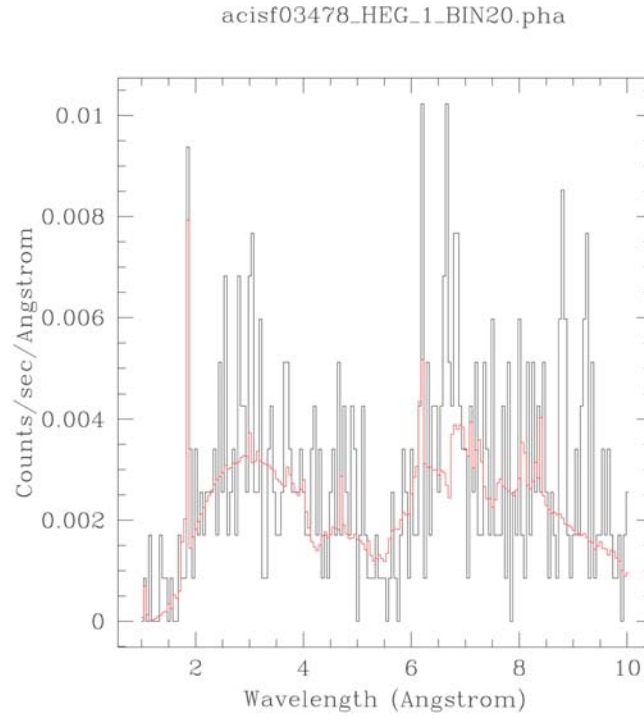
Computed for sherpa.unc.sigma = 1

Çizelge 8.12. SU UMa yıldızının raymond-smith modeline göre parametreleri

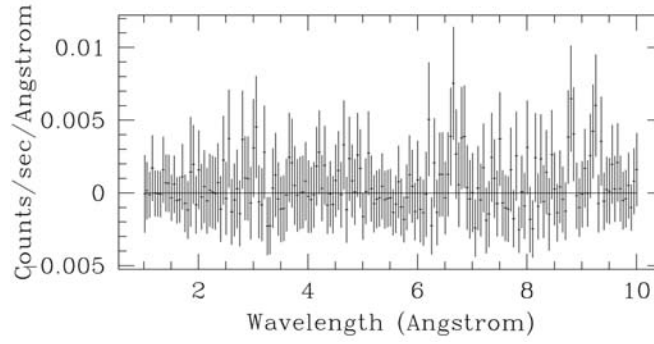
Parameter Name	Best-Fit	Lower Bound	Upper Bound
xrraymond.kT	6.69663	-1.16817	+1.83566
xrraymond.norm	0.00201361	-0.000149478	+0.000149479
g.fwhm	0.023	-----	-----
g.pos	9.03287	-----	-----
g.ampl	0.00156522	-----	-----



Şekil 8.51. SU UMa yıldızının raymond-smith modeline göre fit edilmiş grafiği (Enerji SayımOranı)



Şekil 8.52. SU UMa yıldızının raymond-smith modeline göre fit edilmiş grafiği (Dalgaboyu SayımOranı)



Şekil 8.53. SU UMa yıldızının raymond-smith modeline göre uygunluk sonucu

SU UMa yıldızına ait dalga boyu- sayım oranı analiz sonuçlarına bakarak belirli yerlerde emisyon çizgileri açıkça görülmektedir.

(6.9,0.05); 6.9 Angström dalga boyu ve 0.05 yakınlığındaki emisyon çizgilerine bakarak sadece 6.8773 dalga boyundaki Fe XXIII elementinin emisyon çizgisi olduğu bulunmuştur. Dikkat edilirse RelInt (Reel Intensity) değeri 1.000 olması gerekiyordu ve burada bu değer sağlanmıştır.

sherpa> identify(6.9,0.05)

Çizelge 8.13. SU UMa yıldızına ait 6.9 Angström civarındaki emisyon çizgisi

Lambda	Ion	UL	LL	Emissivity	kT	RelInt	For More Info
Angstrom				ph cm ³ /s	keV		
6.8773	Fe XXIII	208-	1	1.27e-18	1.366	1.000	describe(26,23,208,1)

sherpa> describe(26,23,208,1)

Ion Fe XXIII, energy level 1 ---

electron configuration : 1s²2s²~¹S_{0}

energy above ground (eV) : 0.000000

Quantum state : n=2, l=N/A, s=N/A, degeneracy=1

Energy level data source : 1997UNPUB.Liedahl.L

Photoionization data source : 1995A&AS..109..125V

Ion Fe XXIII, energy level 208 ---

electron configuration : 1s²2s7p

energy above ground (eV) : 1802.830444

Quantum state : n=N/A, l=N/A, s=N/A, degeneracy=3

Energy level data source : 1997UNPUB.Liedahl.L

Photoionization data source :

Ion Fe XXIII, 1 - 208 interactions ---

Electron collision rate from 1 -> 208 : nonzero.

Reference bibcode : 1997UNPUB.Liedahl.L

Wavelength (theory) (Angstrom) : 6.877260

Transition rate/Einstein A (s^{-1}) : 9.276300e+11

Wavelength (lab/observed) reference :

Wavelength (theory) reference : 1997UNPUB.Liedahl.L

Transition rate reference : 1997UNPUB.Liedahl.L

(2.9,0.5); 2.9 Angström dalgaboyu ve 0.5 yakınlığındaki emisyon çizgilerine baktığımızda karşımıza üç elementin, Ca XX, Ca XIX ve Ca XIX emisyon çizgileri çıkar. Burada da doğru çizgiyi bulabilmek için RelInt değeri 1.000 olana bakacağız. Burada da 3.1772 dalgaboyundaki Ca XIX elementinin olduğu çok net görülür.

sherpa> identify(2.9,0.5)

Çizelge 8.14. SU UMa yıldızına ait 2.9 Angström civarındaki emisyon çizgisi

Lambda	Ion	UL	LL	Emissivity	kT	RelInt	For More Info
Angstrom				ph cm ³ /s	keV		
3.0185	Ca XX	4-	1	1.93e-18	4.319	0.550	describe(20,20,4,1)
3.1772	Ca XIX	7-	1	3.52e-18	2.725	1.000	describe(20,19,7,1)
3.2110	Ca XIX	2-	1	1.01e-18	2.165	0.287	describe(20,19,2,1)

sherpa> describe(20,19,7,1)

Ion Ca XIX, energy level 1 ---

electron configuration : 1s²~¹S_{0}

energy above ground (eV) : 0.000000

Quantum state : n=1, l=N/A, s=0, degeneracy=1

Energy level data source : 1983ADNDT..29..467S

Photoionization data source : 1986ADNDT..34..415C

 Ion Ca XIX, energy level 7 ---

electron configuration : 1s2p~^1P_{1}

energy above ground (eV) : 3908.129883

Quantum state : n=2, l=1, s=0, degeneracy=3

Energy level data source : 1983ADNDT..29..467S

Photoionization data source : 1986ADNDT..34..415C

Ion Ca XIX, 1 - 7 interactions ---

Electron collision rate from 1 -> 7 : nonzero.

Reference bibcode : 1989ADNDT..42..313K

Wavelength (lab/observed) (Angstrom) : 3.177153 +/- 0.001000

Wavelength (theory) (Angstrom) : 3.193000

Transition rate/Einstein A (s^-1) : 1.696670e+14

Wavelength (lab/observed) reference : 1988CaJPh..66..586D

Wavelength (theory) reference : 1983ADNDT..29..467S

Transition rate reference : 1987JPhB...20.6457F

(1.9,0.04); 1.9 Angström dalgaboyu ve 0.04 yakınlığındaki emisyon

çizgilerine baktığımızda dört elementin, Fe XXV, Fe XXV, Fe XXV ve Fe XXV emisyon çizgileri çıkar. RelInt değeri 1.000 olan 1.8682 dalgaboyundaki Fe XXV elementidir.

sherpa> identify(1.9,0.04)

Çizelge 8.15. SU UMa yıldızına ait 1.9 Angström civarındaki emisyon çizgisi

Lambda	Ion	UL	LL	Emissivity	kT	RelInt	For More Info
Angstrom				ph cm^3/s	keV		
1.8622	Fe XXV	10242-	3	1.18e-18	3.431	0.116	describe(26,25,10242,3)
1.8630	Fe XXV	10247-	2	2.84e-18	3.431	0.280	describe(26,25,10247,2)
1.8659	Fe XXV	10248-	3	4.23e-18	3.431	0.417	describe(26,25,10248,3)
1.8682	Fe XXV	2-	1	1.02e-17	5.437	1.000	describe(26,25,2,1)

sherpa> describe(26,25,2,1)

Ion Fe XXV, energy level 1 ---

electron configuration : $1s^2 \sim 1S_{\{0\}}$
 energy above ground (eV) : 0.000000
 Quantum state : $n=1, l=N/A, s=0$, degeneracy=1
 Energy level data source : 1983ADNDT..29..467S
 Photoionization data source : 1986ADNDT..34..415C

 Ion Fe XXV, energy level 2 ---

electron configuration : $1s2s \sim ^3S_{\{1\}}$
 energy above ground (eV) : 6646.129883
 Quantum state : $n=2, l=N/A, s=1$, degeneracy=3
 Energy level data source : 1983ADNDT..29..467S
 Photoionization data source : 1986ADNDT..34..415C

 Ion Fe XXV, 1 - 2 interactions ---

Electron collision rate from 1 -> 2 : nonzero.
 Reference bibcode : 1989ADNDT..42..313K
 Wavelength (lab/observed) (Angstrom) : 1.868194 +/- 0.000600
 Wavelength (theory) (Angstrom) : 1.865450
 Transition rate/Einstein A (s^{-1}) : 2.002000e+08
 Wavelength (lab/observed) reference : 1988CaJPh..66..586D
 Wavelength (theory) reference : 1983ADNDT..29..467S
 Transition rate reference : 1996JPCRD...7.....W

(8.5,0.03);8.5 Angström dalgaboyu ve 0.03 yakınlığındaki emisyon çizgilerine baktığımızda 8.5290 dalgaboyundaki Fe XXIII elementinin emisyon çizgisini görürüz.

sherpa> identify(8.5,0.03)

Çizelge 8.16. SU UMa yıldızına ait 8.5 Angström civarındaki emisyon çizgisi

Lambda	Ion	UL	LL	Emissivity	kT	RelInt	For More Info
Angstrom				ph cm ³ /s	keV		
8.5290	Fe XXIII	53-	2	1.10e-18	1.366	1.000	describe(26,23,53,2)

sherpa> describe(26,23,53,2)

Ion Fe XXIII, energy level 2 ---

electron configuration : $1s^2 2s^2 p^3 P_{0}$

energy above ground (eV) : 43.256401

Quantum state : $n=2, l=1, s=N/A, \text{degeneracy}=1$

Energy level data source : 1997UNPUB.Liedahl.L

Photoionization data source : 1986ADNDT..34..415C

Ion Fe XXIII, energy level 53 ---

electron configuration : $1s^2 2s^4 d^3 D_{1}$

energy above ground (eV) : 1496.936523

Quantum state : $n=4, l=1, s=N/A, \text{degeneracy}=3$

Energy level data source : 1997UNPUB.Liedahl.L

Photoionization data source : 1986ADNDT..34..415C

Ion Fe XXIII, 2 - 53 interactions ---

Electron collision rate from 2 -> 53 : nonzero.

Reference bibcode : 1997UNPUB.Liedahl.L

Wavelength (lab/observed) (Angstrom) : 8.529000 +/- 0.002000

Wavelength (theory) (Angstrom) : 8.529070

Transition rate/Einstein A (s^{-1}) : 4.032700e+12

Wavelength (lab/observed) reference : 1998ApJ...496.1031W

Wavelength (theory) reference : 1997UNPUB.Liedahl.L

Transition rate reference : 1997UNPUB.Liedahl.L

8.2.2. WX Hyi yıldızının analiz sonuçları

PI: DR. JOHN RAYMOND

Seq Num: 300071

Obs ID: 2670

Instrument: ACIS

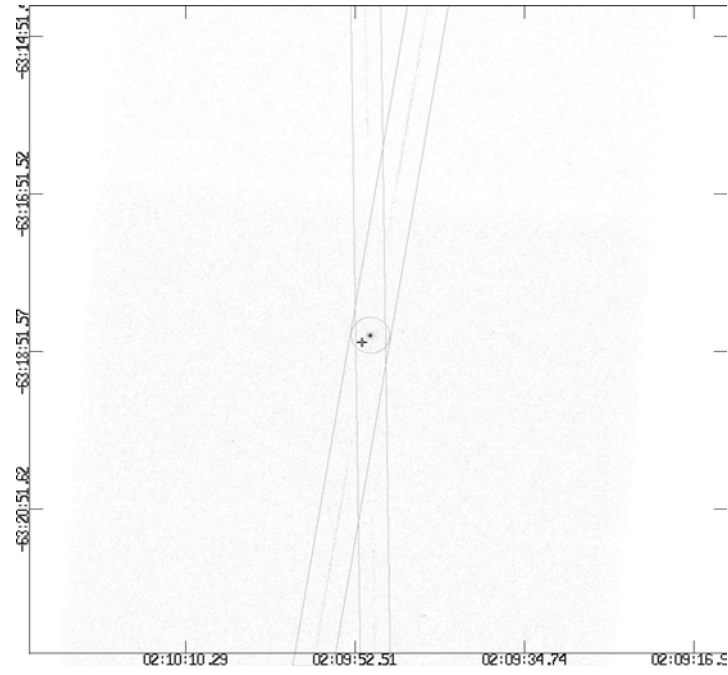
Grating: HETG

Çizelge 8.17. WX Hyi yıldızının 1.seviye parametreleri

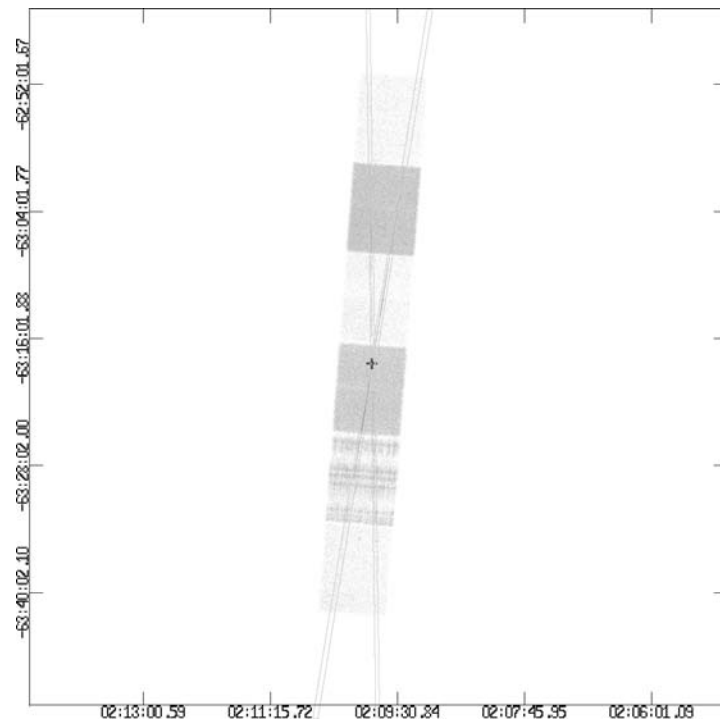
Parameter	Value	Description
ASCDSVER	6.8.0	ASCDS version number
DATE	2002-07-30T10:07:44	Date and time of file creation
DATE-OBS	2002-07-28T12:36:36	Date and time of observation start
DATE-END	2002-07-29T02:58:16	Date and time of observation stop
RA_PNT	32.465645	Pointing RA
DEC_PNT	-63.312515	Pointing Dec
ROLL_PNT	94.438884	Pointing Roll
RA_TARG	32.461667	Observer's specified target RA
DEC_TARG	-63.311194	Observer's specified target Dec
DATAMODE	FAINT	Data mode
READMODE	TIMED	Read mode

Çizelge 8.18. WX Hyi yıldızının 2.seviye parametreleri

Parameter	Value	Description
ASCDSVER	6.8.0	ASCDS version number
DATE	2002-07-30T10:49:58	Date and time of file creation
DATE-OBS	2002-07-28T12:36:36	Date and time of observation start
DATE-END	2002-07-29T02:58:16	Date and time of observation stop
INSTRUME	ACIS	Instrument
DETNAM	ACIS-456789	Detector
GRATING	HETG	Grating
OBJECT	WX HYI	Source name
TITLE	BOUNDARY LAYERS AND HOT FLOWS IN QUIESCENT DWARF NOVAE	Proposal ti
OBSERVER	DR. JOHN RAYMOND	Principal investigator
OBS_ID	2670	Observation id
SEQ_NUM	300071	Sequence number
RA_NOM	32.465645	Nominal RA
DEC_NOM	-63.312515	Nominal Dec
ROLL_NOM	94.438884	Nominal Roll



Şekil 8.54. WX Hya yıldızının uydu verisinde belirlenmesi



Şekil 8.55. WX Hya yıldızının yerinin logaritmik belirlenmesi

IMPROVING THE ASTROMETRY OF YOUR DATA

ASCDSVER = 6.8.0 / ASCDS version number

DATE = 2002-07-30T10:49:58 / Date and time of file creation

DATE-OBS = 2002-07-28T12:36:36 / Date and time of observation start
 DATE-END = 2002-07-29T02:58:16 / Date and time of observation stop
 OBS_ID = 2670 / Observation id
 TCTYP5 = CPCX /
 TCRVL5 = 0 /
 TCTYP6 = CPCY /
 TCRVL6 = 0 /
 TCTYP9 = LONG-TAN /
 TCRVL9 = 0 /
 TCTYP10 = NPOL-TAN /
 TCRVL10 = 0 /
 TCTYP11 = RA---TAN /
 TCRVL11 = 32.46564458 /
 TCTYP12 = DEC--TAN /
 TCRVL12 = -63.31251518 /

Check for aspect offset and fix: Results for obsid 2670

Observation parameters are:

Obsid = 2670

Source = WX HYI

ASCDSVER = 6.8.0

RA_NOM = 32.46564458

DEC_NOM = -63.31251518

The aspect offset for this obsid is DY = -0.18 and DZ = 0.09 arcsec

For roll = 94.44 degrees,

the offset is D_RA = -0.07 and D_Dec = -0.18 arcsec

Cut and paste the following commands to modify the event file header and remove the offset

punlearn dmhedit

dmhedit infile=aspcorr_evt2.fits

filelist=none operation=add unit=degrees key=TCRVL11

value=32.4655983640915

dmhedit infile=aspcorr_evt2.fits

filelist=none operation=add unit=degrees key=TCRVL12

value=-63.3125658903252

dmhedit infile=aspcorr_evt2.fits

filelist=none operation=add unit=degrees key=RA_NOM

value=32.4655983640915

dmhedit infile=aspcorr_evt2.fits

filelist=none operation=add unit=degrees key=DEC_NOM

value=-63.3125658903252

Alternatively, copy the following into a file for input to dmhedit using the filelist parameter:

#add

TCRVL11=32.4655983640915

TCRVL12=-63.3125658903252

RA_NOM=32.4655983640915

DEC_NOM=-63.3125658903252

REMOVE THE ACIS_DETECT_AFTERGLOW CORRECTION

dmkeypar acisf02670_000N001_evt1.fits ASCDSVER echo+

kullanılacak veride işlemin versiyonu

6.8.0

infile = acisf02670_000N001_evt1.fits Input file

outfile = acisf02670_reset_evt1.fits Output file

expression = status=status,status=X15F,status=X14F,status=X13F,status=X12F

expression(s) to evaluate

(kernel = default) Data Model creation/copy kernel

(clobber = no) Clobber output file if it exists?

(verbose = 0) Debug level

(mode = ql)

IDENTIFY ACIS HOT PIXELS AND COSMIC RAY AFTERGLOWS

Daha doğru bilgiler elde edebilmek için yeni bir kötü piksel dosyası oluşturduk

Create a New Bad Pixel File -----

infile = acisf02670_reset_evt1.fits Input event list

outfile = acisf02670_new_bpix1.fits Output bad pixel file

badpixfile = acisf02670_000N001_bpix1.fits Input bad pixel file

biasfile = acisf144246589N001_?_bias0.fits Input bias images

maskfile = acisf02670_000N001_msk1.fits Input mask file (<filename> | none | NONE)

pbkfile = acisf144247959N001_pbk0.fits Input parameter block file

(probthresh = 1.0e-3) Minimum significance of potentially bad pixels after trials (e.g. 1 sig = 0.159, 2 sig = 0.0228, and 3 sig = 0.00135)

(regwidth = 7) Size of reference region for comparison (e.g. 7 pixels x 7 pixels)

(expnothresh = 10) Minimum difference in frame numbers between hot pixels

(biasthresh = 6) Minimum bias offset for invalid pixels in adu

(tempdir = \${ASCDS_WORK_PATH} -> /tmp) Temporary work directory

(verbose = 0) Debug level

(clobber = no) Clobber output files?

(mode = ql)

CREATE A NEW LEVEL=2 EVENT FILE

Determine the eventdef

Set the parameters

Infile = acisf02670_reset_evt1.fits Input event file or stack

outfile = acis_new_evt1.fits Output event file name

acaofffile = pcadf144247858N001_asol1.fits aspect offset file (NONE | none | <filename>)

(apply_cti = yes) Apply CTI adjustment?

(apply_tgain = yes) Apply time-dependent gain adjustment?

(alignmentfile =)acaofffile -> pcadf144247858N001_asol1.fits) sim/fam alignment file (NONE | none | <filename>)

(obsfile = NONE) obs.par file for output file keywords (NONE | none | <filename>)

(geompar = geom) Parameter file for Pixlib Geometry files

(logfile = stdout) debug log file (STDOUT | stdout | <filename>)

(gradefile = CALDB) grade mapping file (NONE | none | CALDB | <filename>)

(gainfile = CALDB) acis gain file (NONE | none | CALDB | <filename>)

(badpixfile = acisf02670_new_bpix1.fits) acis bad pixel file (NONE | none | <filename>)

(threshfile = CALDB) split threshold file (NONE | none | CALDB | <filename>)

(ctifile = CALDB) acis CTI file (NONE | none | CALDB | <filename>)

(tgainfile = CALDB) gain adjustment file (NONE | none | CALDB | <filename>)

(eventdef =)stdlev1->
{d:time,s:ccd_id,s:node_id,i:expno,s:chip,s:tdet,f:det,f:sky,s :phas,l:pha,l:pha_ro,f:energy,l:pi,s:fltgrade,s:grade,x:status}
) output format definition

(doevtgrade = yes) Determine event flight grade?

(check_vf_pha = yes) Check very faint pixels?

(calc_cc_times = no) Estimate the times of arrival for CC-mode observation?

(trail = 0.027) Trail fraction

(spthresh = 13) Default split threshold level (overridden by values in threshfile)

(time_offset = 0) Offset to add to event time field to synch w/ fam data

(docentroid conversion?	= no)	Determine pixel centroid for coord.
(calculate_pi file)	= yes)	perform pha->pi conversion? (requires gain file)
(pi_bin_width	= 14.6)	Width of Pi bin in eV
(pi_num_bins	= 1024)	Number of values to bin energy into
(max_cti_iter of each event	= 15)	Maximum iterations for the CTI adjustment
(cti_converge adjusted pixel in adu	= 0.1)	The convergence criterion for each CTI-
(tstart value	= TSTART)	header key containing start/default time
(tstop	= TSTOP)	header key containing time of last event
(clobber exists?	= no)	Overwrite output event file if it already
(verbose	= 0)	level of debug detail (0=none, 5=most)
(stop	= sky)	where to end transformations
(instrume parameter file	= acis)	axaf instrument- used for instrument
(rand_seed dependent seed	= 1)	random seed (for pixlib), 0 = use time
(rand_pha calculations	= yes)	Randomize the pha value used in gain
(rand_pix_size randomization	= 0.5)	pixel randomization width (-size..+size) 0=no
(stdlev1 =		{d:time,s:ccd_id,s:node_id,i:expno,s:chip,s:t-det,f:det,f:sky,s
		:phas,l:pha,l:pha_ro,f:energy,l:pi,s:fltgrade,s:grade,x:status}
		) TE faint modes event definition string
(grdlev1 =		

{d:time,s:ccd_id,s:node_id,i:expno,s:chip,s:t-det,f:det,f:sky,l:
pha,l:pha_ro,s:corn_pha,f:energy,l:pi,s:fltgrade,s:grade,x:sta
tus})) TE graded event format definition string

(cclev1 =

{d:time,s:ccd_id,s:node_id,i:expno,s:chip,s:t-det,f:det,f:sky,f
:sky_1d,s:phas,l:pha,l:pha_ro,f:energy,l:pi,s:fltgrade,s:grade
,x:status})) CC faint event format definition string

(ccgrdlev1 =

{d:time,s:ccd_id,s:node_id,i:expno,s:chip,s:t-det,f:det,f:sky,f
:sky_1d,l:pha,l:pha_ro,s:corn_pha,f:energy,l:pi,s:fltgrade,s:
grade,x:status})) cc graded event format definition string

(mode = ql)

Imaging Observations

Tüm ACIS imaging gözlemleri için yapılması gerekli 2 filtreleme aşaması yapıldı.

infile	=	acis_evt2.fits	Input dataset/block specification
outfile	=	acis_dstrk_evt2.fits	Output dataset/block specification
(max	=)		streak threshold syntax: m OR m:m:m:m
(max_rowloss_fraction	=	5.0e-5)	Maximum fraction of avg streaks/node/frame
(num_sigma	=	1.0)	Sigma value for determining streak threshold
(filter	=	yes)	Discard tagged events
(mask	=	[status=0,grade=0,2:4,6])	Filter to select candidate streak events
(ccd_id	=	8)	CCD ID to filter
(ccd_col	=	ccd_id)	CCD ID column name
(node_col	=	node_id)	Node ID column name ('none' for single node)
(exptime	=	-1)	frame time (s) (reads EXPTIME if no pos. value given)
(countfile	=	)	filename for event row-count distribution
(fracfile	=	)	filename for cumulative streak contam function
(timefile	=	)	filename for exposure time lost per row
(verbose	=	0)	Debug Level(0-5)

(clobber = no) Clobber existing file
 (mode = ql)

acis_dstrk_evt2.fits level=2 en son kalibrasyon ürünlerinin uygulandığı dosya elde edildi

Restrict The Energy Rang

Bir çok ACIS analizi için 0.3 ten 10 keV enerji aralığını içermesi istenir.

REMOVE BRIGHT/VARIABLE SOURCES FROM THE DATASET

infile = evt2_c7.fits[exclude sky=region(ds9.reg)][bin time=:200] Input event file

outfile = 1c_c7.fits Enter output file name

(bkg =) Background region file or fixed background (counts/pixel/s) subtraction

(error = gaussian) Method for error determination(gaussian|gehrels|<variance file>)

(bkgerror = gaussian) Method for background error determination(gaussian|gehrels|<variance file>)

(bkgnorm = 1.0) Background normalization

(exp =) Exposure map image file

(bkgepx =) Background exposure map image file

(sys_err = 0) Fixed systematic error value for SYS_ERR keyword

(opt = ltc1) Output file type

(defaults = \${ASCDS_CALIB}/cxo.mdb -> /software/ciao/data/cxo.mdb)

Instrument defaults file

(wmap =) WMAP filter/binning (e.g. det=8 or default)

(clobber = no) OK to overwrite existing output file(s)?

(verbose = 0) Verbosity level

(mode = ql)

ANALYZE THE LIGHTCURVE (analyze_ltcv.sl)

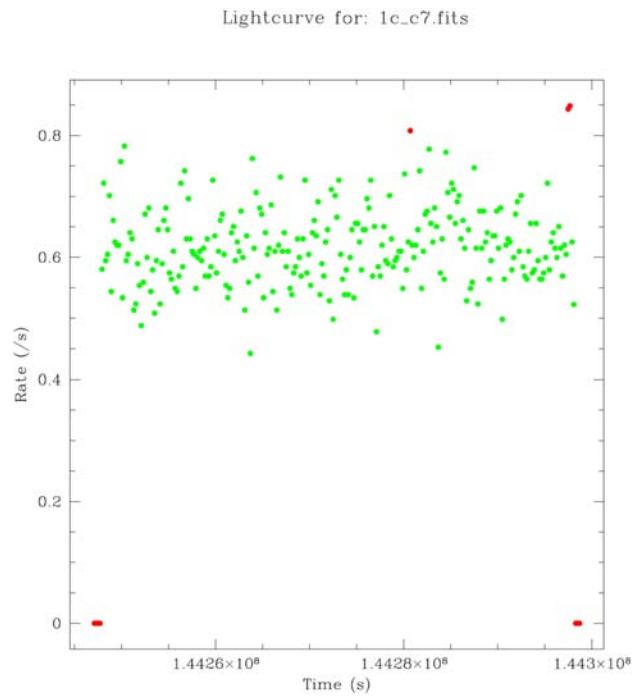
((time > 144247896.031360) && (time < 144280696.031360)) ; 32.80 ksec

((time > 144280896.031360) && (time < 144297496.031360)) ; 16.60 ksec

light_curve.tif

USING dmgti

infile = 1c_c7.fits Input MTL file
 outfile = 1c_c7.gti Output GTI file
 userlimit = ((time > 144247896.031360) && (time < 144280696.031360))||((time > 144280896.031360) && (time < 144297496.031360)) User defined limit string
 (mtlfile = none) Optional output smoothed/filtered MTL file
 (lkupfile = none) Lookup table defining which MTL columns to check against (NONE|none|<filename>)
 (smooth = yes) Smooth the input MTL data?
 (kernel = default) Data Model creation/copy kernel
 (clobber = no) Clobber output file if it exists?
 (verbose = 0) Debug level
 (mode = ql)



Şekil 8.56. WX Hyi yıldızının elde edilen ışık eğrisi

```
linux:/cxcDATA/wxhyi # dmlist evt2_c7.fits subspace
```

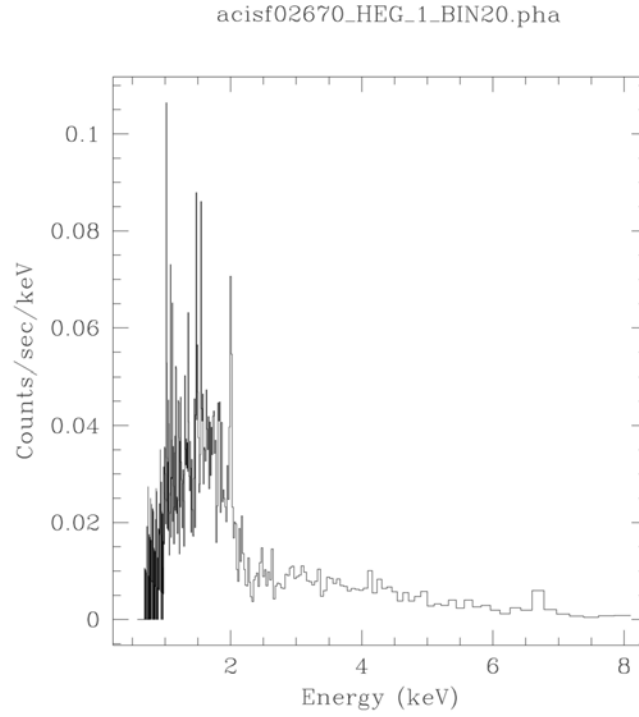
Data subspace for block EVENTS: Components: 1 Descriptors: 16

Component 1 ---

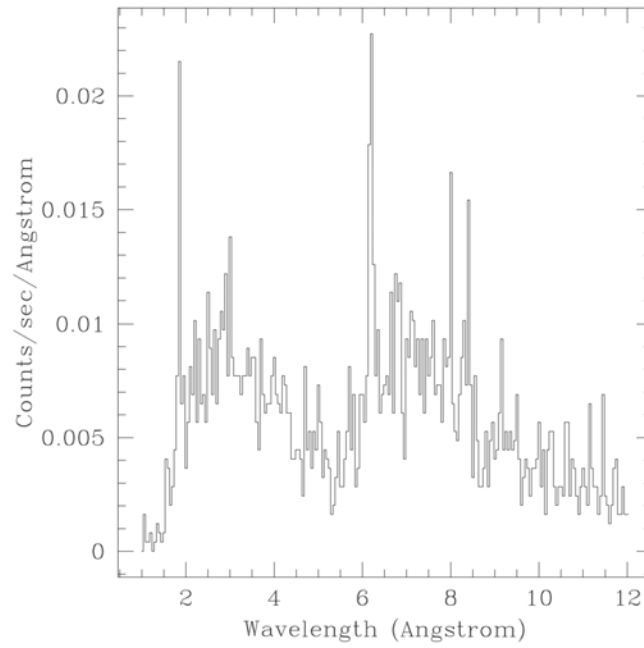
1 time	Real8	TABLE GTI7
		144247964.5031217039:144298042.7168125510
2 ccd_id	Int2	7:7
3 node_id	Int2	0:3
4 expno	Int4	0:2147483647
5 chip	[1] chipx	1:1024
5 chip	[2] chipy	1:1024
6 tdet	[1] tdetx	1:8192
6 tdet	[2] tdety	1:8192
7 det	[1] detx	0.50: 8192.50
7 det	[2] dety	0.50: 8192.50
8 sky	[1] x	0.50: 8192.50
8 sky	[2] y	0.50: 8192.50
9 pha	Int4	0:36855
10 pha_ro	Int4	0:36855
11 energy	Real4	300.0: 10000.0
12 pi	Int4	1:1024
13 fltgrade	Int2	0:255
14 grade	Int2	0:0,2:2,3:3,4:4,6:6
15 status	Bit	
16 phas	Int2	-4096:4095

8.2.2.1. Tayfsal analize hazırlık

ACIS-S gözlemleri için RMF dosyaları oluşturuldu.



Şekil 8.57. WX Hyi yıldızının Enerji-Sayım oranı grafiği
acisf02670_HEG_1_BIN20.pha



Şekil 8.58. WX Hyi yıldızının Dalgaboyu-Sayım oranı grafiği

1- POWERLAW MODEL

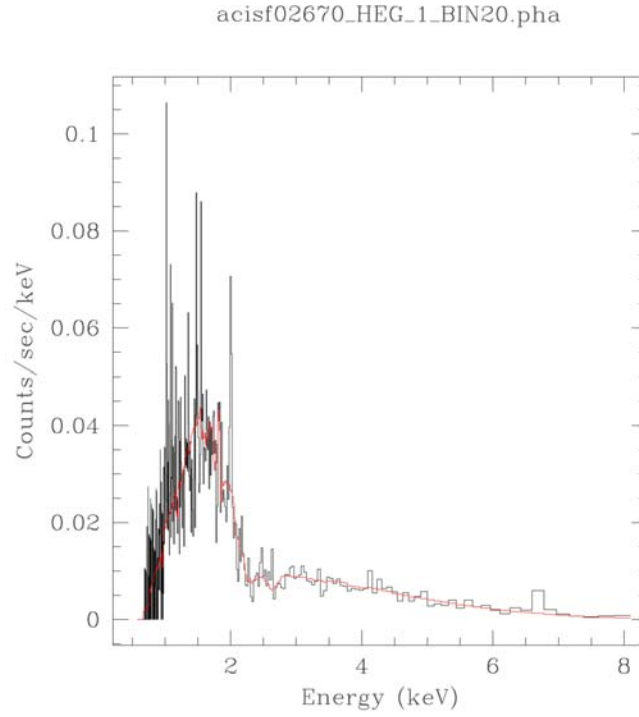
initial statistic value = 10406.4

final statistic value = 249.613 at iteration 7

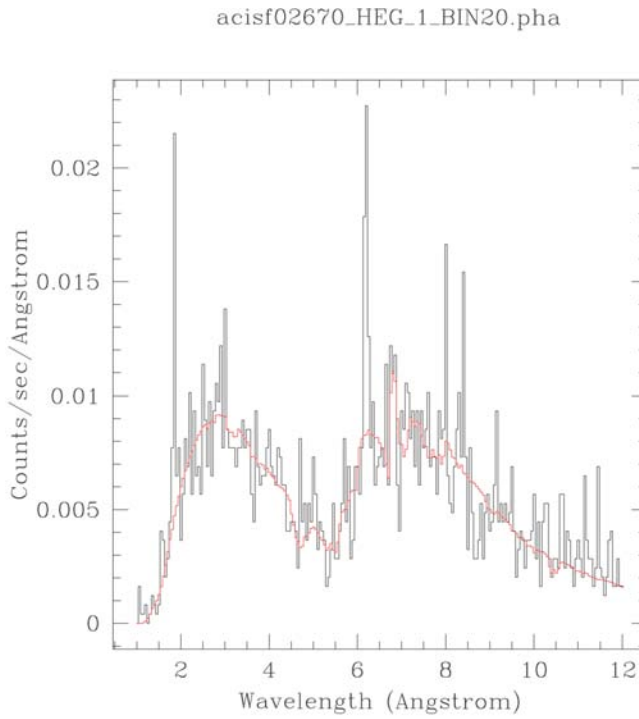
xspowerlaw.PhoIndx 1.66084
 xspowerlaw.norm 0.00161886 photons/keV/cm**2/s at 1 keV
 initial statistic value = 249.613
 final statistic value = 249.613 at iteration 2
 xspowerlaw.PhoIndx 1.66085
 xspowerlaw.norm 0.00161887 photons/keV/cm**2/s at 1 keV
 g.fwhm 0.023
 g.pos 9.10391
 g.ampl 0.00361097
 Computed for sherpa.unc.sigma = 1

Çizelge 8.19. WX Hyi yıldızının powerlaw modeline göre parametreleri

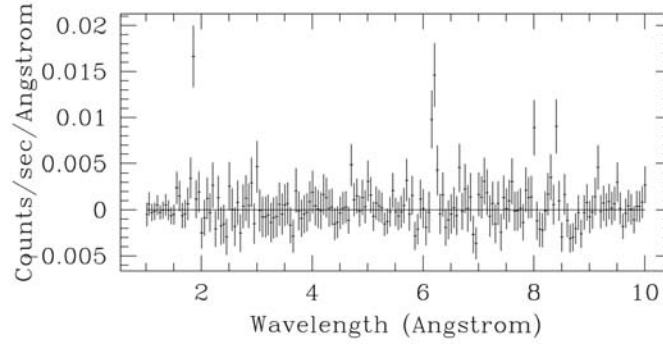
Parameter Name	Best-Fit	Lower Bound	Upper Bound
Xspow.PhoIndx	1.70534	-0.0253426	+0.0257269
xspow.norm	0.00166036	-3.9276e-05	+3.99377e-05
g.fwhm	2.92682	-0.386786	+0.415973
g.pos	9	-0.236348	+0.276922
g.ampl	0.000595973	-0.000209835	+0.00022779



Şekil 8.59. WX Hyi yıldızının powerlaw modeline göre fit edilmiş grafiği (Enerji- Sayım Oranı)



Şekil 8.60. WX Hyi yıldızının powerlaw modeline göre fit edilmiş grafiği (Dalgaboyu- Sayım Oranı)



Şekil 8.61. WX Hyi yıldızının powerlaw modeline göre uygunluk sonucu

2- (BBODY) BLACKBODY MODEL

initial statistic value = 75474.3

final statistic value = 420.156 at iteration 13

xsbody.kT 0.775754 keV

xsbody.norm 7.93027e-05 L39/(D10)**2

initial statistic value = 5234.95

final statistic value = 420.156 at iteration 11

bbody.kT 0.775721 keV

bbody.ampl 0.00176354

g.fwhm 0.023

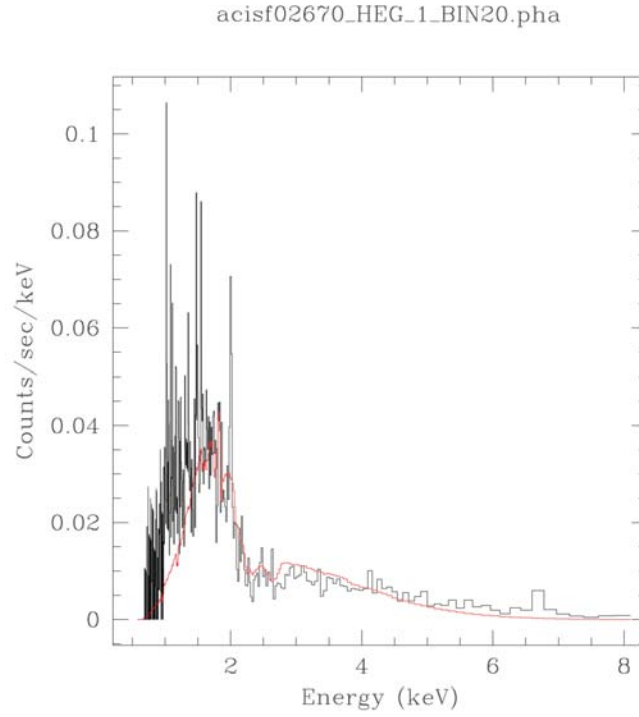
g.pos 9.07177

g.ampl 0.00361097

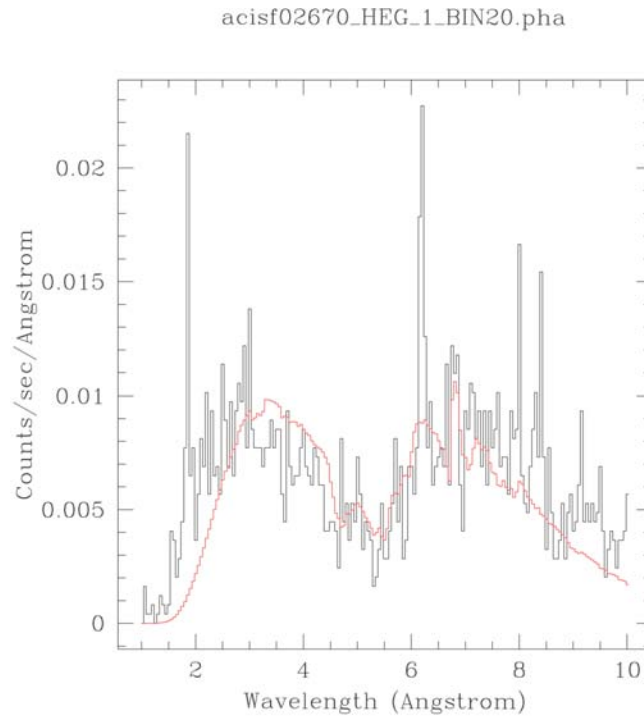
Computed for sherpa.unc.sigma = 1

Çizelge 8.20. WX Hyi yıldızının blackbody modeline göre parametreleri

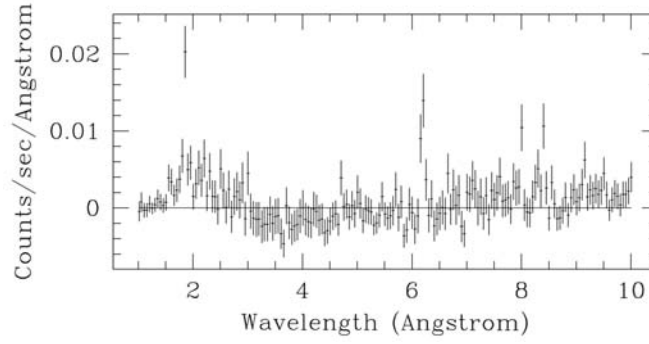
Parameter Name	Best-Fit	Lower Bound	Upper Bound
xsbody.kT	0.498496	-0.00431232	+0.0043511
xsbody.norm	0.0062798	-0.000208625	+0.000207436
g.fwhm	50.9959	-2.63213	+2.63352
g.pos	9	-13.6563	+2.83863
g.ampl	0.0056754	-0.000260065	+0.000306337



Şekil 8.62. WX Hyi yıldızının blackbody modeline göre fit edilmiş grafiği (Enerji-Sayım Oranı)



Şekil 8.63. WX Hyi yıldızının blackbody modeline göre fit edilmiş grafiği (Dalgaboyu-Sayım Oranı)



Şekil 8.64. WX Hyi yıldızının blackbody modeline göre uygunluk sonucu

3- (BREMSS) BREMSSTRAHLUNG MODEL

initial statistic value = 519.968

final statistic value = 258.059 at iteration 4

xsbremss.kT 8.39432 keV

xsbremss.norm 0.00197435 $(3.02e-15/4/\pi/D^2) \int n_e n_I dV$

initial statistic value = 258.059

final statistic value = 258.059 at iteration 1

xsbremss.kT 8.39458 keV

xsbremss.norm 0.00197434 $(3.02e-15/4/\pi/D^2) \int n_e n_I dV$

g.fwhm 0.023

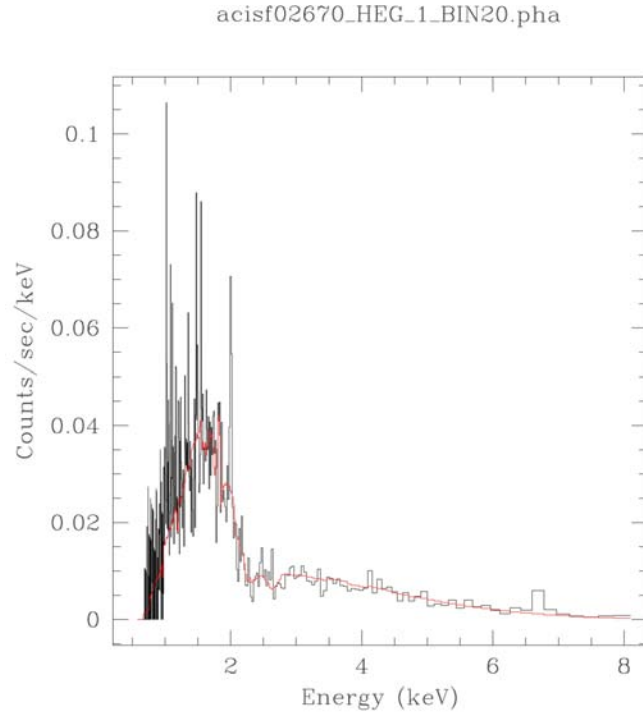
g.pos 9.09351

g.ampl 0.00361097

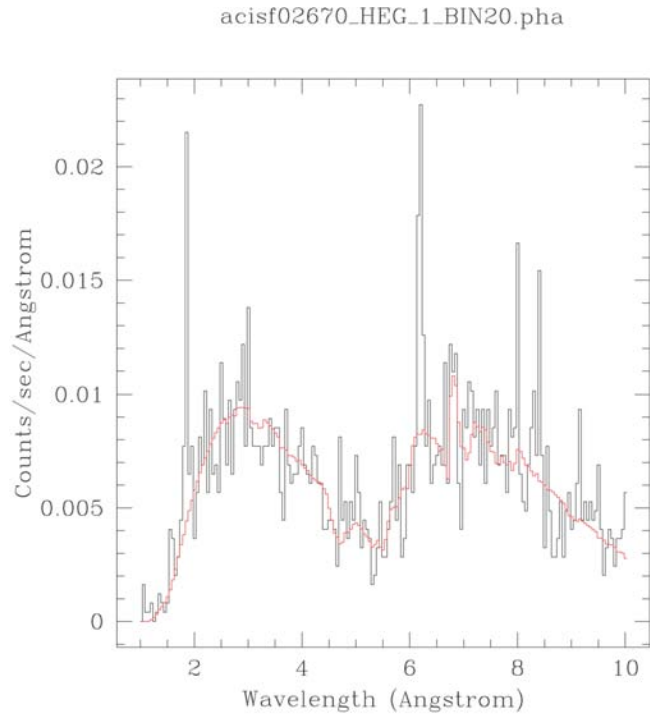
Computed for sherpa.unc.sigma = 1

Çizelge 8.21. WX Hyi yıldızının bremsstrahlung modeline göre parametreleri

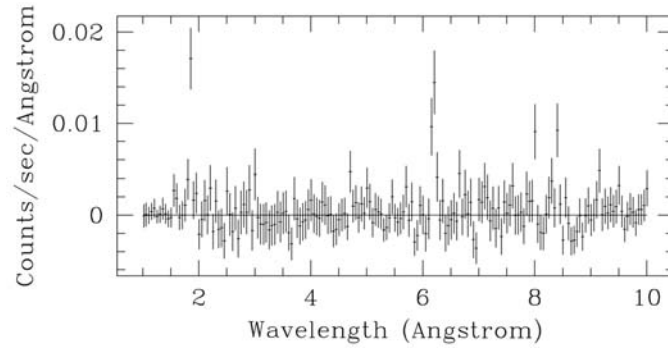
Parameter Name	Best-Fit	Lower Bound	Upper Bound
xsbremss.kT	6.39804	-0.522763	+0.638293
xsbremss.norm	0.0020062	-4.81821e-05	+4.8555e-05
g.fwhm	3.63812	-0.438438	+0.514928
g.pos	9	-0.220237	+0.248183
g.ampl	0.000606093	-0.000142945	+0.000147783



Şekil 8.65. WX Hyi yıldızının bremsstrahlung modeline göre fit edilmiş grafiği (Enerji-Sayım Oranı)



Şekil 8.66. WX Hyi yıldızının bremsstrahlung modeline göre fit edilmiş grafiği (Dalgaboyu-Sayım Oranı)



Şekil 8.67. WX Hyi yıldızının bremsstrahlung modeline göre uygunluk sonucu

4- (RAYMOND) RAYMON SMITH MODEL

initial statistic value = 2067

final statistic value = 191.358 at iteration 9

xrraymond.kT 6.81892 keV

xrraymond.norm 0.00543196 $10^{-14} / (4 \pi D^2) \int n_e n_H dV$

initial statistic value = 191.358

final statistic value = 191.358 at iteration 0

xrraymond.kT 6.81861 keV

xrraymond.norm 0.00543196 $10^{-14} / (4 \pi D^2) \int n_e n_H dV$

g.fwhm 0.023

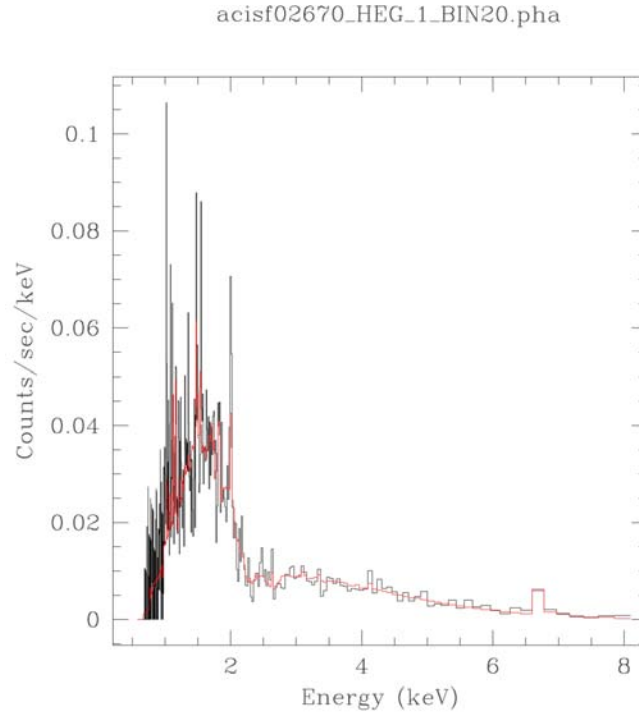
g.pos 9.08

g.ampl 0.00361097

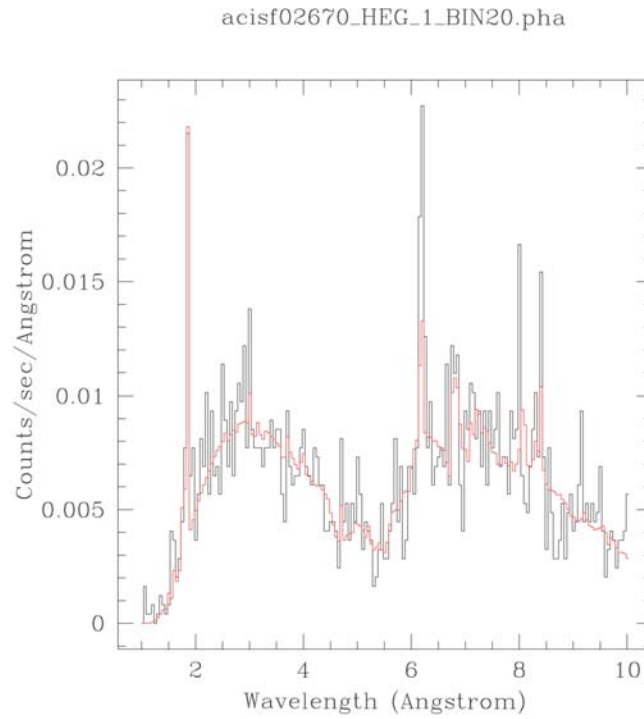
Computed for sherpa.unc.sigma = 1

Çizelge 8.22. WX Hyi yıldızının raymond-smith modeline göre parametreleri

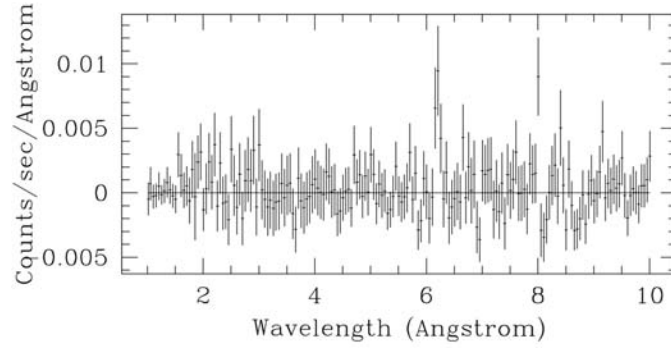
Parameter Name	Best-Fit	Lower Bound	Upper Bound
xrraymond.kT	6.81861	-0.479352	+0.481051
xrraymond.norm	0.00543196	-0.000126112	+0.000126111
g.fwhm	0.023		-----
g.pos	9.08		-----
g.ampl	0.00361097		



Şekil 8.68. WX Hyi yıldızının raymond-smith modeline göre fit edilmiş grafiği (Enerji-Sayım Oranı)



Şekil 8.69. WX Hyi yıldızının raymond-smith modeline göre fit edilmiş grafiği (Dalgaboyu-Sayım Oranı)



Şekil 8.70. WX Hyi yıldızının raymond-smith modeline göre uygunluk sonucu

WX Hyi yıldızının dalgaboyu- sayım oranı analiz sonuçlarına bakarak, (6.9,0.05); 6.9 Angström dalgaboyu ve 0.05 yakınlığındaki emisyon çizgilerine bakarak sadece 6.8773 dalgaboyundaki Fe XXIII elementinin emisyon çizgisi olduğu bulunmuştur. Dikkat edilirse RelInt (Reel Intensity) değeri 1.000 olması gerekiyordu ve burada bu değer sağlanmıştır.

sherpa> identify(6.9,0.05)

Çizelge 8.23. WX Hyi yıldızına ait 6.9 Angström civarındaki emisyon çizgisi

Lambda	Ion	UL	LL	Emissivity	kT	RelInt	For More Info
Angstrom				ph cm ³ /s	keV		
6.8773	Fe XXIII	208-	1	1.27e-18	1.366	1.000	describe(26,23,208,1)

sherpa> describe(26,23,208,1)

Ion Fe XXIII, energy level 1 ---

electron configuration : 1s²2s²~¹S_{0}

energy above ground (eV) : 0.000000

Quantum state : n=2, l=N/A, s=N/A, degeneracy=1

Energy level data source : 1997UNPUB.Liedahl.L

Photoionization data source : 1995A&AS..109..125V

Ion Fe XXIII, energy level 208 ---

electron configuration : 1s²2s⁷p

energy above ground (eV) : 1802.830444

Quantum state : n=N/A, l=N/A, s=N/A, degeneracy=3

Energy level data source : 1997UNPUB.Liedahl.L

Photoionization data source :

Ion Fe XXIII, 1 - 208 interactions ---

Electron collision rate from 1 -> 208 : nonzero.

Reference bibcode : 1997UNPUB.Liedahl.L

Wavelength (theory) (Angstrom) : 6.877260

Transition rate/Einstein A (s⁻¹) : 9.276300e+11

Wavelength (lab/observed) reference :

Wavelength (theory) reference : 1997UNPUB.Liedahl.L

Transition rate reference : 1997UNPUB.Liedahl.L

(2.9,0.5); 2.9 Angström dalgalıoyu ve 0.5 yakınlığındaki emisyon çizgilerine baktığımızda karşımızda üç elementin, Ca XX, Ca XIX ve Ca XIX emisyon çizgileri çıkar. Burada da doğru çizgiyi bulabilmek için RelInt değeri 1.000 olana bakacağız. Burada da 3.1772 dalgalıoyundaki Ca XIX elementinin olduğu çok net görülür.

sherpa> identify(2.9,0.5)

Çizelge 8.24. WX Hyi yıldızına ait 2.9 Angström civarındaki emisyon çizgisi

Lambda	Ion	UL	LL	Emissivity	kT	RelInt	For More Info
Angstrom				ph cm ³ /s	keV		
3.0185	Ca XX	4-	1	1.93e-18	4.319	0.550	describe(20,20,4,1)
3.1772	Ca XIX	7-	1	3.52e-18	2.725	1.000	describe(20,19,7,1)
3.2110	Ca XIX	2-	1	1.01e-18	2.165	0.287	describe(20,19,2,1)

sherpa> describe(20,19,7,1)

Ion Ca XIX, energy level 1 ---

electron configuration : 1s²~¹S_{0}

energy above ground (eV) : 0.000000

Quantum state : n=1, l=N/A, s=0, degeneracy=1

Energy level data source : 1983ADNDT..29..467S

Photoionization data source : 1986ADNDT..34..415C

Ion Ca XIX, energy level 7 ---

electron configuration : $1s2p\sim^1P_{\{1\}}$

energy above ground (eV) : 3908.129883

Quantum state : $n=2, l=1, s=0$, degeneracy=3

Energy level data source : 1983ADNDT..29..467S

Photoionization data source : 1986ADNDT..34..415C

Ion Ca XIX, 1 - 7 interactions ---

Electron collision rate from 1 -> 7 : nonzero.

Reference bibcode : 1989ADNDT..42..313K

Wavelength (lab/observed) (Angstrom) : 3.177153 +/- 0.001000

Wavelength (theory) (Angstrom) : 3.193000

Transition rate/Einstein A (s^{-1}) : 1.696670e+14

Wavelength (lab/observed) reference : 1988CaJPh..66..586D

Wavelength (theory) reference : 1983ADNDT..29..467S

Transition rate reference : 1987JPhB...20.6457F

(1.9,0.04); 1.9 Angström dalgaboyu ve 0.04 yakınlığındaki emisyon çizgilerine baktığımızda dört elementin, Fe XXV, Fe XXV, Fe XXV ve Fe XXV emisyon çizgileri çıkar. RelInt değeri 1.000 olan 1.8682 dalgaboyundaki Fe XXV elementidir.

sherpa> identify(1.9,0.04)

Çizelge 8.25. WX Hyi yıldızına ait 1.9 Angström civarındaki emisyon çizgisi

Lambda	Ion	UL	LL	Emissivity	kT	RelInt	For More Info
Angstrom				ph cm ³ /s	keV		
1.8622	Fe XXV	10242-	3	1.18e-18	3.431	0.116	describe(26,25,10242,3)
1.8630	Fe XXV	10247-	2	2.84e-18	3.431	0.280	describe(26,25,10247,2)
1.8659	Fe XXV	10248-	3	4.23e-18	3.431	0.417	describe(26,25,10248,3)
1.8682	Fe XXV	2-	1	1.02e-17	5.437	1.000	describe(26,25,2,1)

sherpa> describe(26,25,2,1)

Ion Fe XXV, energy level 1 ---

electron configuration : $1s^2\sim^1S_{\{0\}}$

energy above ground (eV) : 0.000000
 Quantum state : n=1, l=N/A, s=0, degeneracy=1
 Energy level data source : 1983ADNDT..29..467S
 Photoionization data source : 1986ADNDT..34..415C

 Ion Fe XXV, energy level 2 ---
 electron configuration : 1s2s~^3S_{1}
 energy above ground (eV) : 6646.129883
 Quantum state : n=2, l=N/A, s=1, degeneracy=3
 Energy level data source : 1983ADNDT..29..467S
 Photoionization data source : 1986ADNDT..34..415C

 Ion Fe XXV, 1 - 2 interactions ---
 Electron collision rate from 1 -> 2 : nonzero.
 Reference bibcode : 1989ADNDT..42..313K
 Wavelength (lab/observed) (Angstrom) : 1.868194 +/- 0.000600
 Wavelength (theory) (Angstrom) : 1.865450
 Transition rate/Einstein A (s^-1) : 2.002000e+08
 Wavelength (lab/observed) reference : 1988CaJPh..66..586D
 Wavelength (theory) reference : 1983ADNDT..29..467S
 Transition rate reference : 1996JPCRD...7.....W

(8.5,0.03);8.5 Angström dalgaboyu ve 0.03 yakınlığındaki emisyon çizgilerine baktığımızda 8.5290 dalgaboyundaki Fe XXIII elementinin emisyon çizgisini görürüz.

sherpa> identify(8.5,0.03)

Çizelge 8.26. WX Hyi yıldızına ait 8.5 Angström civarındaki emisyon çizgisi

Lambda	Ion	UL	LL	Emissivity	kT	RelInt	For More Info
Angstrom				ph cm^3/s	keV		
8.5290	Fe XXIII	53-	2	1.10e-18	1.366	1.000	describe(26,23,53,2)

sherpa> describe(26,23,53,2)

Ion Fe XXIII, energy level 2 ---

electron configuration : $1s^2 2s^2 p^3 P_{0}$
 energy above ground (eV) : 43.256401
 Quantum state : $n=2, l=1, s=N/A$, degeneracy=1
 Energy level data source : 1997UNPUB.Liedahl.L
 Photoionization data source : 1986ADNDT..34..415C

 Ion Fe XXIII, energy level 53 ---
 electron configuration : $1s^2 2s^4 d^3 D_{1}$
 energy above ground (eV) : 1496.936523
 Quantum state : $n=4, l=1, s=N/A$, degeneracy=3
 Energy level data source : 1997UNPUB.Liedahl.L
 Photoionization data source : 1986ADNDT..34..415C

 Ion Fe XXIII, 2 - 53 interactions ---
 Electron collision rate from 2 -> 53 : nonzero.
 Reference bibcode : 1997UNPUB.Liedahl.L
 Wavelength (lab/observed) (Angstrom) : 8.529000 +/- 0.002000
 Wavelength (theory) (Angstrom) : 8.529070
 Transition rate/Einstein A (s^{-1}) : 4.032700e+12
 Wavelength (lab/observed) reference : 1998ApJ...496.1031W
 Wavelength (theory) reference : 1997UNPUB.Liedahl.L
 Transition rate reference : 1997UNPUB.Liedahl.L

(6.0,0.5); 6.0 Angström dalgaboyu ve 0.5 yakınlığındaki emisyon çizgilerine baktığımızda dört elementin, Si XIII, Si XIV, Si XIV ve Si XIV emisyon çizgileri çıkar. RelInt değeri 1.000 olan 6.1804 dalgaboyundaki Si XIV elementidir.

sherpa> identify(6.0,0.5)

Çizelge 8.27. WX Hyi yıldızına ait 6.0 Angström civarındaki emisyon çizgisi

Lambda	Ion	UL	LL	Emissivity	kT	RelInt	For More Info
Angstrom				ph cm ³ /s	keV		
5.6805	Si XIII	13-	1	1.08e-17	0.862	0.208	describe(14,13,13,1)

6.1804	Si XIV	4-	1	5.19e-17	1.366	1.000	describe(14,14,4,1)
6.1858	Si XIV	3-	1	2.59e-17	1.366	0.500	describe(14,14,3,1)
6.2650	Si XIV	10017-	7	2.01e-18	1.085	0.039	describe(14,14,10017,7)

sherpa> describe(14,14,4,1)

Ion Si XIV, energy level 1 ---

electron configuration : $1s^2S_{1/2}$

energy above ground (eV) : 0.000000

Quantum state : n=1, l=N/A, s=2, degeneracy=2

Energy level data source : 1983ADNDT..29..467S

Photoionization data source : 1964ApJS....9..185B

Ion Si XIV, energy level 4 ---

electron configuration : $2p^2P_{3/2}$

energy above ground (eV) : 2000.050049

Quantum state : n=2, l=1, s=2, degeneracy=4

Energy level data source : 1983ADNDT..29..467S

Photoionization data source : 1964ApJS....9..185B

Ion Si XIV, 1 - 4 interactions ---

Electron collision rate from 1 -> 4 : nonzero.

Reference bibcode : 1983ADNDT..29..467S

Wavelength (lab/observed) (Angstrom) : 6.180438 +/- 0.000030

Wavelength (theory) (Angstrom) : 6.199590

Transition rate/Einstein A (s^{-1}) : 2.368060e+13

Wavelength (lab/observed) reference : 1977JPCRD...6...3E

Wavelength (theory) reference : 1983ADNDT..29..467S

Transition rate reference : 1987JPhB...20.6457F

8.2.3. V426 Oph yıldızının analiz sonuçları

V&V Scientist: Kevin Tibbetts

Date (YYYY-MM-DD): 2002-06-04

Object: 'V426 OPH'

ObsID: 2671

Observation interval(s): 0

Processing version: 1

Instrument: ACIS

Detnam: ACIS-456789

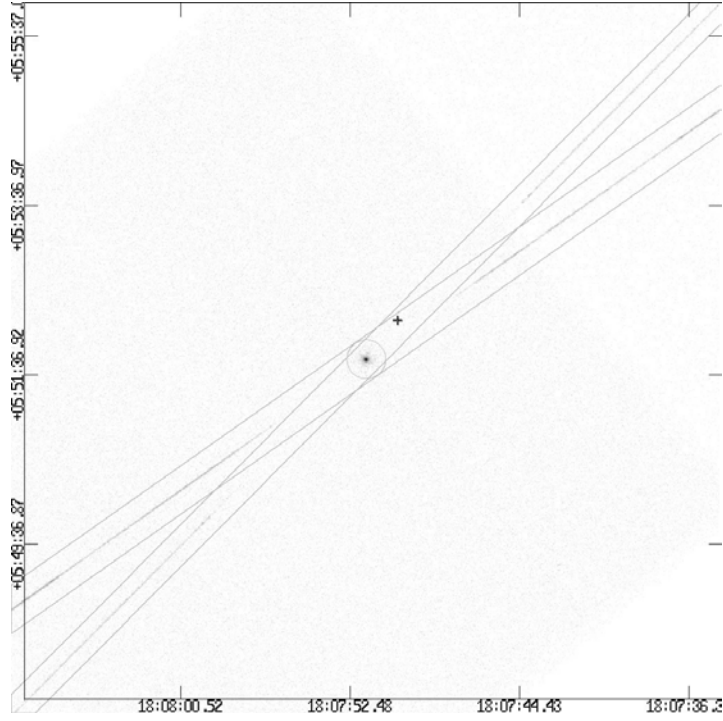
Grating: HETG

Çizelge 8.28. V426 Oph yıldızının 1.seviye parametreleri

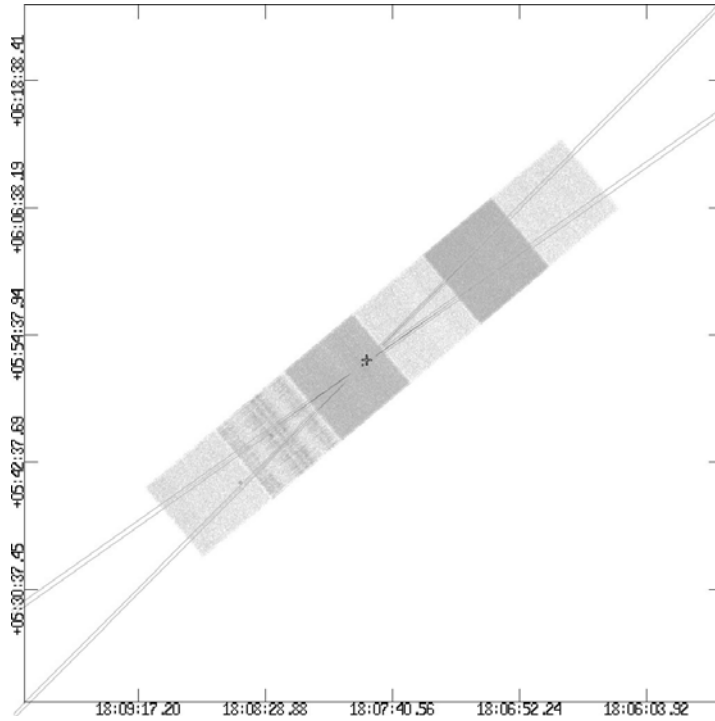
Parameter	Value	Description
ASCDSVER	6.7.2	ASCDS version number
DATE	2002-06-03T09:09:35	Date and time of file creation
DATE-OBS	2002-05-30T21:40:25	Date and time of observation start
DATE-END	2002-05-31T11:02:26	Date and time of observation stop
RA_PNT	271.959158	Pointing RA
DEC_PNT	5.870915	Pointing Dec
ROLL_PNT	140.061360	Pointing Roll
RA_TARG	271.965417	Observer's specified target RA
DEC_TARG	5.863472	Observer's specified target Dec
DATAMODE	FAINT	Data mode
READMODE	TIMED	Read mode

Çizelge 8.29. V426 Oph yıldızının 2.seviye parametreleri

Parameter	Value	Description
ASCDSVER	6.7.2	ASCDS version number
DATE	2002-06-03T09:58:51	Date and time of file creation
DATE-OBS	2002-05-30T21:40:25	Date and time of observation start
DATE-END	2002-05-31T11:02:26	Date and time of observation stop
INSTRUME	ACIS	Instrument
DETNAM	ACIS-456789	Detector
GRATING	HETG	Grating
OBJECT	V426 OPH	Source name
TITLE	ACCRETION IN HIGH DENSITY AND TEMPERATURE CONDITIONS (V426 OPH)	Pr
OBSERVER	PROF. PAULA SZKODY	Principal investigator
OBS_ID	2671	Observation id
SEQ_NUM	300072	Sequence number
RA_NOM	271.959158	Nominal RA
DEC_NOM	5.870915	Nominal Dec
ROLL_NOM	140.061360	Nominal Roll



Şekil 8.71. V426 Oph yıldızının uydu verisinde belirlenmesi



Şekil 8.72. V426 Oph yıldızının yerinin logaritmik belirlenmesi

ASCDSVER = 6.7.2 / ASCDS version number

DATE = 2002-06-03T09:58:51 / Date and time of file creation

DATE-OBS = 2002-05-30T21:40:25 / Date and time of observation start

DATE-END = 2002-05-31T11:02:26 / Date and time of observation stop
 OBS_ID = 2671 / Observation id
 TCTYP5 = CPCX /
 TCRVL5 = 0 /
 TCTYP6 = CPCY /
 TCRVL6 = 0 /
 TCTYP9 = LONG-TAN /
 TCRVL9 = 0 /
 TCTYP10 = NPOL-TAN /
 TCRVL10 = 0 /
 TCTYP11 = RA---TAN /
 TCRVL11 = 271.95915789 /
 TCTYP12 = DEC--TAN /
 TCRVL12 = 5.87091458 /

Observation parameters are:

Obsid = 2671

Source = V426 OPH

ASCDSVER = 6.7.2

RA_NOM = 271.95915789

DEC_NOM = 5.87091458

The aspect offset for this obsid is DY = 0.03 and DZ = -0.07 arcsec

For roll = 140.06 degrees,

the offset is D_RA = 0.02 and D_Dec = 0.07 arcsec

punlearn dmhedit

dmheditinfile=aspcorr_evt2.fits

filelist=noneoperation=addunit=degrees key=TCRVL11

value=271.959163237216

dmheditinfile=aspcorr_evt2.fits

filelist=noneoperation=addunit=degrees key=TCRVL12

value=5.87093480415885

dmheditinfile=aspcorr_evt2.fits

filelist=noneoperation=addunit=degrees key=RA_NOM

value=271.959163237216

dmheditinfile=aspcorr_evt2.fits

filelist=noneoperation=addunit=degrees key=DEC_NOM

value=5.87093480415885

REMOVE THE ACIS_DETECT_AFTERGLOW CORRECTION

Reset the Status Bits

infile = acisf02671_000N001_evt1.fits Input file

outfile = acisf02671_reset_evt1.fits Output file

expression =
status=status,status=X15F,status=X14F,status=X13F,status=X12
F

expression(s) to evaluate

(kernel = default) Data Model creation/copy kernel

(clobber = no) Clobber output file if it exists?

(verbose = 0) Debug level

(mode = ql)

daha doğru bilgiler elde edebilmek için yeni bir kötü piksel dosyası oluşturuldu.

IDENTIFY ACIS HOT PIXELS AND COSMIC RAY AFTERGLOWS

Create a New Bad Pixel File

Infile = acisf02671_reset_evt1.fits Input event list

Outfile = acisf02671_new_bpix1.fits Output bad pixel file

Badpixfile = acisf02671_000N001_bpix1.fits Input bad pixel file

Biasfile = acisf139181422N001_?_bias0.fits Input bias images

Maskfile = acisf02671_000N001_msk1.fits Input mask file

(<filename> | none | NONE)

Pbkfile = acisf139182732N001_pbk0.fits Input parameter block file

(probthresh = 1.0e-3) Minimum significance of potentially bad pixels after
trials (e.g. 1 sig = 0.159, 2 sig = 0.0228, and 3 sig = 0.00135)

(regwidth = 7) Size of reference region for comparison
(e.g. 7 pixels x 7 pixels)

(expnothresh = 10) Minimum difference in frame numbers between hot pixels

(biasthresh = 6) Minimum bias offset for invalid pixels inadu
 (tempdir = \${ASCDS_WORK_PATH} -> /tmp) Temporary work
 directory
 (verbose = 0) Debug level
 (clobber = no) Clobber output files?
 (mode = ql)

CREATE A NEW LEVEL=2 EVENT FILE

infile = acisf02671_reset_evt1.fits Input event file or stack
 outfile = acis_new_evt1.fits Output event file name
 acaofffile = pcadf???????N001_asol1.fits aspect offset file
 (NONE | none | <filename>)
 (apply_cti = yes) Apply CTI adjustment?
 (apply_tgain = yes) Apply time-dependent gain adjustment?
 (alignmentfile = (acaofffile -> pcadf???????N001_asol1.fits)
 sim/fam alignment file (NONE | none | <filename>)
 (obsfile = NONE) obs.par file for output file keywords
 (NONE | none | <filename>)
 (geompar = geom) Parameter file for Pixlib Geometry files
 (logfile = stdout) debug log file (STDOUT | stdout | <filename>)
 (grade file = CALDB) grade mapping file (NONE | none | CALDB |
 <filename>)
 (gainfile = CALDB) acis gain file (NONE | none | CALDB |
 <filename>)
 (badpixfile = acisf02671_new_bpix1.fits) acis bad pixel file
 (NONE | none | <filename>)
 (threshfile = CALDB) split threshold file (NONE | none | CALDB |
 <filename>)
 (ctifile = CALDB) acis CTI file (NONE | none | CALDB |
 <filename>)
 (tgainfile = CALDB) gain adjustment file (NONE | none | CALDB |
 <filename>)
 (eventdef =)stdlev1 -> {d:time, s:ccd_id, s:node_id, i:expno, s:chip,

s:tdet, f:det, f:sky, s:phas, l:pha, l:pha_ro, f:energy,
 l:pi, s:fltgrade, s:grade, x:status})) output format definition

(doevtgrade = yes) Determine event flight grade?

(check_vf_pha = yes) Check very faint pixels?

(calc_cc_times = no) Estimate the times of arrival for CC-mode observation?

(trail = 0.027) Trail fraction

(spthresh = 13) Default split threshold level
 (overridden by values in threshfile)

(time_offset = 0) Offset to add to event time field to synch w/ fam data

(docentroid = no) Determine pixel centroid for coord. conversion?

(calculate_pi = yes) perform pha->pi conversion? (requires gain file)

(pi_bin_width = 14.6) Width of Pi bin in eV

(pi_num_bins = 1024) Number of values to bin energy into

(max_cti_iter = 15) Maximum iterations for the CTI adjustment of each event

(cti_converge = 0.1) The convergence criterion for each CTI-adjusted
 pixel in adu

(tstart = TSTART) header key containing start/default time value

(tstop = TSTOP) header key containing time of last event

(clobber = no) Overwrite output event file if it already exists?

(verbose = 0) level of debug detail (0=none, 5=most)

(stop = sky) where to end transformations

(instrume = acis) axaf instrument- used for instrument parameter file

(rand_seed = 1) random seed (for pixlib), 0 = use time dependent seed

(rand_pha = yes) Randomize the pha value used in gain calculations

(rand_pix_size = 0.5) pixel randomization width (-size..+size) 0=no
 randomization

(stdlev1 = {d:time, s:ccd_id, s:node_id, i:expno, s:chip, s:tdet, f:det,
 f:sky, s:phas, l:pha, l:pha_ro, f:energy, l:pi, s:fltgrade,
 s:grade, x:status})) TE faint modes event definition string

(grdlev1 = {d:time, s:ccd_id, s:node_id, i:expno, s:chip, s:tdet, f:det,
 f:sky, l:pha, l:pha_ro, s:corn_pha, f:energy, l:pi, s:fltgrade,
 s:grade, x:status})) TE graded event format definition string

(cclev1 = {d:time, s:ccd_id, s:node_id, i:expno, s:chip, s:tdet, f:det, f:sky, f:sky_1d, s:phas, l:pha, l:pha_ro, f:energy, l:pi, s:fltgrade, s:grade, x:status}))

CC faint event format definition string

(ccgrdlev1 = {d:time, s:ccd_id, s:node_id, i:expno, s:chip, s:tdet, f:det, f:sky, f:sky_1d, l:pha, l:pha_ro, s:corn_pha, f:energy, l:pi, s:fltgrade, s:grade, x:status}))

cc graded event format definition string

(mode = ql)

Imaging Observations (filtering)

Infile = acis_evt2.fits Input dataset/block specification

Outfile= acis_dstrk_evt2.fits Output dataset/block specification

(max =) streak threshold syntax: m OR m:m:m:m

(max_rowloss_fraction = 5.0e-5) Maximum fraction of avg streaks/node/frame

(num_sigma = 1.0) Sigma value for determining streak threshold

(filter = yes) Discard tagged events

(mask = [status=0,grade=0,2:4,6]) Filter to select candidate streak events

(ccd_id = 8) CCD ID to filter

(ccd_col = ccd_id) CCD ID column name

(node_col = node_id) Node ID column name ('none' for single node)

(exptime = -1) frame time (s) (reads EXPTIME if no pos. value given)

(countfile =) filename for event row-count distribution

(fracfile =) filename for cumulative streak contam function

(timefile =) filename for exposure time lost per row

(verbose = 0) Debug Level(0-5)

(clobber = no) Clobber existing file

(mode = ql)

badpixfile = acisf02671_new_bpix1.fits Bad pixel file for the observation

(absolute_path = yes) Use an absolute path in the parameter file

(ardlibfile = ardlib) Parameter file to change

(verbose = 1) Verbosity (0 for no screen output)

(mode = ql)

Restrict The Energy Rang

Bir çok ACIS analizi için 0.3 ten 10 keV enerji aralığını içermesi istenir.

Özelleştirilmiş enerji aralığında yeni event dosyası oluşturur.

REMOVE BRIGHT/VARIABLE SOURCES FROM THE DATASET

ds9 komutu ile yıldız bölgesi seçilir.

infile = evt2_c7.fits[exclude sky=region(ds9.reg)][bin time=::200] Input event file

outfile = 1c_c7.fits Enter output file name

(bkg =) Background region file or fixed background

(counts/pixel/s) subtraction

(error = gaussian) Method for error

determination(gaussian|gehrels|<variance file>)

(bkgerror = gaussian) Method for background error

determination(gaussian|gehrels|<variance file>)

(bkgnorm = 1.0) Background normalization

(exp =) Exposure map image file

(bkgexp =) Background exposure map image file

(sys_err = 0) Fixed systematic error value for SYS_ERR keyword

(opt = ltc1) Output file type

(defaults = \${ASCDS_CALIB}/cxo.mdb -> /software/ciao/data/cxo.mdb)

Instrument defaults file

(wmap =) WMAP filter/binning (e.g. det=8 or default)

(clobber = no) OK to overwrite existing output file(s)?

(verbose = 0) Verbosity level

(mode = ql)

ANALYZE THE LIGHTCURVE (analyze_ltcv.sl)

((time > 139183325.973740) && (time < 139228525.973740)) ; 45.20 ksec

infile = 1c_c7.fits Input MTL file

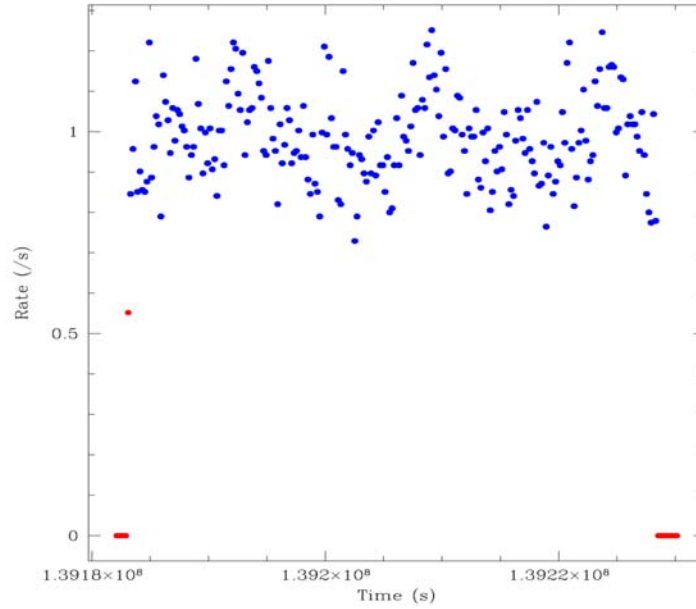
outfile = 1c_c7.gti Output GTI file

userlimit = ((time > 139183325.973740) &&

(time < 139228525.973740))||((time > 140183325.973740) &&

(time < 140328525.973740)) User defined limit string

(mtlfile = none) Optional output smoothed/filtered MTL file
 (lkupfile = none) Lookup table defining which MTL
 columns to check against (NONE|none|<filename>)
 (smooth = yes) Smooth the input MTL data?
 (kernel= default) Data Model creation/copy kernel
 (clobber = no) Clobber output file if it exists?
 (verbose = 0) Debug level
 (mode = ql)



Şekil 8.73. V426 Oph yıldızının elde edilen ışık eğrisi

Data subspace for block EVENTS: Components: 1 Descriptors: 16

Component 1

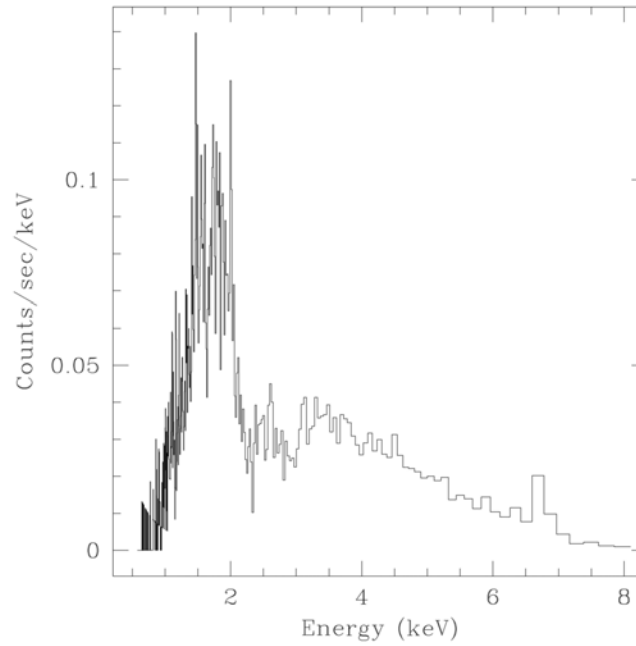
1 time	Real8	TABLE GTI7
		139182739.2203391194:139228268.8731954992
2 ccd_id	Int2	7:7
3 node_id	Int2	0:3
4 expno	Int4	0:2147483647
5 chip	[1] chipx	1:1024
5 chip	[2] chipy	1:1024
6 tdet	[1] tdetx	1:8192

6 tdet	[2] tdety	1:8192
7 det	[1] detx	0.50:8192.50
7 det	[2] dety	0.50:8192.50
8 sky	[1] x	0.50:8192.50
8 sky	[2] y	0.50:8192.50
9 pha	Int4	0:36855
10 pha_ro	Int4	0:36855
11 energy	Real4	300.0:10000.0
12 pi	Int4	1:1024
13 fltgrade	Int2	0:255
14 grade	Int2	0:0,2:2,3:3,4:4,6:6
15 status	Bit	
16 phas	Int2	-4096:4095

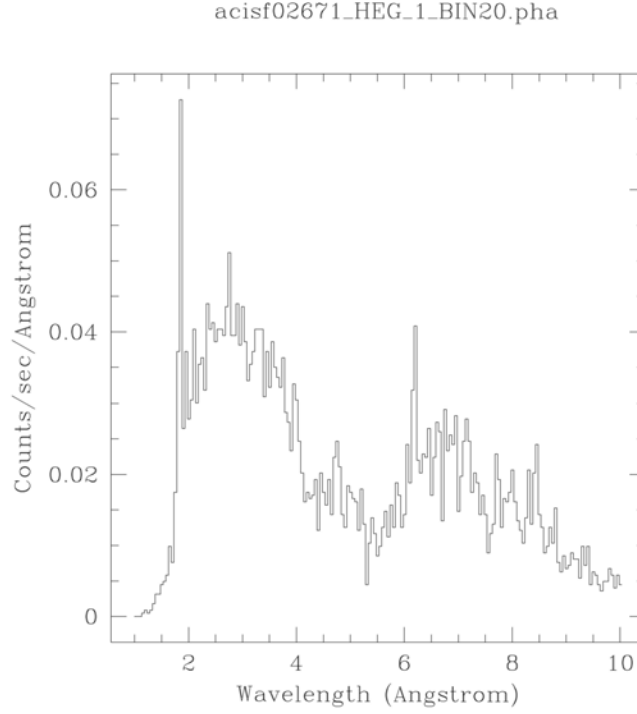
8.2.3.1. Tayfsal analize hazırlık

ACIS-S gözlemleri için RMF dosyaları oluşturuldu.

acisf02671_HEG_1_BIN20.pha



Şekil 8.74. V426 Oph yıldızının Enerji-Sayım oranı grafiği



Şekil 8.75. V426 Oph yıldızının Dalgaboyu-Sayım oranı grafiği

1- POWERLAW MODEL

initial statistic value = 32216.6

final statistic value = 388.365 at iteration 7

xspowerlaw.PhoIndx 0.857097

xspowerlaw.norm 0.00232308 photons/keV/cm**2/s at 1 keV

initial statistic value = 388.365

final statistic value = 388.365 at iteration 0

xspowerlaw.PhoIndx 0.857086

xspowerlaw.norm 0.00232306 photons/keV/cm**2/s at 1 keV

g.fwhm 0.023

g.pos 9.1

g.ampl 0.0135445

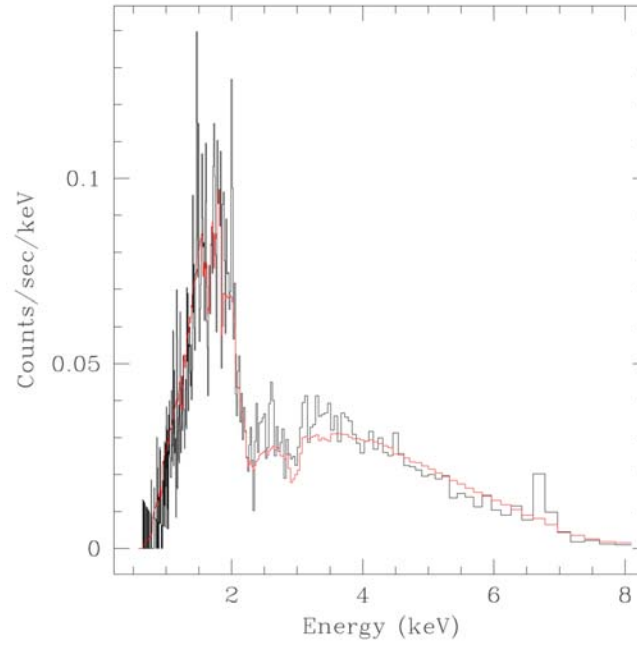
Computed for sherpa.unc.sigma = 1

Çizelge 8.30. V426 Oph yıldızının powerlaw modeline göre parametreleri

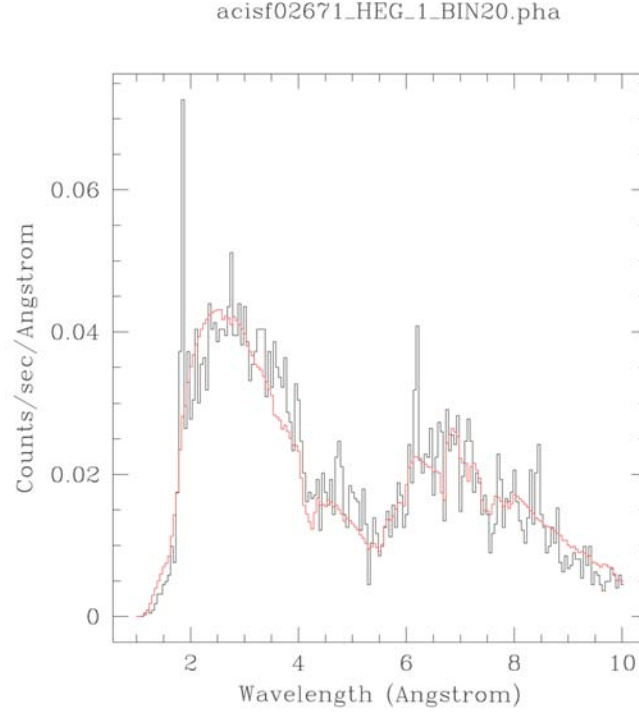
Parameter			
Name	Best-Fit	Lower Bound	Upper Bound
pow.gamma	0.857086	-0.0107264	+0.0108666

pow.ampl	0.00232306	-3.03142e-05	+3.03139e-05
g.fwhm	0.023	-----	+2301.24
g.pos	9.1	-----	-----
g.ampl	0.0135445		

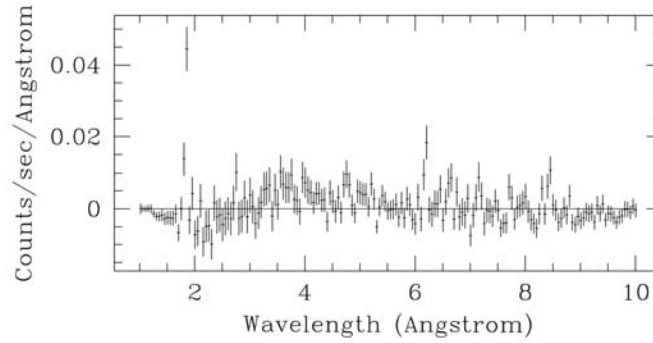
acisf02671_HEG_1_BIN20.pha



Şekil 8.76. V426 Oph yıldızının powerlaw modeline göre fit edilmiş grafiği (Enerji-Sayım Oranı)



Şekil 8.77. V426 Oph yıldızının powerlaw modeline göre fit edilmiş grafiği (Dalgaboyu-Sayım Oranı)



Şekil 8.78. V426 Oph yıldızının powerlaw modeline göre uygunluk sonucu

2- (BBODY) BLACKBODY MODEL

initial statistic value = 175654

final statistic value = 448.532 at iteration 10

xsbbbody.kT 1.16576 keV

xsbbbody.norm 0.00036065 $L_{39}/(D_{10})^{**2}$

initial statistic value = 448.532

final statistic value = 448.532 at iteration 1

xsbbbody.kT 1.16577 keV

xsbbbody.norm 0.000360654 $L_{39}/(D_{10})^{**2}$

g.fwhm 0.023

g.pos 9.1

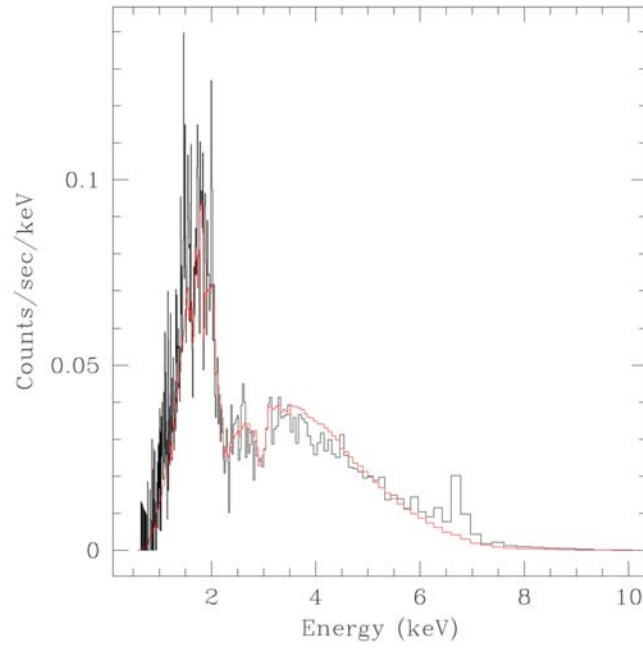
g.ampl 0.0135445

Computed for sherpa.unc.sigma = 1

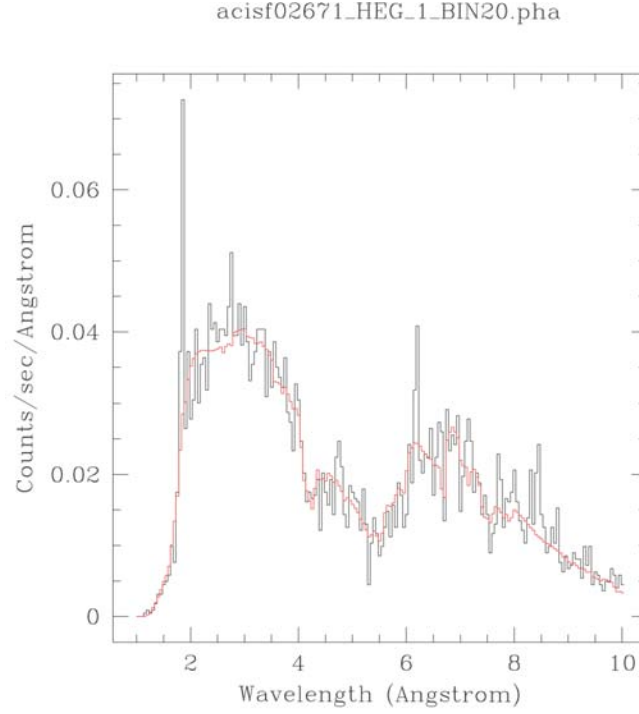
Çizelge 8.31. V426 Oph yıldızının blackbody modeline göre parametreleri

Parameter Name	Best-Fit	Lower Bound	Upper Bound
bbody.kT	0.869219	-0.0112601	+0.0111836
bbody.norm	0.00019458	-3.33782e-06	+3.8554e-06
g.fwhm	16.2941	-0.790017	+0.737148
g.pos	9	-0.476761	+0.306816
g.ampl	0.00647411	-0.000189613	+0.000236041

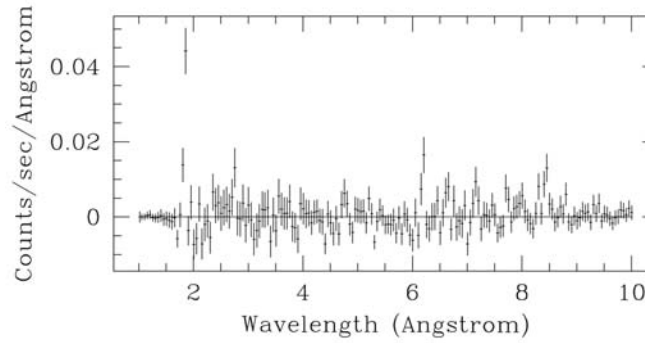
acisf02671_HEG_1_BIN20.pha



Şekil 8.79. V426 Oph yıldızının blackbody modeline göre fit edilmiş grafiği (Enerji-Sayım Oranı)



Şekil 8.80. V426 Oph yıldızının blackbody modeline göre fit edilmiş grafiği (Dalgaboyu-Sayım Oranı)



Şekil 8.81. V426 Oph yıldızının blackbody modeline göre uygunluk sonucu

3- (BREMSS) BREMSSTRAHLUNG MODEL

initial statistic value = 4113.6

final statistic value = 607.767 at iteration 17

xsbremss.kT 200 keV

xsbremss.norm 0.00987491 $(3.02e-15/4/\pi/D^2) \int n_e n_I dV$

initial statistic value = 607.767

final statistic value = 607.765 at iteration 3

xsbremss.kT 200 keV

xsbremss.norm 0.00987401 $(3.02e-15/4/\pi/D^2) \int n_e n_I dV$

g.fwhm 0.023

g.pos 9.1

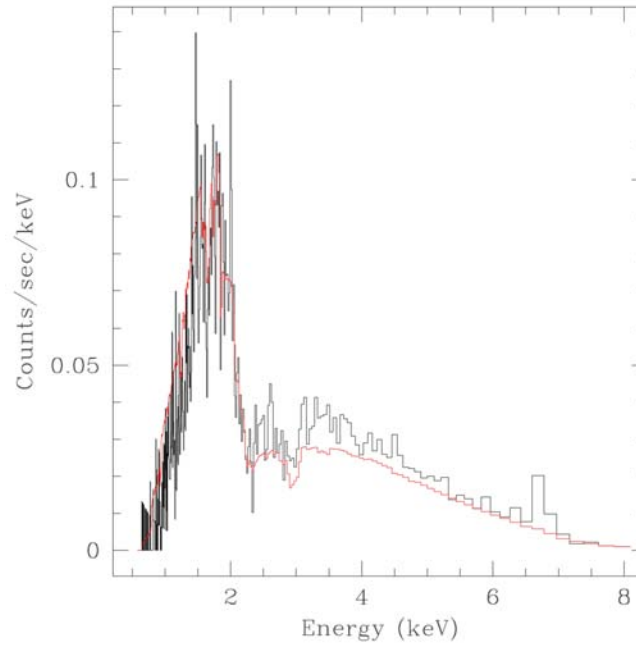
g.ampl 0.0135445

Computed for sherpa.unc.sigma = 1

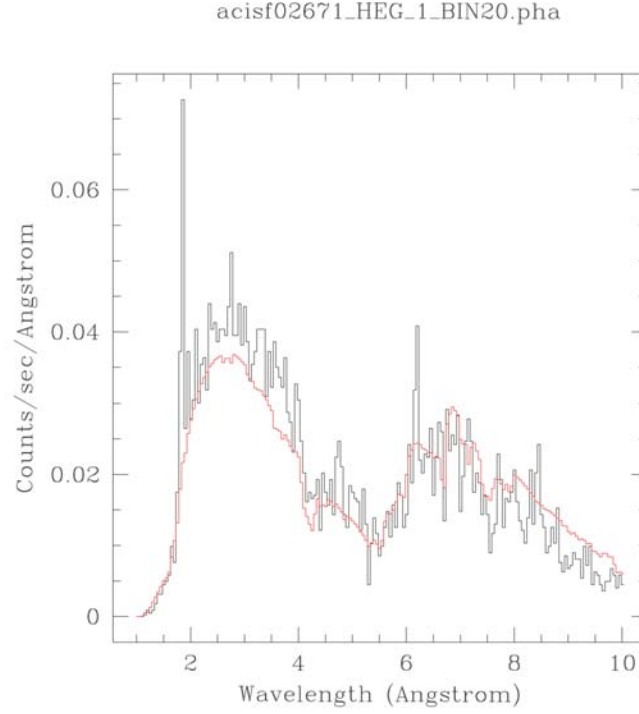
Çizelge 8.32. V426 Oph yıldızının bremsstrahlung modeline göre parametreleri

Parameter Name	Best-Fit	Lower Bound	Upper Bound
xsbremss.kT	200	-2.89493	+27.4387
xsbremss.norm	0.00987401	-0.00015126	+0.000113462
g.fwhm	0.023		
g.pos	9.1		
g.ampl	0.0135445		

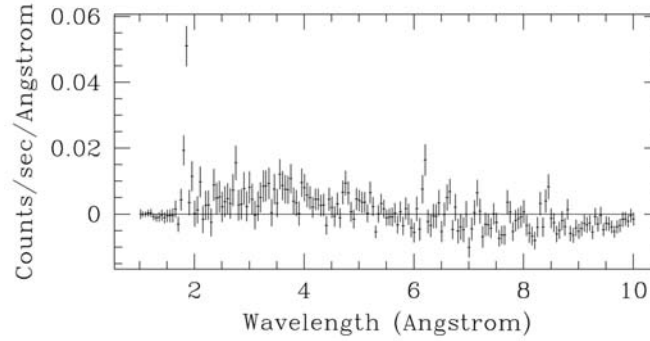
acisf02671_HEG_1_BIN20.pha



Şekil 8.82. V426 Oph yıldızının bremsstrahlung modeline göre fit edilmiş grafiği (Enerji-Sayım Oranı)



Şekil 8.83. V426 Oph yıldızının bremsstrahlung modeline göre fit edilmiş grafiği (Dalgaboyu-Sayım Oranı)



Şekil 8.84. V426 Oph yıldızının bremsstrahlung modeline göre uygunluk sonucu

4- (RAYMOND) RAYMON SMITH MODEL

initial statistic value = 16452.2

final statistic value = 682.923 at iteration 93

xrraymond.kT 64 keV

xrraymond.norm 0.0206756 $10^{-14} / (4 \pi D^2) \int n_e n_H dV$

initial statistic value = 682.923

final statistic value = 682.92 at iteration 3

xrraymond.kT 64 keV

xrraymond.norm 0.0206743 $10^{-14} / (4 \pi D^2) \int n_e n_H dV$

g.fwhm 0.023

g.pos 9.1

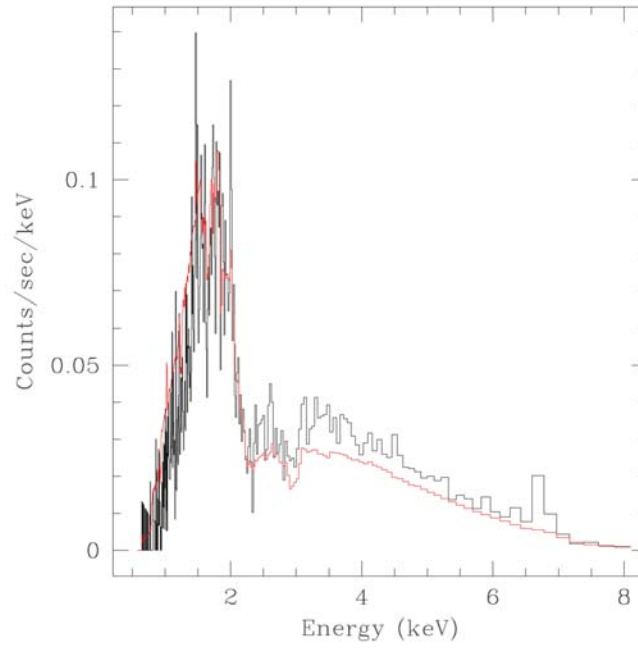
g.ampl 0.0135445

Computed for sherpa.unc.sigma = 1

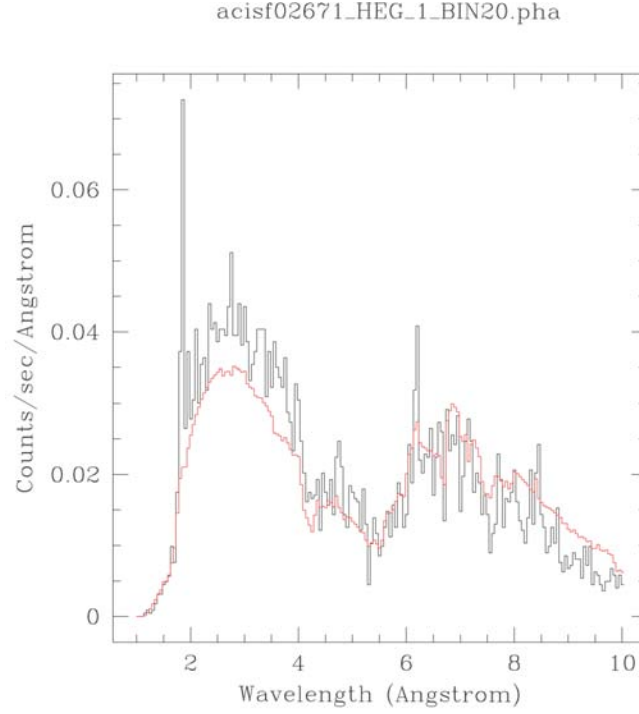
Çizelge 8.33. V426 Oph yıldızının raymond-smith modeline göre parametreleri

Parameter Name	Best-Fit	Lower Bound	Upper Bound
xsraymond.kT	64	-0.719846	
xsraymond.norm	0.0206719	-0.000351991	+0.000215852
g.fwhm	0.64588		+0.131558
g.pos	9.07888	-0.161776	
g.ampl	0.0204954	-0.13845	+0.141697

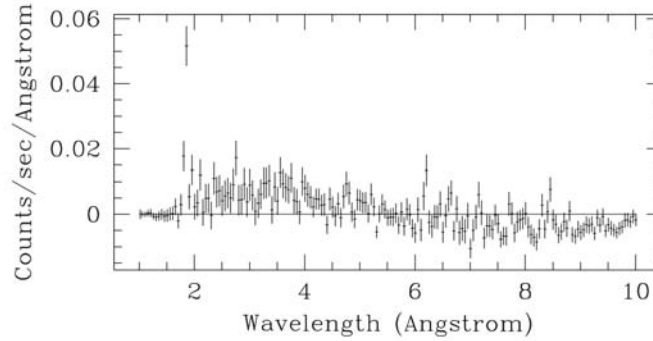
acisf02671_HEG_1_BIN20.pha



Şekil 8.85. V426 Oph yıldızının raymond-smith modeline göre fit edilmiş grafiği (Enerji-Sayım Oranı)



Şekil 8.86. V426 Oph yıldızının raymond-smith modeline göre fit edilmiş grafiği (Dalgaboyu-Sayım Oranı)



Şekil 8.87. V426 Oph yıldızının raymond-smith modeline göre uygunluk sonucu

V426 Oph yıldızının dalgaboyu- sayım oranı analiz sonuçlarına bakarak (1.9,0.04);1.9 Angström dalgaboyu ve 0.04 yakınlığındaki emisyon çizgilerine baktığımızda dört elementin, Fe XXV, Fe XXV, Fe XXV ve Fe XXV emisyon çizgileri çıkar. RelInt değeri 1.000 olan 1.8682 dalgaboyundaki Fe XXV elementidir.

sherpa> identify(1.9,0.04)

Çizelge 8.34. V426 Oph yıldızına ait 1.9 Angström civarındaki emisyon çizgisi

Lambda	Ion	UL	LL	Emissivity	kT	RelInt	For More Info
Angstrom				ph cm ³ /s	keV		
1.8622	Fe XXV	10242-	3	1.18e-18	3.431	0.116	describe(26,25,10242,3)
1.8630	Fe XXV	10247-	2	2.84e-18	3.431	0.280	describe(26,25,10247,2)
1.8659	Fe XXV	10248-	3	4.23e-18	3.431	0.417	describe(26,25,10248,3)
1.8682	Fe XXV	2-	1	1.02e-17	5.437	1.000	describe(26,25,2,1)

sherpa> describe(26,25,2,1)

Ion Fe XXV, energy level 1 ---

electron configuration : 1s²~¹S_{0}

energy above ground (eV) : 0.000000

Quantum state : n=1, l=N/A, s=0, degeneracy=1

Energy level data source : 1983ADNDT..29..467S

Photoionization data source : 1986ADNDT..34..415C

Ion Fe XXV, energy level 2 ---

electron configuration : 1s2s~³S_{1}

energy above ground (eV) : 6646.129883

Quantum state : n=2, l=N/A, s=1, degeneracy=3

Energy level data source : 1983ADNDT..29..467S

Photoionization data source : 1986ADNDT..34..415C

Ion Fe XXV, 1 - 2 interactions ---

Electron collision rate from 1 -> 2 : nonzero.

Reference bibcode : 1989ADNDT..42..313K

Wavelength (lab/observed) (Angstrom) : 1.868194 +/- 0.000600

Wavelength (theory) (Angstrom) : 1.865450

Transition rate/Einstein A (s⁻¹) : 2.002000e+08

Wavelength (lab/observed) reference : 1988CaJPh..66..586D

Wavelength (theory) reference : 1983ADNDT..29..467S

Transition rate reference : 1996JPCRD...7.....W

(6.3,0.05); 6.3 Angström dalgaboyu ve 0.05 yakınlığındaki emisyon çizgilerine baktığımızda Si XIV, emisyon çizgisi karşımıza çıkar. Bu da 6.2650 dalgaboyundaki Si XIV elementidir.

sherpa> identify(6.3,0.05)

Çizelge 8.35. V426 Oph yıldızına ait 6.3 Angström civarındaki emisyon çizgisi

Lambda	Ion	UL	LL	Emissivity	kT	RelInt	For More Info
Angstrom				ph cm ³ /s	keV		
6.2650	Si XIV	10017-	7	2.01e-18	1.085	1.000	describe(14,14,10017,7)

sherpa> describe(14,14,10017,7)

Note: Levels above 9999 are autoionizing states of a recombined ion.

Note: Transitions from levels >9999 to levels <9999 are stabilizing transitions.

Ion Si XIII, energy level 7 ---

electron configuration : 1s2p~¹P_{1}

energy above ground (eV) : 1866.979980

Quantum state : n=2, l=1, s=0, degeneracy=3

Energy level data source : 1983ADNDT..29..467S

Photoionization data source : 1986ADNDT..34..415C

Level 10017 is an autoionizing level of Si XIII

No energy level data for level 10017 of Si XIII

Ion Si XIII, 7 - 10017 interactions ---

DR Wavelength (theory) (Angstrom) : 6.265000

Satellite intensity (Q_d) (s⁻¹) : 2.020000e+14

DR Wavelength (lab/observed) reference :

DR Wavelength (theory) reference : 1978ADNDT..21...49V+

Satellite intensity reference : 1978ADNDT..21...49V+

9. SONUÇLAR

Başlangıçta da söylendiği gibi bu tezin konusu üç (3) farklı cüce novaların CHANDRA ve ROSAT uydu veri analizlerinin yapılmasıdır.

Ele alınan üç cüce nova yıldızın ikisi (SU UMa ve WX Hyi) kataklismik değişen yıldızlardan SU UMa alt grubunda ve birisi (V426 Oph) de Z Cam alt grubundadır. Işık eğrilerine (Şekil 8.39., Şekil 8.47. ve Şekil 8.55.) bakıldığında grubun özelliklerini yansıttıkları görülmüştür.

Bu üç yıldız CHANDRA ve ROSAT uydularından elde edilen verilere dört model ((POWL) Güç Kanunu, (RSMF) Isısal Plazma Emisyonu (tam set Raymond-Smith), (BBEF) Kara Cisim (Planck spektrumu), (TBEF) Isısal Bremsstrahlung)) uygulanmıştır.

ROSAT uydu veri analizlerine Bölüm 7.1. (Materyal -Metot)' de verilen temel algoritmalar başarı ile uygulanmıştır. Buradan bu üç yıldız için spektrum eğrileri, hidrojen kolon yoğunluğu, ışık akısı gibi fiziksel özellikler ortaya çıkarılmıştır. Bunların çıkarılması sadece nasıl yapılabildiğini gösterme amaçlıdır.

ROSAT veri analizleri sonucunda uygulanan modellere uygunluk bakımından SU UMa ve WX Hyi yıldızlarının POWL (Güç Kanunu) modeline, V426 Oph yıldızının ise RSMF (Isısal Plazma Emisyonu (tam set Raymond-Smith)) modeline uygunluk gösterdiği görülmüştür.

CHANDRA da ise amaç algoritma temelini oluşturmaktır. Bölüm 7.2.(Materyal -Metot)' de ham bir verinin NASA arşivlerinden indirgenip CHANDRA' da kullandığımız CIAO ve SHERPA programlarında hangi algoritmaları nasıl kullanılacağı basamak basamak açık ve net bir şekilde verilmiştir.

Veri indirgenip analiz edilmesinde bazı dosyaların CHANDRA sayfasına gönderip oradan veri alınması ve bunun analiz sırasında kullanılması programı kullananlara zor anlar yaşatmaktaydı. Burada bu verilerin nasıl kullanılacağını, hangi adreslere gönderilmesi ve alınması gereken verilerin ne olduğunu gösterilmiş oldu.

SHERPA programı ile dört modele grafikler fit edilmiş ve en iyi model bulunmaya çalışılmıştır. CHANDRA veri analizlerinde enerji- sayım oranı, dalgaboyu- sayım oranı grafikleri ve buna bağlı olarak uyumluluk test sonuçları çıkarılmıştır. Sonuçta SU UMa, WX Hyi yıldızlarının RSMF modeline, V426 Oph yıldızının ise BBODY modeline uyduğu görülmüştür.

SU UMa ve WX Hyi yıldızlarının POWL modeline bakılarak foton indekslerinin en iyi fitleri birbirine çok yakın olduğu görülür.

Her üç yıldızın BBODY modelinde sıcaklıkları karşılaştırıldığında V426 Oph biraz daha yüksek fakat diğer iki yıldız olan SU UMa ve WX Hyi için birbirine yakın değerler almıştır.

Diğer modeller olan BREMSSTRAHLUNG ve RAYMOND- SMİTH modellerinin de parametrelerine bakarak SU UMa ve WX Hyi yıldızlarının birbirine yakın değerler alıp V426 Oph' ın ise bu yıldızlardan farklılaştığı görülmüştür.

Buradan şu sonucu çıkarabiliriz, aynı alt grupta yer alan yıldızların parametreleri birbirine yakın çıkmıştır.

Z Cam alt grubundan olan V426 Oph ise açık bir şekilde diğer yıldızlardan ayrılmıştır.

CHANDRA ve ROSAT uydularında yıldızların değişik modellere uygunluğu başlangıçta bu uydu parametrelerinin farklı olmasına bağlıdır. İkinci olarak CHANDRA uydusu ROSAT' a göre çok daha fazla çözünürlüğe sahiptir (25 kat daha iyi).

Bu temel algoritma üzerine değişik analizler (timing analiz, element bolluğu gibi...) yapılabilir. Fakat bunların yapılabilmesi için başlangıçta bu temel algoritmayı uygulamak gereklidir.

SHERPA programında dalgaboyu- sayım oranı grafiğine bakarak belirli yerlerde emisyon çizgileri ve bu çizgilerin fiziksel durumları bulunmuştur. Bunlar sırasıyla aşağıdaki tablolarda verilmiştir.

SU UMa Yıldızı için;

Lambda	Ion	UL	LL	Emissivity	kT	RelInt	For More Info
Angstrom				ph cm ³ /s	keV		
6.8773	Fe XXIII	208-	1	1.27e-18	1.366	1.000	describe(26,23,208,1)
3.1772	Ca XIX	7-	1	3.52e-18	2.725	1.000	describe(20,19,7,1)
1.8682	Fe XXV	2-	1	1.02e-17	5.437	1.000	describe(26,25,2,1)
8.5290	Fe XXIII	53-	2	1.10e-18	1.366	1.000	describe(26,23,53,2)

WX Hyi Yıldızı için,

Lambda	Ion	UL	LL	Emissivity	kT	RelInt	For More Info
Angstrom				ph cm ³ /s	keV		
6.8773	Fe XXIII	208-	1	1.27e-18	1.366	1.000	describe(26,23,208,1)
3.1772	Ca XIX	7-	1	3.52e-18	2.725	1.000	describe(20,19,7,1)
1.8682	Fe XXV	2-	1	1.02e-17	5.437	1.000	describe(26,25,2,1)
8.5290	Fe XXIII	53-	2	1.10e-18	1.366	1.000	describe(26,23,53,2)
6.1804	Si XIV	4-	1	5.19e-17	1.366	1.000	describe(14,14,4,1)

V426 OPh yıldızı için;

Lambda	Ion	UL	LL	Emissivity	kT	RelInt	For More Info
Angstrom				ph cm ³ /s	keV		
1.8682	Fe XXV	2-	1	1.02e-17	5.437	1.000	describe(26,25,2,1)
6.2650	Si XIV	10017-	7	2.01e-18	1.085	1.000	describe(14,14,10017,7)

KAYNAKLAR

- [1] <http://imagers.gsfc.nasa.gov/ems/ems.html>
- [2] http://www.science.ankara.edu.tr/astronomy/astro/turkce_ast/ders/genel_ders
- [3] Altan,M., *Cüce Novaların X-Işını Uydu Verilerinin Analizleri*, Doktora Tezi, Anadolu Üniversitesi, Fen Bilimleri Enstitüsü, Eskişehir,2002.
- [4] Özkan, M.T., *Yüksek Enerji Astrofiziği Ders Notları*, İstanbul Üniversitesi, Fen Fakültesi Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, İstanbul, 34-38, 1996.
- [5] Şahin, F., *X-Işın Teleskopları, Bitirme Tezi*, Ankara Üniversitesi, Fen FakültesiAstronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, Ankara, 2001.
- [6] <http://eurekalert.com>. Nature, Science Update, 11 Şubat 2000.
- [7] Nasa Basın Açıklaması (26 Şubat 2001), Bilim Ve Teknik Dergisi, Tübitak, 2001.
- [8] SAYGAÇ, A.T.,Esenoğlu, H.H., Ak T., *Değişen Yıldızlar Ders Notları*, İstanbul Üniversitesi, Fen Fakültesi Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, İstanbul, 1999.
- [9] Hellier, C., *Cataclysmic Variable Stars (How and Why They Vary)*, Springer, UK,2001.
- [10] Özkan, M.T., *Kataklişmik Değişen Yıldızlar Yüksek Lisans Ders Notları*, İstanbul Üniversitesi, Fen Fakültesi Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, İstanbul, 2003-2004.
- [11] Özkan, M.T., *Çift Yıldızlar I Ders Notları*, İstanbul Üniversitesi, Fen Fakültesi Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, İstanbul, 74-75.
- [12] Erdal, A., Açıkgöz, F., *Rosat ve Chandra Uyduları, Bitirme tezi*, Anadolu Üniversitesi, Fen Fakültesi, 2004.
- [13] Bilim Teknik Dergisi Sayı:374 Ocak 1999 Sy:49.
- [14] Altın, V., Bilim ve Teknik Dergisi Eki, Uydu Sistemleri, Ankara, 2-8, 2005.
- [15] <http://chandra.harvard.edu/about/deployment.html>
- [16] Swihart, T.L., *Astrophysics and Stellar Astronomy*, John Wiley & Sons, Inc, New York, America, 43-44-45-46, 1968.
- [17] <http://cxc.harvard.edu>.

- [18] Güver, T., *Bazı Düşük Kütleli X-Işın Çiftlerin Uydu Verilerinin Analizi*, Yüksek Lisans Tezi, İstanbul Üniversitesi, Fen Bilimleri Enstitüsü, İstanbul ,2003.
- [19] <http://heasarc.gsfc.nasa.gov/docs/xanadu/xspec/manual/manual.html>

Ek-1 Kepleryan Hareket

Kepler' in kuralının modern bir versiyonu, Newton' un çekim kanununa bağlı olarak, r yarıçapında büyük bir M kütlesi etrafında dairesel bir yörüngedeki küçük bir m kütlesinin düşünülmesi ile elde edildi ($m \ll M$ olduğu için M yi sabit kabul edilecek). m kütlesinin yörüngede kalabilmesi için bir merkezkaç kuvvete ihtiyaç vardır ve bu;

$$E = -\frac{GMm}{2r} \quad F = \frac{mv^2}{r}$$

gravitasyonel çekim tarafından uygulanan kuvvet;

$$F = \frac{GMm}{r^2}$$

Bu iki denklemi eşitleyip hız elde edildiğinde;

$$v = \sqrt{\frac{GM}{r}}$$

buna Kepleryan Hız diyoruz. Yörüngenin çevresi $2\pi r$ bundan dolayı yörünge periyodu $P_{yör} = 2\pi r / v$ dir. Burada hız yerine yukarıdaki ifade yerleştirilirse

$$P_{yör}^2 = \frac{4\pi^2 r^3}{GM}$$

Bunu genelleştirebiliriz, kütlenin herhangi bir büyüklüğünün a ayrılığında bulunduğunu ve onların kütle merkezine göre bir sonuç bulsak da denklemin oldukça aynı olduğunu görebiliriz;

$$P_{yör}^2 = \frac{4\pi^2 a^3}{G(M + m)}$$

buda Kepler Kuralı olarak bilinir.

Yukarıda görüldüğü gibi r yarıçap artığında v kepleryan hız azalıyor. Açısal momentum, m kütleli cismin r yarıçapında ve buna dik olarak v hızıyla hareketi için $J = mrv$ dir. Böylece Kepleryan Hareket için;

$$J = \sqrt{GMm} \sqrt{r}$$

buradan da görüldüğü gibi, r artığında açısal momentum da artıyor. Bu parçacık hem gravitasyonel potansiyel enerjiye (P.E.= $-GMm/r$) hem de kinetik enerjiye ($1/2 mv^2$) sahiptir. Tekrar ;Kepleryan hızı kullanarak toplam enerjiyi

$$E = -\frac{GMm}{2r}$$

böylece toplam enerji r azaldıkça daha çok negatif olacaktır.

Ek-2 ROCHE Geometrisi İçin Formüller

Roche Geometrisi kütle oranı $r_{sirk} = (1+q) R_{L_1}^4 / a^3 q (\equiv M_2/M_1)$ ve Kepler kuralından elde edilen a ayırımından tamamen oluşur. Buna rağmen formülleri çok da basit değildir. Bunun yerine bu formüllerin hesaplanmasını bilgisayarlara bırakarak, formülleri yaklaşık olarak burada vereceğiz fakat şu da var ki bu yaklaştırma oldukça yeterli doğruluktadır.

Birincilden olan L_1 uzaklığı;

$$R_{L_1} = a(0.500 - 0.227 \log q) \quad 0.1 < q < 10 \quad \text{için}$$

İkincil değişenin yarıçapı dış etkilerden dolayı şekli değişmiş olsa da Roche lobu olarak aynı hacimde bir küre alacağız bu durumda yarıçapı;

$$R_2 = a 0.462 \left(\frac{q}{1+q} \right)^{1/3} \quad 0.1 < q < 0.8 \quad \text{için}$$

veya alternatif olarak;

$$R_2 = \frac{a 0.49 q^{2/3}}{0.6 q^{2/3} + \ln(1+q^{1/3})} \quad \text{bütün } q \text{ lar için}$$

Birincile bir maddenin serbest akımının yaklaşabileceği en yakın uzaklık;

$$r_{\min} = a 0.0488 q^{-0.464} \quad 0.05 < q < 1 \quad \text{için}$$

sirkülizasyon yarıçapı,

$$r_{sirkü} = a 0.0859 q^{-0.426} \quad 0.05 < q < 1 \quad \text{için}$$

tabi ki de bu ifade diskin en dış kısmının minimum yarıçapıdır. Maksimum disk yarıçapı ise ikincilin gel git etkilerini çıkarmadan önceki ifadedir.

$$r_{tidal} = a 0.60 / (1+q) \quad 0.03 < q < 1 \quad \text{için}$$

Bu daha az doğrulukta fakat fiziksel olarak akan maddenin açısal momentumun korunumu tartışmasından elde edilen sirkülizasyon yarıçapının tahminine göre yapılmıştır. L_1 noktasındaki maddenin özel açısal momentumu R_{L_1} de ki v hızı

$$R_{L_1} v = 2\pi R_{L_1} / P_{yör} . \text{ Sirkülizasyondan sonraki özel açısal momentum } r_{sirk} v_{kep} \text{ dir}$$

burada Kepleryan hız $v_{kep} = \sqrt{GM_1 / r_{sirk}}$. O zaman hesaplanan açısal momentum

$$r_{sirk} = 4\pi^2 R_{L_1}^4 / GM_1 P_{yör}^2 \text{ ve Keplerin kuralına göre hesaplanan } P_{yör}$$

$$r_{sirk} = (1+q) R_{L_1}^4 / a^3$$

Ek-3 Çiftin Kütle Transferine Tepkisi

Açısal momentumun temel formülü $J = mvr$ olarak söylenmişti.

$$R_2 \propto a \left(\frac{q}{1+q} \right)^{1/3} = a \left(\frac{M_2}{M} \right)^{1/3} \quad J = M_1 a_1 \frac{2\pi a_1}{P_{yör}} + M_2 a_2 \frac{2\pi a_2}{P_{yör}}$$

$a = a_1 + a_2$ ve $a_1 M_1 = a_2 M_2$, Kepler' in kuralı uygulanarak $P_{yör}$ elimine edilirse

$$J = M_1 M_2 \left(\frac{Ga}{M} \right)^{1/2}$$

Burada $M = M_1 + M_2$ dir. Logaritmik türev alınır

$$\frac{\dot{R}_2}{R_2} = \frac{\dot{a}}{a} + \frac{1}{3} \frac{\dot{M}_2}{M_2} - \frac{1}{3} \frac{\dot{M}}{M}$$

Eğer toplam kütle korunuyorsa ($\dot{M} = 0$), o zaman

$$\frac{\dot{a}}{a} = 2 \frac{\dot{J}}{J} + 2 \frac{-\dot{M}_2}{M_2} \left(1 - \frac{M_2}{M_1} \right)$$

böylece, eğer açısal momentumda korunuyorsa ($\dot{J} = 0$), bileşenden transfer edilen kütle ($-\dot{M}_2$ pozitif için) a ' yı artırır (pozitif $\dot{a}$) $M_2 < M_1$ olmasını sağlar. Bileşenin Roche lobu için ifadeleri kullanarak

$$R_2 \propto a \left(\frac{q}{1+q} \right)^{1/3} = a \left(\frac{M_2}{M} \right)^{1/3}$$

Logaritmik olarak türevlenirse

$$\frac{\dot{R}_2}{R_2} = \frac{\dot{a}}{a} + \frac{1}{3} \frac{\dot{M}_2}{M_2} - \frac{1}{3} \frac{\dot{M}}{M}$$

sahip oluruz. Bunu önceki ifadelerle birleştirilirse (ve tekrar $\dot{M} = 0$ olduğu durumda)

$$\frac{\dot{R}_2}{R_2} = 2 \frac{\dot{J}}{J} + 2 \frac{-\dot{M}_2}{M_2} \left(\frac{5}{6} - \frac{M_2}{M_1} \right)$$

böylece , eğer $\dot{J} = 0$ ise, kütle transferi bileşenin Roche lobunun genişlemesine sebep olur ($\dot{R}_2$ pozitif) $q < 5/6$ ' yı sağlar.

Ek-4 Osaki' nin Disk Kararsızlığı Yorumu

Osaki patlamada parlak lekeyi alıyor. Çünkü patlamalar arasındaki farkı gözlemlemek istiyor.

$$L_{leke} = \frac{GM_{wd}}{R_{disk}} M_{iki}^g, m_2 - m_1 = 2.5 \log \frac{L_1}{L_2}$$

Patlama sırasındaki benzer bağıntı beyaz cüce yarıçapıyla yoldaştan gelen maddenin disk içindeki akış hızı olacak. Buna yığışma hızı diyoruz. Lekeyi etkileyen yoldaştan gelen M^g , kütle transfer miktarı, bir de sakın evrede olduğu için diskin yarıçapıdır.

Patlamada ise yığışma diskinin sınırları belli olmadığı için beyaz cücenin yarıçapını kullanmalıyız. Doğal olarak yoldaştan gelen madde yerine patlamada ortaya çıkan maddenin hızını kullanıyoruz. (Yığışma Hızı) $\frac{L_{pat}}{L_{leke}}$ oranlanırsa;

Osaki U Gem için $\frac{R_{disk}}{R_{b,c}} \approx 32$ olarak buldu.

Disk yarıçapı Beyaz Cüce' den 32 defa büyük bulundu. Eğer yoldaştan gelen kütle transferi disk üzerinde patlamalar arasındaki zaman süresince birikiyorsa ve patlama süresince de birikmeye devam edecektir, o zaman $M_{yol}^g \bullet T_t$ Patlamanın çıkış hızı $M_{pat}^g \bullet \Delta t$ zamanında olan olay, bu noktaların eşit olması gerekiyor. Burada $\Delta t'$ yi ve t' yi ışık eğrisinden bulabiliyoruz.

Patlama sırasında gelen madde hızı sakın evrede gelenden 10 kat daha hızlıdır. Bunu ışıma gücü formülüne koyduğumuzda, 320 yapıyor.

$$m_2 - m_1 = 2.5 \log \frac{L_1}{L_2} \quad \text{Pagson Formülü}$$

L_{out}/L_{spot} yaklaşık 320 bu üstteki Pagson formülünde yerine konursa yaklaşık 5 kadir çıkar ki buda gözlemlerle uyumlu.

Lekenin parlaklığını diskin tüm parlaklığının yarısı alınması gerekli (sakın evredeki parlaklığı).

Ek-5 Yığılma Diskindeki Açısal Momentum Değişimi

Lynden- Bell ve Pringle bir yığılma diskinin davranışının basit bir iki-cisim modeli gibi görülebileceğini ilk olarak keşfettiler. Büyük bir M kütlesi etrafında Kepleryan hızla yarıçapı r_1 ve r_2 , kütleleri m_1 ve m_2 olan iki cisim düşünelim. Bu ikisinin açısal momentumu

$$dE = \frac{GMm_1dr_1}{2r_1^2} \left[1 - \left(\frac{r_1}{r_2} \right)^{3/2} \right] J = \sqrt{GM} (m_1r_1^{1/2} + m_2r_2^{1/2})$$

bunun diferansiyeli alınır,

$$dJ = \frac{\sqrt{GM}}{2} (m_1r_1^{-1/2}dr_1 + m_2r_2^{-1/2}dr_2)$$

Açısal momentumun korunumundan ($dJ=0$), böylece

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

Şimdi de iki parçacıklı sistemin enerjisi,

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

(buradaki $1/2$ faktörü gravitasyonel potansiyel enerjinin yarısı yörünge kinetik enerjisine gitmiştir) ve böylece

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

dr_2 nin yerine üstteki ifade yazılırsa sonuçta;

$$dE = \frac{GMm_1dr_1}{2r_1^2} \left[1 - \left(\frac{r_1}{r_2} \right)^{3/2} \right]$$

Böylece sistem (açısal momentum korunuyorken) düşük enerji durumuna çekilir ve dE negatif olur. Eğer $r_1 > r_2$ ise dr_1 pozitif, eğer $r_1 < r_2$ ise dr_1 negatif olur. Diğer bir deyişle, enerjinin kaybedilmesi dışarıdaki parçacığı dışarı doğru içerideki parçacığı da içeri doğru hareket ettirir.

Ek-6 Sınır Tabakasının Sıcaklığı

Bir M beyaz cüce kütesinden, r uzaklıktaki açığa çıkan kütesel çekim potansiyel enerji $U \sim GMm/r$ ile verilir, Keplerian hız $v = \sqrt{GM/r}$ ve kinetik enerji $1/2 m v^2 \sim GMm/2r$ veya $\sim 1/2 U$ şeklindedir.

Optik olarak ince kılıftaki madde beyaz cüce yüzeyi ile çarpışır ve enerji ısıya dönüşür. Bir gaz taneciğinin enerji eşitliğinde, $3/2 kT$, kinetik enerji ile sınır tabakası sıcaklığını verilir;

$$kT \sim \frac{GMm_m}{G.R_{wd}}$$

burada, m_p : protonun yarı kütesi olarak ortalama tanecik kütesi, sıcak plazma yaklaşık olarak eşit sayıdaki elektron ve protonları içerir. Tipik bir beyaz cüce için kütle ve yarıçap ($0.7 M_{\odot}$ ve $8 \times 10^6 m$) sıcaklık $\sim 2 \times 10^8$ K veya enerji eşdeğeri olarak ~ 20 keV dir.

Optik olarak kalın kılıf içinde, sınır tabakasının her tarafı termal olduktan sonra kara cisim ışımasında olduğu gibi benzer enerji ortaya çıkar. Sınır tabakası (Şekil 4.7) beyaz cüce yanındaki disk kalınlığına eşit yükseklikte (H) beyaz cücenin etrafında bir şerit olarak düşünülebilir. Böylece, yayılma alanı $\sim 2\pi RH$ 'dır ve ortaya çıkan potansiyel enerji oranına; kara cisim ışımasına eşittir.

$$2\pi RH \sigma T^4 = \frac{GM \dot{m}}{2R_{wd}}$$

Bu eşitlikte $\dot{m}$ = yığılma oranıdır. Tipik değerler için; $H \sim 0.01R$, $\dot{m} \sim 10^{14} \text{ kgs}^{-1}$ ve sıcaklık $\sim 200.000K$ veya enerji eş değeri $\sim 20\text{eV}$ 'dir.

Böylece optik olarak ince koşullarda düşük yığılma oranları, daha az emisyon oluştururken, optik olarak kalın koşullarda yüksek yığılma oranlarındaki sınır tabakası, UV ve yumuşak x-ışınını çok daha fazla yayar, fakat bu yayılma zor gerçekleşen bir X-ışınmasıdır.

Ek-7 EXSAS Programının Genel Yapısı

Yüksek spektrum atma (puls) analizi için genel prensip SELECT AMPLITUDE ve BIN AMPLITUDE gibi veri projeksiyon komutları ile başlamaktır. Tüm gerekli düzeltmeler (ayna ve dedektör yeterliliği, ölüm zamanı vb.) hem ham veriye direkt olarak uygulanır, hem de gözlemlerle karşılaştırmak için uygun modeller ayarlamak üzere sonuç düzeltme vektörü içinde CORRECT/SPECTRUM ile uygulanır. Gözlenen sayım oranı spektrum PREPARE/SPECTRUM komutu kullanılarak üretilebilir ve PLOT/SPECTRUM komutu ile kağıda dökülebilir. Spektrumlar arasında basit matematiksel işlemler OPERATE/SPECTRUM komutu ile yapılır. BIN/DETECTOR_RESPONSE komutu, gözlenen spektruma göre düzenlenmiş özel detektör cevap matrisi oluşturmaya izin verir. Gözlenen spektrum için bu paketin ana komutu olan MODEL/SPECTRUM çok etkin bir algoritmadır. Buradan türetilen FIT/SPECTRUM komutu standart modele fit etmeye izin veren en kullanışlı metoddur. CREATE/PARFIL FIT komutu kullanılarak normal ASCII parametre dosyası oluşturulabilir. Fit edilmiş spektrumun standart dökümü PLOT/FIT_SPECTRUM komutu ile elde edilebilir. PLOT/ERROR_ELLIPSE komutu, geliştirilen kovaryans matrisi ile hata elipslerini çizmeyi sağlar. Eğer MODEL/SPECTRUM çıktısı χ^2 değerleri civarındaki en iyi fit değerleri ile spektral parametrelerin 1D veya 2D gritlerini verirse PLOT/CHI2_CONTOUR komutu uygun grafik çıktıyı oluşturur. Sonuçta, INTEGRATE/AKI-DENSITY komutu, sırasıyla foton ve enerji akısını hesaplamak için kullanılabilir. Ek olarak, kırmızıya kayan kaynaklar için luminositeler özel kozmolojik model tarafından elde edilebilir. Eğer bir obje farklı cihazlar ile gözlenirse fit birleşmiş spektruma eklenebilir. Kullanışlı MERGE/SPECTRA komutu, MODEL/SPECTRUM ve FIT/SPECTRUM ile direkt bağlantılı kullanılabilen dosyalar içine giren tüm tek dosyaları birleştirir

Verilerin İndirilmesi

Tez çalışması sırasında kullandığımız cüce novaların ROSAT uydu verileri, <http://heasarc.gsfc.nasa.gov/db-perl/W3Browse> adresindeki HEASARC (High Energy Astrophysics Science Archive Research Center) arşivinden internet aracılığı ile çekilmiştir. Verilerin çekilme aşamasında gözleme ait *.anc ve *.bas

arşiv dosyaları *.tar dosyası olarak çekilmiş ve ait olduğu ismindeki dosya altında açılmıştır. Uygulamalar sırasında kullanılan işletim sistemi platformu LINUX ve sürümü de SUSE 9.1. olarak seçilmiştir. Uygulama programlarının, kullanılacak tüm modüllerinin üzerinde çalışabilmesi için yapılan denemeler sonrasında, işletim sistemi belirlenmiştir. Verilerde etkin bir şekilde format dönüşümü yapılabilmesi, elde edilen veriler üzerinde fiziksel düzeltmelerin yapılabilmesi ve değişik platformlar için paylaşım hazırlanması amacı ile ikinci işletim sistemi olarak aynı bilgisayara Windows (Millenium) kurulmuş ve aralarında dosya paylaşımı sağlanmıştır. İndirgeme ve analiz aşamasında ESO-MIDAS (European Southern Observatory–Munich Image Data Analysis System) ve EXSAS (Extended X-ray Scientific Analysis System) programları kullanılmıştır. <ftp://ftp.xisn1.mpe.mpg.de/exsas/> internet adresinden EXSAS ve <ftp://ftphost.hq.eso.org/pub/midaspub/> internet adresinden MIDAS astrofizik paket programları indirilmiş, aralarındaki etkileşimler ve linkler yapılandırılarak linux platformunda kurulmuştur