

**T.C.**  
**ÇANAKKALE ONSEKİZ MART ÜNİVERSİTESİ**  
**FEN BİLİMLERİ ENSTİTÜSÜ**  
**YÜKSEK LİSANS TEZİ**

**A2420 GALAKSİ KÜMESİNİN**  
**XMM-NEWTON VERİ ANALİZİ**

**Nuray ÇAKIROĞLU**

**Uzay Bilimi ve Teknolojileri Anabilim Dalı**

**Tezin Sunulduğu Tarih: 04/07/2014**

**Tez Danışmanı:**

**Doç. Dr. Gülnur İKİS GÜN**

**ÇANAKKALE**

Nuray ÇAKIROĞLU tarafından Doç.Dr. Gülnur İKİS GÜN yönetiminde hazırlanan ve **04/07/2014** tarihinde aşağıdaki jüri karŐısında sunulan “**A2420 Galaksi Kümesinin XMM-Newton Veri Analizi**” baŐlıklı çalışma, Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi Fen Bilimleri Enstitüsü **Uzay Bilimleri ve Teknolojileri Anabilim Dalı**’nda **YÜKSEK LİSANS TEZİ** olarak oybirliği ile kabul edilmiştir.

**JÜRİ**

Prof. Dr. İsmail TARHAN

.....

**BaŐkan**

Prof. Dr. Osman DEMİRCAN

.....

**ye**

Doç. Dr. Gülnur İKİS GÜN

.....

**ye**

Sıra No:.....

## İNTİHAL (AŞIRMA) BEYAN SAYFASI

**Bu tezde görsel, işitsel ve yazılı biçimde sunulan tüm bilgi ve sonuçların akademik ve etik kurallara uyularak tarafımdan elde edildiğini, tez içinde yer alan ancak bu çalışmaya özgü olmayan tüm sonuç ve bilgileri tezde kaynak göstererek belirttiğimi beyan ederim.**

Nuray ÇAKIROĞLU

## TEŞEKKÜR

Bu tezin gerçekleŐtirilmesinde, çalıŐmam boyunca benden bir an olsun yardımlarını esirgemeyen saygı değer danışman hocam Doç. Dr. Gölner İKİS GÜN alıŐma süresince tüm zorlukları benimle göğsleyen ve hayatımın her evresinde bana destek olan değerli aileme sonsuz teŐekkürlerimi sunarım.

Nuray AKIROğLU

anakkale, Temmuz 2014

## SİMGELER VE KISALTMALAR

ACCEPT:	Archive of Chandra Cluster Entropy Profile Tables (Chandra Küme Entropi Profili Arşivi)
AGN:	Active Galactic Nuclei (Aktif Galaktik Çekirdek)
APEC:	Absorbed Plasma Emission Code (Soğurulan Plazma Yayılma Kodu)
ARF:	Effective area files (Etkin alan dosyaları)
ASI:	Italian Space Agency (İtalyan Uzay Ajansı)
CC:	Cool Core (Soğuk çekirdek)
CCD:	Charge Coupled Devices (Yük Bağımlı Aygıt)
CCF:	Current Calibration File (Güncel Kalibrasyon Dosyaları)
CXB:	Cosmic X-ray Background (Kozmik X-ışın Arka Planı)
EPIC:	European Photon Imaging Camera (Avrupa Foton Görüntü Kamerası)
eROSITA:	Extended Roentgen Survey with an Imaging Telescope Array (Görüntülü teleskop dizini ile röntgen taraması)
ESA:	European Space Agency (Avrupa Uzay Ajansı)
ESAS:	Extended Source Analysis Software (Geniş Kaynak Analiz Yazılımı)
FOV:	Field of view (Görüş alanı)
FWHM:	Full Width at Half Maximum (Yarı Yükseklikteki Tam Genişlik)
G.T. I.:	Good Time Interval (Uygun Zaman Aralığı)
HEASARC:	High Energy Astrophysics Science Archive Research Center (Yüksek enerji astrofiziği arşiv araştırma merkezi)
HEW:	Half energy width (Yarı Enerji Aralığı)
ICM:	Inter Cluster Medium (Küme İçi Ortam)
JAXA:	Japan Aerospace Exploration Agency (Japon Uzay Araştırma Ajansı)
$\Lambda$ CDM:	Lambda Cold Dark Matter (Lambda Soğuk Karanlık Madde)
LHB:	Local Hot Bubble (Yerel Sıcak Baloncuk)
MOS:	Metal Oksit Yarı İletken
NCC:	Non Cool Core (Soğuk olmayan çekirdek)
NFW:	Navarro-Frenk-White

$N_H$ :	Hidrojen kolon yoğunluğu
NuSTAR	Nuclear Spectroscopic Telescope Array (Nükleer Spektroskopik Teleskop Dizini)
NIVR:	The Netherlands Agency for Aerospace Programs (Hollanda Uzay Programları Ajansı)
$\Omega_b$ :	Baryonik maddenin yoğunluk parametresi
$\Omega_\Lambda$ :	Karanlık enerjinin yoğunluk parametresi
$\Omega_M$ :	Maddenin yoğunluk parametresi
ODF:	Observation Data Files (Gözlem veri dosyaları)
OM:	Optik Monitor (Optik Monitör)
PSF:	Point Spread Function (Nokta dağılımı fonksiyonu)
RASS:	ROSAT All-Sky Survey (ROSAT tüm gökyüzü taraması)
RGS:	Reflections Gratings Spectrometer (Yansıtımlı Izgara Tayfölçer)
RMF:	Redistribution matrices (Dağılım matrisleri)
QPB:	Quiescent particle background (Durgun Parçacık Arka Planı)
SAS:	Science Analysis Software (Bilimsel Analiz Yazılımı)
S/N:	Signal/Noise (Sinyal/Gürültü)
SP:	Soft Photon (Yumuşak Foton)
SRG:	Spectrum-Roentgen-Gamma (Tayf-Röntgen-Gama)
SWCX:	Solar Wind Charge Exchange Background (Güneş rüzgarları yük değişim çizgileri)
SZE:	Sunyaev–Zel’dovich Effect (Sunyaev–Zel’dovich etkisi)
WIMP:	Weakly Interacting Massive Particle (Zayıf etkileşimli büyük kütleli parçacık)
XMM:	X-Ray Multi Mirror (X-Işın Çoklu Ayna)
$Z_\odot$ :	Güneş Metal Bolluğu

## ÖZET

### A2420 GALAKSİ KÜMESİNİN XMM-NEWTON VERİ ANALİZİ

Nuray ÇAKIROĞLU

Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi

Fen Bilimleri Enstitüsü

Uzay Bilimleri ve Teknolojileri Anabilim Dalı Yüksek Lisans Tezi

Danışman: Doç. Dr. Gülnur İKİS GÜN

04/07/2014, 69

Bu çalışmada Abell 2420 Galaksi Kümesini çevreleyen gazın fiziksel özelliklerini belirlemek için XMM-Newton EPIC gözlemleri kullanılmıştır. Veri indirgeme ve arka plan analizleri XMM-Newton geniş kaynak analiz yazılımı ESAS ile yapılmıştır. Çalışmanın ilk kısmında kozmolojik parametreler hakkında temel bilgiler verilmiştir. Merkezi kümenin merkezinden itibaren alınan sekiz halkanın tayf analizi sonucu, küme iç ortam (ICM) sıcaklığı ve metal bolluklarının radyal profili oluşturulmuştur.  $R_{2500}$  yarıçapta tayfsal fit sonucu  $T_{2500}$  sıcaklığı, metal bollukları, küme akı ve ışınım gücü bulunmuştur.

**Anahtar sözcükler:** Galaksi kümeleri, XMM-Newton, X-ışın, Abell 2420.

## ABSTRACT

### DATA ANALYSIS OF THE GALAXY CLUSTER A2420 FROM XMM-NEWTON

Nuray ÇAKIROĞLU

Çanakkale Onsekiz Mart University

Graduate School of Natural and Applied Sciences

Master of Science Thesis in Space Science and Technologies

Advisor : Doç. Dr. Gülnur İKİS GÜN

04/07/2014, 69

We examine XMM-Newton European Photon Imaging Camera (EPIC) observations to determine the physical characteristics of the gas in the nearby galaxy cluster A2420. The XMM-Newton Extended Source Analysis Software (ESAS) data reduction and background modeling methods were used to analyze the XMM-Newton EPIC data. Analysis of spectra from eight annular regions gives radial profiles for ICM temperature, metal abundance, flux and luminosity.

**Keywords:** X-rays, Galaxies, Cluster of Galaxies, XMM-Newton, Abell 2420.



# İÇİNDEKİLER

## Sayfa No

TEZ SINAV SONUÇ FORMU .....	ii
İNTİHAL (AŞIRMA) BEYAN SAYFASI.....	iii
TEŞEKKÜR.....	iv
SİMGELER VE KISALTMALAR .....	v
ÖZET .....	vii
ABSTRACT.....	viii
ŞEKİLLER DİZİNİ .....	xii
ÇİZELGELER DİZİNİ .....	xiv
BÖLÜM 1 - GİRİŞ .....	1
1.1. Kozmoloji.....	1
1.1.1. Evrenin yapısı .....	1
1.1.2. Kozmolojik parametreler .....	3
1.1.3. $\Lambda$ CDM modeli .....	4
1.1.4. Uzaklık tayini .....	5
1.1.5. Karanlık madde.....	7
1.1.6. Yapıların oluşumu .....	8
1.2. Galaksi Kümelerinin Özellikleri .....	8
1.2.1. X-ışın tayfi .....	10
1.2.2. X-ışın ışıma gücü ve enerji akısı .....	11
1.2.3. Hidrostatik denge ve toplam küme kütlesi .....	12
1.2.4. Gaz yoğunluğu profili.....	13
1.2.5. X-ışın yüzey parlaklık profili .....	13
1.2.6. Gaz kütlesi .....	13
1.2.7. Küme içi ortam sıcaklığı.....	14
1.2.8. Metal bollukları .....	15

1.3. X-Işın Gözlem Araçları .....	17
1.4. XMM-Newton Chandra Karşılaştırması .....	19
1.5. XMM Newton Uydusu .....	20
1.5.1. EPIC kameraları .....	21
1.5.2. EPIC arka planı.....	22
1.6. XMM Newton Veri Analizi .....	23
1.6.1. SAS .....	23
1.6.2. XMM-ESAS .....	23
1.6.3. XSPEC.....	24
<b>BÖLÜM 2 - ÖNCEKİ ÇALIŞMALAR.....</b>	<b>25</b>
2.1. Abell 2420 Galaksi Kümesinin Genel Özellikleri.....	25
2.2. Abell 2420 Galaksi Kümesi ACCEPT Verileri.....	25
2.3. Abell 2420 Galaksi Kümesinin ROSAT Katalog Verileri .....	28
<b>BÖLÜM 3 - MATERYAL VE YÖNTEM .....</b>	<b>30</b>
3.1. XMM-Newton Standart Veri İşleme .....	30
3.2. Verilerin Filtrelenmesi .....	31
3.3. CCD'lerin İncelenmesi.....	32
3.4. Noktasal Kaynaklar .....	33
3.5. Küme Merkezi ve Sayım Sayısı .....	34
3.6. EPIC Tayfı Oluşturma.....	34
3.7. Galaktik Soğurma.....	36
3.8. X-Işın Arka Planı.....	37
3.8.1. Durgun parçacık arka planı (QPB) .....	37
3.8.2. Floresan X-ışın (FX) arka planı .....	38
3.8.3. Yumuşak foton (SP) arka planı .....	39
3.8.4. Kozmik X-ışın arka planının (CXB) modellenmesi .....	40
3.8.5. Güneş rüzgârları yük değiştirme (SWCX) arka planı .....	41

3.9. Tayfsal Model.....	42
BÖLÜM 4 - ARAŞTIRMA BULGULARI VE TARTIŞMA .....	47
4.1. EPIC Görüntülerinin Oluşturulması.....	47
4.2. $R_{2500}$ 'de Tayfsal Fit .....	52
4.2.1. Arka plan modellerinin etkileri.....	54
4.2.2. En iyi fit parametreleri.....	55
4.2.3. Metal bollukları .....	56
4.3. Radyal Analiz .....	56
4.3.1. PSF düzeltmesi .....	56
4.3.2. Verilerin incelenmesi.....	57
4.4. Tartışma.....	61
BÖLÜM 5 - SONUÇLAR VE ÖNERİLER.....	63
KAYNAKLAR .....	64
ÖZGEÇMİŞ .....	I

## ŞEKİLLER DİZİNİ

	Sayfa No
Şekil 1.1. Uzay zaman geometrisi (WMAP's Universe, NASA) .....	1
Şekil 1.2. Farklı modellere göre Evren'in genişlemesi (Schombert, 2012) .....	4
Şekil 1.3. E. Hublle'in sonuçlarına göre galaksilerin hız dağılımları (Hubble, 1929) .....	6
Şekil 1.4. CC (Abell 2052, sol) ve NCC (Abell 3571, sağ) kümelerinin sıcaklık profilleri (üst) ve haritaları (alt) . Sıcaklık ölçeği keV (Frank, 2013).....	15
Şekil 1.5. Abell 1795'in X-ışın tayfi (Snowden ve ark., 2008) .....	16
Şekil 1.6. Sol: 2A 0335+096 kümesinin gözlenen EPIC tayfi, sağ: EPIC çizgi tayfi (Werner ve ark., 2006).....	17
Şekil 1.7. XMM-Newton uydusu (XMM-Newton Users Handbook, 2013).....	21
Şekil 1.8. MOS ve PN kameralarının düzeni (XMM-Newton Users Handbook, 2013) .....	22
Şekil 2.1. Üst sol: sıcaklık, üst sağ: metal bollukları, alt sol: elektron yoğunluğu, alt sağ: yüzey ışınım gücü (Cavagnolo, ACCEPT, 2009). .....	26
Şekil 2.2. Abell 2420 kümesinin entropi profili (Cavagnolo, ACCEPT, 2009) .....	26
Şekil 2.3. Abell 2420 kümesinin radyal soğuma süreleri (Cavagnolo, ACCEPT, 2009). .....	27
Şekil 3.1. Abell 2420 galaksi kümesinin optik görüntüsü (XMM-Newton Science Archive, XSA) .....	30
Şekil 3.2. MOS2, kabul edilir zaman aralıkları (yeşil). .....	32
Şekil 3.3. Yumuşak enerji bandında EPIC kamera görüntüleri .....	33
Şekil 3.4. EPIC detektörü için nokta kaynakları çıkartmak için kullanılan maskeler .....	33
Şekil 3.5. MOS1, MOS2, PN geçici filtreme sonuçları .....	35
Şekil 3.6. Abell 2420 kümesinin MOS2 kaynak ve arka plan ışık eğrisi.....	36
Şekil 3.7. Gökyüzünün boş bölgesinden alınan MOS1(sol) ve PN(sağ) arka plan tayfi. ....	38
Şekil 3.8. Abell 2420 kümesinin PN kaynak ışık eğrisi ve parçacık arka planı .....	39
Şekil 4.1. Kümenin sol: nokta kaynakları ile sağ: nokta kaynakları temizlenmiş görüntüsü (0.4-1.25 keV).....	48
Şekil 4.2. Kümenin sol: nokta kaynakları ile sağ: nokta kaynakları temizlenmiş görüntüsü (2.0-7.2 keV).....	48

Şekil 4.3	Abell 2420 kümesinin görüş alanı (FOV) fit sonuçları. ....	49
Şekil 4.4	0.4-1.25 keV enerji aralığında, sol üst sayım, sağ üst poz, sol alt QPB, sağ alt SP MOS1, MOS2 ve PN birleştirilmiş görüntüler .....	51
Şekil 4.5	adapt komutu ile oluşturulan 0.4-1.25 keV (sol) ve 2-7.2 keV (sağ) enerji aralığındaki görüntüler.....	52
Şekil 4.6	Abell 2420 kümesinin noktasal kaynaklar çıkartılmadan binlenmiş görüntüsü (sol) ve yüzey ışıınım gücü sayım grafiği (sağ).....	52
Şekil 4.7	Literatürde kullanılan yarıçap değerlerinin birbirine göre ölçeklendirilmesi.....	53
Şekil 4.8	Abell 2420 kümesinin <i>R2500</i> model fiti (0.3-10 keV). ....	54
Şekil 4.9	MOS2 kamerası için eş merkezli halka dağılımı. ....	58
Şekil 4.10	Eş merkezli halkaların model fiti.....	59
Şekil 4.11	Yarıçap - sıcaklık dağılımı.....	60
Şekil 4.12	Yarıçap - bolluk dağılımı .....	60

## ÇİZELGELER DİZİNİ

	Sayfa No
Çizelge 1.1. Görevini tamamlanmış ve hala çalışan bazı X-ışın uyduları ( (Arnaud ve ark., 2011) ve HEASARC'den uyarlanmıştır).....	18
Çizelge 2.1. Abell 2420 kümesinin X-ışın özellikleri (Cavagnolo ve ark., 2009).....	27
Çizelge 2.2. Abell 2420 kümesinin parametreleri (Comis ve ark., 2011) .....	28
Çizelge 2.3. Abell 2420 kümesinin X-ışın özellikleri. Bu özellikler belirlenirken, $H_0 = 75$ ve $q_0 = 0.5$ olarak alınmıştır (Ledlow, 2003) .....	28
Çizelge 2.4. X-ışın tepeleri ve optik tanımları (Ledlow, 2003).....	29
Çizelge 2.5. Abell 2420 kümesinin X-ışın özellikleri (Cruddace, 2002). .....	29
Çizelge 3.1. Tayfsal model tanımları .....	44
Çizelge 3.2. Tayfsal fit parametreleri .....	45
Çizelge 4.1. Tayfsal fit sonucu elde edilen tayfsal fit parametreleri .....	50
Çizelge 4.2. Arka plan katkılarının yüzde oranları .....	51
Çizelge 4.3. Arka plan modelinin (CXB), yumuşak foton parlamalarının (SP) ve floresan cihaz çizgilerinin (FL) küme parametreleri üzerindeki etkisi.....	55
Çizelge 4.4. $R_{2500}(670 \text{ kpc})$ en iyi fit değerleri .....	55
Çizelge 4.5. Metal Bollukları.....	56
Çizelge 4.6. Radyal fit sonuçları (0.3-10.0 keV) .....	59

## BÖLÜM 1

### GİRİŞ

#### 1.1. Kozmoloji

Bu bölümün amacı, modern kozmolojinin temel tanımlarını hatırlatmak ve bu çalışmada kullanılan bazı kozmolojik parametrelerle ilgili temel bilgi sağlamaktır.

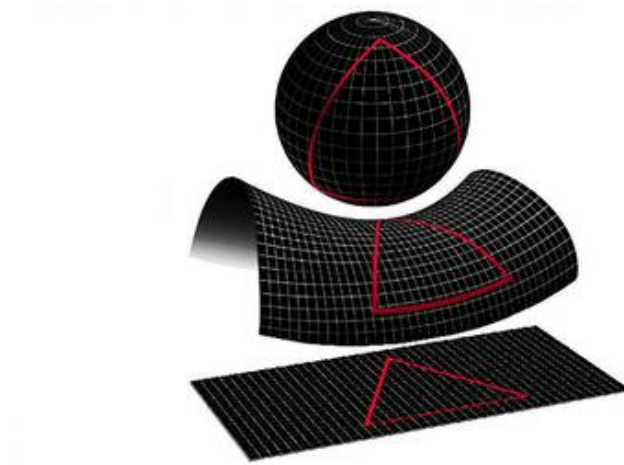
##### 1.1.1. Evrenin yapısı

Kozmoloji evrendeki büyük ölçekli yapıların oluşumunu ve evrimini inceler. Büyük ölçekli yapılar galaksilerden daha büyük ( $\geq 100\text{kpc}$ ) yapılardır (Ryden, 2003).

Modern kozmoloji büyük ölçekli yapıların izotropik ve homojen olması temeline dayanmaktadır. Robertson-Walker uzay zaman metriği evreni zamanın bir fonksiyonu olarak büzülüp genişleyebilen homojen ve izotropik bir evren olarak tanımlamaktadır.

$$ds^2 = -c^2 dt^2 + a^2(t) \left[ \frac{dr^2}{1 - \frac{\kappa r^2}{R_0^2}} + r^2(d\theta^2 + \sin^2\theta d\phi^2) \right], \quad (1.1)$$

burada  $(r, \theta, \phi)$  uzay zaman koordinatları,  $t$  zaman,  $a(t)$  evrenin genişleme veya büzülme ölçeğini,  $\kappa$  evrenin bükülmesini ve  $R_0$  da şimdiki zamanda bükülmenin yarıçapını tanımlar. Uzay zamanın geometrisine göre  $\kappa$  farklı değerler alır:  $\kappa = 0$  yassı,  $\kappa = +1$  pozitif ve  $\kappa = -1$  negatif bükülmedir (Ryden, 2003). Şekil 1.1'de  $\kappa$ 'nın farklı değerleri için uzay zaman geometrileri gösterilmiştir.



Şekil 1.1. Uzay zaman geometrisi (WMAP's Universe, NASA)

Büyük ölçekli evrende baskın kuvvet kütle çekimidir. Einstein'ın genel görecelik teorisine göre kütle çekimi uzay zamanın bükülmesinden sorumlu olan kuvvettir. Einstein'ın izotropik ve homojen evrene dair saha denklemleri bizi ölçek faktörü  $a(t)$ , enerji yoğunluğu  $\rho(t)$  ve basınca  $P(t)$  bağlı iki diferansiyel denkleme ulaştırır.

Bunlar Friedmann denklemi:

$$H^2(t) = \left(\frac{\dot{a}}{a}\right)^2 = \frac{8\pi G}{3}\rho(t) - \frac{\kappa}{R_0^2 a(t)^2}, \quad (1.2)$$

ve akışkan denklemdir:

$$\dot{\rho} + 3\left(\frac{\dot{a}}{a}\right)(\rho + P) = 0. \quad (1.3)$$

Bu iki denklem evrenin dinamiklerini tanımlar ve toplam enerjideki değişimi evren genişledikçe basınç tarafından yapılan işle ilişkilendirir. Bu denklemlerdeki H, Hubble parametresi, G, kütle çekim sabitidir.

Diğer önemli bir denklem de hal denklemdir:

$$P = w\rho, \quad (1.4)$$

Bu denklem basınç ve enerji yoğunluğu arasındaki bağıntıyı vermektedir.  $w$  temsil ettiği bileşene göre değişen, birimi olmayan bir sayıdır. Rölativistik olmayan madde için  $w = 0$ , ışımaya için  $w = 1/3$  ve ivmelenen bir Evren'de karanlık enerji için  $w \leq -1/3$ 'tür. Standart  $\Lambda$ CDM kozmolojisinde (Bkz. Bölüm 1.1.3)  $w = -1$ 'dir. Friedmann, akışkan ve hal denklemleri birleştirildiğinde evrenin genişleme oranının zamanla nasıl değiştiğini açıklayan ivme denkleminde ulaşılır:

$$\frac{\ddot{a}}{a} = -\frac{4\pi G}{3}(\rho + 3P), \quad (1.5)$$

Hal denklemi evren dinamiklerinin evrenin içeriğine bağlı olduğunu açık bir şekilde göstermektedir. Farklı bileşenlerin farklı hal denklemleri bulunmaktadır, bunların bileşimi evrenin nasıl geliştiğini tanımlamaktadır.

Doğrudan gözlenebilen evren baryon (proton ve nötron), lepton (elektron ve nötrino) ve fotonlardan oluşmaktadır. Evren elektriksel olarak nötr olduğu için proton ve elektron sayıları yaklaşık olarak aynı olmalıdır. Proton ve nötronların kütlesi elektron kütlesinden



çok büyük olduğu için evrenin rölativistik olmayan bileşenin her ne kadar elektron içerse de baryonik maddeden oluştuğu söylenmektedir (Ryden, 2003).

Evrendeki baskın bileşenler madde ve karanlık enerjidir. Madde bileşeni baryonik madde ve baryonik olmayan karanlık maddeden oluşmaktadır. Karanlık enerji Evren'in hızlanarak genişlemesinden sorumlu gizemli bir kuvvettir (Voit, 2004). Bunlara ek olarak foton ve nötrinolardan oluşan ışıma bileşeni göz ardı edilmektedir.

### 1.1.2. Kozmolojik parametreler

Evrendeki birçok bileşeni tanımlamak için toplam enerji yoğunluğu parametresi farklı bileşenlerin toplamı olarak ele alınmaktadır,

$$\rho = \sum_w \rho_w . \quad (1.6)$$

Kolaylık açısından birimsiz yoğunluk parametresi tanımlanır,

$$\Omega(z) \equiv \frac{\rho(z)}{\rho_k(z)} , \quad (1.7)$$

$\rho_k(t)$  aşağıdaki bağıntıyla verilmiş Evren'in kritik yoğunluğudur:

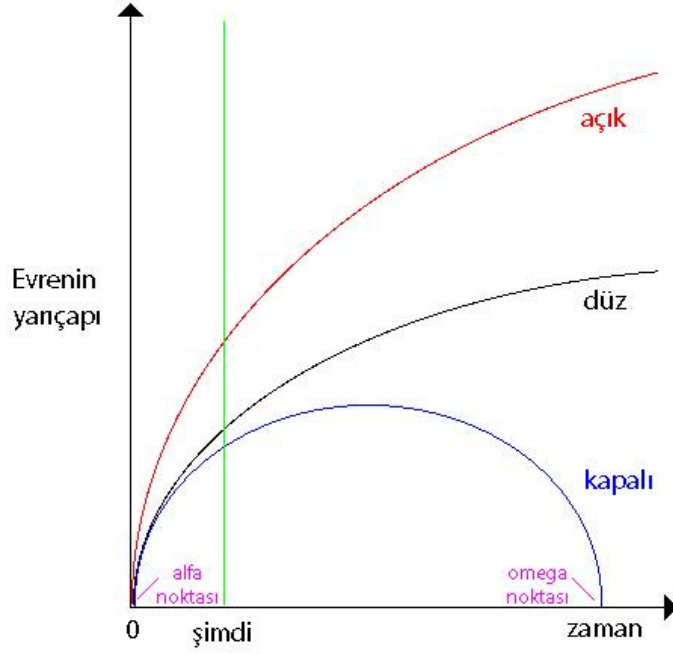
$$\rho_k(t) = \frac{3}{8\pi G} H(t)^2 . \quad (1.8)$$

Friedmann denklemi yoğunluk cinsinden yazıldığında

$$1 - \Omega(t) = - \frac{\kappa}{R_0^2 a(t)^2 H(t)^2} \quad (1.9)$$

şeklini almaktadır (Ryden, 2003). Evren'in enerji yoğunluğu kritik yoğunluğa eşit olduğunda, yani (1.9)'un sol tarafı sıfıra eşit olduğunda, denklemin tek çözümü  $\kappa = 0$ 'dır, bu da yassı düz bir Evren anlamına gelmektedir. Bu denklemin Evren'in yapısı Evren'in geometrisi hakkında bilgi sağladığı görülür. Bundan dolayı her bir bileşenin yoğunluk parametresi bulunup birleştirildiğinde Evren'i tanımlayan bir model oluşturulabilir. Şekil 1.2'de farklı modellere göre zamanın bir fonksiyonu olarak evrenin genişlemesi verilmiştir.

Işımanın yoğunluk parametresi  $\Omega_{ışıma}$  kozmik mikrodalga arka plan sıcaklığı ve Hubble sabitinden hesaplanmaktadır. Birçok bağımsız çalışma maddenin  $\Omega_M$  ve karanlık enerjinin  $\Omega_\Lambda$  yoğunluk parametreleri ile ilgili sınırlamalar getirmektedir.



Şekil 1.2. Farklı modellere göre Evren'in genişlemesi (Schombert, 2012)

### 1.1.3. $\Lambda$ CDM modeli

$\Lambda$ CDM modeli Büyük Patlama kozmolojisinin standart bir modelidir.  $\Lambda$ CDM'in açılımı Lambda Soğuk Karanlık Madde (Lambda Cold Dark Matter) şeklindedir ve kozmolojik gözlemsel verilerle uyuşan, bilinen en basit modeldir (Komatsu, 2010) (Spergel, 2007). Bu model Evren'i yassı düz ( $\Omega = 1$ ), homojen ve izotropik olarak ele almaktadır. Bu evren ışımaya, madde (baryonik ve baryonik olmayan karanlık madde) içermektedir ve  $\Lambda$  kozmolojik sabitine sahiptir (Spergel, 2007).

Bu modelin altı parametresi bulunmaktadır: madde yoğunluğu ( $\Omega_M h^2$ ), baryon yoğunluğu ( $\Omega_b h^2$ ), Hubble sabiti ( $H_0$ ), başlangıçta var olan salınımların genliği  $\sigma_8$ , Evren'in optik derinliği ( $\tau$ ) ve skaler tedirginlik tayfin eğimi ( $n_s$ ). Bu altı parametre gökyüzünün tüm istatistiksel özelliklerini tahmin etmeyi sağlamakla kalmaz, büyük ölçekteki madde dağılımının ve galaksilerin anlaşılmasını sağlar (Spergel, 2007).

$\Lambda$ CDM modeli için toplam ışımaya, baryonik madde ve baryonik olmayan karanlık madde yoğunlukları sırasıyla  $\Omega_{ışımaya} \approx 8.4 \times 10^{-5}$ ,  $\Omega_b \approx 0.04$ ,  $\Omega_{km} \approx 0.26$  ve toplam maddenin yoğunluk parametresi  $\Omega_M \approx 0.30$ 'dur. Karanlık enerjinin yoğunluk parametresi

$\Omega_\Lambda \approx 0.70$ 'dir bu da Evren'de karanlık enerjinin baskın olduğunu göstermektedir (Ryden, 2003).

Bu çalışmada  $\Omega_\Lambda = 0.70$ ,  $\Omega_M = 0.3$  ve  $H_0 = 70 \text{ kms}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$  ile standart  $\Lambda$ CDM kozmolojisi kullanılmıştır. Aksi söylenmediği sürece tüm belirsizlikler % 68 güvenilirlik seviyesindedir.

#### 1.1.4. Uzaklık tayini

Gök bilimci Edward Hubble uzak galaksilerden gelen ışığın kırmızıya kaymasından, onların uzaklığının tahmin edilebileceğini bulmuştur. Kırmızıya kayma:

$$z = \frac{\lambda_g - \lambda_y}{\lambda_y} \quad (1.10)$$

olarak tanımlanır.  $\lambda_g$  ışığın uzun bir yol boyunca seyahati sonucu gözlenen dalgaboyu,  $\lambda_y$  de ışığın yayınlandığı sırada ve yerde gözlenen dalga boyudur (Weinberg, 1972).

Hubble günümüzde Hubble kanunu olarak bilinen lineer bir ilişki keşfetmiştir. Hubble kanununa göre galaksinin gözlenen durgunluk hızı, onların bizden uzaklığı ile doğru orantılıdır (Ryden, 2003).

$$v_d = H_0 d . \quad (1.11)$$

Düşük kırmızıya kaymalı durum için Hubble kanunu aşağıdaki şekle dönüşmektedir:

$$z = \frac{H_0}{c} d , \quad (1.12)$$

$z$  kırmızıya kayma,  $c$  ışığın boşluktaki hızı,  $d$  galaksinin bizden uzaklığı,  $H_0$  Hubble sabitidir (Günümüzde Hubble sabitinin en iyi değeri  $H_0 = 70 \pm 7 \text{ kms}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$  (Ryden, 2003)).

Hubble kırmızıya kaymayı Doppler kayması şeklinde yorumlamıştır çünkü galaksilerin radyal hızlarının bizden uzaklaşacak şekilde olduğunu görmüştür. Samanyolu galaksisi başka bir galaksiden gözlemlenebilseydi, onun da bulunulan galaksiden uzaklaştığı görülürdü. Homojen ve izotropik olarak genişleyen evrende gözlemlenmesi umulan durum tam olarak budur (Ryden, 2003). Hubble'ın çalışması genişleyen Evren bulgularının elde edildiği ilk çalışmadır. Şekil 1.3'te Hubble'ın çalışmasının sonuçları gösterilmektedir.

Kırmızıya kaymanın Evren'in ölçek faktörüne bağlılığı aşağıdaki bağıntıda verilmektedir:

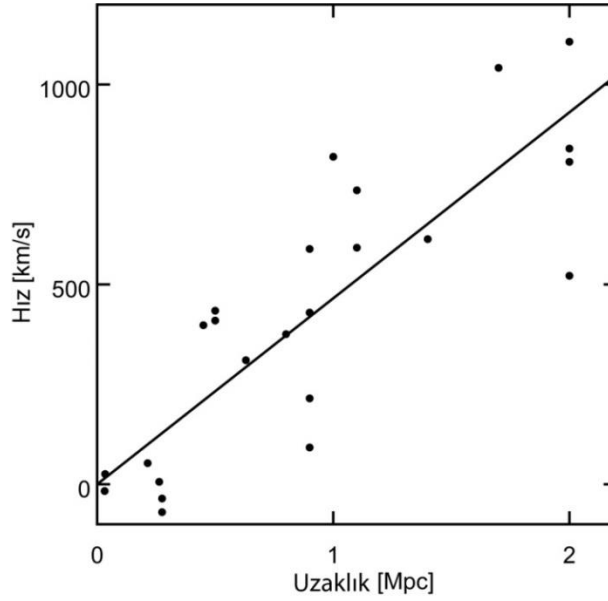
$$1 + z = \frac{a(t_g)}{a(t_y)}, \quad (1.13)$$

$a(t_g)$  gözlemin yapıldığı andaki Evren'in ölçek faktörü (Evren'in bugünkü ölçek faktörü) ve  $a(t_y)$  ışığın kaynaktan çıktığı andaki Evren'in ölçek faktörüdür.

Denklem 1.11'deki  $d$  uzaklığına, ışığın galaksiden yola çıktığı andaki uzaklığı veya uygun uzaklık denir. Maalesef uygun uzaklığı gözlemlerden elde etmek oldukça zordur. Cismin ne kadar uzakta olduğunun tespiti ancak ışımaya gücü  $L$ , bilindiğinde mümkündür.  $L$ , ölçülen enerji akı  $f$ 'ye yakın bir değerdir. Düz yassı bir geometri için  $d_L$  uzaklığında ve  $L$  ışımaya gücündeki bir kaynaktan alınan akı:

$$f = \frac{L}{4\pi d_L^2} \quad (1.14)$$

olarak verilir,  $d_L$  ışımaya gücü uzaklığı olarak adlandırılır ve (1.14)'ten aşağıdaki gibi yazılabilir:



**Şekil 1.3.** E. Hubble'ın sonuçlarına göre galaksilerin hız dağılımları (Hubble, 1929)

$$d_L = \left( \frac{L}{4\pi f} \right)^{1/2} \quad (1.15)$$

$d_L$ , kırmızıya kayma cinsinden  $d_L = d(1 + z)$  şeklinde yazılabilmektedir.

Uzaklığı ölçmenin diğer bir yöntemi cismin uygun uzunluğu  $l$  bilindiğinde mümkündür. Dünya'dan baktığımızda cismin görüldüğü açı, uzaklıkla ilişkilidir. Bu bağıntıya açısal çap uzaklığı denir ve yassı düz bir Evren için aşağıdaki şekliyle tanımlanır:

$$d_A = \frac{l}{\delta\theta}. \quad (1.16)$$

$\delta\theta$  cismin açısal çapı ve  $l = a(t_y)\delta\theta d'$  dir. (1.16) ifadesinin kırmızıya kayma ve ışınma gücü uzaklığı ( $d_L$ ) cinsinden yazılışı aşağıdaki gibidir:

$$d_A = \frac{d}{1+z} = \frac{d_L}{(1+z)^2} \quad (1.17)$$

### 1.1.5. Karanlık madde

Karanlık madde sadece görünen madde üzerindeki kütle çekim etkilerinden varlığını anlayabildiğimiz Evren'deki görünmeyen maddeye denir. Evren'deki baskın madde ışığın hiçbir dalga boyunu soğurmeyen, yayınlamayan ve kırmayan baryonik olmayan karanlık maddedir (Ryden, 2003). Büyük miktardaki karanlık madde varlığı ile ilgili ilk çalışmayı 1930'larda Fritz Zwicky gerçekleştirmiştir. Coma galaksi kümesini çalışırken galaksideki dağılan maddenin radyal hızın kümeyi bir arada tutan görünür maddenin kütle çekiminden çok daha büyük olduğunu gözlemlemiştir. Daha sonraları gelişen X-ışın gözlemleri ile galaksiler arasında büyük miktarda gazın varlığı tespit edilmiştir, fakat bu gazın, sistemi bir arada tutmaya yetecek kadar büyük kütle çekim potansiyelini oluşturmasının mümkün olmadığı anlaşılmıştır (Ryden, 2003).

Karanlık maddenin tespiti, spiral galaksilerdeki yıldızların ve yıldızlararası gazın hareketi üzerindeki etkilerinden, kütle çekimsel lens olarak davranarak fotonların gidiş yönünü değiştirmesinden yapılmaktadır. Mermi Kümesinin (1E0657–56) X-ışınını zayıf lenslemesi sonucu evrendeki karanlık maddenin varlığı deneysel olarak tespit edilmiştir (Clowe ve ark., 2004).

Evren'deki karanlık madde miktarını ( $\Omega_M$ ) bilmek kozmolojik modeller ve Evren'in genişleme oranını bulmak için önemlidir. Günümüzde karanlık madde yapıtaşları olarak WIMP (Weakly Interacting Massive Particle) parçacıkları veya ağır nötrinolar gösterilmektedir (Ryden, 2003).

### **1.1.6. Yapıların oluşumu**

Büyük ölçekte Evren homojen ve izotropiktir, fakat 100 kpc'ten küçük ölçekler için Evren'in gezegen, yıldız, galaksiler vb. altyapılarla dolu olduğu görülmektedir. Büyük ölçekte maddenin dağılımına bakılarak ve kozmik mikrodalga arka planındaki izotropik olmayan dağılımdan Evren'deki yapıların evrimi hakkında bilgiler elde edilmektedir (Dodelson, 2003). Kozmik mikrodalga arka plandan elde edilen bu kozmik bilgiler güç tayfi aracılığı ile elde edilmektedir.

Yapıları oluşturan temel sürecin kütle çekimsel çökme olduğu bilinmektedir. Yüksek kırmızıya kaymaya sahip büyük ölçekli yapılar, pozitif yoğunluk tedirginlikleri evrenin kritik yoğunluğuna erişip çökmesiyle meydana gelmiştir. Bu durumda Evren'in ilk oluşma evresinde karanlık maddenin yapıların oluşmasında rolü büyüktür. Karanlık enerjinin de yapıların dağılımı ve sayı yoğunluğu üzerinde etkisi bulunmaktadır, çünkü yapıların oluşumlarının Evren'in geometrisine bağlı olduğu bilinmektedir.

Büyük ölçekli yapıların oluşması ile ilgili en başarılı model karanlık maddenin soğuk karanlık madde formunda olduğu durumla ilgilidir (Voit, 2004). Standart soğuk karanlık madde modeline göre başlangıçta var olan yoğunluk tedirginlikleri yapıların oluşmasından sorumlu kuvvetlerdir (Arnaud M. , 2005). Yoğunluk tedirginliklerin büyümesi çok yoğun ortamdaki maddenin etrafındaki az yoğun maddeyi kütle çekiminden dolayı kendisine çekmesinden kaynaklanmaktadır.

Galaksi kümeleri gibi büyük ölçekli yapılar, Evren'in genişleme oranı, maddenin yoğunluk parametreleri ve yoğunluk tedirginliklerinin genliği hakkında bilgiler vermektedir (Arnaud M. , 2005). Galaksi kümelerinin oluşumu ve büyümesi başlangıçta var olan salınımlara ve kozmolojik maddenin genişlemesine bağlı olduğu için galaksi kümelerinin bollukları ve kütle fonksiyonları kozmolojik parametrelere göre değişim göstermektedir.

### **1.2. Galaksi Kümelerinin Özellikleri**

Galaksilerin Evren'de düzgün olarak dağılmamış yapılar olduğu görülmektedir. Galaksi konumları ile ilgili yapılan çalışmalar sonucunda galaksilerin galaksi kümesi ve filaman gibi daha büyük ölçekli yapıların alt elemanları oldukları belirlenmiştir.

“Galaksi kümeleri” kütle çekimsel olarak birbirine bağlı galaksilerden oluşan, virial dengesine ulaşmış Evren'deki en büyük yapılardır. Tipik yarıçapları birkaç Mpc'tir. Küme

içerisindeki galaksi sayıları bine kadar çıkabilmektedir. Kümeler galaksi sayılarına göre zengin veya fakir, galaksi şekillerine göre düzenli veya düzensiz, kırmızıya kaymalarına göre yakın veya uzak olarak sınıflandırılmaktadır (Kaufmann, 1991). Yakın galaksilerin kırmızıya kayması  $z \leq 0.1$ 'dir. Günümüzde bilinen en uzak galaksinin kırmızıya kayması  $z = 1.393$  'tür (Mullis, 2005). Küçük grupların kütleleri  $10^{13} M_{\odot}$ , zengin kümelerin kütleleri  $10^{15} M_{\odot}$ 'e kadar ulaşmaktadır (Zhang, 2006) (Schmidt & Allen, 2007).

Galaksi kümeleri optik olarak ilk on sekizinci yüzyılın sonlarına doğru keşfedilmiş olsa da toplam kütlelerinin %80-85'nini karanlık madde oluşturmaktadır (Vikhlinin ve ark., 2006) (Bonamente ve ark., 2008). Galaksilerin kütle çekimsel olarak birbirine bağlı olmaları karanlık maddenin varlığından kaynaklanmaktadır. Kümelerdeki baryonik maddenin büyük bölümü tüm küme içine dağılmış X-ışın yayan sıcak plazmayı oluşturmaktadır. Bu küme içi ortamın (ICM) elektron sayı yoğunluğu, merkezdeki yoğun bölgelerde  $n_e \sim 10^{-2} \text{ cm}^{-3}$  (soğuk çekirdekli kümeler CC; (McNamara, 2007)), dış bölgelerde  $\sim 10^{-5} \text{ cm}^{-3}$  (Roncarelli ve ark. 2006) civarındadır. Tipik elektron sıcaklığı  $T_e \sim 10^7 - 10^8 \text{ K}$ 'dir. Sıcak gaz toplam kütleinin yaklaşık olarak %15'ini (Vikhlinin ve ark., 2006) (Sun ve ark., 2009), galaksiler ve dağınık yıldızlar da toplam kütleinin % 3-4'ünü (Murante, 2004) (Gonzalez ve ark., 2005) oluşturmaktadır.

ICM galaksi kümelerindeki görünür maddenin çoğunu içerdiği için ICM'yi incelemek evrendeki virial dengesine ulaşmış en büyük sistemlerin anlaşılmasını sağlamaktadır.

ICM'deki en önemli gözlenebilir özellik, optik olarak ince plazmanın termal frenleme sonucu yaydığı X-ışınlarıdır. ICM'in fiziksel durumu hakkındaki bilgiler yüzey parlaklığı ve sıcak plazmanın tayf ölçümlerinden elde edilmektedir (Böhringer & Werner, 2010).

Genelde kümeler kabaca birleşen ve dengeli kümeler olarak iki grupta toplanmaktadır. Birleşen kümeler 1 Gyl'dan kısa bir sürede birleşmiş, karmaşık morfolojiye sahip kümelerdir. Birleşme şokları veya soğuk akımlar genelde derin X-ışın gözlemleri ile belirlenmektedir. Birleşen kümeler hidrostatik dengede olmayan kümelerdir. Dengeli kümeler ise 1 Gyl'dan daha uzun bir sürede birleşme geçirmemiş, küresel simetriye sahip daha düzgün yapıları kümelerdir (Vikhlinin ve ark., 2006). Bu kümelerin düzenli olması, elde edilen verilerin sistematik belirsizliğinin küçük olması bu kümelerle çalışmaları kolaylaştırmaktadır. Dengeli kümelerin hidrostatik dengede olduğu düşünülse

de bazı bölgelerde bu dengenin geçerli olmadığı görülmektedir. Bazı dengeli soğuk çekirdekli kümelerin çekirdeklerinin AGN (Active Galactic Nuclei) jetleri ile uyarıldıkları gözlenmiştir. Yüksek çözünürlüğe sahip Chandra ve XMM-Newton uyduları ile bu dinamik süreçleri gözlemlenmek mümkündür (McNamara, 2007).

### 1.2.1. X-ışın tayfı

X-ışınları 0.01 ile 10 nm dalga boyunda, 0.12 keV ve 120 keV enerji aralığında bir elektromanyetik ışın türüdür.

Termal X-ışın yayılımı  $10^7$  K sıcaklığına sahip gazdan ileri gelmektedir. Kaynaktan gelen termal olmayan X-ışın yayılımı ise rölativistik yüklü parçacıkların manyetik alan içinde hareketi (sinkrotron ışınım) sonucu meydana gelmektedir.

X-ışınları Dünya atmosferi tarafından soğuruldukları için gözlemler ancak roket, balon ve uydular aracılığı ile sadece yüksek rakımlarda yapılabilmektedir.

Güneş'in ilk X-ışın gözlemi 1949'da bir roketine yerleştirilmiş bir detektörle yapılmıştır (Friedman ve ark., 1951). 1962'de yine bir rokete yerleştirilen detektörlerle Güneş dışı kaynaklardan gelen X-ışınlar gözlenmiştir (Giacconi ve ark., 1962). Bu gözlemlerin ardından X-ışın teleskoplarının gelişmesi ile yüksek enerjili Evreni gözleme olanakları çoğalmıştır.

Kümeleredeki gazdan gelen X-ışınları, kümeleredeki baryonik bileşenlerin yüksek sıcaklıklı plazma şeklinde olduğunu göstermiştir. Günümüzde kümeleredeki X-ışın yayılımı Evren'deki yapıların oluşumu ve evrimini anlamak için kullanılmaktadır (Bkz. Golwala, 2009; Kravtsov, 2009).

X-ışınlarının yüksek enerjili parçacıklardan oluşan, milyon derece sıcaklığa sahip bir kaynaktan yayılması beklenmektedir. Gaz soğudukça X-ışını yayınlanmakta ve bu yayınlanma termal frenleme ve yüksek derecede iyonlaşmış demir ve diğer ağır metallerin oluşturduğu yayılım çizgilerinin toplamından oluşmaktadır.

X-ışın tayfinin sürekli kısmı genelde termal frenleme (serbest-serbest) ışınımından kaynaklanmaktadır, buna ek olarak serbest-bağlı ışınım ve iki fotonun bozunumundan oluşan bağlı-bağlı ışınım da X-ışınları elde edilmektedir.

Serbest-serbest ışınım elektronun yüklü bir parçacık tarafından sapıtılarak ivmelenmesinden kaynaklanmaktadır. Bundan dolayı termal frenlemenin şiddeti, gaz



yoğunluğunun karesi ile orantılıdır. Işıma her iki parçacığın serbest olduğu durumda meydana gelmektedir. Serbest-bağlı ışınımında serbest elektronun bir iyon tarafından tutulup foton yaymasıyla oluşmaktadır. Bağlı-bağlı ışınmada 1s kabuğundaki elektron serbest bir elektronla çarpışarak 2s kabuğuna çıkmaktadır. Elektronun 2s yörüngesinden 1s yörüngesine düşmesi kuantum mekaniksel kurallara uygun değildir, buradaki iyon başka bir çarpışmayla daha yüksek seviyelere çıkıp ondan sonra 1s seviyesine geri dönmektedir.  $10^{-1}$  ile  $10^{-5} \text{ cm}^{-3}$  arası çok düşük yoğunluklu ortamda (Böhringer & Werner, 2010), ikinci çarpışma olasılığı çok düşüktür, bundan dolayı iki proton yayılımı meydana gelebilmektedir. Elektron 2s'den 1s'ye inerken iki foton yayınlamaktadır (Kaastra, 2008).

Tayf çizgileri atom ve fotonların etkileşiminden oluşmaktadır. Her elementin kendini özgü yayılma ve soğurma çizgileri bulunmaktadır, bundan dolayı gazın çizgilerinin analizinden kimyasal özellikleri belirlenebilmektedir.

$kT \geq 2keV$  küme sıcaklıkları için termal frenleme,  $kT \leq 2keV$  sıcaklıkları için ise yayılma çizgileri baskındır.

Galaksi kümeleri gözlemlerinden, X-ışın görüntüsü oluşturulup, her bir enerji seviyesindeki fotonların sayımı yapılmaktadır, bu işleme tayf denmektedir. Gazın yaydığı X-ışınlarının analizinden kümenin X-ışın özellikleri diye adlandırılan özellikler elde edilmektedir.

X-ışın tayf analizinden sıcak plazmanın model fiti yapılarak ve gazın sıcaklığı, yoğunluğu ve metal bolluğu bulunmaktadır. Tayf ve görüntü analizleri birleştirilerek kümenin temel özellikleri belirlenmektedir.

### **1.2.2. X-ışın ışınma gücü ve enerji akısı**

Galaksi kümeleri parlak X-ışın kaynaklarıdır, ışınma güçleri  $10^{43}$  ile  $10^{46} \text{ erg s}^{-1}$  arasındadır. Işınma gücü saniye başına kaynak tarafından üretilen enerji miktarıdır. Galaksi kümeleri için X-ışın ışınım gücü gazın her saniye X-ışını olarak yaydığı enerji miktarıdır. X-ışın ışınım gücü enerji bandındaki gözlenen akıdan hesaplanmaktadır. Akı, birim saniyede ve birim detektör alanına ulaşan enerjidir, diğer bir deyişle birim alana ulaşan ışınma gücüdür. Elektromanyetik radyasyonun yayılım şiddeti ve dalga boyu sıcaklığa bağlıdır.

Kümenin enerji akısı ve X-ışın ışıma gücü gözlenen X-ışın tayfının belirli enerji aralığında bir modele fit edilmesi ile hesaplanmaktadır.

X-ışın ışıma gücü özellikle toplam kütleyle ölçeklendirildiği için kullanışlı bir değerdir.

### 1.2.3. Hidrostatik denge ve toplam küme kütlesi

Küme içerisindeki gaz, kümenin kütle çekimsel potansiyel kuyusu içerisinde hapsedilmiştir. Sıcak gazın kütle çekimsel çökmeye karşı gaz basıncıyla desteklendiği düşünülecek olursa hidrostatik denge denkleminin sağlanması gerektiği sonucuna ulaşılmaktadır (Ryden, 2003). Birçok kümede kümeler arası gazın hidrostatik dengede olduğu görülmektedir (Voit, 2004). Küresel simetri varsayımı ile hidrostatik denge denklemi:

$$\frac{dP}{dr} = -\frac{GM(r)\rho_{gaz}(r)}{r^2}, \quad (1.18)$$

dir. İdeal gaz kanunu  $PV = NkT$ ,  $k$  Boltzmann sabiti,  $\mu$  ortalama molekül ağırlığı ve  $m_p$  proton kütlesi cinsinden yazıldığında:

$$P = \frac{\rho_{gaz}kT}{\mu m_p}, \quad (1.19)$$

şeklini almaktadır. (1.18) ve (1.19) denklemleri birleştirildiğinde yarıçapının fonksiyonu olarak galaksi kümesinin toplam kütlesi bulunmaktadır:

$$M_T(r) = -\frac{kT(r)r}{G\mu m_p} \left( \frac{d \ln \rho_{gaz}}{d \ln r} + \frac{d \ln T}{d \ln r} \right). \quad (1.20)$$

T sıcaklığında izotermal, küresel gaz bulutu göz önüne alındığında (1.20) denklemi aşağıdaki şekli almaktadır:

$$M_T = -\frac{kTR}{G\mu m_p} \left( \frac{d \ln \rho_{gaz}}{d \ln R} \right), \quad (1.21)$$

burada R, kümenin dış yarıçapıdır,  $\mu$  ise belirlenen yarıçap içinde sabit bir değerdir, çünkü kimyasal bileşimin küme içerisinde sabit olması beklenmektedir.

#### 1.2.4. Gaz yoğunluğu profili

Hidrostatik dengede izotermal küresel gaz bulutu tahmini yapıldığında ve galaksi hacim yoğunluğunun King profiline (King, 1972) uyduğu varsayıldığında, X-ışını yayınlayan gazın yoğunluk profili izotermal  $\beta$  modeli ile tahmin edilmektedir (Cavaliere & Fusco-Fermiano, 1976)

$$\rho_{gaz}(r) = \rho_0 \left(1 + \left(\frac{r}{R_c}\right)^2\right)^{-\frac{3}{2}\beta}, \quad (1.22)$$

Burada  $R_c$  çekirdek yarıçapı,  $\rho_0$  küme merkezinin yoğunluğudur.  $\beta$  ve  $R_c$  X-ışın yüzey ışıma gücü profili analizlerinden elde edilmektedir.

#### 1.2.5. X-ışın yüzey parlaklık profili

X-ışın görüntü analizlerinden X-ışın parlaklık gücü profili çıkartılabilmektedir.  $\beta$  modeli hidrostatik dengedeki izotermal gazı tanımlamaktadır. Sıcak gazın izotermal olması küme ışınma gücü profilinin  $\beta$  modeline uymasını sağlamaktadır:

$$S(r) = S_0 \left(1 + \left(\frac{r}{R_c}\right)^2\right)^{-3\beta + \frac{1}{2}} + C \quad (1.23)$$

burada  $S(r)$  küme yarıçapının fonksiyonu olarak X-ışın parlaklığıdır,  $R_c$  çekirdek yarıçapı,  $\beta \sim 2/3$  ve  $C$ , X-ışın parlaklık profiline fit etme işleminde serbest parametrelerdir. Genelde X-ışın yüzey parlaklık profili  $\beta$  modeli ile oldukça iyi bir şekilde tahmin edilmektedir.

Bazı durumlarda  $\beta$  modeli ile küme merkez parlaklığı daha düşük olarak hesaplanmaktadır. Merkezdeki X-ışın fazlalığının soğuk akımların varlığının bir kanıtı olduğu düşünülmektedir (Jones, 1984).  $\beta$  modelinden sapmalar, çift  $\beta$  modeli ileri sürülerek hesaplanmaktadır: burada  $\beta$  modeline ek olarak parlak merkezi açıklayan bir güç kanunu terimi eklenmektedir (Roncarelli ve ark., 2006).

#### 1.2.6. Gaz kütlesi

ICM'deki sıcak gazın kütlesi 1.22'de verilen denklemin, tanımlanmış bir yarıçap  $R_{küme}$  içerisinde hacim üzerinden integrali alınarak hesaplanmaktadır:

$$M_{gaz} = \int \rho dV \quad (1.24)$$

veya

$$M_{gaz} = 4\pi\rho_0 \int_0^{R_{küme}} r^2 \left(1 + \left(\frac{r}{R_c}\right)^2\right)^{-\frac{3}{2}\beta} dr . \quad (1.25)$$

burada  $\rho_0$  X-ışın tayfı fitinden ve  $\beta$  modelinin X-ışın yüzey ışıma gücü fitinden elde edilen parametrelerden bulunmaktadır. Yoğunluk profilinin tanımlanmış hacim üzerinden integrali varsayılan kozmolojiye bağlıdır, çünkü yarıçap kümenin açısal uzaklığından hesaplanmaktadır (Blanchard & Ferramacho, 2006).

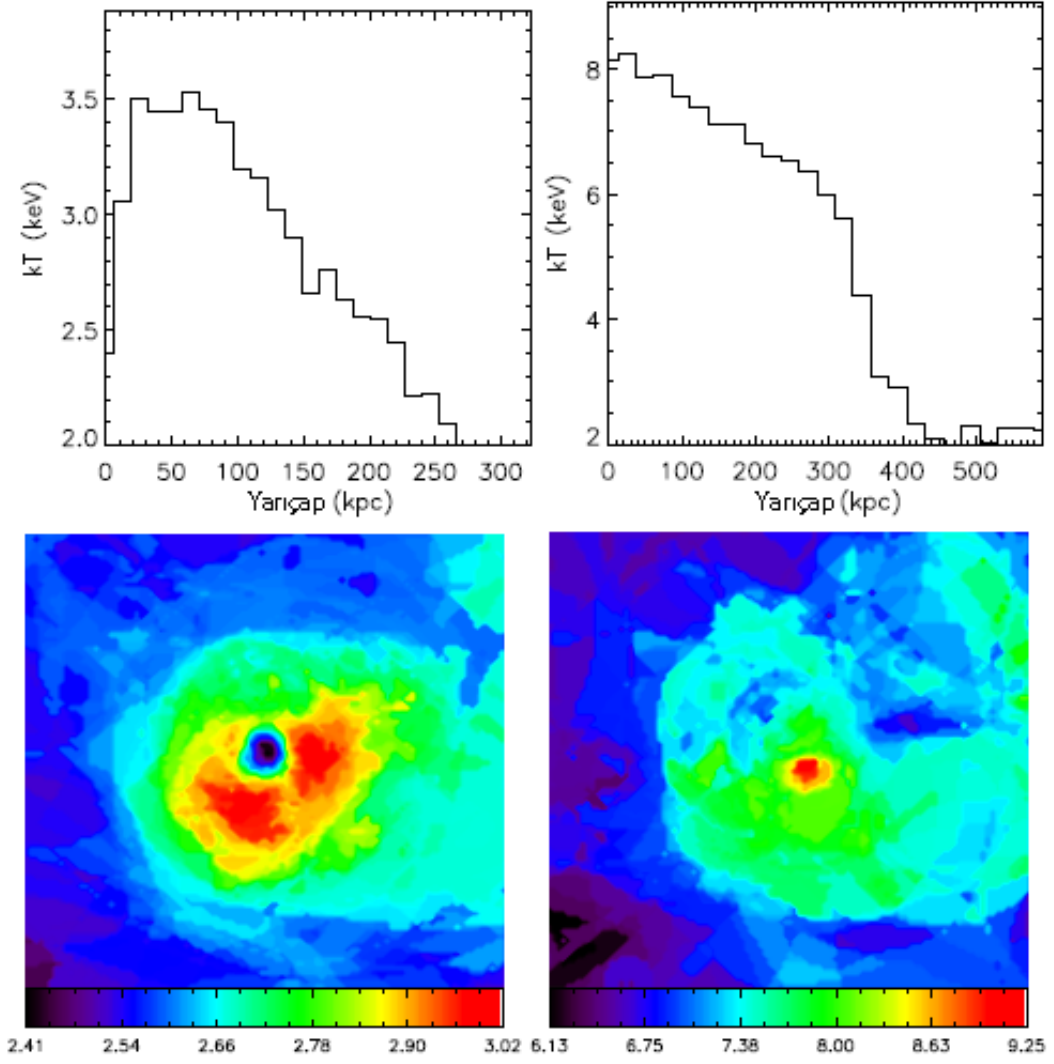
### 1.2.7. Küme içi ortam sıcaklığı

ICM sıcaklığı potansiyel kuyunun derinliğine bağlıdır. Gazın ortalama sıcaklığı gözlenen X-ışın tayfının modele fitinden elde edilmektedir.

Küme içi ortamın izotermal olduğu varsayımı her zaman geçerli olmamaktadır, çünkü bazı kümelerin soğuk çekirdekleri bulunmaktadır. Kümenin ortalama sıcaklığı bu durumda daha düşük çıkmaktadır. Çekirdek bölgesinde soğuk akımın bulunduğu durumlar bu duruma dahil değildir. Kümelerin sıcaklık profilleri analizi merkezden uzaklaştıkça sıcaklığın azaldığını göstermektedir, fakat Pratt (2006)'da bu farklılıklara rağmen, çekirdek bölgesi çıkartılarak yapılan tek entegre sıcaklık analizinin, toplam kütle bulmada iyi bir yöntem oluşturduğunu söylemektedir.

Sıcaklık profillerine göre kümeler soğuk çekirdekli (CC – cool core) ve soğuk olmayan çekirdekli (NCC – non cool core) olarak iki gruba ayrılmaktadır. Soğuk çekirdekli kümeler, yoğun kabuğun oluşmasına olanak sağlayan dengeli kümelerdir. X-ışın yayılımı gaz yoğunluğunun karesine orantılı olduğuna göre, çekirdek X-ışın yayılımı ile etrafındaki ICM'den daha hızlı bir şekilde soğumaktadır, dolayısıyla çekirdek bölgesindeki sıcaklık düşmektedir. Soğuk çekirdekleri olmayan kümelerin sıcaklık profili merkezde tepe oluşturmaktadır. Çekirdek dışında sıcaklık yavaşça azalma göstermektedir. Şekil 1.4'te bu iki farklı durumdaki sıcaklık profilleri ve sıcaklık haritaları verilmiştir. Eğer sıcaklık profilinin gradiyenti ölçülebilirse, kümenin kütlesi hidrostatik denge bağıntısından hesaplanmaktadır (denklem 1.20).

Chandra ve XMM-Newton'dan alınan verilere göre yayınlanan çalışmaların çoğu soğuk çekirdekli (CC) kümeler üzerinedir. Önceki nesil uydulardan alınan verilere göre ise CC kümeleri toplam küme sayısının yarısından az bir oranı temsil etmektedir.



**Şekil 1.4.** CC (Abell 2052, sol) ve NCC (Abell 3571, sağ) kümelerinin sıcaklık profilleri (üst) ve haritaları (alt) . Sıcaklık ölçeği keV (Frank, 2013)

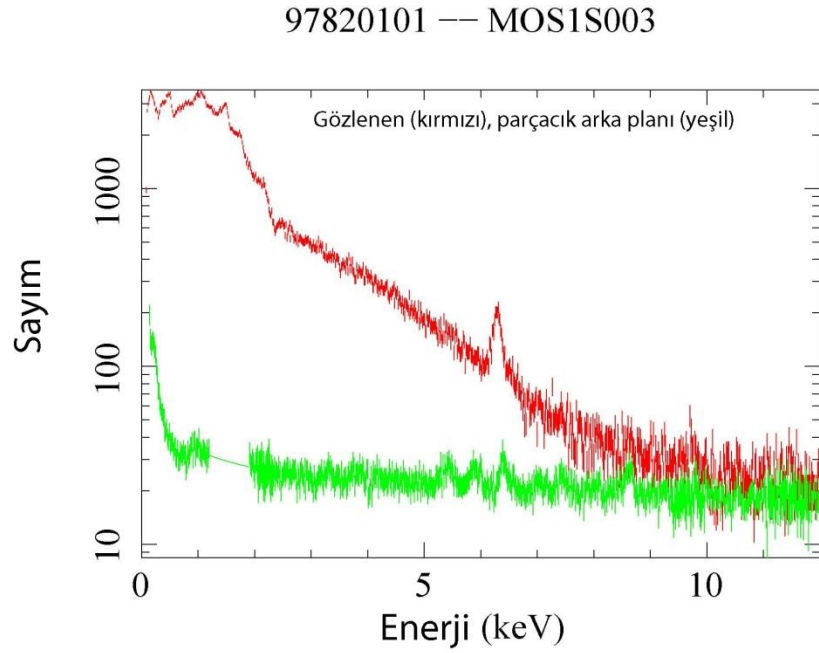
Önceki nesil uydulardan elde edilen bilgilere göre NCC'lerin büyük kütleli küme birleşmelerinden oluştuğu ileri sürülmektedir. Fakat yapılan simülasyonlar sonucu küme birleşmelerinin soğuk kabuğu fazla değiştirmedeği ve küme morfolojisinde fazla dağılmaya sebep olmadığı görülmektedir. Bundan dolayı NCC kümelerinin sıcak çekirdekleri açıklamak için birleşme senaryosunun bir cevap olmadığı anlaşılmıştır. Bunlar için kütle çekimsel kaynaklı olmayan bir ısınma çeşidi gerekmektedir (McCarthy, 2008).

### 1.2.8. Metal bollukları

Sürekli yayınlamanın yanı sıra, galaksi kümelerinin X-ışın tayfında çizgi ışınmaları da görülmektedir. Bu durum hidrojen dışında ICM içerisinde X-ışın tayfında çizgi oluşturan bazı ağır elementlerin varlığını belirtmektedir. Bu metal bollukları tayftaki yayılma

çizgilerinden göstermektedir. Birçok kümede en belirgin atomik özelliğin 6.5-7 keV aralığındaki Demir-K (Fe) kompleksi olduğu görülmüştür. Şekil 1.5'te güçlü demir çizgilerinin belirgin olduğu bir küme örneğinin tayfi verilmiştir.

X-ışın tayf analizi ICM metal bolluğunu hesaplamada güçlü bir yöntemdir. Yakın kümelerin kimyasal bolluklarının tipik ortalama değeri ( $Z_{\odot}$ ) Güneş metal bolluğu cinsinden yaklaşık olarak  $0.3Z_{\odot}$  değerindedir (Rosati ve ark., 2002).



**Şekil 1.5.** Abell 1795'in X-ışın tayfi (Snowden ve ark., 2008)

7 keV'luk Fe'ye ek olarak, düşük yoğunluklu plazmanın X-ışın tayfında daha düşük enerjili çizgiler de görülmektedir (Sarazin, 1988). Şekil 1.6'da galaksi kümelerinin çizgileri gösterilmiştir. Genelde oksijen, neon, magnezyum, kalsiyum, silikon, sülfür, argon ve nikel gibi elementlerin demire oranlarının Güneş'te belirlenen oranlara benzer olduğu görülmektedir. Metaller (helyumdan ağır olan tüm elementler) sadece yıldızlarda oluşmaktadır, bundan dolayı ICM bollukları galaksi kümelerindeki yıldız oluşumlarıyla ve süpernova geçmişi ile ilişkilendirilmektedir.

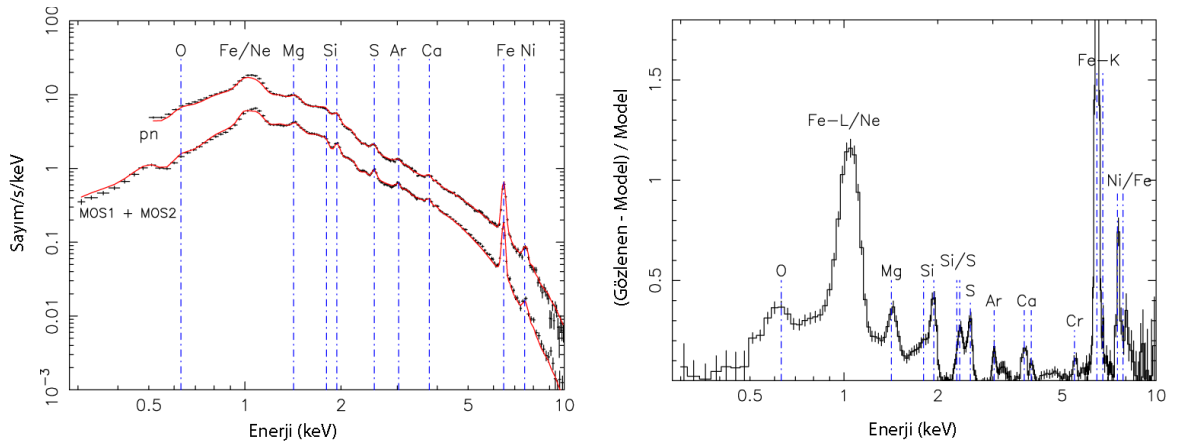
Atom veya iyonun çizgi tayfi oluşturabilmesi için önce uyarılmış duruma getirilmesi gerekmektedir. Galaksi kümelerinde bu durum bağlı-bağlı yayınlama ile meydana gelir. İyon tekrar orijinal enerji seviyesine foton yayınlarken enerjiyi kaybeder ve bu bozunum sonucu her atom/iyon için özel, yayılım çizgileri oluşur.

Bu süreçteki X-ışın emisivitesi iyon ve elektron yoğunluklarına bağlıdır:

$$\epsilon_\nu = \sum_{X,i} \Lambda_\nu(X^i, T_g) n(X^i) n_e \quad (1.26)$$

burada  $\epsilon_\nu$  verilen  $\nu$  frekansındaki emisivite,  $X^i$  verilen iyon,  $\Lambda$  gaz sıcaklığı  $T_g$ 'a bağlı birim elektron yoğunluğundaki bir iyonun yayını,  $n(X^i)$ ,  $X^i$  iyonunun yoğunluğu ve  $n_e$  elektron yoğunluğudur.

Tayfın şekli gazın sıcaklığına ve kimyasal bileşimine bağlıdır. X-ışın ışınım gücünü gösteren tayfın normalizasyonu emisyon integrali (EI) ile bulunmaktadır (Sarazin, 1988).



**Şekil 1.6.** Sol: 2A 0335+096 kümesinin gözlenen EPIC tayfı, sağ: EPIC çizgi tayfı (Werner ve ark., 2006)

$$EI = \int n_p n_e dV \quad (1.27)$$

Denklem (1.27) yayınım integrali EI'yi tanımlamaktadır. Burada  $n_p$  proton sayı yoğunluğu,  $n_e$  elektron sayı yoğunluğu ve  $V$  gaz kümesinin hacmidir.

### 1.3. X-ışın Gözlem Araçları

1960'larda X-ışın gözlemleri roket uçuşlarıyla yapılmaktaydı. Her bir fırlatılıştta 100 km yükseklikten beş dakika X-ışın gözlemi yapılabilmekteydi. Bu gözlemlerden on sene boyunca toplamda sadece bir saatlik gözlem elde edilmiştir.

1970'te X-ışın gözlemleri yapmak için UHURU uydusu fırlatılmış ve galaksi kümelerinden gelen X-ışınlarının tespit edilmesi sağlanmıştır (Forman ve ark., 1972).

**Çizelge 1.1.** Görevini tamamlamış ve hala çalışmakta olan bazı X-ışın uyduları ( (Arnaud ve ark., 2011) ve HEASARC'den uyarlanmıştır)

İsim	İşlev süresi	Bant genişliği (keV)	Uzay Ajansı
Uhuru	1970 – 1973	1.7 – 18	NASA
Einstein	1978 – 1981	0.15 – 20	NASA
EXOSAT	1983 – 1986	0.05 – 50	ESA
ROSAT	1990 – 1999	0.1 – 2.4	GAC / NASA
ASCA	1993 – 2000	0.4 – 10	ISAS
RXTE	1995 – 2012	2 – 250	NASA
Chandra	1999 -	0.06 – 10	NASA
XMM-Newton	1999 -	0.15 – 15	ESA
INTEGRAL	2002 -	4 – 100000	ESA
Swift	2004 -	0.2 – 150	NASA
Suzaku	2005 -	0.2 – 600	JAXA / NASA
MAXI	2009 -	0.5 – 30	JAXA
NuSTAR	2013 -	5 – 80	NASA

1979'da tüm X-ışın kaynaklarını gözleyebilecek tam donanıma sahip X-ışın teleskobu içeren Einstein uydusu fırlatılmıştır. Einstein'dan sonraki ROSAT, ASCA, EXOSAT ve BeppoSAX görevleri yüksek enerjili Evren hakkındaki anlayışı geliştirmiştir. Bu uydular şu an işlev görmemektedir. Şu anda kullanımda olan XMM-Newton, INTEGRAL, MAXI, Chandra, Suzaku, Swift ve NuSTAR uydularındır.

Chandra ve XMM-Newton işlevsel olarak benzer uydulardır. Chandra konum çözünürlüğü yüksek olan tek bir teleskop kullanmaktadır. XMM-Newton daha geniş alan tarayan üç teleskop içermektedir. Modern X-ışın gözlemlerinde her bir fotonun enerjisini ve konumunu tespit edebilen CCD detektörleri kullanılmaktadır. X-ışınları ayna modülleri tarafından toplanmaktadır. Bunlar odak düzleminde odaklanmış, CCD kameraları içeren, gelen ışını tarayan teleskoplardır (Jansen ve ark., 2000).

Modern X-ışın gözlemlerinin galaksi küme çalışmalarında önemi büyüktür. Günümüzde kümelerin gaz dağılımını, sıcaklığını ve kütle profilini çıkarmak mümkündür.



Yeni nesil X-ışın uydularının bazıları Spektrum-Röntgen-Gama (SRG), Nükleer Spektroskopik Teleskop Dizini (NuSTAR), Astro-H, Uluslararası X-ışın Gözlemevi (IXO)'dur.

SRG, 2015'te fırlatılması beklenen, eROSITA (Görüntülü teleskop dizini ile röntgen taraması) teleskobunu içeren ve 10 keV enerji aralığına kadar tüm gökyüzünü tarayacak olan Rus/Alman yapımı bir uydudur (Predehl, 2012) (Merloni ve ark., 2012).

NuSTAR 13 Haziran 2012'de fırlatılan 6 - 79 keV enerji aralığında X-ışın görüntüsü alabilen NASA görevidir. İyi bir açısal çözünürlüğe sahip, uzun odak uzunluğu (>10 m) ile NuSTAR'ın amacı, kara deliklerin dağılımını inceleyerek galaksi oluşumundaki etkilerini, aktif galaktik çekirdeklerinin yakıtlarını sağlayan mekanizmaları incelemek, aynı zamanda da yıldız patlamaları sonucu oluşan kimyasal bileşenlerin oluşumunu ve termal olmayan süreçleri gözlemlemektir.

Astro-H Japon NASA ortaklığında 2015'te fırlatılması planlanan bir uydudur, yüksek çözünürlükte tayf ve 10 keV'a kadar görüntü alması ve sert X-ışın görüntü tayfında 80 keV'e kadar ulaşması beklenmektedir (Kelley ve ark., 2011). Astro-H'nin amacı yüksek kütle çekiminin madde üzerindeki etkisini, kara deliklerin dönüşlerini incelemek, galaksi kümelerinde ve SNR'lerde şok ivmelenme yapan yapıların izini sürmek, jetlerin detaylı fiziğini ve büyük ölçekli yapıların gelişimini incelemektir.

Uluslararası X-ışın Gözlemevi (IXO), 2021'de fırlatılması beklenen ESA/JAXA/NASA işbirliğinde bir görevdir. IXO'nun günümüzde kullanılan cihazların kapasitesinin çok üzerinde işlev görmesi beklenmektedir. 0.3-10 keV aralığındaki tayfta 100 kat daha fazla çözünürlük, geniş tarama alanı içinde 0.3-40 keV aralığında tayfsal görüntü, yüksek sayım oranı ile mikro saniye bazında tayfsal zamanlama, yüksek hassasiyet ve polarimetrik görüntüleme tasarlanmaktadır (Bookbinder ve ark., 2010).

#### **1.4. XMM-Newton Chandra Karşılaştırması**

Chandra yüksek çözünürlüklü görüntüleme özelliği ve daha yüksek konum çözünürlüğü olan NASA uydusu iken, XMM-Newton geniş tarama alanı ile daha yüksek tayfsal çözünürlüğü olan bir Avrupa uydusudur. İki uydunun cihazları arasındaki temel fark, XMM-Newton cihazları aynı anda çalışırken, Chandra'daki cihazların dönüşümlü olarak çalışmasıdır. Bu tez çalışmasındaki veriler sadece XMM-Newton'dan alınan verilere dayanmaktadır, elde edilen sonuçlar Chandra verileri ile karşılaştırılmıştır.

### 1.5. XMM Newton Uydusu

XMM'in açılımı X-ışın çoklu aynadır (X-ray Multi Mirror). Avrupa Uzay Ajansı (ESA) tarafından geliştirilen bu uydunun amacı elektromanyetik tayfın X-ışın bölgesinde, 0.2-12 keV aralığında Evren'i incelemektir (XMM-Newton Users Handbook, 2013).

XMM Newton 10 Aralık 1999'da fırlatılmıştır. 3800 kg ağırlığında, 10 m uzunluğundadır. 40 derecede 48 saatlik eliptik yörüngeye yerleştirilmiştir. Yerberisi Dünya'dan 114000 km, yerötesi 7000 km'dir (XMM-Newton Users Handbook, 2013). XMM-Newton X-ışın ve optik/UV olmak üzere iki farklı teleskop taşımaktadır. Uydu üzerinde üç çeşit cihaz bulunmaktadır:

X-ışın görüntüleme, X-ışın tayfi ve fotometrisi için Avrupa Foton Görüntüleme Kamerası (European Photon Imaging Camera (EPIC))

Yüksek çözünürlüklü X-ışın spektroskopi ve spektro-fotometri için Yansıtımlı Izgara Spektrometresi (Reflection Grating Spectrometer (RGS))

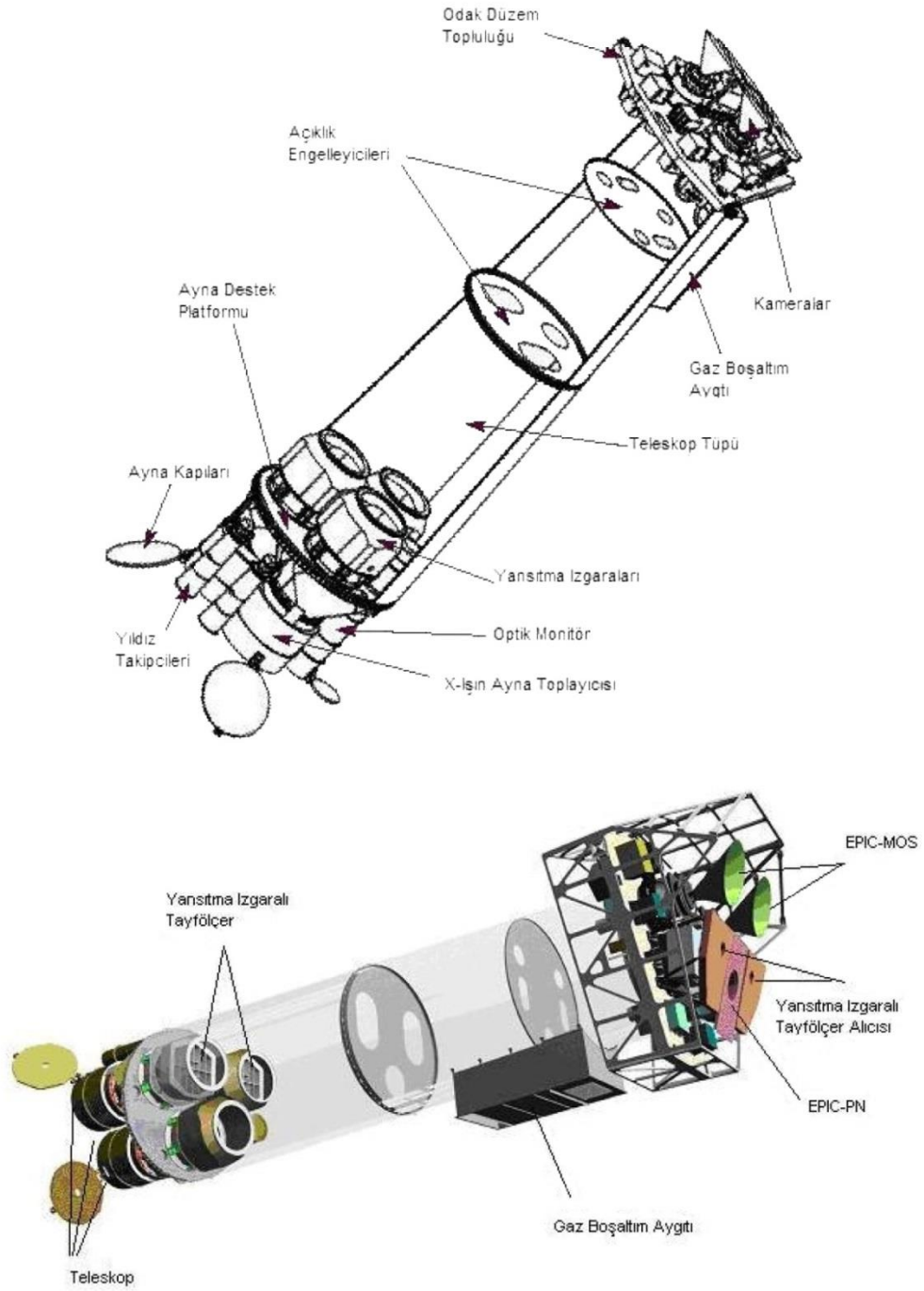
Optik/UV görüntüleme ve spektroskopisi için Optik Monitör (OM).

XMM-Newton uydusundaki teleskop ve cihazların yerleşimi Şekil 1.7'de gösterilmiştir.

XMM-Newton'un temel özellikleri şöyledir: cihazların tümü eşzamanlı çalışmaktadır, cihazların açısal çözünürlüğü ve hassasiyeti yüksektir, tayfsal çözünürlüğü orta seviyeli ve yüksektir, hedefi uzun süreli ve eşzamanlı optik/UV olarak gözlemlene imkânı sağlamaktadır.

XMM-Newton'un X-ışın fotonlarını toplamak için üç teleskobu bulunmaktadır. Bu üç teleskop iç içe yerleştirilmiş 58 ayna modülü içermektedir. Bunlar 0.1-12 keV X-ışın enerji aralığında işlev görmek için tasarlanmıştır. Odak uzunlukları 7.5 m'dir ve yarı maksimumdaki tam genişlik (FWHM) ve yarı enerji genişliği (HEW) için X-ışın nokta dağılımı fonksiyonu değerleri sırasıyla 6" ve 15" dir.

Her ayna modülü iki parçadan oluşmaktadır. Ön parçanın şekli parabol, yan parçanınki ise hiperboldür. Bu yapılandırma X-ışınlarının iki kere yansımını sağlayarak odaklanmasına sebep olmaktadır. Her bir X-ışın teleskobunun arkasında hassas görüntü alınmasını sağlayan EPIC kameraları bulunmaktadır.



Şekil 1.7. XMM-Newton uydusu (XMM-Newton Users Handbook, 2013)

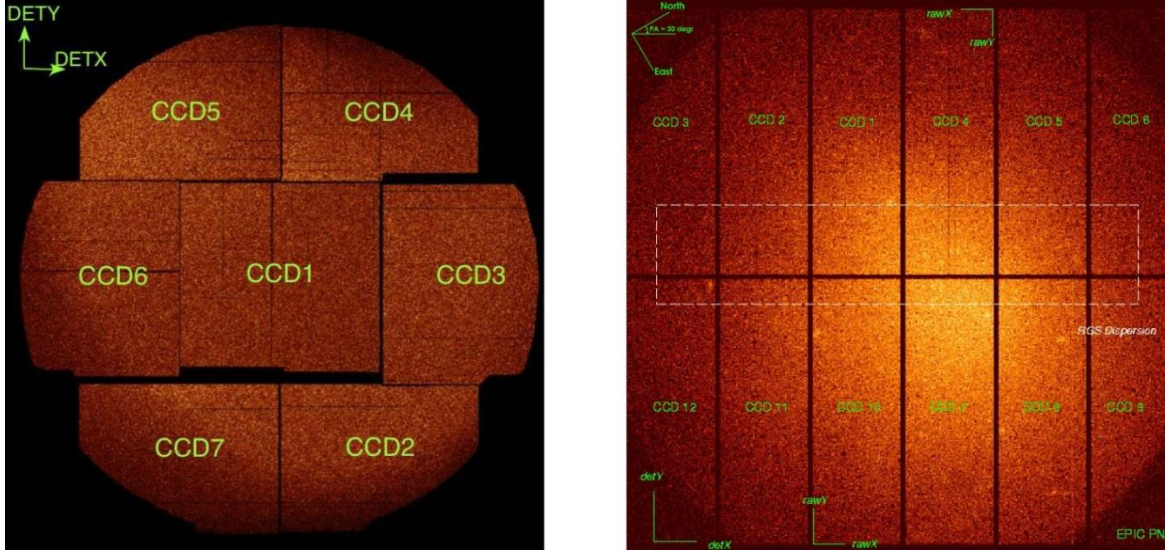
### 1.5.1. EPIC kameraları

XMM-Newton teleskopu iki farklı türden üç EPIC kamera taşımaktadır: 1) MOS (Metal Oksit Yarı-iletken) CCD dizini ve 2) tamamen boşaltılmış pn CCD'ler.

Kameralardan ikisi ışık yönünde yansıtımlı ızgara tayföçerli (RGS) EPIC MOS CCD'lerdir. Üçüncü X-ışın teleskobunun odağında pn CCD'ler kullanan EPIC kamera

bulunmaktadır. Her kameranın görüş alanı (FOV) 30'’dır. Kameraların verileri toplamak için birkaç modu bulunmaktadır ve farklı kameralar farklı modlarda çalışabilmektedir.

MOS ve pn kameraları temelde farklıdır, farklı geometrileri ve farklı okuma süreleri vardır. Şekil 1.8’de her iki kameranın CCD düzeni gösterilmiştir.



Şekil 1.8. MOS ve PN kameralarının düzeni (XMM-Newton Users Handbook, 2013)

Tüm EPIC CCD’leri foton sayma modunda çalışmakta ve bir “olay listesi” oluşturmaktadır. Olay, bir X-ışınının detektöre çarpmasıdır. Olay listesi konum, zaman ve enerji gibi olayların özelliklerini içeren veriler tablosudur.

EPIC kameraları X-ışınlarının yanı sıra, kızıl ötesi, görünür ve morötesi ışınlarına da hassastır. X-ışınlarının bu fotonlardan etkilenmemesi için kameralarda engelleyici filtreler kullanılmaktadır.

### 1.5.2. EPIC arka planı

EPIC kameraları değişik arka plan kaynaklarından etkilenmektedir. Bu çalışmadaki XMM-Newton gözlemlerini etkileyen arka plan etkisini gidermek için ne türden işlemler yapıldığı sonraki bölümlerde anlatılmıştır.

Detektörler üzerindeki arka plan etkileri üç grupta toplanabilir: 1) kozmik X-ışın arka planı, 2) parçacıkların X-ışın arka planı, 3) cihazların arka planı.

Kozmik X-ışın arka planı astrofiziksel kaynaklardan gelen fotonlardan oluşup, bu fotonlar düşük enerjilerde ( $<1$  keV) termal yayınım, yüksek enerjilerde güç kanunu ile ifade edilmektedir. Bu kozmik arka plan düşük enerjilerde tüm gökyüzü boyunca değişimler göstermektedir. Güneş rüzgârları sonucu yük değişimlerin de kozmik X-ışın arka planı üzerinde etkisi bulunmaktadır.

Parçacık X-ışın arka planı Güneş'ten gelen yumuşak proton ışımlarından (flare), doğrudan CCD'ye giren parçacıklardan ya da detektörlerin maruz kaldığı uydu materyalinin floresan ışınlımından kaynaklanmaktadır.

Cihaz arka planı parlak piksel ve okuma gürültüsü gibi elektronik gürültüden kaynaklanmaktadır. Bu çalışmada kullanılan XMM-Newton gözlemlerinin veri indirgemesi ve analizi bu arka plan etkileri göz önüne alınarak yapılmıştır.

### **1.6. XMM Newton Veri Analizi**

XMM-Newton bilimsel verileri Gözlemsel Veri Dosyalarında (ODF) ve Dönüştürülmüş Veri Dosyaları (SDF), FITS formatında saklanmaktadır. ODF/SDF dosyaları kalibre edilmemiş dosyalar içermektedir. XMM-Newton veri analizi için, belirli indirgeme ve analiz yazılımları mevcuttur. XMM-Newton gözlemlerinin veri indirgeme ve analizi için yapılan işlemler bu çalışmanın 3. Bölümünde anlatılmaktadır.

#### **1.6.1. SAS**

Bilimsel Analiz Sistemi (SAS) XMM-Newton uydusunun topladığı verileri indirgemek ve analiz etmek için görev, skript ve kütüphanelerden oluşan bir derlemedir. SAS tayf, görüntü ve ışık eğrisi gibi standart bilimsel ürünleri çıkartmak için gereklidir. Bu çalışma sırasında SAS 13.5.0 sürümü kullanılmıştır.

#### **1.6.2. XMM-ESAS**

Galaksi kümeleri gibi geniş kaynaklardan gelen X-ışın yayınımlarını incelemek için XMM-Newton Geniş Kaynak Analiz Yazılımı (XMM-ESAS) mevcuttur. XMM-ESAS Snowden ve ark., (2008)'de anlatılan yöntemlere dayanmaktadır.

XMM-ESAS, SAS içine dahil edilmiş bir yazılım paketidir. XMM-ESAS ile EPIC gözlemlerinin tayf analizi için durgun parçacıkların arka plan modelini çıkarmak mümkündür. XMM-ESAS kullanımı 3. Bölümde anlatılmaktadır.

### **1.6.3. XSPEC**

X-ışın tayfsal fit programı XSPEC (Arnaud, 1996) XMM-ESAS yazılımından elde edilen tayf ürünlerinin analizi için kullanılmıştır. XSPEC komutları detektörden bağımsızdır bu nedenle herhangi bir spektrometre için kullanılabilir. Bu çalışmada XSPEC 12.8.1g sürümü kullanılmıştır.

## BÖLÜM 2

### ÖNCEKİ ÇALIŞMALAR

#### 2.1. Abell 2420 Galaksi Kümesinin Genel Özellikleri

Abell 2420 kümesi konum olarak Oğlak burcu ile Kova burcu arasında yer almaktadır. Bu küme kuzey yarım kürede bulunduğu için optik olarak gözlenebilen bir kümedir. Radyal hızı 25362 km/s, küme çapı 26', parlaklığı 16.8 kadirdir. Küme morfolojisi Bautz-Morgan sınıflamasına göre I.türdendir (küme merkezinde parlak eliptik bir galaksi baskındır).

#### 2.2. Abell 2420 Galaksi Kümesi ACCEPT Verileri

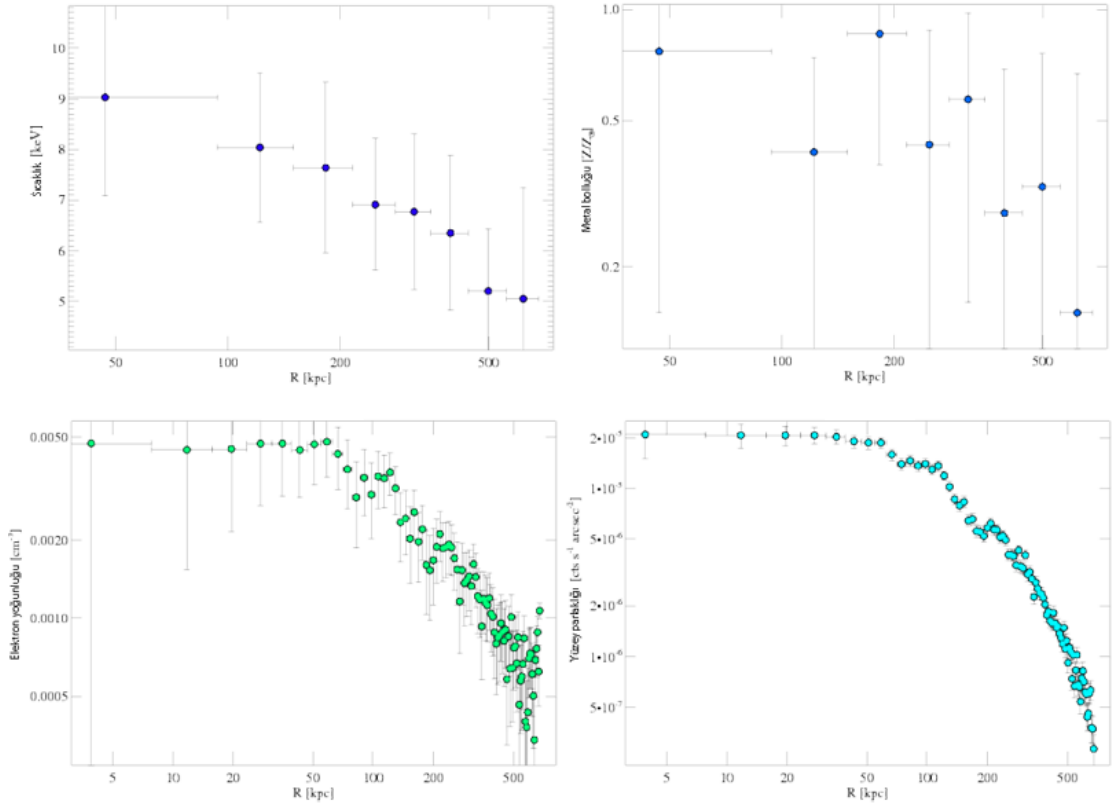
ACCEPT (Chandra Küme Entropi Arşivi) verilerine göre Abell 2420 kümesi soğuk çekirdek içermeyen NCC türünde bir galaksi kümesidir. Sıcaklık küme merkezinden uzaklaştıkça azalmaktadır. Şekil 2.1'de radyal sıcaklıkların, metal bolluklarının, elektron yoğunluğunun ve yüzey ışıma güçlerinin yarıçapa göre dağılımı verilmiştir. Çizelge 2.1'de ACCEPT'teki Abell 2420 kümesinin X-ışın özellikleri verilmiştir (Cavagnolo ve ark., 2009).

Entropi profili  $K=Kn_e^{-2/3}$  bağıntısına göre sıcaklık ve elektron yoğunluğundan elde edilmiştir. Şekil 2.2'deki kesikli çizgi  $K(r) = K_0 + K_{100}(r/100 \text{ kpc})^\alpha$  fit değerlerinden elde edilen değerleri göstermektedir. Bu durumda  $K_0 = 332.56 \pm 67.53 \text{ keV cm}^2$ ,

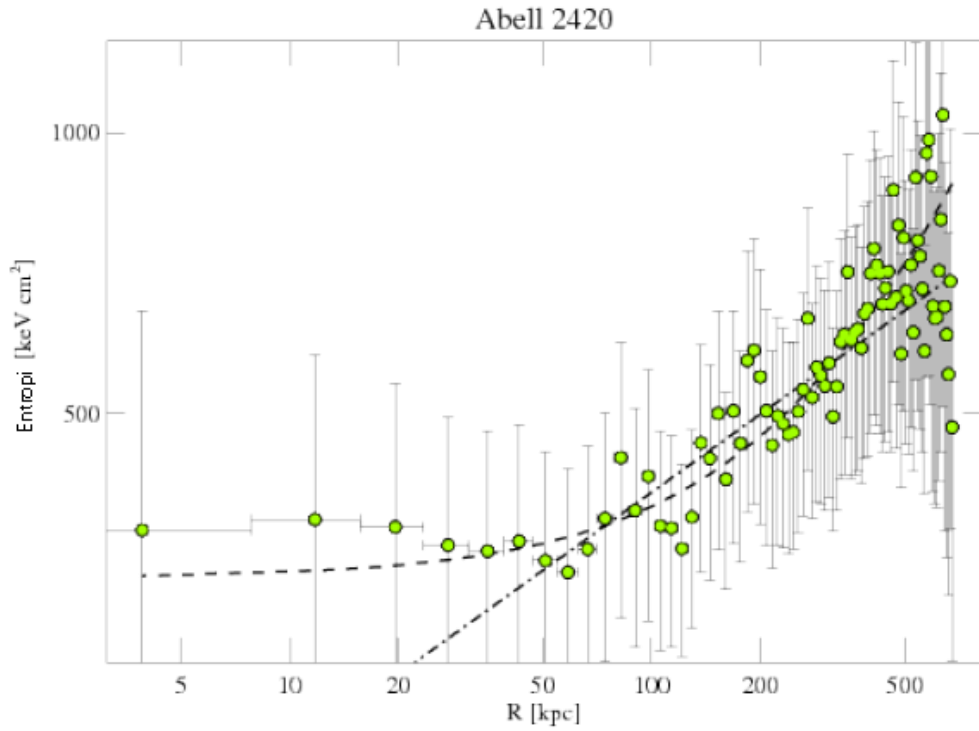
$K_{100} = 64.33 \pm 62.59 \text{ keV cm}^2$  ve  $\alpha = 1.12 \pm 0.58$ 'dir. Kesikli ve noktalı çizgi

$K=K_{100}(r/100 \text{ kpc})^\alpha$  fit değerlerini göstermektedir. Evrende  $K_0$  değeri 274 keV  $\text{cm}^2$ 'den büyük 10 küme bulma olasılığı %0.003'tür ( $4.2\sigma$ 'dır) (Rossetti, 2011).

Çekirdek entropisinin  $K_0 > 100 \text{ keV cm}^2$  olduğu durumlarda hangi mekanizmanın bu entropi artışını sağladığı henüz bilinmemektedir. Birleşme şoklarının entropiyi 100 keV'un üzerine çıkarması oldukça zordur. Burada AGN patlama enerjileri gerekebilir, fakat bunların varlığı henüz gözlenmemiştir (McCarthy, 2008). Bir CC sistemini  $K_0 > 100 \text{ keV cm}^2$ 'yi NCC sistemine dönüştürmek için  $10^{63}$  erg'ten fazla enerji gerekmektedir (Babul ve ark., 2013).



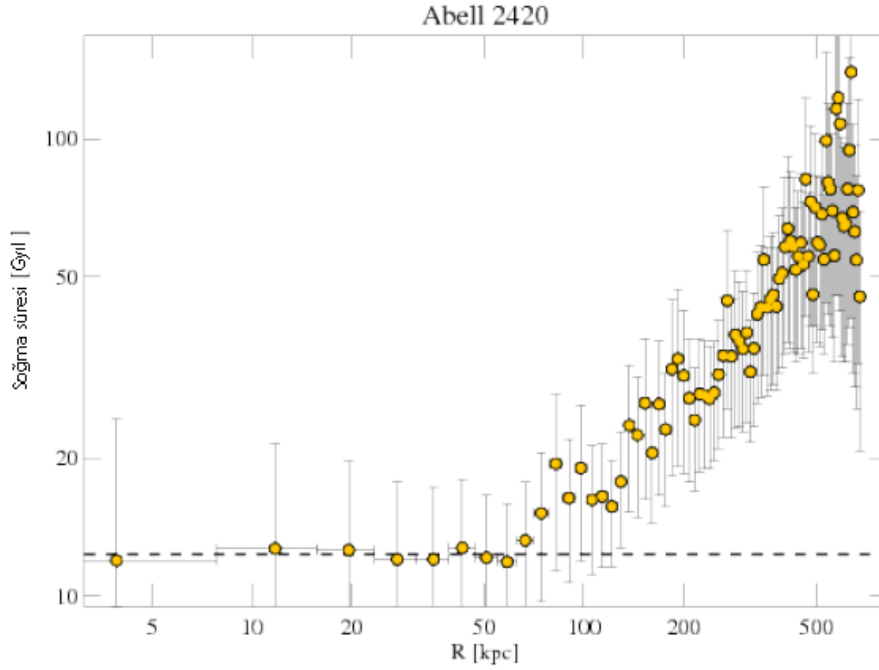
**Şekil 2.1.** Üst sol: sıcaklık, üst sağ: metal bollukları, alt sol: elektron yoğunluğu, alt sağ: yüzeysel ışınım gücü (Cavagnolo, ACCEPT, 2009)



**Şekil 2.2.** Abell 2420 kümesinin entropi profili (Cavagnolo, ACCEPT, 2009)



NCC sistemlerinin soğuma süreleri Hubble zamanından büyüktür. Abell 2420 kümesinin izotropik çekirdek soğuma süresi 13 Gyl'dır (Şekil 2.3). Bu değer  $t_{soğuma}=(3/2 nkT)/(n_e n_p A(T,Z))$  bağıntısından elde edilmiştir (Cavagnolo, ACCEPT, 2009). Şekil 2.3'teki yatay kesikli çizgi Hubble zamanını göstermektedir.



**Şekil 2.3.** Abell 2420 kümesinin radyal soğuma süreleri (Cavagnolo, ACCEPT, 2009)

**Çizelge 2.1.** Abell 2420 kümesinin X-ışın özellikleri (Cavagnolo ve ark., 2009)

Süre (ks)	Sağ A. saat:da:s	Dik A. derece:da:s	$N_H$ ( $10^{20} \text{ cm}^{-3}$ )	$z$	$R_{\text{max}}$ (Piksel)	Min. (Sayım)	$T_X$ (keV)	Bolluk (Güneş)
(1)	(2)	(3)	(4)	(5)	(6)	(7)	(8)	(9)
8.1	22:10:18.79	-12:10:13.35	3.76	0.0846	870	2500	7.89	0.53

(1) Gözlem süresi, (2) küme merkezinin sağ açıklığı, (3) küme merkezinin eğimi, (4) Galaktik soğurma katsayısı, ( $\text{cm}^{-3}$  hidrojen atomu sayısı)  $N_H$ , (5) kırmızıya kayma, (6) küme merkezinden maksimum yarıçap  $R_{\text{max}}$ , (7) halka başına kullanılan minimum sayım, (8) ortalama küme sıcaklığı  $T_X$ , (9) ortalama küme metal bolluğu.

Sunyaev–Zel'dovich etkisi ve Akı arasındaki ölçeklendirme bağıntısını bulma amacıyla ACCEPT kataloğu kullanılarak yapılan başka bir çalışmada Abell 2420 kümesi de yer almaktadır. Bu çalışmada 226 kümenin  $R_{2500}$  ölçeğinde analizleri yapılmıştır. Öncelikle NWF (Navarro-Frenk-White) modeline göre basınç profili  $P_c(r)$  çıkartılmış, elektron yoğunluğu profili  $n_e(r)$ ,  $\beta$  modeli kullanılarak bulunmuştur. Toplam kütle:

$$M_{topl}(r) = -\frac{r^2}{G\mu m_p n_e(r)} \frac{dP_e(r)}{dr} \quad (2.1)$$

bağıntısı kullanılarak hesaplanmıştır (Comis ve ark., 2011). Bu çalışmada bulunan Abell 2420 kümesinin küresel parametreleri Çizelge 2.2’de verilmiştir.

**Çizelge 2.2.** Abell 2420 kümesinin parametreleri (Comis ve ark., 2011)

Abell	$z$	$D_A$ (Mpc)	$R_{2500}$ (kpc)	$M_{gaz}$ ( $10^{13} M_{\odot}$ )	$M_{topl}$ ( $10^{13} M_{\odot}$ )	$Y_S$ ( $10^{-5} Mpc^2$ )
(1)	(2)	(3)	(4)	(5)	(6)	(7)
2420	0.085	328	$673 \pm 139$	$2.9 \pm 1.4$	$4.3 \pm 1.6$	$5.2 \pm 2.4$

(1) küme ismi, (2) kırmızıya kayma, (3) açısal çap uzaklığı, (4) gaz kütlesi, (6) toplam kütle, (7) Comptonizasyon parametresi.

### 2.3. Abell 2420 Galaksi Kümesinin ROSAT Katalog Verileri

ROSAT’tan elde edilen A2420 kümesinin X-ışın özellikleri Çizelge 2.3’te verilmiştir (Ledlow, 2003). Bu çalışmada *ROSAT* All-Sky Survey kullanılarak  $0.016 \leq z \leq 0.09$  aralığında 288 kümenin görüntü analizi yapılmış ve kümelerin X-ışın tepeleri belirlenmiştir. Çizelge 2.4’te Abell 2420 kümesinin X-ışın tepelerinin koordinatları ve maksimum akıları verilmiştir. X-ışın ışınma güçleri, Abell zenginlik sınıfı, Bautz-Morgan ve Rood-Sastry küme morfolojileri arasındaki bağlantılar araştırılmıştır.

**Çizelge 2.3.** Abell 2420 kümesinin X-ışın özellikleri (Bu özellikler belirlenirken,  $H_0 = 75$  ve  $q_0 = 0.5$  olarak alınmıştır (Ledlow, 2003))

Abell	$z$	Süre	Sağ A.	Dik A.	Ofset (kpc)	$f_x$ ( $10^{-12} \text{ erg cm}^2 \text{ s}^{-1}$ )	$L_x$ ( $10^{43} \text{ erg s}^{-1}$ )
(1)	(2)	(3)	(4)	(5)	(6)	(7)	(8)
2420	0.0846	281	22 10 20.3	-12 10 19	89	$4.75 \pm 0.39$	$6.80 \pm 0.56$

(1) küme ismi, (2) kırmızıya kayma, (3) ortalama RASS gözlem süresi, (4 ve 5) küme merkezinin optik J2000.0 koordinatları (Abell, 1989), (6) Abell konumundan  $h_{75}^{-1}$  cinsinden konumsal kayması, (7)  $500h_{75}^{-1}$  kpc açıklık içerisindeki ışınma gücü, (8) akıdan hesaplanan X-ışın ışınım gücü ve hatası.

**Çizelge 2.4.** X-ışın tepeleri ve tepelerin optik tanımları (Ledlow, 2003)

Abell	Sağ A.	Dik A.	Ofset (açı saniye)	Maks. Akı ( $10^{-4}$ sayım $s^{-1}$ piksel $^{-1}$ )	$F_{250}/F_{62.5}$	Not
(1)	(2)	(3)	(4)	(5)	(6)	(7)
2420	22 10 20.3	-12 10 19	63	6.35	11.6	C
2420	22 11 03.1	-12 13 00	604	0.67	2.4	
2420	22 10 42.8	-12 20 33	634	0.46	3.9	

(1)–(3) arası kümenin Abell numarası ve X-ışın tepesinin sağ açıklığı ve dik açıklığı, (4) X-ışın tepesi ve küme merkezi arasındaki açı saniye cinsinden ofseti, (5) sayım  $s^{-1}$  piksel $^{-1}$  biriminde X-ışın tepesinin akısı, (6) akı oranı  $f_{250}$ , (8) tek küme tepesi (C), birden fazla küme tepesi (M).

ROSAT All-Sky Survey'den alınan A2420 kümesinin X-ışın özellikleri Çizelge 2.5'te verilmiştir (Crudace, 2002). Bu katalog çalışmasında RASS-2 verileri kullanılarak Güney galaktik kutupta yer alan 112 kümenin kırmızıya kayması, sıcaklığı, akı ve ışınım gücü değeri hesaplanmıştır.

**Çizelge 2.5.** Abell 2420 kümesinin X-ışın özellikleri (Crudace, 2002)

Abell	$z$	Süre (s)	Sayım Oranı (sayım $s^{-1}$ )	HR	$N_H$	$T_X$	$F_X$ $10^{-12}$ erg $cm^{-2} s^{-1}$	$L_X$ $10^{44}$ erg $s^{-1}$	$N_g$
(1)	(2)	(3)	(4)	(5)	(6)	(7)	(8)	(9)	(10)
2420	0.0831	278	0.75±0.06	1.04±0.08	3.92	6.00	15.70	4.64	3

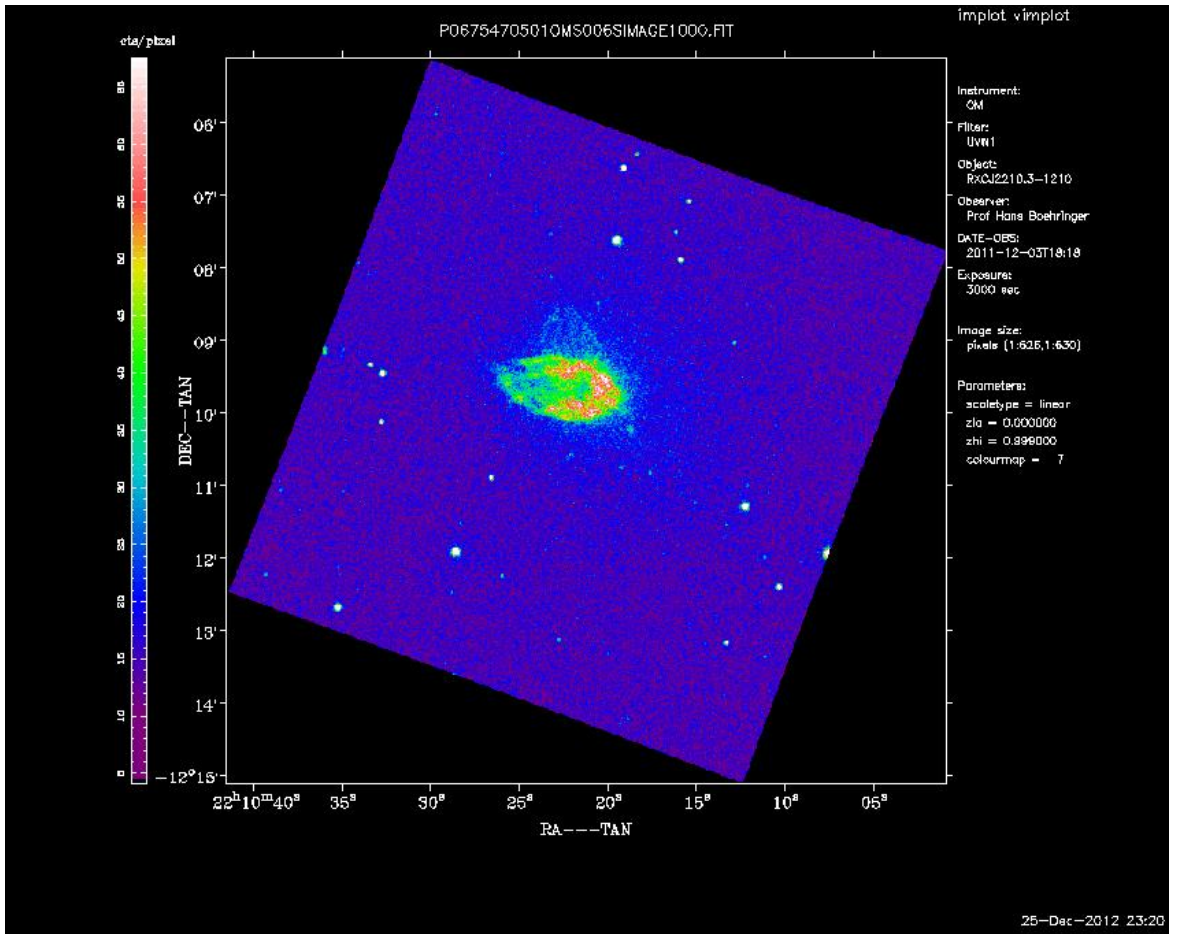
(1) küme ismi (ROSAT ismi RXC J2210.3-1210), (2) kırmızıya kayması, (3) toplam ROSAT gözlem süresi (saniye), (4) Sert bantta (0.5-2 keV) hatasıyla beraber sayım oranı, (5) X-ışın sertlik oranı, (6)  $10^{20} cm^{-2}$  biriminde küme merkezindeki yıldızlar arası atomik hidrojenin kolon yoğunluğu, (7) keV biriminde hesaplanan kümenin gaz sıcaklığı, (8) galaktik yıldız içi soğurma çıkartılarak bulunan kümenin enerji akısı, enerji aralığı 0.1-0.4 keV, (9) kümenin hesaplanan 0.1-2.4 keV enerji bandındaki X-ışın ışınım gücü,  $H_0=50 km s^{-1} Mpc^{-1}$  ve  $q_0=0.5$ , (10) Kümenin kırmızıya kaymasını belirlemek için kullanılan kırmızıya kayma sayısı

## BÖLÜM 3

### MATERYAL VE YÖNTEM

#### 3.1. XMM-Newton Standart Veri İşleme

A2420 galaksi kümesinin XMM-Newton Gözlem Veri Dosyaları (ODF) XSA arşivinden indirilip XMM'in Bilimsel Analiz Yazılımı (XMM-SAS) kullanılarak standart veri işleme teknikleri uygulanmıştır. XSA arşivinden alınan Abell 2420'nin optik görüntüsü Şekil 3.1'de verilmiştir.



Şekil 3.1. Abell 2420 galaksi kümesinin optik görüntüsü (XMM-Newton Science Archive, XSA)

İlk olarak cifbuild ve odfigest görevleri kullanılmıştır. cifbuild görevi ile gözlemin Son Kalibrasyon Dosya İndeksi (CTF) oluşturulmuştur. XMM-SAS görevleri veri indirgeme için gerekli kalibrasyon dosyalarına bu indeks aracılığı ile ulaşır (Users Guide to the XMM-Newton Science Analysis System, 2013).

odfingest görevi ODF içindeki dosya özetine cihaz bakım veri dosyalarını ve kalibrasyon veri tabanını da ekleyerek genişletmekte ve gözlemler için yeni bir özet dosyası oluşturmaktadır. Bu özet dosya değişik XMM-SAS görevleri tarafından veri işleme için kullanılmaktadır.

Detektörler için olay dosyalarını oluşturmak için emchain ve epchain görevleri kullanılmıştır. Olay dosyaları standart veri işleme sonrası ortaya çıkan bilimsel analiz için hazır son veri dosyalardır.

Galaksi kümeleri geniş çaplı X-ışın kaynaklarıdır. Bu tür geniş kaynakların ve dağınık arka planın analizi için XMM-SAS altında çalışan XMM-Newton Geniş Kaynak Analiz Yazılım (XMM-ESAS) paketi kullanılmıştır. XMM-ESAS paketi Dr. Snowden tarafından geliştirilen görevler toplamı olup, Snowden (2008)'de verilen yöntemler takip edilerek uygulanmıştır.

Bilimsel analiz için olay dosyalarının kullanımı üç adımdan oluşmaktadır: 1) verilerin yumuşak proton kirliliğinden filtrelenmesi; 2) detektör CCD'lerinin işlevlerinin incelenmesi ve 3) nokta kaynaklarının tespitinden sonra verilerden çıkartılması.

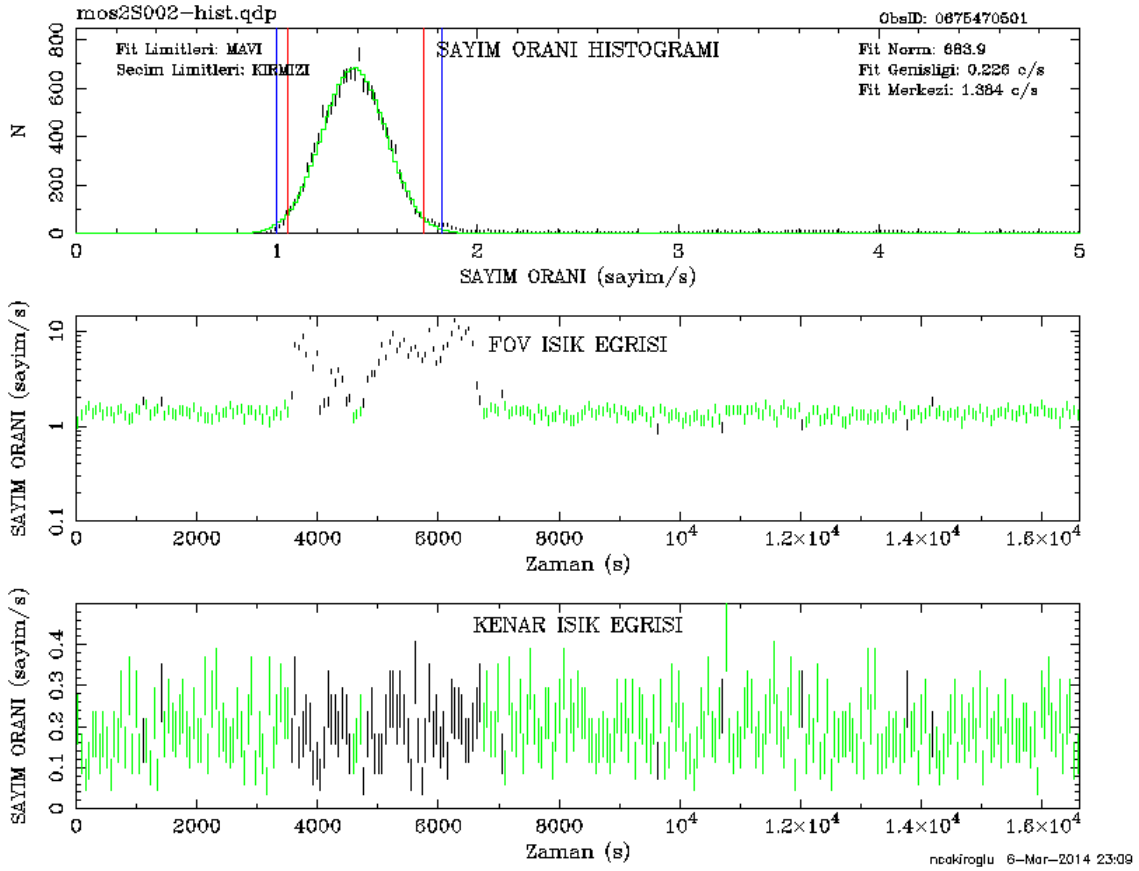
Bu üç adım sonunda meydana gelen temiz olay dosyaları durgun parçacık arka planını çıkartmak ve kozmik X-ışın arka planını modellemek için kullanılmıştır.

### **3.2. Verilerin Filtrelenmesi**

emchain ve epchain ile üretilen olay dosyalarının filtrelenmesi için XMM-ESAS mos-filter ve pn-filter görevleri kullanılmıştır. Bu görevler espfilt görevini çağırıp gözlemdeki uygun kısımlarını tespit eder, yumuşak proton parlamasından etkilenen kısımları çıkartarak ışık eğrisinin temizlenmesini sağlar. Sonuç olarak görüş alanındaki (FOV) verilerden üç ışık eğrisi ve yüksek enerji sayım histogramı çıkartılmaktadır. Histogram tepesine Gauss fiti uygulanıp, eşikler artı eksi  $1.5\sigma$  ile belirlenmektedir (Snowden & Kuntz, 2013).

Gözlemin kalitesi hakkında bilgi veren diagnostik dosyalar da mos-filter ve pn-filter ile üretilmektedir. Özellikle ışık eğrisi, kabul edilir zaman aralıkları ve histogram fiti gibi grafikler burada önem taşımaktadır. Bu diagnostik dosyaların incelenmesi ile kirlenme seviyesi ve yapılan gözlemin galaksi kümesi gibi geniş kaynakları çalışmak için uygun olup olmadığı tespit edilmektedir.

Şekil 3.2’de Abell 2420 gözlemlerinin geçici filtreleme sonuçları gösteren diagnostik dosyanın bir örneği verilmiştir.



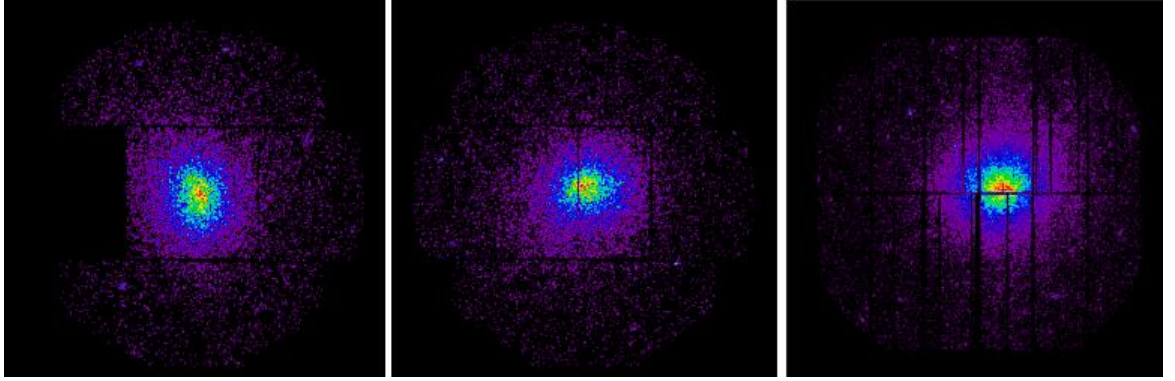
Şekil 3.2. MOS2, kabul edilir zaman aralıkları (yeşil)

mos-filter ve pn-filter komutları ile yapılan ışık eğrisi filtrelemesi, olay dosyasından bazı verilerin çıkartılmasına neden olmaktadır. Bazı durumlarda çok büyük aralıklı bir gözlem süresinin çıkartılması gerekebilmektedir, dolayısıyla filtreleme, uygun zaman aralığı (G.T.I.) ve veri kalitesi arasındaki uygunluğa bağlıdır.

### 3.3. CCD’lerin İncelenmesi

Gözlem zamanına bağlı olarak MOS1, MOS2 ve pn detektörlerin bazı CCD’leri veri almamakta veya 1 keV altındaki X-ışın arka planının aşırı yüksek olduğu durumlarda düzgün işlev görememektedir. Görüntü incelemesinden veri almamış CCD kolayca tespit edilmekte, fakat düzgün işlev görmeyen CCD’yi tespit etmek için tüm enerji bandında görüntünün taranması gerekmektedir.

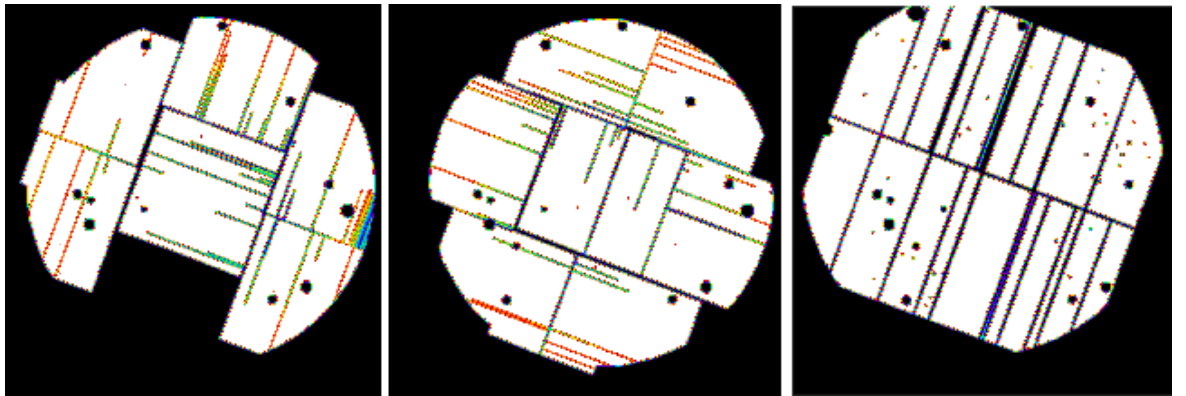
CCD'lerin düzgün çalışıp çalışmadıklarını kontrol etmek için Şekil 3.3'te gösterilen yumuşak bantta üretilen görüntüler incelenip aşırı sayım yapan veya işlev görmeyen CCD'ler tespit edilip, analizlerden çıkartılmaktadır. 9 Mart 2005'teki mikro meteorit çarpmasından dolayı MOS1'in dış CCD'si (CCD #6) işlev görmemektedir bu nedenle verilerden çıkartılmıştır.



Şekil 3.3. Yumuşak enerji bandında EPIC kamera görüntüleri

### 3.4. Noktasal Kaynaklar

Dağınık X-ışın yayılımının analizi için noktasal kaynakların katkısını çıkartmak gerekmektedir. Noktasal kaynakları tespit etmek ve çıkartmak için cheese görevi tarafından oluşturulan kaynak listesi kullanılarak, poz haritaları ve detektör maskeleri oluşturulmaktadır. Her üç detektör için oluşturulan maskeler Şekil 3.4'te gösterilmiştir.



Şekil 3.4. EPIC detektörü için nokta kaynakları çıkartmak için kullanılan maskeler

cheese tarafından oluşturulan kaynak listesi görüntü ile karşılaştırılıp gerekirse düzeltilmekte ve noktasal kaynakları çıkartılmış filtrelenmiş olay dosyası

oluşturulmaktadır. cheese komutuyla bu durumda 0.3-10 keV enerji aralığında 20 nokta kaynak gözlem verilerinden çıkartılmıştır.

### **3.5. Küme Merkezi ve Sayım Sayısı**

Galaksi kümelerinin merkezini belirlemek için temiz olay dosyalarından oluşturulan kaynak mozaik görüntüsü ile birlikte poz ve arka plan görüntüleri kullanılmaktadır.

Küme merkezini belirlemek için çıplak gözle belirlenen küme merkezinden 500 kpc'lik bir yarıçaplı bölge için iki boyutlu Gauss fiti yapılmaktadır. Bu fitin sonucunda X-ışın emisyonunun tepesi belirlenmekte ve daha sonraki analizler için bu tepenin koordinatları küme merkezi koordinatları olarak kullanılmaktadır. Altyapıları bulunan kümeler için Gauss fiti yapılmamaktadır.

A2420 kümesinde X-ışın yayılımının maksimum olduğu tek tepe bulunmaktadır (Ledlow, 2003). Bundan dolayı küme merkezi ds9 (Joye, 2003) görüntüleme programı kullanılarak çıplak gözle belirlenmiş olup, bu belirlenen tepenin Ledlow (2003)'te belirlenen tepe ile uyumu göz önüne alınmıştır.

### **3.6. EPIC Tayfı Oluşturma**

Görüş alanındaki (FOV) noktasal kaynakların ve gerektiği gibi işlev görmeyen CCD'lerin tespitinden sonra bu kaynaklardan arındırılmış yeni "temiz" olay dosyası oluşturulmaktadır. Bu temiz olay dosyaları daha sonraları kümenin konum analizleri için kullanılacaktır.

Öncelikle XMM-ESAS görevleri mos-spectra, pn-spectra mos\_back ve pn\_back tarafından üretilen ara ürünler kullanılıp durgun parçacık arka plan görüntüleri oluşturulmuştur. Bu arka plan görüntüleri konum analizi için kaynak görüntüden çıkartılmaktadır. Şekil 3.5'te Abell 2420'nin detektör koordinatlarında 0.4-1.25 keV enerji aralığında durgun parçacık arka planı ve yumuşak foton parlamaları gösterilmiştir.

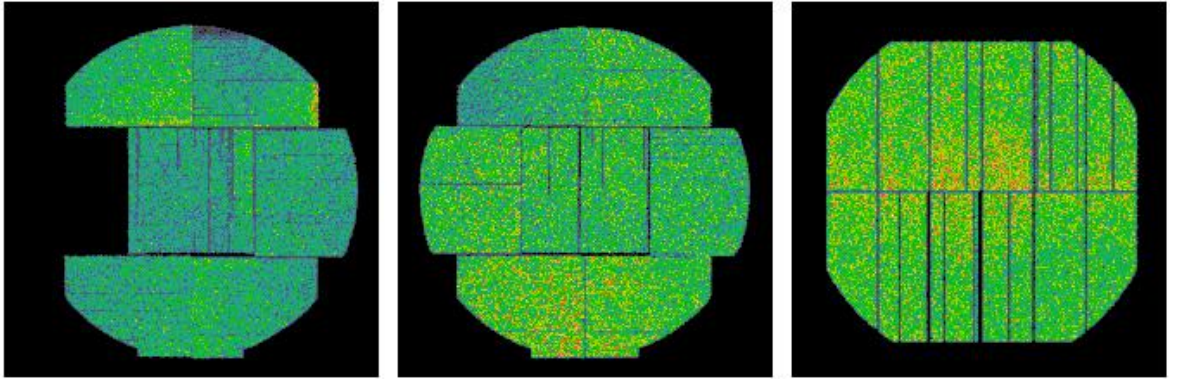
Veri setinden parçacık arka planı çıkartıldıktan sonra, kozmik X-ışın arka planın modellenmesi gerekmektedir. Farklı parçacık arka plan bileşenlerinin ve kozmik X-ışın arka planın modellenmesi sonraki bölümlerde detaylı olarak anlatılmaktadır.

mos-back ve pn-back tarafından üretilen görüntüler, detektör koordinatlarındadır. Detektör koordinatlarını gökyüzü koordinatlarına dönüştürmek için XMM-ESAS görevi



rot-im-det-sky çağırılmaktadır. Bu komut mos-spectra ve pn-spectra ile gökyüzü koordinatlarında oluşturulan kaynak görüntüdeki bilgileri kullanıp, mos-back ve pn-back ile detektör koordinatlarında oluşturulan parçacık arka plan görüntülerini gökyüzü koordinatlarına dönüştürmektedir (Snowden & Kuntz, 2013).

XMM-ESAS görevleri mos-spectra, pn-spectra mos\_back ve pn\_back temizlenmiş olay dosyalarından tayf ve görüntü üretmektedir. Bilimsel analizler için oluşturulan tüm tayf MOS1 ve MOS2 için 0.3-10.0 keV, PN için 0.4-10.0 keV enerji aralığındadır.



Şekil 3.5. MOS1, MOS2, PN geçici filtreme sonuçları

mos-spectra ve pn-spectra sadece tayf ve görüntü üretmekle kalmaz, aynı zamanda dağılım matrisini (RMF dosyasını) ve yardımcı cevap dosyasını (ARF) da üretmektedir. RMF matrisi enerjinin fonksiyonu olarak cihaz tepkisini tanımlamaktadır. ARF dosyaları etkin alan vektörleridir. RMF ve ARF dosyaları tayfsal analizde kullanılmaktadır.

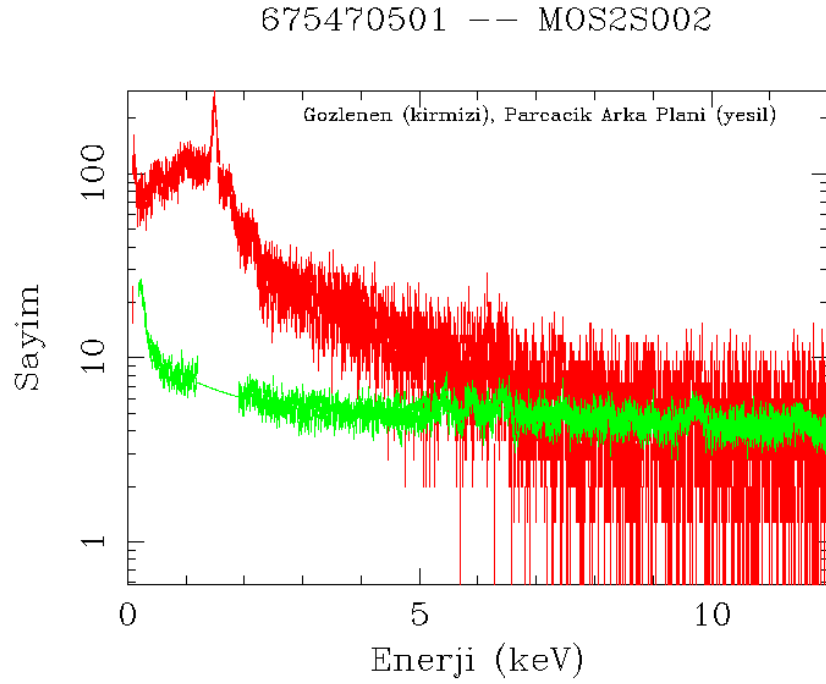
Abell 2420'nin mos-back ile oluşturulan MOS2 kaynak tayfı ve parçacık arka plan görüntüsü Şekil 3.6'da gösterilmiştir.

Parçacık arka plan tayfı, kaynak tayfı ve yanıt dosyaları, RMF ve ARF ile birlikte tayfsal analizler için kullanılmaktadır.

Bu bölümde listelenen MOS ve pn görüntü ve tayfları bilimsel analiz için hazır duruma gelmiştir. Filtrelenmiş olay dosyaları durgun parçacık arka planından arındırılmış, X-ışın nokta kaynakları, altyapılar ve düzgün işlev görmeyen CCD'ler çıkartılmıştır.

Filtrelenmiş olay dosyalarını kullanarak sayım sayısı ve küme merkezini belirlemek için görüntüler oluşturulmuştur. Oluşturulan görüntüler: 1) kaynak görüntüleri; 2) poz haritaları ve 3) parçacık arka plan görüntülerinden oluşmaktadır.

Tayfsal ürünler şunlardır: 1) (kaynak ve arka planı içeren) kaynak tayfı; 2) parçacık arka plan tayfı; 3) dağılım matrisi (RMF); 4) etkin alan dosyaları (ARF) ve 5) çapraz etkin alan dosyaları (modifiye edilmiş ARF).



Şekil 3.6. Abell 2420 kümesinin MOS2 kaynak ve arka plan ışık eğrisi

### 3.7. Galaktik Soğurma

Dış galaktik kaynaklardan gelen X-ışın tayfı detektörlere türlü değişimlere uğrayarak ulaşmaktadır. Kendi galaksimizin yıldızlar arası ortamından geçerken radyasyonun bir kısmı soğurulmaktadır. Buradaki baskın mekanizma fotoelektrik soğurmadır. X-ışınları galaktik iç ortamdaki atomlarla etkileşime geçtiklerinde, fotonlar enerjilerini atomun bir elektronuna transfer ederek tamamen ortadan kaybolmaktadırlar. Tayf bu nedenlerle

$$M(E) = e^{-N_H \sum a_i \sigma_i(E)} \quad (3.1)$$

oranında azalma gösterir,  $a_i$ , element bolluğu ve  $\sigma_i(E)$  her elementin soğurma kesit alanıdır (Morrison R., 1983).  $N_H = \int n_H dl$ , kümenin görüş açısı içindeki hidrojen yoğunluğudur. Bu değerle ilgili olarak Xspec uygulaması wabs, kesit alanı ve metal bolluk değerleri için

çizelge değerleri kullanılmakta (Morrison R., 1983) ve tek parametre olarak hidrojen yoğunluğunu almaktadır. Bu çalışmada, Abell 2420 kümesi için ağırlıklı hidrojen kolon yoğunluğu  $N_H = 3.9 \times 10^{20} \text{ cm}^{-2}$  başlangıç değeri olarak kullanılmıştır (Dickey & Lokman, 1990).

### **3.8. X-Işın Arka Planı**

EPIC MOS ve pn detektörleri birkaç arka plan bileşeninden etkilenmektedir. Galaksi kümeleri gibi geniş kaynakların analizinde verileri etkileyen X-ışın arka planı dikkate alınmazsa, yanlış bilimsel sonuçlara neden olmaktadır (X-ışını yayan gazın sıcaklığını belirlemede yanlış sonuçlara varılmaktadır).

Farklı X-ışın arka plan bileşenlerinin kaynağı fotonlar, parçacıklar ve elektriksel gürültüdür. Birçoğu zaman ve konum açasından farklılık göstermektedir.

Arka plan kirliliği veri setinden parçacık arka planının temizlenmesi ve kalan kozmik arka planın modellenmesi ve tayfsal analizlere dahil edilmesi ile giderilmektedir. Bu bölüm Snowden ve ark., (2008)'de anlatılan yöntemlere dayanmaktadır.

Bu çalışmada göz önüne alınan arka plan bileşenleri durgun parçacık arka planı, floresan X-ışın arka planı, yumuşak foton arka planı ve kozmik X-ışın arka planıdır.

#### **3.8.1. Durgun parçacık arka planı (QPB)**

Kozmik ışınlar gibi yüksek enerjili parçacıklar detektörlerle etkileşime geçerek X-ışın üreterek, sürekli durgun parçacık arka planı oluşurmaktadır.

XMM-Newton Geniş Kaynak Analiz Yazılımı (XMM-ESAS) ile hem görüntüden hem tayftan durgun parçacık arka planını tanımak mümkündür. *mos-back* ve *pn-back* görevleri parçacık arka planının görüntüsünü (şekil 3.5) ve tayfını oluşurmaktadır (şekil 3.6).

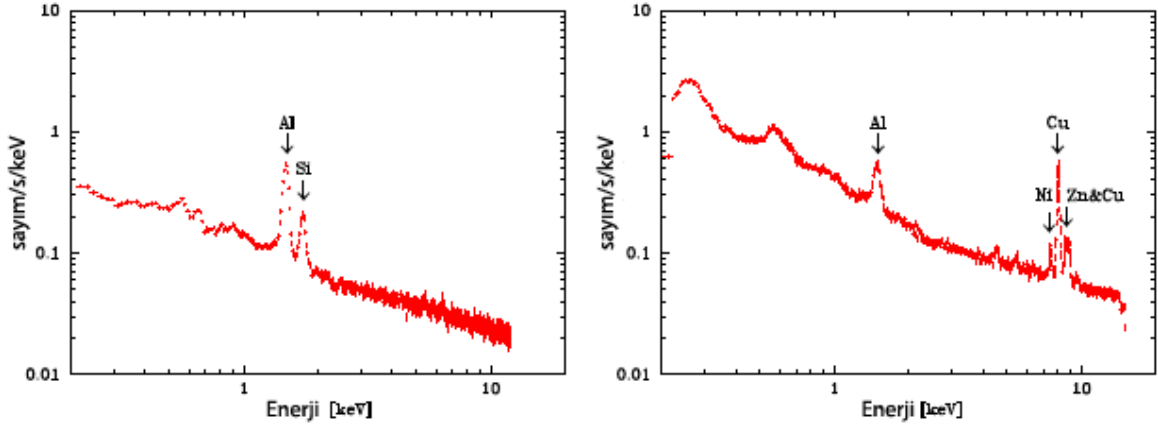
Durgun parçacık arka plan tayfi gözlenen kaynak tayfi ile birlikte sonraki konum analizlerinde kullanılacaktır. Küme gözleminden çıkartılan her tayf için bir durgun parçacık tayfi ve görüntüsü oluşurulmaktadır. şekil 3.6'da MOS2 ve şekil 3.8'de PN kameraları için bu tayfin bir örneği verilmiştir.

Durgun parçacık arka plan görüntüsü orijinal kaynak görüntüden çıkartılıp, konum analizlerinde kullanılacak arka plandan arıtılmış görüntüler oluşurulmaktadır. Durgun

parçacık arka planı çıkartılan tayf ve görüntüler hala başka kaynaklardan gelen kirlilik içermektedir.

### 3.8.2. Floresan X-ışın (FX) arka planı

XMM-Newton gözlemlerini etkileyen X-ışın floresan arka planı uydu ile etkileşime geçen parçacıklar tarafından üretilmekte, bunların oluşturduğu X-ışın fotonları detektörler tarafından yakalanmaktadır. Bunlar tayfta  $\sim 1.49$  keV ve  $\sim 1.75$  keV enerjilerde (sırasıyla Al K $\alpha$  ve Si K $\alpha$  çizgileri) yüksek sayımlar oluşturmaktadır. Bu çizgiler gökyüzünün boş bir bölgesinden alınan tayflarda açıkça görülmektedir (Şekil 3.7). Şekil 3.6'daki Abell 2420 kümesinin MOS2 tayfının 1-2 keV aralığında da floresan X-ışın arka planında baskın çizgiler görülmektedir.

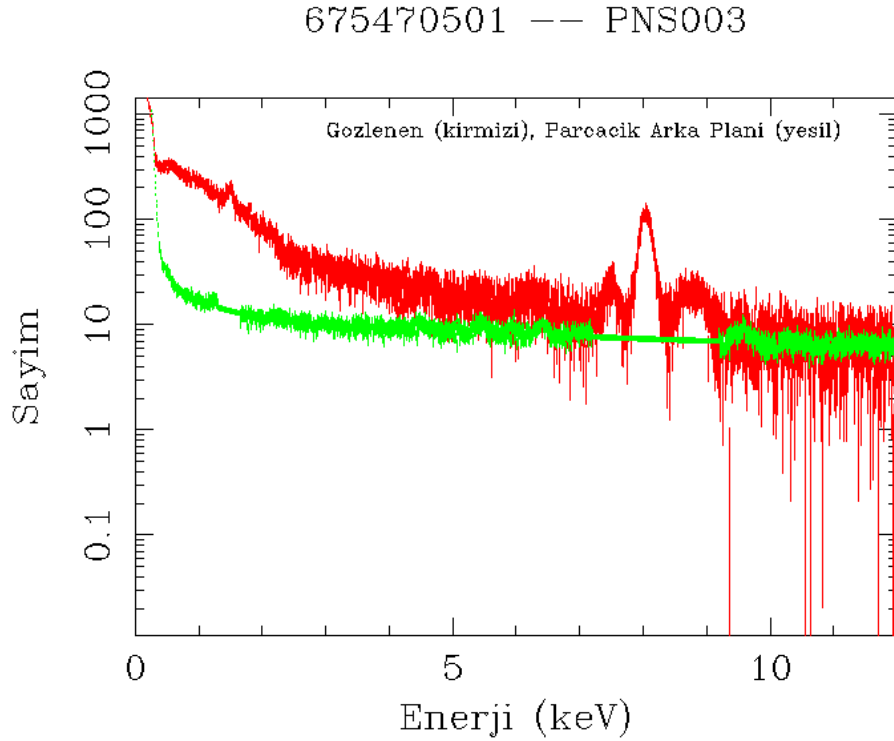


Şekil 3.7. Gökyüzünün boş bölgesinden alınan MOS1(sol) ve PN(sağ) arka plan tayfı

Bu çizgilerin bulunduğu 1.4-1.9 keV enerji aralığı ya verilerden çıkartılır veya tayfsal fitte Si K $\alpha$  ve Al K $\alpha$  çizgilerin katkısını belirten iki Gauss modeli eklenmektedir. Bu çalışmada tayf modeline MOS1 ve MOS2'nin floresan X-ışını arka plan katkısını belirten iki Gauss modeli eklenmiştir.

Şekil 3.8'deki Abell 2420 kümesinin PN kamerasının tayfı incelendiğinde MOS kameralarından farklı olarak 8 keV civarında güçlü Cu çizgileri görülmektedir. 1,75 keV'teki Si K $\alpha$  çizgisi yoktur sadece 1.49 keV'teki Al K $\alpha$  çizgisi mevcuttur. MOS'un tayfsal fitinde olduğu gibi, 7.2-10 keV aralığındaki Cu cihaz çizgileri ve Al K $\alpha$  çizgisi fit edilmelidir.

Bu çizgiler göz önüne alınarak Ni-K için  $E \sim 7.49$  keV, Cu-K için  $E \sim 8.05$  keV ve  $E \sim 8.91$  keV, Zn-K için  $E \sim 8.64$  keV ve  $E \sim 9.57$  keV enerjilerde, modele beş Gauss modeli daha eklenmiştir (Snowden & Kuntz, 2013).



**Şekil 3.8.** Abell 2420 kümesinin PN kaynak ışık eğrisi ve parçacık arka planı

**Şekil 3.8'**de PN tayfında bu çizgilerin görüldüğü aralıklar arka plan çizgilerinde (yeşil) köprüler oluşturularak belirtilmiştir.

### 3.8.3. Yumuşak foton (SP) arka planı

Yumuşak foton arka planı, magnetosferik bağlantı olayları sonucu ivmelenen güneşten gelen fotonlar tarafından üretilmektedir. Bunların 100-300 keV civarında enerjiye sahip olan CCD detektörleri tarafından yakalanmaktadır.

Yumuşak foton arka planı türlü değişimler göstermektedir, bazen tespiti zordur, bazen de güçlü parlamalarda ışık eğrisinde kolayca görülmektedir.

Gözlemlerden yumuşak foton kirlenmesini çıkartmak için tüm görüş alanındaki ışık eğrisi incelenmelidir. Bir önceki bölümde anlatıldığı gibi XMM-ESAS mos-filter ve pn-filter komutları ile ışık eğrisi temizlenmiş ve yumuşak foton parlamalarından etkilenen zaman aralıklarını çıkartılarak diagnostik dosyalar ve grafikler oluşturulmuştur.

Mos–filter ve pn–filter komutları ile yapılan geçici filtrelemenin tüm yumuşak foton parlamalarını yok ettiğinin bir garantisi yoktur. Artık foton kirlenmesinin kontrolü 10 açı dakika dışındaki görüş alanındaki sayım oranları ile görüş alanı dışındaki sayım oranları karşılaştırılarak yapılmaktadır (De Luca & Molendi, 2004). İki sayım arasındaki oran 1.15’ten küçükse gözlemede yumuşak foton kirliliği yoktur. 1.15 - 1.3 arası oranlar çok az ve 1.5 üzeri oranlar yüksek derecede kirlenmenin varlığını göstermektedir.

Başka bir yöntem olarak da yumuşak foton kirlenmesinin seviyesi tayfsal fit sırasında belirlenmektedir. Xspec v12 ve üzeri için diagonal RMF dosyası ile beraber ayrı bir model olarak, güç kanunu şeklinde fite dahil edilmektedir (Snowden & Kuntz, 2013). MOS ve PN kameraları için RMF dosyaları, ek olarak indirilen kalibrasyon dosyası içinde yer almaktadır. Yumuşak foton kirlenmesi içeren bir gözlem için güç kanunu indeksi 0.1 ile 1.4 arası değişim göstermektedir. Bu çalışmada yumuşak foton katkısı 3 keV’da kırık güç kanunu şeklinde, her kamera için, ayrı üç model olarak fite dahil edilmiştir.

#### **3.8.4. Kozmik X-ışın arka planın (CXB) modellenmesi**

Kozmik X-ışın arka planı gökyüzündeki değişik kaynaklardan gelen fotonlardan oluşmaktadır. Yumuşak X-ışın fotonları Güneş sistemini, Galaktik Diski ve Halosunu çevreleyen Yerel Sıcak Baloncuklardan (Local Hot Bubble (LHB)) kaynaklanmaktadır. Galaktik emisyon, X-ışın arka plan tayfının 1 keV’den daha düşük enerjilerinde baskındır ve yayılım çizgilerinin baskın olduğu termal tayfa sahiptir.

Sert X-ışın fotonları Aktif Galaktik Çekirdek (AGN) ve galaktik yıldızlar (Hickox & Markevitch, 2007) gibi çözünmemiş arkaplan kaynaklardan gelmektedir. Bu fotonların X-ışın arkaplan tayfına katkısı 1 keV’den yüksek enerjilerde meydana gelmektedir.

Kozmik X-ışın arka planı gökyüzü boyunca değiştiği için her bir bileşenin ayrı ayrı modellenmesi gerekmektedir.

Kozmik X-ışın arka plan modeli, Yerel Sıcak Baloncuklardan (LHB) gelen soğurulmayan termal bileşen, Galaktik Halodan gelen soğurulan soğuk termal bileşen, Galaktik Halodan gelen soğurulan sıcak termal bileşen ve çözünmemiş kaynaklardan gelen soğurulmuş güç kanunu içermektedir.

$$S_{CXB} = T_{LHB} + (T_{YH} + T_{SH} + P) \times e^{-\sigma_{NHG}} \quad (3.2)$$

(3.2) denklemi, üç termal bileşen  $T_{LHB}$ ,  $T_{YH}$ ,  $T_{SH}$  güç kanununu  $P$  ve soğurma bileşeni  $e^{-\sigma N_{HG}}$  içermektedir.  $N_{HG}$  galaktik nötr hidrojen kolon yoğunluğu (Dickey & Lokman, 1990)'dan alınan değere önce sabitlenmiş daha sonra serbest bırakılmıştır.  $T_{YH}$  ( $E \sim 0.1$  keV) galaktik haleden gelen yumuşak (soğuk) soğurulan termal bileşenini,  $T_{SH}$  ( $E \sim 0.25-0.7$  keV) galaktik halenin sert (sıcak) soğurulan termal bileşenini temsil etmektedir. Soğurulan güç kanunu  $P$  (indeksi  $\alpha \sim 1.46$  (Chen ve ark., 1997)), tanımlanamayan galaksi dışı kaynaklardan gelen kozmik arka planı ve soğurulmayan termal bileşen  $T_{LHB}$  ( $E \sim 0.1$  keV) içinde bulunduğumuz Yerel Sıcak Baloncuktan gelen kozmik arka planı tanımlamaktadır.

Kozmik X-ışın arka planını modellemek için MOS1, MOS2, PN tayfları ve Dr. Steve Snowden'in araştırmalarına dayanarak (Snowden ve ark., 1997) Edward J. Sabol tarafından geliştirilen, HEASARC "X-ray Background Tool" sayfasından alınan, kümenin bulunduğu bölgeye ait RASS tayfi kullanılmıştır. Bu analiz için  $1^\circ$  ve  $2^\circ$  iç ve dış halka yarıçapları seçilmiştir. RASS tayfında küme yayılımını  $1^\circ$ 'lik bölgede kaldığı için tayfin dışında bırakılmıştır.

Burada RASS tayfini kullanmadaki amaç MOS ve PN detektörlerinin etkin olmadığı düşük enerjilerde (0.1-0.3 keV) kozmik X-ışın arka planını tayf analizine dâhil ederek daha hassas fit elde etmektir.

RASS tayfi çıkartılan alanın açı dakika kare birimine göre ölçeklenmiştir. Bundan dolayı MOS ve PN tayflarını da açı dakika kareye çevirmek için SAS görevi proton-scale çağırılmıştır. Bununla beraber modele MOS detektörlerinin bölgeye ait katı ölçek açısı ve detektörler arası kalibrasyon ofseti eklenmektedir.

### **3.8.5. Güneş rüzgârları yük değiştirme (SWCX) arka planı**

Beşinci arka plan bileşeni güneş rüzgârları yük değiştirme çizgileridir (Wargelin ve ark., 2004) (Snowden ve ark., 2004). SWCX (Solar Wind Charge Exchange Background) güneş rüzgarlarındaki yüksek derecede iyonlaşmış iyonların Dünya etrafındaki hidrojenle veya Güneş sisteminde bulunan yıldızlar arası madde ile çarpışarak elektron almaları sonucunda oluşmaktadır. Elektron yüksek derece uyarılmış seviyede olduğu için radyoaktif olarak bozunmakta ve bunun sonucunda tayfta bununla ilgili çizgiler oluşturmaktadır.

Belirgin SWCX çizgileri C IV, O VII, O VIII, Ne IX ve Mg XI'dir, bunlar astrofiziksel plazmayı tanımlayan çizgilerden bazılarıdır. Eğer gözlem süresi yeterince uzunsa SWCX kirlenmesi 0.5-0.7 keV ve 2.0-8.0 keV ışık eğrilerinin karşılaştırılması ile belirlenmektedir (Carter & Sembay, 2008). Yüksek enerjideki ışık eğrisi düz, düşük enerjideki ışık eğrişinde dalgalanma varsa verilerin SWCX'ten etkilendiği anlaşılmaktadır. Fakat 30 ks kadar uzun süreli bazı gözlemlerde ışık eğrisinin sabit görüldüğü durumlarda bile SWCX kirlenmesinin yüksek olduğu durumlar gözlenmiştir. Bu durumda tayf fitinde O VII ve O VIII'e ait Gauss çizgilerini eklemek avantaj sağlayacaktır (Snowden ve ark., 2008). Bu çalışmada  $E \sim 0.56$  keV,  $E \sim 0.65$  keV ve  $E \sim 0.80$  keV enerjilerinde O VII ve O VIII'e ait üç Gauss model elemanı tayf modeline eklenmiştir.

### 3.9. Tayfsal Model

XMM-Newton verilerin analizi görüntü ve tayf analizinden oluşmaktadır. Bu analizler birleştirilerek galaksi kümelerinin sıcaklık, metal bolluğu ve yoğunluk profilleri elde edilmektedir.

Bu çalışmada tayfsal analiz için XSPEC v.12.8.1g sürümü kullanılmıştır. Tayfsal dosyalar kendi cevap ve durgun parçacık dosyalarına paketlenmiş ve bağlanmıştır. Her paket için 50 sayım düşünülmüş ve tayfsal fit için  $\chi^2$  – istatistiği kullanılmıştır.

Küme yayınımları modellemek için metal bollukları (tek değer) ve soğurulma parametreleri serbest bırakılarak, basit tek sıcaklıklı soğurulan termal model kullanılmıştır. Tayfsal fit için Xspec paketinin (Arnaud, 1996) Plasma Emission Code (APEC) termal modeli (Smith ve ark., 2001) ve Morrison ve McCammon (Morrison R., 1983) soğurma modeli (Wisconsin Absorption, WABS) kullanılmıştır:

$$S = G_1 + G_2 + G_3 + G_4 + G_5 + G_6 + G_7 + C_1 \times C_2 \times [G_8 + G_9 + G_{10} + S_{CXB} + (T_K \times e^{-\sigma_{NHk}})] + P_{MOS1} + P_{MOS2} + P_{PN} \quad (3.3)$$

$$S_{CXB} = T_1 + (T_2 + T_3 + P) \times e^{-\sigma_{NHG}} \quad (3.2)$$

Kozmik X-ışın arka planın tayfsal modeli  $S_{CXB}$  bir önceki bölümde anlatılmış olup 3.4 eşitliğinde tekrar verilmiştir.



(3.3) denklemi on Gauss modeli, iki sabit,  $C_1$  ve  $C_2$ , soğurma bileşeni,  $N_H$ , kozmik X-ışın arkaplan modeli  $S_{CXB}$ , kümeye ait termal model  $T_K$  içermektedir. (3.4) denklemi ile belirtilen kozmik arkaplan modeli  $S_{CXB}$  soğurma bileşenini,  $e^{-\sigma N_{HG}}$ , üç termal bileşen,  $T_1$ ,  $T_2$ ,  $T_3$  ve güç kanununu  $P$  içermektedir.

$C_1$  MOS1, MOS2 ve PN detektörleri arasındaki kalibrasyon ofsetini belirtmekte ve serbest olarak değişmesine izin verilmektedir.  $C_2$  halka bölgesinin katı ölçek açısını belirtmekte ve sabit olarak ele alınmaktadır.  $C_2$  değeri açı dakika kare biriminde olup her bölge için farklılık göstermektedir.  $C_2$ 'nin rolü her halka için kozmik X-ışın arka planının ölçüsünü belirlemektir, kozmik X-ışın arka planının birimi de açı dakika kare cinsindedir.

$N_{HG}$  toplam galaktik nötr hidrojen kolon yoğunluğu,  $T_K$ , sıcaklığın, metal bolluklarının ve normalizasyonun değişmesine izin verildiği, galaksi kümesinin soğurulan termal bileşenidir.

$T_1$ , X-ışın arkaplan modelinin bir parçası olup, içinde olduğumuz LHB'nin kozmik X-ışın arka planını modelleyen, soğurulmayan termal bileşendir.  $T_2$ , X-ışın arkaplan modelinin bir parçası olup, Galaktik haloyu temsil eden soğurulan soğuk termal bileşeni,  $T_3$ , Galaktik haloyu temsil eden soğurulan sıcak termal bileşenidir. Soğurulan güç kanunu  $P$ , belirlenemeyen X-ışın kaynaklarından gelen galaksi dışı X-ışın arka planıdır.  $N_{HK}$  kümenin nötr hidrojen kolon yoğunluğudur.

$P_{MOS1} + P_{MOS2} + P_{PN}$ , yumuşak foton kirlenmesini temsil eden güç kanunlarıdır ki her biri ayrı cevap dosyaları ile birlikte, üç ayrı model olarak eklenmiştir.

Çizelge 3.1'de tayfsal model tanımları ve Çizelge 3.2'de küme tayfını fit etmek için kullanılan model bileşenleri ve parametreleri gösterilmiştir. Model seçimi ve tayfsal fit için kullanılan yaklaşımlar Snowden (2008)'de sunulanlara benzer şekildedir.

**Çizelge 3.1.** Tayfsal model tanımları

Parametre	Tanım
$G_1$	Al $K\alpha$ floresan çizgisini temsil eden Gauss modeli ( $E \sim 1.49$ eV)
$G_2$	Si $K\alpha$ floresan çizgisini temsil eden Gauss modeli ( $E \sim 1.75$ eV)
$G_3$	Ni $K\alpha$ floresan çizgisini temsil eden Gauss modeli ( $E \sim 7.49$ eV)
$G_4$	Cu $K\alpha$ floresan çizgisini temsil eden Gauss modeli ( $E \sim 8.05$ eV)
$G_5$	Cu $K\alpha$ floresan çizgisini temsil eden Gauss modeli ( $E \sim 8.91$ eV)
$G_6$	Zn $K\alpha$ floresan çizgisini temsil eden Gauss modeli ( $E \sim 8.64$ eV)
$G_7$	Zn $K\alpha$ floresan çizgisini temsil eden Gauss modeli ( $E \sim 9.57$ eV)
$C_1$	Detektörler arası kalibrasyon ofseti
$C_2$	Proton-scale sonucu üretilen BACKSCALE değeri
$G_8$	SWCX ( $E \sim 0.56$ eV)
$G_9$	SWCX ( $E \sim 0.65$ eV)
$G_{10}$	SWCX ( $E \sim 0.80$ eV)
$T_1$	CXB LHB termal bileşeni
$T_2$	CXB soğuk galaktik halo termal bileşeni
$T_3$	CXB sıcak galaktik halo termal bileşeni
P	CXB ekstra galaktik güç kanunu
$N_{\text{Hg}}$	Galaktik Hidrojenin kolon yoğunluğu
$T_k$	Kümenin Termal bileşeni
$N_{\text{Hk}}$	Galaktik hidrojenin ve küme içindeki maddenin toplamının hidrojen kolon yoğunluğu
$P_{\text{MOS1}}$	MOS1'deki yumuşak foton kirlenmesini temsil eden güç kanunu
$P_{\text{MOS2}}$	MOS2'deki yumuşak foton kirlenmesini temsil eden güç kanunu
$P_{\text{PN}}$	PN'deki yumuşak foton kirlenmesini temsil eden güç kanunu

**Çizelge 3.2.** Tayfsal fit parametreleri

Tayfsal bileşen	Model bileşeni	Parametre	İlk tahmin	İlk Sınırlama	Son Sınırlama
Floresan	G <sub>1</sub>	Enerji	1.49 keV	Sabit	Serbest
-	-	Genişlik	0.0 keV	Sabit	Serbest
-	-	Normalizasyon	10 <sup>-5</sup>	Serbest	Serbest
Floresan	G <sub>2</sub>	Enerji	1.75 keV	Sabit	Serbest
-	-	Genişlik	0.0 keV	Sabit	Serbest
-	-	Normalizasyon	10 <sup>-5</sup>	Serbest	Serbest
PN Floresan	G <sub>3</sub>	Enerji	9.57 keV	Sabit	Serbest
-	-	Genişlik	0.0 keV	Sabit	Serbest
-	-	Normalizasyon	10 <sup>-5</sup>	Serbest	Serbest
-	G <sub>4</sub>	Enerji	7.49 keV	Sabit	Serbest
-	-	Genişlik	0.0 keV	Sabit	Serbest
-	-	Normalizasyon	10 <sup>-5</sup>	Serbest	Serbest
-	G <sub>5</sub>	Enerji	8.05 keV	Sabit	Serbest
-	-	Genişlik	0.0 keV	Sabit	Serbest
-	-	Normalizasyon	10 <sup>-5</sup>	Serbest	Serbest
-	G <sub>6</sub>	Enerji	8.62 keV	Sabit	Serbest
-	-	Genişlik	0.0 keV	Sabit	Serbest
-	-	Normalizasyon	10 <sup>-5</sup>	Serbest	Serbest
-	G <sub>7</sub>	Enerji	8.9 keV	Sabit	Serbest
-	-	Genişlik	0.0 keV	Sabit	Serbest
-	-	Normalizasyon	10 <sup>-5</sup>	Serbest	Serbest
Ölçek	C <sub>1</sub>	Katı aç	BACKSCALE	Sabit	Serbest
Ölçek	C <sub>2</sub>	Ölçek faktörü	1.0	Sabit	Sabit/Serbest <sup>a</sup>
SWCX	G <sub>8</sub>	Enerji	0.56 keV	Sabit	Serbest
-	-	Genişlik	0.0 keV	Sabit	Serbest
-	-	Normalizasyon	10 <sup>-5</sup>	Serbest	Serbest

Çizelge 3.2'nin devamı

-	G <sub>9</sub>	Enerji	0.65 keV	Sabit	Serbest
-	-	Genişlik	0.0 keV	Sabit	Serbest
-	-	Normalizasyon	10 <sup>-5</sup>	Serbest	Serbest
-	G <sub>10</sub>	Enerji	0.8 keV	Sabit	Serbest
-	-	Genişlik	0.0 keV	Sabit	Serbest
-	-	Normalizasyon	10 <sup>-5</sup>	Serbest	Serbest
CXB <sup>b</sup>	T <sub>1</sub>	kT	0.1	Sabit	Serbest
-	-	Normalizasyon	5.0×10 <sup>-6</sup>	Serbest	Serbest
-	T <sub>2</sub>	kT	0.1	Sabit	Serbest
-	-	Normalizasyon	5.0×10 <sup>-6</sup>	Serbest	Serbest
-	T <sub>3</sub>	kT	0.25	Sabit	Serbest
-	-	Normalizasyon	10 <sup>-6</sup>	Serbest	Serbest
-	P	γ	1.46	Sabit	Sabit
-	-	Normalizasyon	8.88×10 <sup>-7</sup>	Sabit	Sabit/Serbest
-	N <sub>Hg</sub>	Galaktik hidrojen	8.9×10 <sup>20</sup>	Sabit	Serbest
A2420	T <sub>K</sub>	kT	5.0 keV	Serbest	Serbest
-	-	Bolluk	0.3	Serbest	Serbest
-	-	Kırmızıya kayma	0.084	Serbest	Serbest
-	-	Normalizasyon	5.0×10 <sup>-4</sup>	Serbest	Serbest
-	N <sub>Hk</sub>	Küme hidrojeni	8.7×10 <sup>20</sup>	Sabit	Serbest
SP	P <sub>MOS1</sub>	γ <sub>1</sub>	0.9	Sabit	Serbest
-	-	Normalizasyon	10 <sup>-5</sup>	Serbest	Serbest
-	P <sub>MOS2</sub>	γ <sub>2</sub>	0.9	Sabit	Serbest
-	-	Normalizasyon	10 <sup>-5</sup>	Serbest	Serbest
-	P <sub>PN</sub>	γ <sub>3</sub>	0.9	Sabit	Serbest
-	-	Normalizasyon	10 <sup>-5</sup>	Serbest	Serbest

<sup>a</sup> MOS2 ve RASS ölçek faktörleri 1'e sabitlenmiş, MOS1 ve PN faktörleri serbest bırakılmıştır.

<sup>b</sup> Kozmik bileşenlerin metal bollukları ve kırmızıya kaymaları sırasıyla 1.0 ve 0.0'da sabitlenmiştir.

## BÖLÜM 4

### ARAŞTIRMA BULGULARI VE TARTIŞMA

#### 4.1. EPIC Görüntülerinin Oluşturulması

Görüntüleri oluşturmak için XMM-ESAS `mos-spectra` ve `pn-spectra` komutları kullanılmıştır. Bu komut verilen girdilere bağlı olarak belirli bir bölgenin veya tüm görüş alanının görüntüsünü ve poz haritasını oluşturmaktadır.

Bu çalışmada görüntüler 0.4-1.25 keV (yumuşak) ve 2.0-7.2 keV (sert) enerji aralıklarında tüm görüş alanı için oluşturulmuştur. Enerjilere getirilen sınırlamalar XMM-Newton cihaz çizgilerinin MOS için 1.3-1.9 keV ve PN için 7.2 keV üzerinde yoğun olmasından kaynaklanmaktadır.

Öncelikle maske kullanmadan tüm görüş alanını içeren görüntüler oluşturulmuş daha sonra maske kullanılarak noktasal kaynaklar görüntüden çıkartılmıştır. Şekil 4.1'de Abell 2420 kümesinin 0.4-1.25 keV enerji aralığındaki nokta kaynakları ile beraber ve nokta kaynakları çıkartılmış görüntüleri verilmiştir. Aynı işlem 2.0-7.2 keV enerji aralığı için de uygulanmıştır (Şekil 4.2).

Temiz görüntüler oluşturabilmek için noktasal kaynaklar dışında yumuşak foton parlamalarının (SP) ve SWCX çizgilerinin de görüntülerden çıkartılması gerekmektedir. SP ve SWCX parametreleri FOV ve 5-7 açı dakikalık bölgeden elde edilen tayf sonuçlarına göre belirlenmiştir. FOV tayfının Bölüm 3.9'da anlatılan model fiti Şekil 4.3'te verilmiştir.

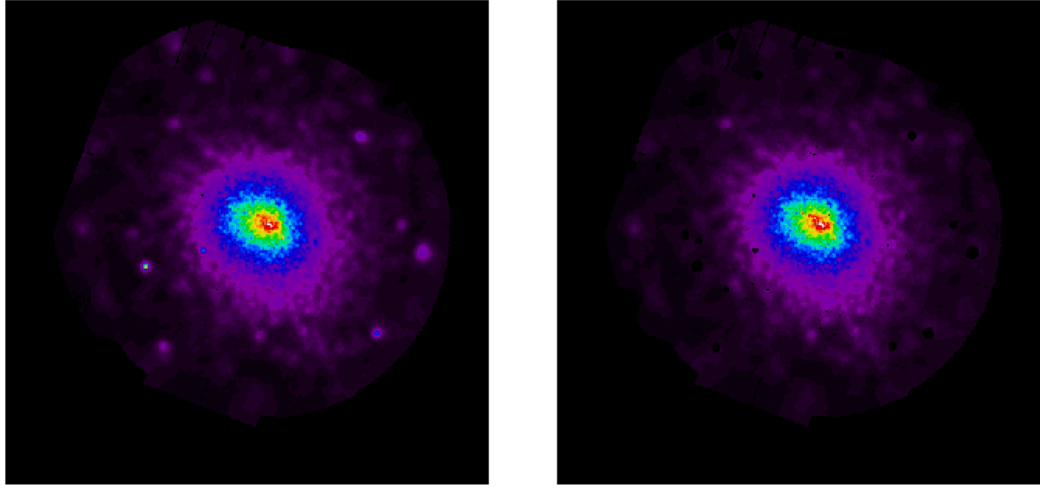
`proton` komutu, FOV tayf fiti sonucu elde edilen yumuşak foton parametrelerinden (kırık güç kanunu için `PhoIndex1`, `PhoIndex2` ve `Norm.`) detektör koordinatlarında yumuşak foton kirliliği görüntüsü oluşturmaktadır (Şekil 4.4). `swcx` komutu ile tayfsal fit sonucu bulunan değerler (Gauss model parametrelerindeki enerji değerleri ve `Norm.`) kullanılarak, görüntüden çıkartılması gereken SWCX çizgilerinin görüntüsü oluşturulmuştur (Şekil 4.4). Tüm arka planların sayımlardaki yüzde oranları Çizelge 4.2'de listelenmiştir. Tayfsal fit sonucu elde edilen SP, SWCX ve CXB parametreleri Çizelge 4.1'de verilmiştir.

`comb` komutu ile MOS1, MOS2 ve pn detektörlerinden elde edilen kaynak görüntüler mozaik görüntü adı altında birleştirilmiş ve `adapt` komutuyla görüntüler

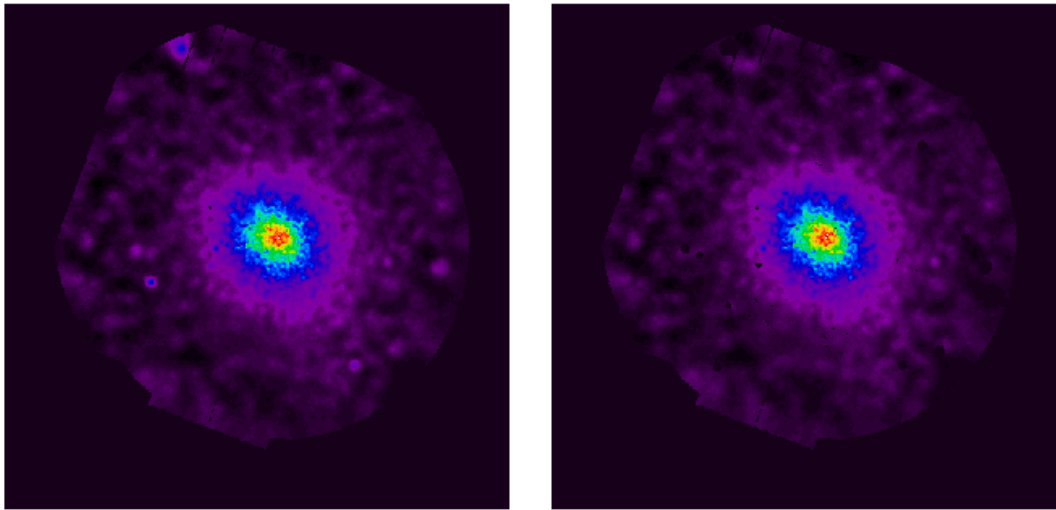
yumuşatılmıştır. Şekil 4.5'te bu işlemler sonucu ortaya çıkan Abell 2420 kümesinin 0.4-1.25 keV ve 2.0-7.2 keV enerji aralığındaki mozaik görüntüleri verilmiştir.

Son olarak bin komutu ile parçacık arka planı, yumuşak foton parlamaları, güneş rüzgarları yük değiştirme çizgileri görüntülerden çıkartılarak noktasal kaynaklara maske uygulanmadan birleştirilmiş sayım oranı görüntüsü elde edilmiştir.

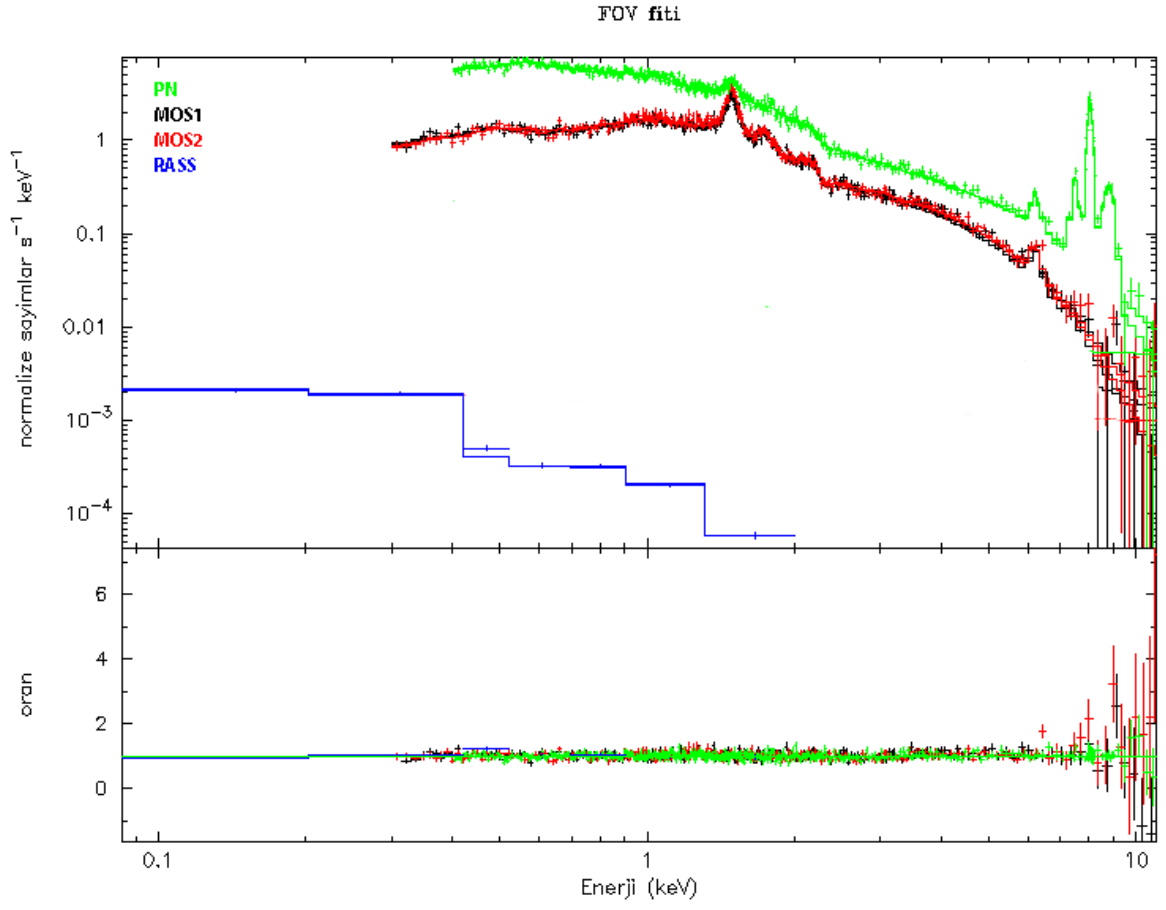
Şekil 4.6'da 0.4-1.25 keV enerji aralığındaki Abell 2420 kümesinin görüntüsü ve yüzey ışınma gücü sayımları verilmiştir



**Şekil 4.1.** Kümenin sol: nokta kaynakları ile sağ: nokta kaynakları temizlenmiş görüntüsü (0.4-1.25 keV)



**Şekil 4.2.** Kümenin sol: nokta kaynakları ile sağ: nokta kaynakları temizlenmiş görüntüsü (2.0-7.2 keV)



**Şekil 4.3.** Abell 2420 kümesinin görüş alanı (FOV) fit sonuçları

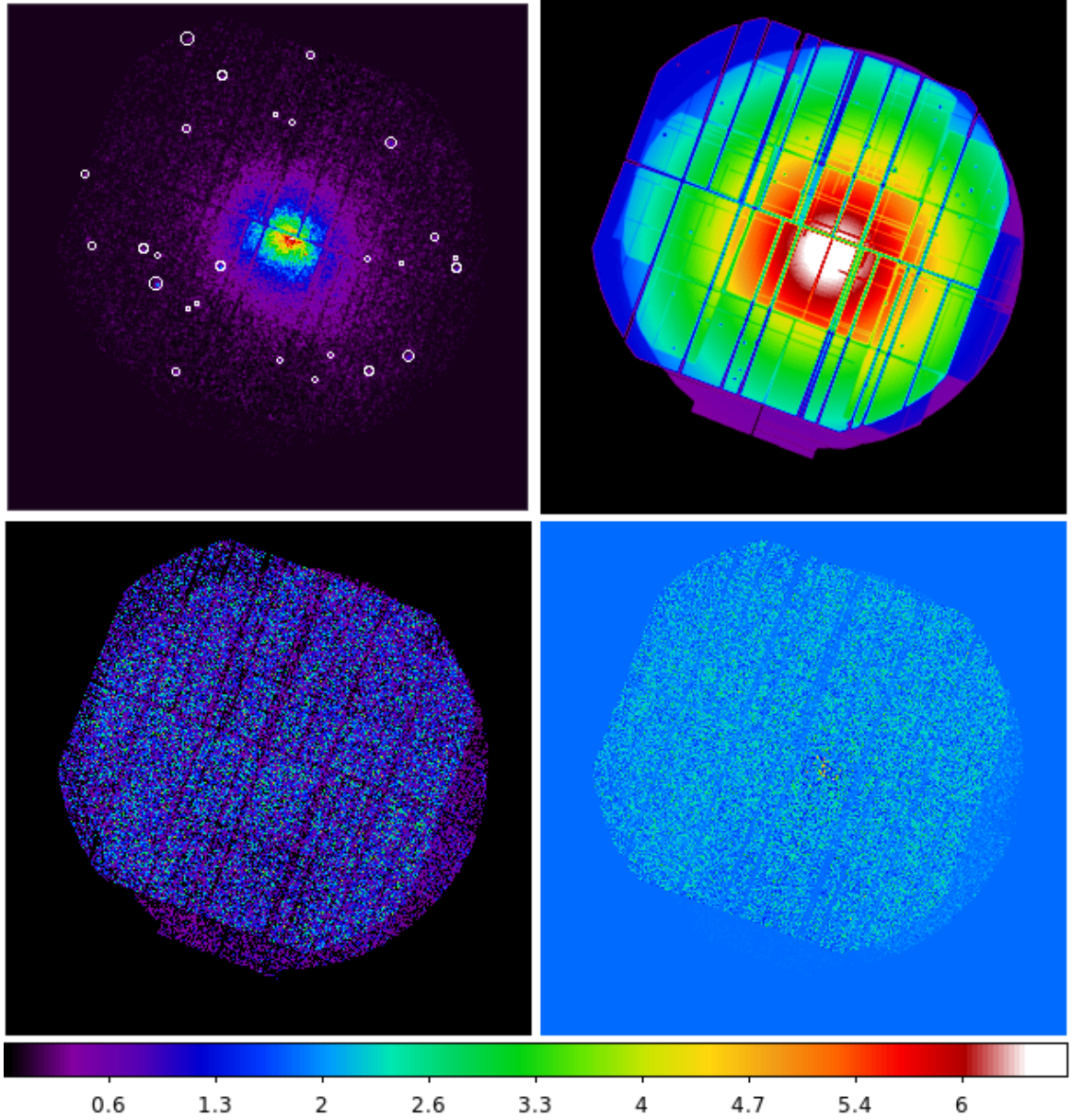
**Çizelge 4.1.** Tayfsal fit sonucu elde edilen tayfsal fit parametreleri

Tayfsal bileşen	Model bileşeni	Parametre	Fit değerleri
SWCX	G <sub>8</sub>	Enerji	0.56
-	-	Normalizasyon	0
-	G <sub>9</sub>	Enerji	0.65
-	-	Normalizasyon	8.49×10 <sup>-8</sup>
-	G <sub>10</sub>	Enerji	0.80
-	-	Normalizasyon	1.90×10 <sup>-8</sup>
CXB	T <sub>1</sub>	kT	0.14
-	-	Normalizasyon	1.40×10 <sup>-6</sup>
-	T <sub>2</sub>	kT	1.0
-	-	Normalizasyon	5.84×10 <sup>-8</sup>
-	T <sub>3</sub>	kT	0.77
-	-	Normalizasyon	2.49×10 <sup>-7</sup>
-	P	γ	1.46
-	-	Normalizasyon	7.16×10 <sup>-8</sup>
SP	P <sub>MOS1</sub>	γ <sub>1</sub>	0.197
-	-	γ <sub>1'</sub>	2.011
-	-	Normalizasyon	0.220
-	P <sub>MOS2</sub>	γ <sub>2</sub>	0.194
-	-	γ <sub>2'</sub>	0.194
-	-	Normalizasyon	0.016
-	P <sub>PN</sub>	γ <sub>3</sub>	1.750
-	-	γ <sub>3'</sub>	0.194
-	-	Normalizasyon	0.045

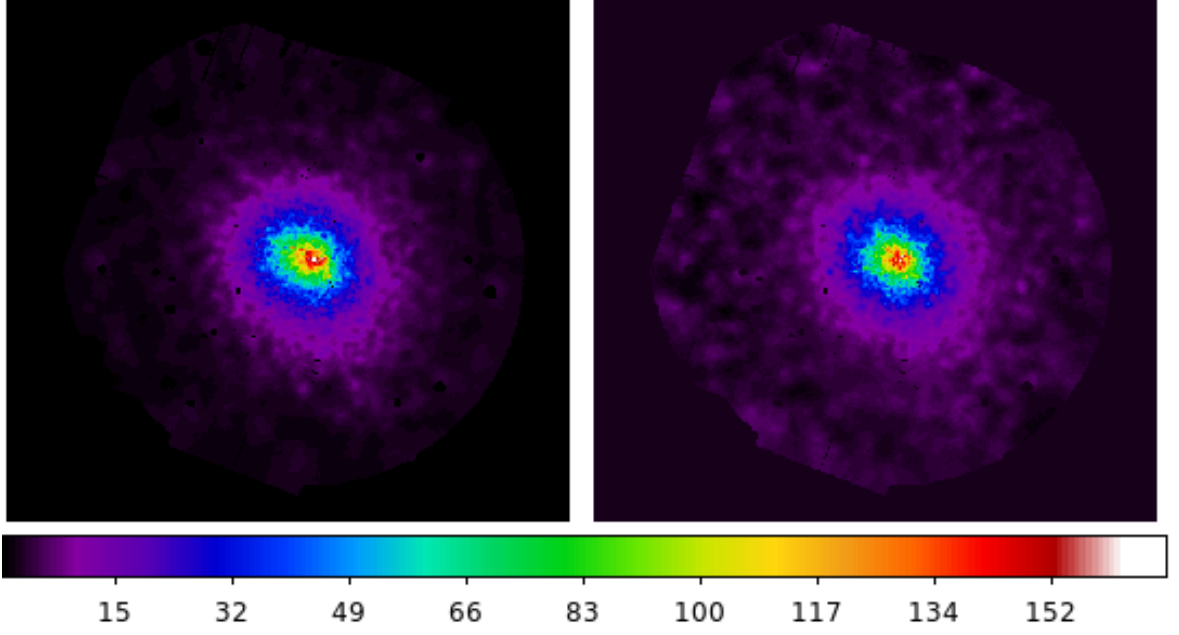


**Çizelge 4.2.** Arka plan katkılarının yüzde oranları

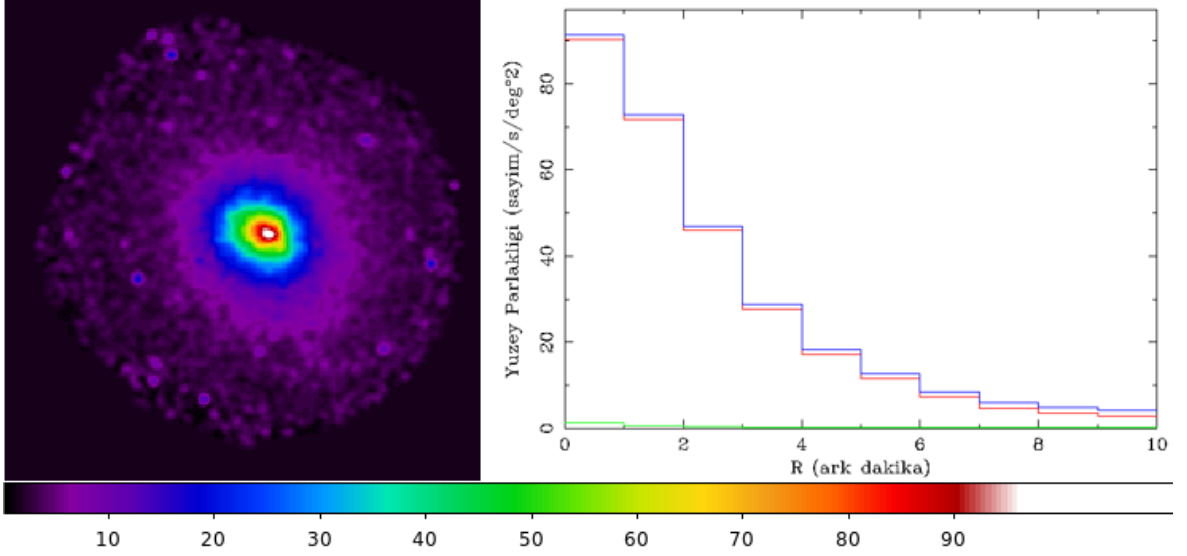
Kamera	Bant (keV)	Toplam Sayım	QPB	SP	SWCX
MOS1	0.4-1.25	15568	1142 (%7.3)	232 (%1.5)	87 (%0.6)
MOS2	0.4-1.25	16960	1372 (%8.1)	17 (%0.1)	102 (%0.6)
PN	0.4-1.25	44286	3552 (%8.2)	575 (%1.3)	260 (%0.6)
Toplam	0.4-1.25	73889	6066 (%8.2)	824 (%1.1)	449 (%0.6)
Toplam	2.0-7.20	57041	19073 (%33.4)	950 (%1.6)	-



**Şekil 4.4.** 0.4-1.25 keV enerji aralığında, sol üst sayım, sağ üst poz, sol alt QPB, sağ alt SP MOS1, MOS2 ve PN birleştirilmiş görüntüler



Şekil 4.5. adapt komutu ile oluşturulan 0.4-1.25 keV (sol) ve 2-7.2 keV (sağ) enerji aralığındaki görüntüler



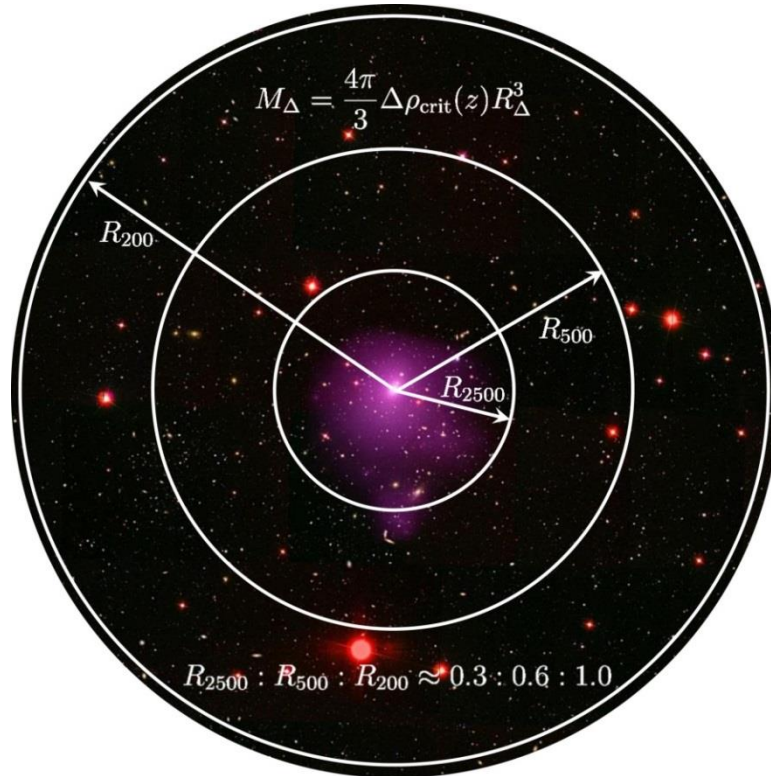
Şekil 4.6. Abell 2420 kümesinin noktasal kaynaklar çıkartılmadan binlenmiş görüntüsü (sol) ve yüzey ışınım gücü sayım grafiği (sağ)

#### 4.2. $R_{2500}$ 'de Tayfsal Fit

Kümenin ortalama sıcaklığı, metal bolluğu ve gaz yoğunluğu gibi küresel parametreleri bulmak için merkezi galaksi merkezi olan  $R_{2500}$  yarıçaplı dairesel alandan çıkartılan tayf kullanılmıştır.

$R_\Delta$  değeri kümenin ortalama yoğunluğunun, aynı kırmızıya kaymadaki evrenin kritik enerji yoğunluğunun  $\Delta$  katı kadar olan küme yarıçapıdır. Bu durumda  $R_{2500}$  değeri, ortalama küme kütle yoğunluğunun, evrenin kritik yoğunluğunun 2500 katı olduğu durumdaki küme yarıçapıdır.

$$\rho_{krit}(z) = h^2(z) \frac{3H_0^2}{8\pi G} \quad (4.1)$$



**Şekil 4.7.** Literatürde kullanılan yarıçap değerlerinin birbirine göre ölçeklendirilmesi

$\rho_{krit}(z)$ , kümenin gözlenen kırmızıya kaymasındaki evrenin kritik enerji yoğunluğu,  $H_0$ , Hubble parametresi,  $G$ , kütle çekim sabitidir.

$$h^2(z) = \Omega_M(1+z)^3 + \Omega_\Lambda \quad (4.2)$$

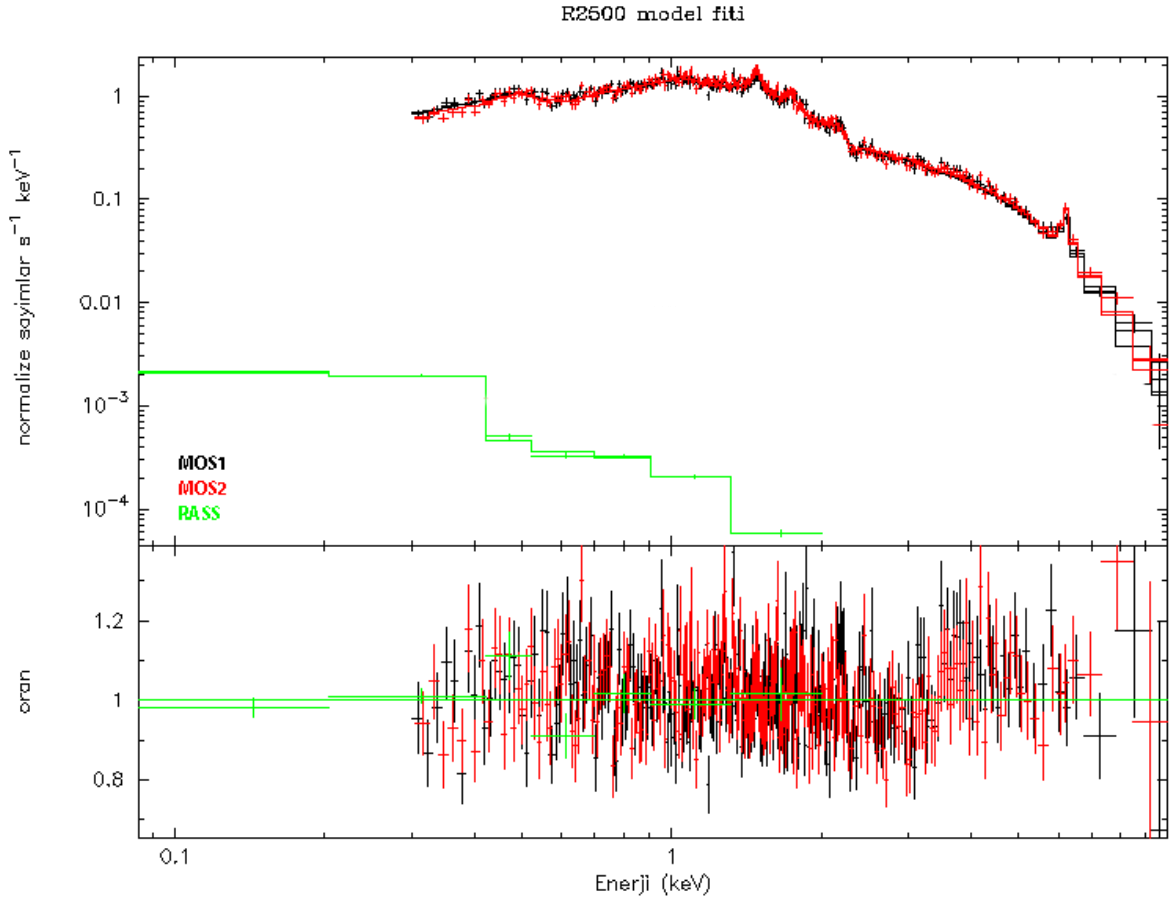
(Pratt, 2009),  $R_\Delta$  içerisindeki küme kütlesi, kritik yoğunluğun bir fonksiyonu olarak yazılabilmektedir:

$$M_\Delta = \frac{4}{3} \pi R_\Delta^3 \rho_{krit}(z) \Delta \quad (4.3)$$

Bu değer kümenin yoğunluğuna bağlı olduğu için her küme için farklı değerdedir.

Genelde  $R_{2500} \leq 10'$ 'dan küçük olduğu için bu çalışmada bu değer düşünülmuş ve  $R_{2500}$  Comis (2011)'den 670 kpc olarak uyarlanmıştır. Bu kümenin kırmızıya kaymasında  $1',96$  kpc olduğuna göre 670 kpc  $7'$  açı dakikaya denk gelmektedir.

Şekil 4.7' de  $R_{2500}$ 'ün literatürde kullanılan diğer yarıçap değerleriyle karşılaştırılması verilmiştir.  $R_{2500}$  model fiti Şekil 4.8'de verilmiştir.



Şekil 4.8. Abell 2420 kümesinin  $R_{2500}$  model fiti (0.3-10 keV)

#### 4.2.1. Arka plan modellerinin etkileri

Çizelge 4.3'te ise  $R_{2500}$  tayfsal fiti sonucu, Kozmik arka plan modelinin (CXB), SP ve FL etkisinin,  $T_{2500}$  ve diğer parametreler üzerindeki etkisi listelenmiştir.

$R_{2500}$  fitinde 0.3-10 keV enerji aralığında sadece MOS1 ve MOS2 verileri kullanılmıştır. PN kamerası modele fazladan floresan çizgisi kattığı için diğer etkenlerin istatistiğinde karışıklık yaratacağı düşünülerek verilerden çıkartılmıştır.

**Çizelge 4.3.** Arka plan modelinin (CXB), yumuşak foton parlamalarının (SP) ve floresan cihaz çizgilerinin (FL) küme parametreleri üzerindeki etkisi

Küme Emisyonu <sup>a</sup>	T <sub>2500</sub> (keV)	Metal Bolluğu Z/Z <sub>⊙</sub>	χ <sup>2</sup> /ν
CXB+FL+SP	6.47±0.14	0.32±0.03	1140/1123 = 1.02
CXB+FL	6.59±0.11	0.33±0.03	1143/1126 = 1.02
CXB	6.55±0.12	0.29±0.03	1467/1138 = 1.29
Hiçbiri <sup>b</sup>	6.25±0.10	0.26±0.02	1424/1137 = 1.25

<sup>a</sup> İlk sütun küme emisyonuna eklenmiş ek model elemanlarını belirtmektedir.

<sup>b</sup> Son sıra sadece küme yayınının fitinden elde edilen sonuçları belirtmektedir (burada detektöre çarpan her fotonun A2420 galaksi kümesinden geldiği varsayılmaktadır)

Çizelge 4.1'e göre verilerden yumuşak foton parlamasını modelleyen güç kanunu çıkarttığımızda sıcaklık ve metal bolluğu parametrelerinde artış gözlenmektedir.

Floresan cihaz çizgilerini çıkarttığımızda χ<sup>2</sup>/ν değeri önemli derecede artış göstermektedir. Bu çizgilerin normalizasyon değerleri yüksek olduğu için de model içerisinde yer almaları gerekmektedir.

Son iki durumda da χ<sup>2</sup>/ν değerinde artış vardır. Dolayısıyla bu durumda en iyi fit değerlerinden uzaklaşıldığını düşünebiliriz. Her iki durumu karşılaştırdığımızda ise kozmik X-ışın arka plan modelini verilerden çıkarttığımızda beklendiği gibi fit edilen sıcaklık değerinde düşme gözlenmektedir.

#### 4.2.2. En iyi fit parametreleri

Kümenin R<sub>2500</sub> (670 kpc, 0-420") en iyi fit değerleri Çizelge 4.4'te listelenmiştir.

**Çizelge 4.4.** R<sub>2500</sub>(670 kpc) en iyi fit değerleri

Küme	z	T <sub>2500</sub> (keV)	Z/Z <sub>⊙</sub>	N <sub>H</sub> (10 <sup>20</sup> cm <sup>-2</sup> )	F (10 <sup>-12</sup> erg cm <sup>-2</sup> s <sup>-1</sup> )	L (10 <sup>44</sup> erg s <sup>-1</sup> )	χ <sup>2</sup> /ν
A2420	0.083	6.47±0.14	0.32±0.03	3.84	28.7	4.83	1140/1123=1.01

Kümenin en iyi fitinden elde edilen 0.3-10 keV enerji aralığından akı değeri  $28.7 \times 10^{12} \text{ erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1}$ , ışınma gücü değeri  $4.83 \times 10^{44} \text{ erg s}^{-1}$ 'dir. 0.1-2.4 keV bant aralığındaki akı değeri  $13,3 \times 10^{12} \text{ erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1}$ , ışınma gücü değeri  $2.14 \times 10^{44} \text{ erg s}^{-1}$ 'dir.

### 4.2.3. Metal bollukları

Metal bolluklarını detaylı bir şekilde belirlemek için küme ışınımını temsil eden model elemanları apec\*wabs yerine vapec\*wabs kullanılmıştır. Silisyum (Si), Oksijen (O), sülfür (S), Nikel (Ni), Magnezyum (Mg) serbest bırakılmış, diğer elementler Demire (F) bağlanmıştır. Helyum (He) Güneş bolluğuna sabitlemiştir. Sonuçlar Çizelge 4.5'te listelenmiştir.

**Çizelge 4.5.** Metal Bollukları

Elementler	$Z_{\odot}$ Cinsinden Bolluk Değerleri
Fe	0.32±0.03
Si	0.38±0.20
O	1.13±0.37
Ne	1.24±0.37
Mg	1.11±0.32
Ni	1.39±0.79

### 4.3. Radyal Analiz

#### 4.3.1. PSF düzeltmesi

EPIC detektörlerindeki PSF boyutundan dolayı, gökyüzünün belli bir bölümünden yayılan fotonlar başka pozisyondaki bir detektör tarafından yakalanabilmektedir. Bu durum belirli bölge tayfinin farklı bölgelerden gelen akıdan etkilenmesi anlamına gelir. Bu etkiden dolayı ölçülen iç halka sıcaklığı olduğundan daha yüksek, dış halka sıcaklığı da gerçek değerinden düşük çıkmaktadır.

Bir halkadan gelen fotonların başka bir halkada tespit edilmesini düzeltmek için SAS görevi arfgen ile çapraz yardımcı bölge dosyası oluşturulmuştur. arfgen fotonun yakalandığı bölge ile yayınlandığı bölge arasındaki tutarsızlıkları belirlemektedir. Detektörün bir bölümünde tespit edilen, fakat başka bir bölgeden gelen X-ışınlarının

çapraz etkin alan dosyası, her iki bölge göz önüne alınarak (X-ışınlarının geldiği ve yakalandıkları bölge) arfgen komutu tarafından üretilmektedir.

PSF soğuk çekirdeklere sahip sıcaklık gradiyenti güçlü kümelerde tayfsal fit sonuçlarını etkileyen bir etmendir.

Halkalar arasındaki çapraz karşılaştırma parametreleri Xspec'te küme tayfinin fitine bağlanmış, her bölge için ek modeller olarak eklenmiştir. Komşu halkaların çapraz karşılaştırılması sonucu yeni ARF dosyaları oluşturulmuştur. Çapraz etkin alan dosyası (modifiye edilmiş ARF dosyası) RMF ile beraber kullanılarak PSF'nin tayf analizlerindeki etkisi konusunda bilgi vermektedir.

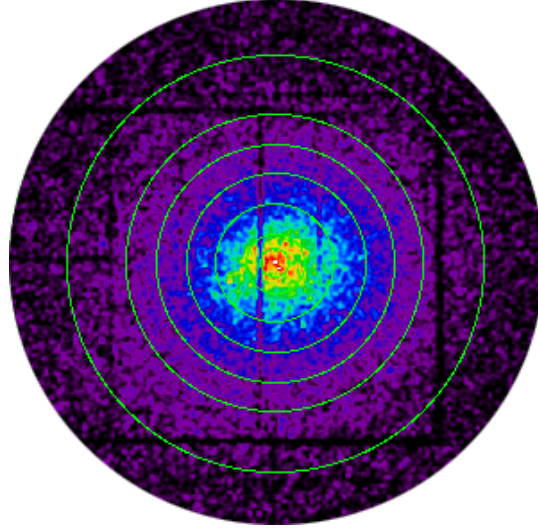
Komşu halkalar için örneğin birinci ve ikinci halka için arfgen birinci halkanın ikinci halkadaki katkısını ele almaktadır. Komut, birinci halkadan gelen PSF akısının, ikinci halkadaki etkin alanını hesaplar. Her halka için ekstradan ortalama dört ARF dosyası oluşturulmaktadır. İç ve dış bölgelerin tek komşu halkaları olduğu için fazladan sadece iki tane ARF dosyası oluşturulur. Orta halkalar için örneğin üçüncü halka için, alt iki halka (1. ve 2. halkalar) için iki, üst halka (4. halka) için de bir olmak üzere üç ek ARF dosyası oluşturulabilir. Oluşturulan her bir ARF dosyası ilgili veri grubuna ek bir model olarak eklenmektedir:

$$S_{psf} = N_H * T_K \quad (4.4)$$

(4.4) eşitliği parametreleri ilgili halkaya bağlanmış ek bir soğurulan termal modeli tanımlamaktadır. Abell 2420 için belirlenen sekiz bölge için (denklem 3.3) tayfsal modele, her bir detektör için on dört olmak üzere, kırk iki ekstra model eklenmiştir. Her ekstra modelin beş parametresi galaksi kümesini temsil eden soğurulan termal bileşen değerlerine bağlanmıştır. Geniş halkalar için çapraz karşılaştırma katkısının küçük olması beklenmektedir.

#### 4.3.2. Verilerin incelenmesi

Abell 2420 kümesinin radyal analizi için merkezi galaksi merkezi olan 8 eş merkezli halka üretilmiştir. Halkalar, modeli gözlem verilerine fit edebilmek için istatistik oluşturacaktır. Halkalar 0 – 0.5', 0.5 – 1.0', 1.0 – 2.0', 2.0 – 3.0', 3.0 – 4.0', 4.0 – 5.0', 5.0 – 7.0', ve 7.0 – 8.0' aralıklarında oluşturulmuştur. Şekil 4.9'da Abell 2420 kümesi için seçilen halka dağılımı gösterilmiştir.



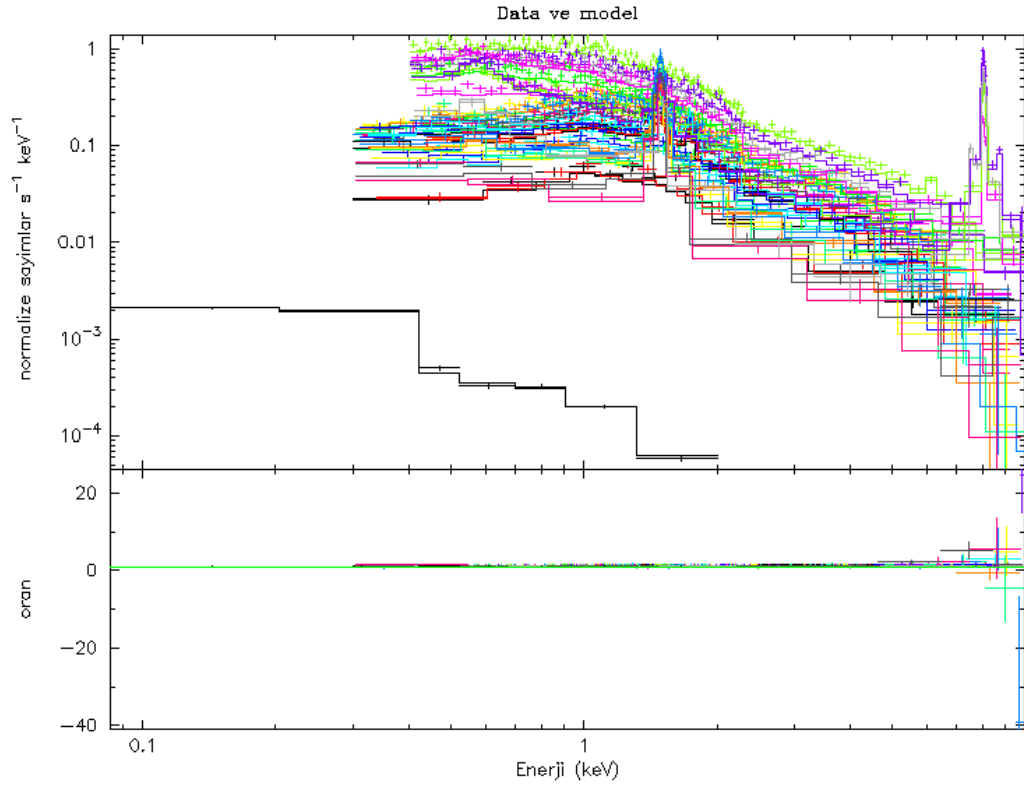
**Şekil 4.9.** MOS2 kamerası için eş merkezli halka dağılımı

Merkezleri galaksi merkezi olan eş merkezli halkaların kaynak tayfi ve parçacık arka planı mos-spectra, pn-spectra, mos-back ve pn-back kullanılarak çıkartılmış olup, her bir halkanın tepki dosyaları, ARF ve RMF, halkalar arası çapraz etkileşim hakkında bilgi veren modifiye ARF dosyaları üretilmiştir.

Üç ayrı EPIC kamerası için 24 EPIC tayfi artı bir RASS tayfi kullanılmıştır. Her bir tayfin toplam 49 parametresi bulunmaktadır bu da 1176 parametre demektir. Bu kadar çok parametre olduğunda amaç mümkün olduğu kadar parametreyi dondurarak serbest parametre sayısını azaltmaktır. Her üç EPIC tayfi için aynı bölgenin sıcaklık, bolluk ve hidrojen kolon yoğunluğu parametreleri birbirine bağlanmıştır. Floresan çizgilerin enerjileri ve genişlikleri bölgeden bölgeye değişmeyecekleri için önce sabit tutulmuş sadece normalizasyonları serbest bırakılmıştır. Kozmik arka plan parametreleri tüm tayflarda birbirine bağlanmıştır. SP kirliliği görüş açısı boyunca sabit olmamasına rağmen ilk tahmin olarak sabit olduğunu varsayılmıştır. Bu kirliliğin CCD'ler üzerindeki dağılımı farklı olabilmekte bu nedenle proton scale ile üretilen ölçek açısı kullanılmıştır. Ölçeklendirme en küçük alana göre yapılmıştır. Örneğin ikinci halka alanının birinci halka alanının kaç katı olduğu bulunmuş ve SP kirliliğini temsil eden güç kanunu normalizasyonu bu değerle çarpılmıştır. RASS tayfinin SP kirliliği, Gauss çizgileri sıfırda dondurulmuş, katı açı normalizasyonu bire sabitlenmiştir. İlk fitten sonra Gauss çizgilerinin genişlikleri ve enerjileri serbest bırakılmıştır. Kümenin kırmızıya kayma değeri önce sabit tutulmuş, sonra serbest bırakılmıştır. Son fitte parametrelerin çoğunluğu serbest bırakılmıştır. Sonuçlar,  $\chi^2/\nu = 2869/2756 = 1.04$  ile Çizelge 4.6'da verilmiştir. Eş merkezli



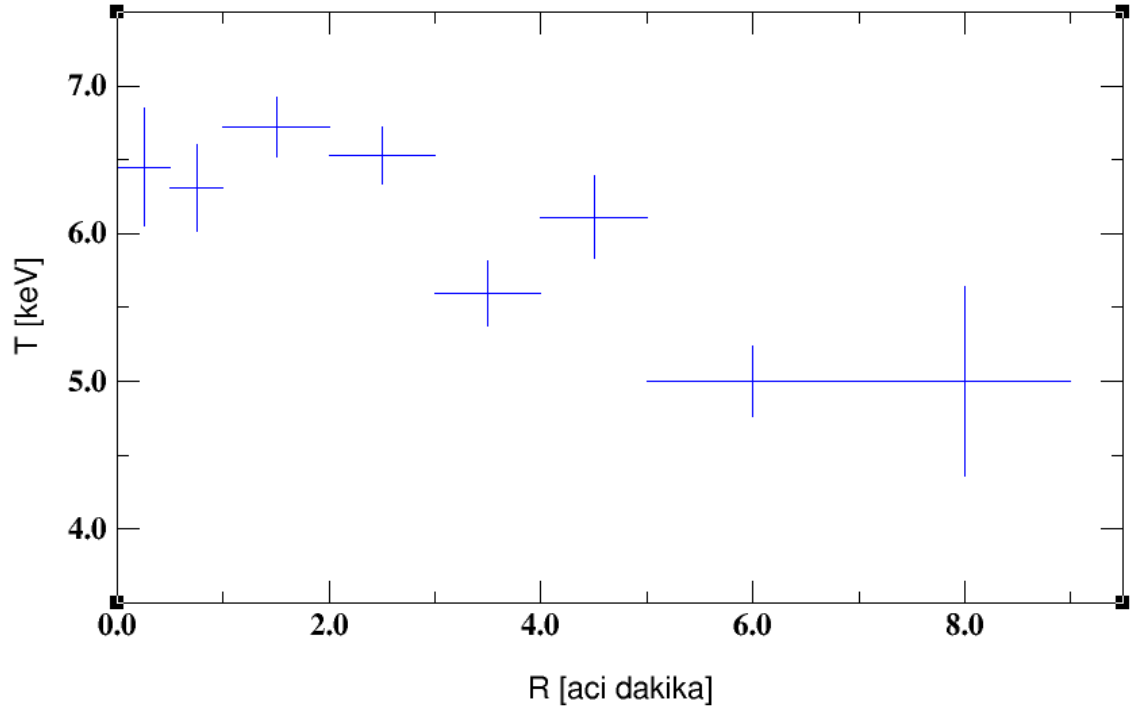
halkaların model fiti Şekil 4.10’da, sıcaklık ve bolluk dağılımları sırasıyla Şekil 4.11 ve Şekil 4.12’de verilmiştir.



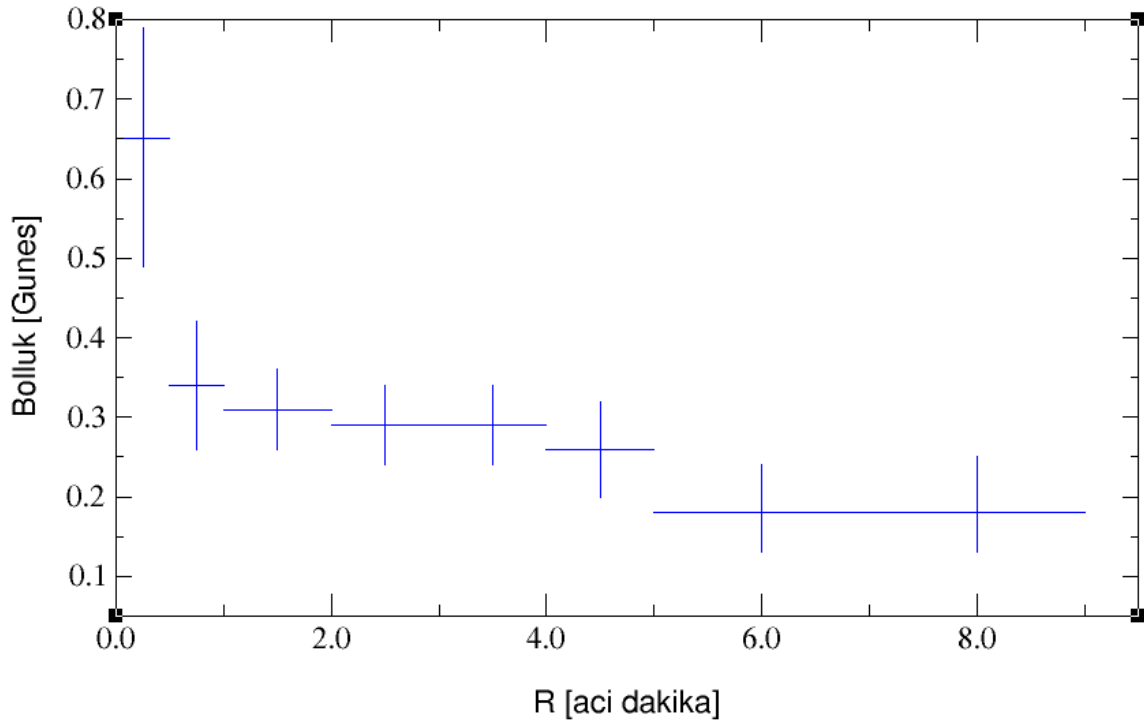
Şekil 4.10. Eş merkezli halkaların model fiti

Çizelge 4.6. Radyal fit sonuçları (0.3-10.0 keV)

Halka	T (keV)	$\sigma_T$ (keV)	$Z/Z_0$	$\sigma_Z$	F ( $10^{-12}$ erg cm $^{-2}$ s $^{-1}$ )	L ( $10^{44}$ erg s $^{-1}$ )
1	6.45	0.40	0.65	0.17	49.63	0.19
2	6.31	0.29	0.34	0.07	176.03	0.43
3	6.72	0.20	0.31	0.04	5.47	0.92
4	6.54	0.20	0.29	0.05	5.36	0.83
5	5.59	0.22	0.30	0.05	4.46	0.69
6	6.11	0.28	0.26	0.06	3.21	0.55
7	4.99	0.25	0.18	0.05	-	-
8	4.99	0.64	0.18	0.05	-	-



Şekil 4.11. Yarıçap - sıcaklık dağılımı



Şekil 4.12. Yarıçap – bolluk dağılımı

#### 4.4. Tartışma

Bu çalışmada elde edilen sonuçları Bölüm 2.1’de verilen Chandra sonuçları ile karşılaştırdığımızda sonuçların uyuşmadığını görmekteyiz. Yapılan çalışmalarda iki uydunun çapraz kalibrasyon farklarından dolayı XMM ve Chandra verileri arasında %25 uyuşmazlık saptanmıştır. XMM-Newton’la elde edilen sıcaklıklar %25 daha düşük çıkmaktadır (Navalainen ve ark., 2013). Aynı fark bu çalışmada elde edilen sonuçlarla Chandra sonuçları arasında da gözlenmektedir.

Bu çalışmada yapılan tüm tayfsal fitlerde  $z = 0.083$  kırmızıya kayma (Crudace, 2002) ve hidrojen kolon yoğunluğu  $N_H = 3.84 \times 10^{20} \text{ cm}^{-2}$  (Dickey & Lokman, 1990) değerleri sabit olarak ele alınmıştır. Kırmızıya kayma serbest bırakıldığında 0.081, hidrojen kolon yoğunluğu ise  $4.20 \times 10^{20} \text{ cm}^{-2}$  bulunmuştur.

Tüm arka plan verilerininin model fitindeki katkıları sınanmış, sınama sonuçları Çizelge 4.3’te verilmiştir.

Radyal analizlerden küme sıcaklığının düzgün bir şekilde azalmadığı ve soğuk çekirdekli kümelere benzerlik gösterdiği anlaşılmıştır. Kümenin karmaşık morfolojisinden dolayı, yarıçap arttıkça Chandra verilerindeki gibi sıcaklıkta düzgün bir azalma görülmemektedir. Şekil 4.10’dan ve Tablo 4.6’dan daha ileriki analizler için küme sıcaklığını izotermal olarak ele alınabileceği sonucuna varılabilir.

Metal bolluğu en yoğun merkezde  $Z = 0.65Z_\odot$ , diğer bölgelerde ortalama  $0.3 Z_\odot$  değerindedir. Merkezdeki metal yoğunluğunun belirsizliği çok yüksektir. ACCEPT kataloğundaki Chandra’dan alınan ortalama metal bolluk değeri  $Z = 0.53 Z_\odot$ ’tir.

Kümenin en iyi fitinden elde edilen 0.3-10 keV enerji aralığından akı değeri  $28.7 \times 10^{12} \text{ erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1}$ , ışınma gücü değeri  $4.83 \times 10^{44} \text{ erg s}^{-1}$ , 0.1-2.4 keV bant aralığındaki akı değeri ise  $13.3 \times 10^{12} \text{ erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1}$ , ışınma gücü değeri  $2.14 \times 10^{44} \text{ erg s}^{-1}$  olarak bulunmuştur. Işınma gücü değeri Crudace (2002)’de elde edilen 0.1-2.4 keV bant aralığındaki  $4.64 \times 10^{44} \text{ erg/s}$  değerinden daha düşük bulunmuştur. Crudace (2002) çalışmasında 2420 kümesinin hesaplanan 0.1-2.4 keV enerji bandındaki X-ışın ışınım gücü  $H_0=50 \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$  ve  $q_0=0.5$  kozmolojik parametreleri kullanılarak hesaplanmıştır. Bu çalışmada ise daha çok Chandra verileriyle karşılaştırmada kolaylık açısından  $\Omega_\Lambda = 0.70$ ,  $\Omega_M = 0.30$  ve  $H_0 = 70 \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$  standart  $\Lambda$ CDM kozmolojisi kullanılmıştır.

Ledlow (2003) çalışmasında,  $H_0 = 75$  ve  $q_0 = 0.5$  değerli kullanılarak ve  $R_{500}$  gibi daha büyük bir yarıçapta hesaplanan küme ışımaya gücü ve akı değerlerini ( sırasıyla  $0.68 \times 10^{44}$  erg  $s^{-1}$  ve akı  $0.47 \times 10^{-11}$  erg  $cm^{-2} s^{-1}$ ) karşılaştırdığımızda ise bu çalışmada elde edilen değerlerin çok daha yüksek olduğunu görüyoruz. Bu uyumsuzluğun sebebi Ledlow (2003)'te hesaplanan kırmızıya kaymanın  $z = 0.0846$  olması ve ışımaya gücü ve akının hesaplandığı bölge yarıçaplarının farklı olmasıdır.

## BÖLÜM 5

### SONUÇLAR VE ÖNERİLER

Bu tez çalışmasında Abell 2420 galaksi kümesinin XMM-Newton uydusunun verilerine dayanarak, küme içi ortamın, X-ışın bölgesindeki görüntüleri ve tayfi oluşturulmuştur. Öncelikle arka plan kirliliğinden arındırılmış, yumuşak ve sert enerjilerde kümenin görüntüleri oluşturulmuş, daha sonra da tayf analizi için küme, sekiz bölgeye bölünmüş, PSF doğrulaması yapılarak her bölgenin sıcaklığı, metal bolluğu ve akı bulunmuştur.  $R_{2500}$  Comis (2011)'den 670 kpc olarak uyarlanarak, 0.3-10.0 keV enerji aralığında, kümenin  $T_{2500}$  sıcaklığı ve metal bollukları bulunmuştur.

0.3-10 keV enerji aralığında, 0.0 – 7.0' bölgesinden alınan verilere göre, kümenin en iyi fitinden elde edilen sıcaklık 6.47 keV, bolluk  $0.32Z_{\odot}$ , akı  $28.7 \times 10^{-12} \text{ erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1}$ , ışıma gücü değeri  $4.83 \times 10^{44} \text{ erg s}^{-1}$  olarak bulunmuştur. Element bollukları, Silisyum ve Demir hariç, Güneş bolluklarına yakın bulunmuştur.

Elde edilen sonuçlarda Chandra verileri ile literatürde de bahsedilen %25 uyuşmazlık görülmüş, sonuçlar Rosat verileri ile daha uyumlu bulunmuştur.

Bu çalışma aynı zamanda IDL programı yardımıyla yüzey ışıma gücü profilinin, elektron yoğunluğunun ve galaksi kümesindeki gaz kütesinin hesaplanması düşünülen doktora tezi için bir ön hazırlık niteliğindedir.

XMM-ESAS görevleri ile toplamda 20 X-ışın kaynağı tespit edilmiş, bu kaynaklar küme içi ortamda bulunan gazın özelliklerini belirleyebilmek için görüntülerden çıkartılmıştır.

Abell tarafından optik gözlemlere dayanılarak yapılan zenginlik sınıflandırmasına göre Abell 2420 galaksi kümesi 0 zenginlik sınıfına ait (galaksi sayısı 30-49 arasında) fakir bir küme olarak nitelendirilmiştir.

Tayfsal analiz için soğurulan termal model (APEC) kullanılmıştır. Özellikle 0.3-7.2 keV enerji aralındaki verilerin modelle çok iyi bağdaştığı görülmüş, bu durum, bu enerji aralığında A2420 kümesinin, optik olarak ince, iyonize bir merkezi gaza sahip olduğunu göstermektedir. 7.2 keV üzeri enerjilerde ise modele tam olarak uymayan atıklar görülmektedir (Şekil 4.8, 4.10). Bu atıkların hangi bölgelerde bulunduğunu anlayabilmek için detaylı görüntü analiz verilerine ihtiyaç vardır.

## KAYNAKLAR

- Arnaud K.A., 1996. Astronomical Data Analysis Software and Systems. *Astronomical Society of the Pacific Conference Series, Vol. 101* (pp. 17–+).
- Arnaud K., Smith, R., Sieminowska, A., 2011. Handbook of X-ray Astronomy. *Cambridge Observing Handbooks for Research Astronomers*.
- Arnaud M., 2005. X-ray Observations of Clusters of Galaxies. *arXiv:astro-ph/0508159*.
- Babul A., Sharma P., Reynolds C., 2013. Isotropic Heating of Galaxy Cluster Cores via Rapidly Reorienting Active Galactic Nucleus Jets. *ApJ*, 768,11.
- Blanchard A., Ferramacho L. D., 2007. Gas Mass Fraction from XMM-Newton and Chandra High Redshift Clusters and its Use as a Cosmological Test. *A&A*, 463:423-426.
- Bonamente M., Joy M., LaRoque S. J., Carlstorm J. E., 2008. Scaling Relations from Sunyaev-Zel'dovich Effect and Chandra X-Ray Measurements of High-Redshift Galaxy Clusters. *ApJ*, 675, 106.
- Bookbinder J., 2010. Conference Series. *Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference*, Vol. 7732.
- Böhringer H., Werner., 2010. X-ray Spectroscopy of Galaxy Clusters. *A&A Rev.*, 18, 127.
- Carter J. A., Sembay S., 2008. Identifying XMM-Newton Observations Affected by Solar Wind Charge Exchange. Part I. *A&A*, 489, 837.
- Cavagnolo K. W., 2009. *ACCEPT*. <http://www.pa.msu.edu/astro/MC2/accept/clusters/8271.html>
- Cavagnolo K. W., Donahue M., Voit G. M., Sun M., 2009. Intracluster Medium Entropy Profiles for a Chandra Archival Sample of Galaxy Clusters. *ApJS* 182 12 *doi:10.1088/0067-0049/182/1/12*.
- Cavaliere A., Fusco-Fermiano R., 1976. X-rays from hot Plasma in Clusters of Galaxies *A&A*, 49, 137.

- Chen L., Fabian A. C., Gendreau K. C., 1997. ASCA and ROSAT Observations of the QSF3 field: the X-ray Background in the 0.1-7 keV band. *MNRAS*, 285, p. 449.
- Clowe D., Gonzalez A., Markevitch M., 2004. Weak Lensing Mass Reconstruction of the Interacting Cluster 1E0657-56: Direct Evidence for the Existence of Dark Matter. *ApJ*, 604, 596.
- Comis B., De Petris M., Conte A., Lamagna L., Gregori S. D., 2011. X-ray Calibration of Sunyaev–Zel’dovich Scaling Relations with the ACCEPT Catalogue of Galaxy Clusters Observed by Chandra. *Mon. Not. R. Astron. Soc.* 418, 1089–1101.
- Cruddace R., Voges W., Böhringer H., Collins C. A., Romer A. K., MacGillivray H., 2002. The ROSAT All-Sky Survey: a Catalog of Clusters of Galaxies in a Region of 1 steradian around the South Galactic Pole. *ApJS* 140 239 doi:10.1086/324519.
- De Luca A., Molendi S., 2004. The 2-8 keV Cosmic X-ray Background Spectrum as Observed with XMM-Newton. *A&A*, v.419, p.837.
- Dickey J. M., Lokman F. J., 1990. H I in the Galaxy. *ARA&A*, v.28, p.215.
- Dodelson S., 2003. *Introduction to Cosmology*. USA: Academic Press.
- Forman W., Kellogg E., Gursky H., Tananbaum H., Giacconi R., 1972. Observations of the Extended X-Ray Sources in the Perseus and Coma Clusters from UHURU. *ApJ*, 178, 309.
- Frank K. A., 2013. Characterizing Intracluster Medium Temperature Distributions in Galaxy Clusters. Time. PhD Dissertation (Doktora Tezi). Purdue University, West Lafayette, Indiana.
- Friedman H., Lichtman S. W., Byram, 1951. Photon Counter Measurements of Solar X-Rays and Extreme Ultraviolet Light. *Physical Review*, 83, 1025.
- Giacconi R., Gursky H., Paolini, F. R., Rossi, 1962. Evidence for X Rays From Sources Outside the Solar System. *Physical Review Letters*, 9, 439.
- Golwala S. R., Aguirre J. E., Basu K., 2009. Calibrating Galaxy Clusters as a Tool for Cosmology via Studies of the Intracluster Medium. astro2010: The Astronomy and Astrophysics Decadal Survey, 96–+. *ArXiv Astrophysics e-prints*, Vol. 2010.

- Gonzalez A. H., Zabludoff A. I., Zaritsky D., 2005. Intracluster Light in Nearby Galaxy Clusters: Relationship to the Halos of Brightest Cluster Galaxies. *ApJ*, 618, 195.
- Hickox R. C., Markevitch M., 2007. Can Chandra Resolve the Remaining Cosmic X-Ray Background. *ApJ*, 671, 1523.
- Hubble E., 1929. A Relation Between Distance and Radial Velocity Among Extra-Galactic Nebulae. *PNAS*, 15:3:168-173.
- Jansen F. A., 2000. The XMM-Newton Observatory : First science results. *Bulletin of the American Astronomical Society*, 32, 724.
- Jones C., Forman W., 1984. The Structure of Clusters of Galaxies with Einstein. *ApJ*, 276, 38.
- Joye W. A., 2003. New Features of SAOImage DS9. *Astronomical Data Analysis Software and Systems XII ASP Conference Series, Vol. 295, 2003 H. E. Payne, R. I. Jedrzejewski, and R. N. Hook, eds., p.489.*
- Kaastra J. S., Paerels F. B. S., Durret F., Schindler S., Richter P., 2008. Thermal Radiation Processes. *Space Sci. Rev.*, 134, 155.
- Kalberla P. M., 2005. The Leiden/Argentine/Bonn (LAB) Survey of Galactic HI. Final data release of the combined LDS and IAR surveys with improved stray-radiation corrections. *AAP*, 440:775-782.
- Kaufmann W. J., 1991. *Universe*. New York: W. H. Freeman and Company.
- Kelley R., 2011. *The Astro-H X-Ray Observatory*. NASA: <http://science.nasa.gov/media/medialibrary/2011/10/20/Kelley.pdf>
- King I. R., 1972. Density Data and Emission Measure for a Model of the Coma Cluster. *ApJ*, 174, L123+.
- Komatsu E. S., 2010. Seven-Year Wilkinson Microwave Anisotropy Probe (WMAP) Observations: Cosmological Interpretation. *ArXiv:1001.4538*
- Kravtsov A. G., 2009. astro2010: The Astronomy and Astrophysics Decadal Survey, 164–+. *ArXiv Astrophysics e-prints*, Vol. 2010,.



- Ledlow M. V., 2003. The X-Ray Properties of Nearby Abell Clusters from the ROSAT All-Sky Survey: The Sample and Correlations with Optical Properties. *The Astronomical Journal* 126 2740 doi:10.1086/379670.
- McCarthy I. G., Babul A., Bower R. G., Balogh M. L., 2008. Towards a Holistic View of the Heating and Cooling of the Intracluster Medium. *MNRAS*, 386,1309.
- McNamara B. R., Nulsen P.E.J., 2007. Heating Hot Atmospheres with Active Galactic Nuclei. *ARA&A*, 45, 117.
- Merloni, P. B., 2012. eROSITA Science Book: Mapping the Structure of the Energetic Universe. *arXiv*:1209.3114.
- Morrison R., McCammon D., 1983. Interstellar Photoelectric Absorption Cross Sections, 0.03-10 keV. *ApJ*, 270, 119.
- Mullis C. R., Rosati P., Lamer G., Boehringer H., Schwobe A., Schuecker P., Fassbender R., 2005. Discovery of an X-ray-Luminous Galaxy Cluster at  $z=1.4$ . *ApJ*, 623:L85-L88.
- Murante G., Arnaboldi M., Gerhard O., Borgani S., Cheng L.M., Diaferio A., Dolag K., Moscardini L., Tormen G., Tornatore L., Tozzi P., 2004. The Diffuse Light in Simulations of Galaxy Clusters. *ApJ*, 607, L83.
- NASA, <http://www.space.com/11386-galaxies-formation-big-bang-hubble-telescope.html>
- Navalainen J., Mahdavi A., Eckert D., 2013. *Cluster Mass, Temperature and Pressure from X-rays Gravitational Lensing and Sunyaev-Zeldovich Effect as a Possible Calibrators*. IACHEC meeting 2013: [http://web.mit.edu/iachec/meetings/2013/Presentations/Nevalainen\\_2.pdf](http://web.mit.edu/iachec/meetings/2013/Presentations/Nevalainen_2.pdf)
- Pratt G., Arnaud M., Pointecouteau E., 2006. Structure and Scaling of the Entropy in Nearby Galaxy Clusters. *A&A*, 446:429-438.
- Predehl P., 2012. From Quantum to Cosmos5 Q2C5 Workshop. *The eROSITA Mission*. Cologne, Germany: [http://www.zarm.uni-bremen.de/Q2C5/pdf/presentations/predehl\\_eROSITA.pdf](http://www.zarm.uni-bremen.de/Q2C5/pdf/presentations/predehl_eROSITA.pdf).

- Roncarelli M., Etori S., Dolag K., Moscardini L., Borgani S., Murante G., 2006. Simulated X-ray Galaxy Clusters at the Virial Radius: Slopes of the Gas Density, Temperature and Surface Brightness Profiles. *MNRAS*, 373, 1339.
- Rosati P., Borgani S., Norman C., 2002. The Evolution of X-ray Clusters of Galaxies. *ARA&A*, 40, 539.
- Rossetti M., Eckert D., Cavalleri B.M., Molendi S., Gastaldello F., Ghizzardi S., 2011. Back and Forth from Cool Core to Non-Cool Core: Clues from Radio-Halos. *A&A*, 532, A123.
- Ryden B. S., 2003. *Introduction to Cosmology*. USA: Addison Wesley.
- Sarazin C. L., 1988. *X-ray Emission from Clusters of Galaxies*.
- Schmidt R. W., Allen S. W., 2007. The Dark Matter Halos of Massive, Relaxed Clusters Observed with Chandra *MNRAS*, 379, 209.
- Schombert J., 2012. *Astronomy 123: Galaxies and the Expanding Universe*. <http://abyss.uoregon.edu/~js/ast123/lectures/lec15.html>
- Smith R. K., Brickhouse N. S., Liedahl D. A., Raymond J. C., 2001. Collisional Plasma Models with APEC/APED: Emission-Line Diagnostics of Hydrogen-like and Helium-like Ions. *ApJ*, 556, L91.
- Snowden S. L., Kuntz K. D., 2013. Cookbook for Analysis Procedures for XMM-Newton EPIC MOS Observations of Extended Objects and the Diffuse Background Snowden
- Snowden S. L., Collier M. R., Kuntz K. D., 2004. XMM-Newton Observation of Solar Wind Charge Exchange Emission. *ApJ* 610 1182 doi:10.1086/421841.
- Snowden S. L., Egger R., Freyberg M. J., Plucinsky P.P., Schmitt J.H.M.M., Trümper J., Voges W., 1997. 12' Maps of the Soft X-ray Diffuse Background from the ROSAT XRT/PSPC All-Sky Survey. *ApJ*, 485, 125.
- Snowden S. L., Mushotzky R. F., Kuntz K. D., Davis D. S., 2008. A Catalog of Galaxy Clusters Observed by XMM-Newton. *A&A*, 478, 615.
- Spergel D. N., 2007. Three-Year Wilkinson Microwave Anisotropy Probe (WMAP) Observations: Implications for Cosmology. *ApJ*, 170:377-408.

- Sun M., Voit G. M., Donahue M., Jones C., Forman W., Vikhlinin A., 2009. Chandra Studies of the X-Ray Gas Properties of Galaxy Groups. *ApJ*, 693, 1142.
- Vikhlinin A., 2006. Predicting a Single-Temperature Fit to Multicomponent Thermal Plasma Spectra. *ApJ*, 640, 710.
- Voit G. M., 2004. Tracing Cosmic Evolution with Clusters of Galaxies. *astro-ph/0410173*.
- Wargelin B. J., Markevitch M., Juda M., Kharchenko V., Edgar R. J., Dalgarno A., 2004. Chandra Observations of the "Dark" Moon and Geocoronal Solar-Wind Charge Transfer. *ApJ*, 607, 596.
- Weinberg S., 1972. *Gravitation and Cosmology*. New York: Willey.
- Werner N., de Plaa J., Kaastra J. S., 2006. XMM-Newton Spectroscopy of the Cluster of Galaxies 2A 0335+096. *A&A*, 449, 475.
- WMAP's Universe*, NASA. [http://map.gsfc.nasa.gov/universe/bb\\_concepts.html](http://map.gsfc.nasa.gov/universe/bb_concepts.html)
- XMM-Newton Science Operations Centre Team, *Users Guide to the XMM-Newton Science Analysis System.*, 2013.
- XMM-Newton Science Archive*, XSA. <http://xmm.esac.esa.int/xsa/>
- XMM-Newton Users Handbook*, 2013.
- XMM-Newton*, ESA. <http://sci.esa.int/xmm-newton/18015-xmm-newton-spacecraft/>
- Zhang Y., Böhringer H., Finoguenov A., Ikebe Y., Matsushita K., Schuecker P., Guzzo L., Collins C.A., 2006. X-ray Properties in Massive Galaxy Clusters: XMM-Newton Observations of the REFLEX-DXL Sample. *A&A*, 456, 55.

## ÖZGEÇMİŞ

### KİŞİSEL BİLGİLER

Adı Soyadı : Nuray Çakıroğlu

Doğum Yeri : Şumlu

Doğum Tarihi : 06.06.1976

### EĞİTİM DURUMU

Lisans Öğrenimi : Boğaziçi Üniversitesi – Fizik

Yüksek Lisans Öğrenimi : Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi –  
Uzay Bilimleri ve Teknolojileri

Bildiği Yabancı Diller : Bulgarca, Rusça, İngilizce

### İŞ DENEYİMİ

Çalıştığı Kurumlar ve Yıl : CMS Dış Ticaret Ltd. Şti (2002-2003)

Bellman Dış Tic. Ltd. Şti (2003-2005)

Medilzer (2005-2009)

Altınşehir Lisesi (2009-2010)

### İLETİŞİM

E-posta Adresi : cakirogl@gmail.com