

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

**EVRENİN EN GENİŞ ÖLÇEKLİ YAPILARI OLAN GALAKSİ
KÜMELERİNDEN A426, A1800, A1831 VE A2572'NİN, SUZAKU X-IŞINI VE
OPTİK ANALİZLERİ**

EBRU AKTEKİN

**DOKTORA TEZİ
FİZİK ANABİLİM DALI**

2012

**EVRENİN EN GENİŞ ÖLÇEKLİ YAPILARI OLAN GALAKSİ
KÜMELERİNDEN A426, A1800, A1831 VE A2572'NİN, SUZAKU X-IŞINI VE
OPTİK ANALİZLERİ**

EBRU AKTEKİN

**DOKTORA TEZİ
FİZİK ANABİLİM DALI**

2012

T.C.
AKDENİZ ÜNİVERSİTESİ
FEN BİLİMLERİ ENSTİTÜSÜ

EVRENİN EN GENİŞ ÖLÇEKLİ YAPILARI OLAN GALAKSİ
KÜMELERİNDEN A426, A1800, A1831 VE A2572’NİN, SUZAKU X-IŞINI VE
OPTİK ANALİZLERİ

EBRU AKTEKİN

DOKTORA TEZİ
FİZİK ANABİLİM DALI

Bu tez .../.../.... tarihinde aşağıdaki jüri tarafından oybirliği/oyçokluğu ile kabul edilmiştir.

Doç. Dr. Fatma GÖK (Danışman)

Prof. Dr. Zeki EKER

Prof. Dr. Uğur CAMCI

Yrd. Doç. Dr. Ferhat Fikri ÖZEREN

Yrd. Doç. Dr. Hasan Hüseyin ESENOĞLU

ÖZET

EVRENİN EN GENİŞ ÖLÇEKLİ YAPILARI OLAN GALAKSİ KÜMELERİNDEN A426, A1800, A1831 VE A2572' NİN, SUZAKU X-IŞINI VE OPTİK ANALİZLERİ

EBRU AKTEKİN

Doktora Tezi, Fizik Anabilim Dalı
Danışman: Doç. Dr. Fatma GÖK
Haziran 2012, 82 Sayfa

Galaksi kümeleri evrenin en büyük çekimsel yapılarıdır. Büyük kütleli cD galaksi etrafındaki yığılma, galaksilerin ve küçük grupların bir araya gelmesiyle genişler ve kümeleri oluşturur. Bu açıdan galaksi kümeleri, boyutları ve dinamikleri gibi fiziksel özellikleriyle, evreni en iyi temsil edebilen kaynaklardır. Toplam kütle hesapları, morfolojik analizler, kimyasal elementlerin kökeni gibi evrenin çözümlenmemiş en önemli sorularına cevap verebilecek niteliktedirler. Öte yandan, “karanlık madde” doğası ve dağılımı itibariyle büyük ölçüde bilinmezliğini korumaktadır. Kümesel yapılar oluşmasına rağmen, baryonik ve karanlık maddenin ayrışmamış ve oranların çok da bozulmamış olması beklenir. Bu tez çalışması, seçtiğimiz 4 galaksi kümesi üzerinden ışınımlı maddenin davranışını çalışmak, plazmanın morfolojik özellikleri, sıcaklık ve element bollukları dağılımlarını araştırmaktadır. Elde edilen sonuçlarla, kozmolojinin yukarıda saydığımız sorularına cevap olabilecek algıyı geliştirmek en temel amacımızdır. Yüksek enerji çözünürlüklü Suzaku X-ışını uydusu verilerinden, temel küme parametrelerine odaklanmak amacıyla düzenli yüzey ışınımlı kümeler seçildi. Optik gözlemler RTT150 teleskobuyla elde edildi. Her iki bölgede elde edilen sonuçlar şu şekilde sıralanabilir: i) dört kümede de soğutma akışı başlamıştır, ii) her bir kümenin küme içi galaksilerinde Süpernova Tip Ia patlaması baskındır, iii) küme merkezlerinde baskın galaksiler bulunmaktadır yani kümeler cD türündendir, iv) seçilen dört küme de optikçe yüksek ışınım gücüne sahiptir.

ANAHTAR KELİMELELER: Galaksi kümesi, X-ışını, Suzaku uydusu, optik bölge

JÜRİ: Doç. Dr. Fatma GÖK (Danışman)

Prof. Dr. Zeki EKER

Prof. Dr. Uğur CAMCI

Yrd. Doç. Dr. Ferhat Fikri ÖZEREN

Yrd. Doç. Dr. Hasan Hüseyin ESENOĞLU

ABSTRACT

SUZAKU X-RAY AND OPTICAL ANALYSIS OF A426, A1800, A1831 AND A2572 GALAXY CLUSTERS, THE LARGEST ORGANIZED STRUCTURES IN THE UNIVERSE

EBRU AKTEKİN

Ph.D. Thesis In Physics
Adviser: Assoc. Prof. Dr. Fatma GÖK
June 2012, 82 pages

Clusters of galaxies are the largest gravitational aggregates of the universe. They are formed by gravitational collapse of galaxies and smaller groups around a massive cD galaxy. Considering their size and dynamics, they are the best cosmic laboratories to study universe. Total mass (baryonic + dark matter) estimations, morphological variations, origin of chemical abundances are some of the puzzling questions of the cosmos. Dark matter is one of the greatest mysteries, since we do not know its nature and distribution. Although large scale structures are formed in clusters, baryonic matter to dark matter ratio is assumed to be reasonably conserved in clusters of galaxies. In order to study the nature of light emitting matter, morphological properties of the hot plasma, temperature and metal distributions, we have selected 4 clusters of galaxies in this thesis. Our main aim is to try to improve our perception about the above mentioned cosmological problems. Due to its high energy resolution, Suzaku X-ray data is used. Since we want to concentrate the main cluster properties, we have selected regular clusters. Optical observations are performed with RTT150 telescope. The results obtained from optical and X-ray data are as follows; i) All clusters have a cooling flow at the center, ii) The member galaxies are dominated by SN Type Ia explosion, iii) All clusters possess a centrally dominant (cD) galaxy, iv) They are all very bright in optical band.

KEY WORDS: Cluster of galaxy, X-ray, Suzaku Satellite, optical band

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

Prof. Dr. Zeki Eker

Prof. Dr. Uğur CAMCI

Asst. Prof. Dr. Ferhat Fikri Özeren

Asst. Prof. Dr. Hasan Hüseyin ESENOĞLU

ÖNSÖZ

Galaksi kümeleri, galaksiler, galaksiler arası ortamı dolduran sıcak iyonize gaz ve karanlık maddeden oluşan devasa yapılardır. Kümeleri bir arada tutan ana etkinin büyük oranda, çekimsel olarak varlığını hissettiğimiz ancak göremediğimiz için “karanlık” olarak adlandırılan maddeden meydana geldiği düşünülmektedir.

Son zamanlarda yapılan bazı araştırmalarla gözlemsel olarak bu karanlık evrene açılan pencere, bir nebze olsun aydınlanmıştır ancak doğası ve evrendeki dağılımı halen gizemini korumaktadır. Bu yönleri ile ilginç ve çalışılmaya değer bulduğumuz galaksi kümeleri bu tezin konusu olarak seçilmiştir.

Tezin, konu seçimi, X-ışını ve optik bölgelerdeki analizler ve sonuçların yorumlanması olmak üzere, tüm aşamalarında yardımlarını esirgemeyen danışmanım Doç. Dr. Fatma Gök’ e teşekkürlerimi sunarım.

X-ışını bölgesindeki analizlerde ve sonuçlarının yorumlanmasındaki katkılarından dolayı Dr. Murat Hüdaverdi’ ye (TÜBİTAK Uzay Teknolojileri Araştırma Enstitüsü) teşekkürlerimi sunarım.

Suzaku uydusu veri analiz programının kurulumu ve kullanımı konusundaki yardımlarından dolayı Dr. Aytap Sezer’ e teşekkürlerimi sunarım.

Optik bölgedeki gözlemlerde veri sağlanması nedeniyle TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi’ ne teşekkürlerimi sunarım.

Ayrıca desteklerini ve yardımlarını gördüğüm Prof. Dr. E. Nihal Ercan’ a (Boğaziçi Üniversitesi), Ata Karagül’ e ve aileme şükranlarımı sunarım.

İÇİNDEKİLER

ÖZET.....	i
ABSTRACT.....	ii
ÖNSÖZ.....	iii
İÇİNDEKİLER.....	iv
SİMGELER VE KISALTMALAR DİZİNİ.....	v
ŞEKİLLER DİZİNİ.....	viii
ÇİZELGELER DİZİNİ.....	xi
1. GİRİŞ.....	1
2. KURAMSAL BİLGİLER VE KAYNAK TARAMALARI.....	6
2.1. Elektromanyetik Tayf.....	6
2.1.1 X-ışınımının özellikleri.....	8
2.1.2. Galaksi kümelerinde X-ışını üretim mekanizmaları.....	9
2.2. ICM 'nin Fiziksel Özellikleri.....	15
2.2.1. Soğutma akışı modeli.....	16
2.2.2. Element bolluğu.....	18
2.2.3. Rezonans saçılması.....	20
2.3. Seçilen Kümeler.....	21
3. MATERYAL VE METOT.....	25
3.1. SUZAKU X-ışını Uydusu.....	25
3.2. RTT150 Optik Telekobu.....	28
3.3. X-ışını Analizi.....	29
3.4. Optik Analiz.....	32
4. BULGULAR.....	38
4.1. A426, A1800, A1831 ve A2572 Kümelerine Ait Suzaku Verileri.....	38
4.2. Sıcaklık ve Element Bolluğu Analizleri.....	40
4.3. RTT150 Verilerinin Analizleri.....	57
5. TARTIŞMA.....	66
6. SONUÇ.....	76
7. KAYNAKLAR.....	78
ÖZGEÇMİŞ	

SİMGELER VE KISALTMALAR DİZİNİ

Simgeler

Å	Angstrom
α	Sağ açıklık
B	B bandındaki parlaklık değeri
D_A	kaynağın uzaklığı
δ	Dik açıklık
E	Enerji
Fe	Demir
h	Planck Sabiti
H	Hidrojen
H_α	Hidrojen alfa
H_β	Hidrojen beta
He	Helyum
L	Işınım Gücü (Luminosity)
λ	Dalgaboyu
L_1	Lagrange 1 noktası
L_x	X-ışını bandındaki ışınım gücü
M_\odot	Güneş kütlesi
Mg	Magnezyum
m_p	proton kütlesi
Mpc	Mega Parsek
μ_e	elektron ortalama moleküler ağırlığı
ν	Frekans
N	Azot
n_e	elektron yoğunluğu
n_H	proton yoğunluğu
Ni	Nikel
ρ_{tot}	toplam madde yoğunluğu
Si	Silisyum

SN	Süpernova
keV	Kiloelektronvolt
O	Oksijen
pc	Parsek (dik bakıldığında 1 AB i 1'' açı ile gören uzaklık, 1pc= 3,086 10 ¹⁶ m)
S	Kükürt
T	Sıcaklık
T _e	Elektron sıcaklığı
θ	Açısal boyut
V	V bandındaki parlaklık değeri
z	Kırmızıya kayma değeri

Kısaltmalar

ACIS	Advanced CCD Imaging Spectrometer (Gelişmiş CCD görüntü spektrometresi)
CCD	Charge Coupled Device (Yük Bağlanmış Cihaz)
BI	Back Illuminated (Arkadan aydınlatmalı)
cD	Merkezinde baskın bir galaksi içeren küme
COSPAR	Committee On Space Research (Uzay Araştırmaları Komitesi)
EPIC	The European Photon Imaging Camera (Avrupa Foton Görüntüleme Kamerası)
FI	Front Illuminated (Önden aydınlatmalı)
FWHM	Full Width at Half Maximum (Yarı Yükseklikteki Tam Genişlik)
HXD	Hard X-ray Detector (Yüksek Enerjili X-Işın Detektörü)
ICM	Intra-cluster Medium (Küme içi ortam)
IRAF	Image Reduction and Analysis Facility (Görüntü İndirgeme ve Analiz Programları)
JAXA	Japan Aerospace Exploration Agency (Japon Uzay Keşif Ajansı)
NASA	National Aeronautics and Space Administration (Ulusal Havacılık ve Uzay Dairesi)
NOAO	National Optical Astronomy Observatory (ABD Ulusal Optik Gökbilim Gözlemevi)
RTT150	TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi Bakırlıtepe Tesislerinde 1.5 m ayna çaplı teleskobun adı
SDSS	Sloan Digital Sky Survey (Sloan Dijital Gök Taraması)
SN	Süpernova
TFOSC	TUG Faint Object Spectrograph and Camera (TUG Sönük Nesne Tayfölçer ve Kamerası)
TUG	TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi
UAK	Ulusal Astronomi Kongresi
XIS	X-ray Imaging Spectrometer (X-ışın görüntü tayfçekeri)
XRS	X-ray Spectrometer (X-ışını tayfçekeri)
d.o.f.	Degrees of freedom (serbestlik derecesi)
WMAP	Wilkinson Microwave Anisotropy Probe (Wilkinson Mikrodalga Anizotropi Görev uydusu)

ŞEKİLLER DİZİNİ

Şekil 1.1	Dış görünüşlerine göre galaksi sınıflandırılması (Hubble 1936).....	2
Şekil 1.2.	Galaksi kümelerinin Rood ve Sastry (1971) tarafından yapılan sınıflandırılması. cD : Merkezinde baskın bir galaksi içerir. B : Çift-Baskın bir çift parlak galaksi içerir. L : Çizgi şeklinde dizilmiş çok parlak galaksiler içerir. C : Küme içindeki en parlak 10 galaksiden 4' ü veya daha fazlası küme çekirdeğinde bulunur. F : Düz. I : Parlak ve galaksilerin dağılımı düzensizdir.....	4
Şekil 2.1.	Frekans ve dalgaboyuna göre elektromanyetik tayf (Miller 1998).....	6
Şekil 2.2.	Kirchhoff ışınım yasalarının gösterimi. Yukarıdan aşağıya doğru sırasıyla: a) Sıcak katı, sıvı veya yüksek basınç altındaki gazlar sürekli bir salma tayfi verirler. b) Yüksek sıcaklıkta ve düşük basınç altındaki gazlar salma çizgi tayfi verirler. c) Sürekli salma tayfi veren bir kaynağın önünde bulunan düşük basınç altındaki bir gaz soğurma tayfi verir.....	7
Şekil 2.3.	Isısal ve ısısal olmayan ışımların enerjilerinin frekansa göre değişimleri (Miller 1998).....	9
Şekil 2.4.	Frenlenme ışınımının oluşum mekanizması.....	10
Şekil 2.5.	Üç farklı sıcaklıktaki karacisim ışınımının tayfi.....	11
Şekil 2.6.	Sinkrotron ışınımının oluşum mekanizması.....	13
Şekil 2.7.	Compton ve ters compton saçılması.....	14
Şekil 2.8.	Zel'dovich-Sunyaev etkisinin gösterimi. a) Mikrodalga ardalan ışınımının galaksi kümesi içerisinden geçtikten sonra (Zel'dovich-Sunyaev etkisi) ve kümenin içinden geçmeden, doğrudan teleskoba gelişinin gösterimi. b) Kesikli çizgiyle gösterilen mikrodalga ardalan ışınımının karacisim ışınımı tayfidir. Düz çizgiyle gösterilen ise Zel'dovich-Sunyaev etkisiyle bozulmuş karacisim ışınımı tayfidir (Sunyaev ve Zeldovich 1980).....	15
Şekil 2.9.	a) Soğutma akışının küme merkezinden itibaren gösterimi. b) soğutma akışı sürecinde, ICM' nin sıcaklık değişimi, koyu renkli kısımlar daha sıcak bölgeleri göstermektedir.....	18
Şekil 2.10.	K, L ve M kabukları için ışınım salma geçişleri.....	20
Şekil 3.1.	Suzaku X-ışını uydusunun 96 dakikalık yörüngesi.....	25

Şekil 3.2.	X-ışını teleskoplarında ışığın odaklanması.....	27
Şekil 3.3	RTT150 teleskopunun şematik gösterimi.....	28
Şekil 3.4.	A2572 galaksi kümesinin Suzaku X-ışını verilerinin ham ve aletsel etkilerden arındırılmış hali. a' da görülen CCD' nin üst kenar kısımlarındaki aletsel etkiler, b' de çıkarılmış olarak görülmektedir.....	29
Şekil 3.5.	a) A2572 galaksi kümesine ait tez çalışması için seçilen bölgelerden biri (yarıçapı $4'$ – $6'$ aralığında) ve ar dalan için seçilen bölge ve b) seçilen bölgelerin haricindeki kısımların çıkarılmış hali görülmektedir.....	30
Şekil 3.6.	A426 galaksi kümesine ait tayfin 1 fotonu 1 grup (üstte) ve 100 fotonu 1 grup (altta) olacak şekilde gruplandırılmış hali görülmektedir.....	31
Şekil 3.7.	Açıklık fotometrisi yapılırken seçilen alanlar.....	34
Şekil 3.8.	a) Gözlem için seçilen kaynak üzerine uzun yarığın yerleştirilmiş hali, b) alınan 3 boyutlu görüntü, c) tayfi çıkarılmak istenen kısmın ve ar dalan seçimi, d) <code>apa11</code> işlemi sonucunda elde edilen 2 boyutlu görüntü.....	36
Şekil 4.1.	a) A426, b) A1800, c) A1831 ve d) A2572 kümelerine ait parlaklık haritaları. Yatay eksen sağaçıklığı ve dikey eksen ise dikaçıklığı (J2000) Şekilde 300–700 eV aralığı mavi, 1200–5000 eV aralığı sarı ve SDSS görüntüsü pembe renkle verilmiştir. Küme merkezleri, mavi ve sarı renkli bölgelerin üst üste binmesinden dolayı yeşil renkte görülmektedir. Kümelerin merkezlerinde belirgin bir galaksi bulunmaktadır. Bu galaksi hem optik hem de X-ışını bölgesinde görüntülenebilmiştir.	39
Şekil 4.2.	Kümelerin Suzaku X-ışını analizi için seçilen bölgeler görülmektedir. Kenar kısımlar verilerin indirilmesi aşamasında kesilmiştir. Sırasıyla a) A426, b) A1800, c) A2572 ve d) A1831.....	41
Şekil 4.3.	A426 galaksi kümesine ait XIS1 verileri siyah, uygulanan model mavi renktedir, bölgeler merkezden dışarıya doğru a, b, c ve d olarak verilmiştir.....	43
Şekil 4.4.	A426 galaksi kümesine ait XIS0, XIS2 ve XIS3' ün toplanmış verileri siyah ve uygulanan model mavi renktedir, bölgeler merkezden dışarıya doğru a, b, c ve d olarak verilmiştir.....	44

Şekil 4.5.	A1800 galaksi kümesine ait XIS1 verileri siyah, uygulanan model mavi renktedir, bölgeler merkezden dışarıya doğru a, b, c ve d olarak verilmiştir.....	45
Şekil 4.6.	A1800 galaksi kümesine ait XIS0, XIS2 ve XIS3' ün toplanmış verileri siyah ve uygulanan model mavi renktedir, bölgeler merkezden dışarıya doğru a, b, c ve d olarak verilmiştir	46
Şekil 4.7.	A1831 galaksi kümesine ait XIS1 verileri siyah, uygulanan model mavi renktedir, bölgeler merkezden dışarıya doğru a, b, c ve d olarak verilmiştir.....	47
Şekil 4.8.	A1831 galaksi kümesine ait XIS0, XIS2 ve XIS3' ün toplanmış verileri siyah ve uygulanan model mavi renktedir, bölgeler merkezden dışarıya doğru a, b, c ve d olarak verilmiştir	48
Şekil 4.9.	A2572 galaksi kümesine ait XIS1 verileri siyah, uygulanan model mavi renktedir, bölgeler merkez a ve b ve merkezden dışarıya doğru c, d ve e olarak verilmiştir.....	49
Şekil 4.10.	A2572 galaksi kümesine ait XIS0, XIS2 ve XIS3' ün toplanmış verileri siyah ve uygulanan model mavi renktedir, bölgeler merkez a ve b ve merkezden dışarıya doğru c, d ve e olarak verilmiştir.....	50
Şekil 4.11.	A426 kümesinin merkezinde bulunan baskın galaksinin 3500–7500 Å dalgaboyu aralığındaki tayfı.....	60
Şekil 4.12.	A1800 kümesinin merkezinde bulunan baskın galaksinin 3500–7500 Å dalgaboyu aralığındaki tayfı.....	61
Şekil 4.13.	A1831 kümesinin merkezinde bulunan baskın galaksinin 3500–7500 Å dalgaboyu aralığındaki tayf.....	62
Şekil 4.14.	A2572 kümesinin merkezinde bulunan birinci baskın galaksinin 3500–7500 Å dalgaboyu aralığındaki tayfı.....	63
Şekil 4.15.	A2572 kümesinin merkezinde bulunan ikinci baskın galaksinin 3500–7500 Å dalgaboyu aralığındaki tayfı.....	64
Şekil 5.1.	a) A426, b) A1800, c) A1831 ve d) A2572 kümelerinde merkezden dış kısma doğru X-ışını tayflarından elde edilen kT (keV) sıcaklık parametresi değerlerinin dağılımı.....	67
Şekil 5.2.	Xue ve Wu (2000) tarafından 184 galaksi kümesi ve 38 grup için elde edilen L_x -T grafiği. Grafikte kümelere ve gruplara ait uygunluklar (fits) ayrı ayrı (düz çizgi ve kesikli çizgi) gösterilmiştir. Kırmızı ile verilen noktalar tez kapsamında hesaplanan değerlerdir	72

ÇİZELGELER DİZİNİ

Çizelge 2.1.	Elektromanyetik tayf bölgeleri ve gözlenebilen cisimler	7
Çizelge 2.2.	SN patlamalarının sınıflandırılması, bu sınıflandırmada ışık eğrileri ve tayfları temel alınmıştır (Harkness ve Wheeler 1990).....	18
Çizelge 2.3.	Galaksi kümelerinin X-ışını tayflarında görülen bazı elementlerin K ve L kabuklarına ait enerji (eV) değerleri (Bearden 1967).....	21
Çizelge 3.1.	Suzaku: XIS, Chandra: ACIS ve XMM-Newton: EPIC CCD' lerin özellikleri (Katsuda 2009).....	27
Çizelge 4.1.	A426 galaksi kümesine ait X-ışını analizlerinin sonuçları. Analizlerde meka ve apec modelleri uygulanmıştır. Çizelgede her bir bölge için tüm sonuçlar görülmektedir	53
Çizelge 4.2.	A1800 galaksi kümesine ait X-ışını analizlerinin sonuçları. Analizlerde meka ve apec modelleri uygulanmıştır. Çizelgede her bir bölge için tüm sonuçlar görülmektedir	54
Çizelge 4.3.	A1831 galaksi kümesine ait X-ışını analizlerinin sonuçları. Analizlerde meka ve apec modelleri uygulanmıştır. Çizelgede her bir bölge için tüm sonuçlar görülmektedir	55
Çizelge 4.4.	A2572 galaksi kümesine ait X-ışını analizlerinin sonuçları. Analizlerde meka ve apec modelleri uygulanmıştır. Çizelgede her bir bölge için tüm sonuçlar görülmektedir	56
Çizelge 4.5.	Kümelere ait 0.3–10 keV enerji aralığındaki X-ışını ışınım güçleri (L_x) ve hataları. Hesaplamalar küme merkezi esas alınarak yapılmıştır.....	57
Çizelge 4.6.	RTT150 teleskobu ile alınan B, V ve R filtrelerindeki optik görüntülerden elde edilen parlaklık ve hesaplanan ışınım güçleri....	58
Çizelge 5.1.	A426, A1800, A1831 ve A2572 kümelerine ait tez kapsamında 0.3–10 keV enerji aralığında hesaplanan ve aynı kümeler için Ebeling vd (1996) tarafından hesaplanan kT (keV) sıcaklık parametresi değerleri	67
Çizelge 5.2.	SN patlamaları sonucunda ortaya çıkan element bolluk oranları (Nomoto vd 1997a ve 1997b)	68
Çizelge 5.3.	A426, A1800, A1831 ve A2572 galaksi kümelerinin merkez bölgelerine ait element bolluklarının demir bolluğuna oranları.....	69

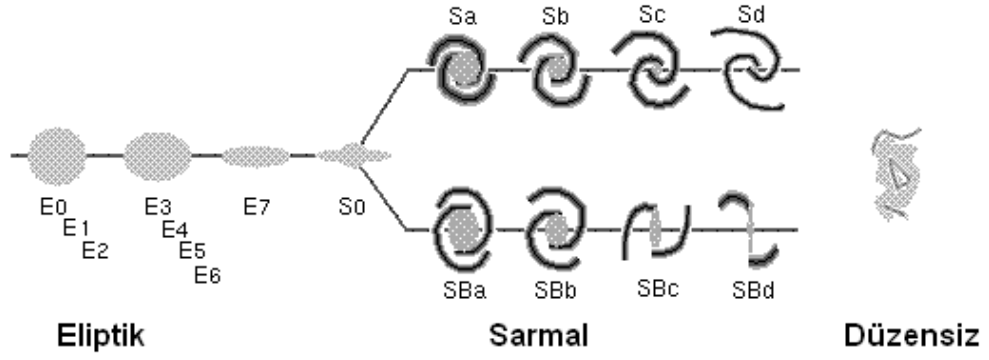
Çizelge 5.4.	A426, A1800, A1831 ve A2572 için tez kapsamında hesaplanan ve Mitchell vd (1977) ve Ebeling vd (1996) tarafından verilen X-ışını ışınım güçleri (L_x).....	71
Çizelge 5.5.	A426, A1800, A1831 ve A2572 kümelerinin hesaplanan B bant ışınım güçleri (L_B).....	74

1. GİRİŞ

Galaksi kümeleri ve grupları, kendi kütle çekim etkileriyle bir arada bulunan, evrenin bilinen en büyük yapılarıdır. Devasa yapıları ve dinamikleri gibi fiziksel özellikleri nedeniyle evreni en iyi temsil eden (küçük bir evren modeli) sistemlerdir. Evrendeki toplam kütlelerin hesaplanması, morfolojisinin belirlenmesi ve kimyasal elementlerin kökeninin ortaya konulabilmesi gibi henüz tam olarak cevaplanamamış sorulara yanıt verebilecek niteliktedir. Galaksi grupları az sayıda galaksi (<100) içeren yapılardır. Grubun çapı yaklaşık 1–2 Mpc¹, toplam kütlesi 10¹³ M_☉ civarındadır. Galaksi kümeleri ise sıcaklıkları 10⁷ – 10⁸ K, kütlesi 10¹⁴ M_☉, yoğunluğu (n) 1 parçacık/litre ve çapları 2 – 4 Mpc civarında yapıya sahiptirler. Bir galaksi kümesi, çok sayıda (50–1000) galaksi, hidrostatik dengede sıcak iyonize gaz (ICM-IntraCluster Medium) ve karanlık madde içerir. Ortalama bir galaksi kümesinin kütlelerinin yaklaşık olarak, %10' u galaksilerden, %20' si ICM' den ve %70' i karanlık maddeden oluşur (Frederiksen vd 2009). Kümeyi bir arada tutan kütle çekimsel etkinin, kümenin kütlelerine önemli miktarda katkı sağlayan karanlık madde olduğu düşünülmektedir (Sarazin 1986). Karanlık madde sadece galaksi kümelerinin kütlelerinin değil tüm evrendeki kütlelerin büyük bir kısmını oluşturması nedeniyle önemlidir, ancak doğası ve dağılımı itibariyle hala büyük ölçüde bilinmezliğini korumaktadır ve konuyla ilgili gözlemsel ve teorik çalışmalar hala devam etmektedir.

Galaksiler gaz, toz, plazma ve yıldızlardan oluşur. İlk sınıflandırma çalışmaları 1936 yılında Hubble (1936) tarafından yapılmıştır. Hubble (1936) galaksileri dış görünüşlerine göre eliptik, sarmal ve düzensiz galaksiler olarak sınıflandırmıştır. Şekil 1.1' de görüldüğü gibi, her bir sınıf kendi içerisinde görünüşlerine göre, eliptik galaksiler küreselden eliptiğe doğru (E0–E7) şeklinde ve sarmal galaksiler ise çubuklu (SB) ve çubuksuz (S) olarak sınıflandırılmıştır. Daha sonra çekirdeğin büyüklüğüne ve kolların genişliğine göre a, b, c ve d olarak alt sınıflara ayrılmıştır. Eliptik galaksiler yaşlı ve kütleleri güneşin kütlelerine yakın yıldızlar içerirler ve zengin galaksi kümelerinin merkezlerinde bulunurlar (Sarazin 1986).

¹ pc: Astronomide büyük ölçekteki uzaklıklar için kullanılan bir birimdir. Yer ile Güneş arası mesafe 1 AB' dir. Tabanı 1 AB olan ve bu tabanı gören tavan açısı 1" olan ikizkenar üçgenin yüksekliği 1 parsek' tir (3,086x10¹⁸ cm).



Şekil 1.1. Dış görünümlerine göre galaksilerin sınıflandırılması (Hubble 1936)

ICM, küme içinde galaksiler arası ortamı dolduran sıcak iyonize gazdır. Sıcaklığı milyon °K civarındadır ve yoğunluğu düşüktür. Galaksi kümesi içerisindeki baryonik² maddenin büyük bir kısmı (%80–95) ICM’ de bulunmaktadır, geri kalan kısmı ise galaksiler ve yıldızlar gibi ışınım yayan cisimlerdedir. ICM’ nin ısınması kütle çekimsel etkilerden ve küme içerisindeki galaksilerde meydana gelen süpernova (SN-SuperNova) patlamalarından kaynaklanmaktadır. Kütle çekim alanında kaybedilen kinetik enerji şok dalgalarıyla ısısal enerjiye çevrilir. Bu yüksek sıcaklıktan dolayı ICM iyonize olmuştur. Oluşan bu plazma en fazla, iyonlaşmış hidrojen ve helyum içerir ve galaksilerdeki yıldız evriminin etkisi ile demir gibi ağır elementlerce zenginleşir. Kümelerdeki ağır element bolluklarının hidrojen bolluğuna oranı kabaca güneşin birkaç katı civarındadır (Voit ve Donahue 1997).

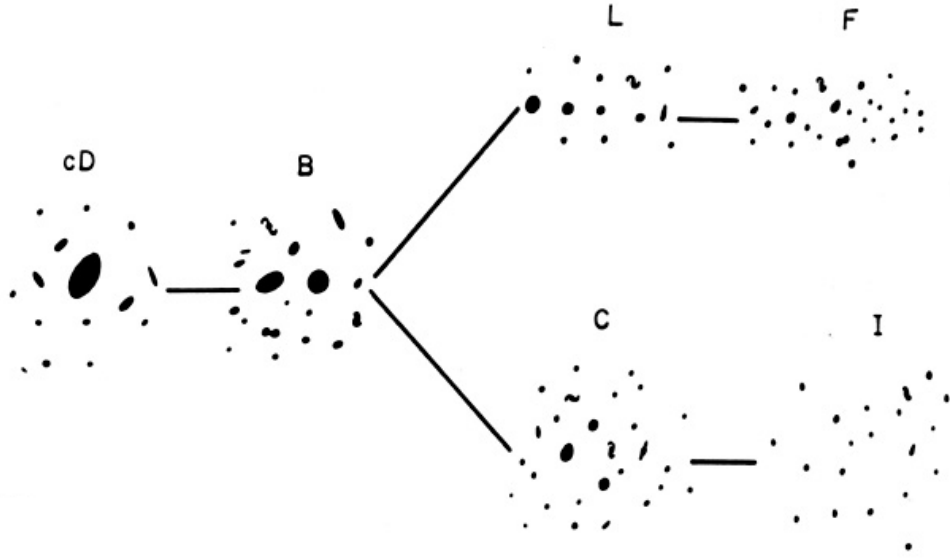
Küme içindeki kütlelerin en büyük kısmını karanlık madde oluşturur ve bu maddenin kütle çekimsel etkilerle var olduğu düşünülmektedir. Herhangi bir elektromanyetik ışınım yaymadığı için “karanlık” ismini almıştır. İçeriğinin aydınlık olmayan gaz, büyük kütleli sıkı halo cisimleri, beyaz cüceler, kızıl ötesi yıldızlar, yüzey parlaklığı düşük gökadalalar, nötron yıldızları, kara delikler, kahverengi cüceler, toz bulutları ve kuarklar olduğu düşünülmektedir (Loewenstein 2004).

² Baryon (eski Yunanca’da ağır) kütlesi protonun kütlesinden büyük veya ona eşit, şiddetli etkileşim gösteren atom altı parçacıktır, proton ve nötron baryona örnek parçacık olarak verilebilir. Baryonların spinleri daima kesirli (1/2 veya 3/2) değerlere sahiptir. Proton dışındaki tüm baryonlar, en son ürünleri proton içerecek şekilde bozunurlar.

Galaksi kümelerinin ilk ayrıntılı çalışması, Perseus kümesinin keşfi ile başlamıştır. Bu çalışma Wolf (1906) tarafından yapılmıştır. Daha sonra Abell (1958) tarafından zengin galaksi kümelerinin istatistiksel olarak kataloglanması yapılmıştır. Bu kataloglandırma, galaksi kümelerinin çalışılmasında büyük avantajlar sağlamıştır ve daha sonraki çalışmalarda önemli bir başvuru kaynağı olmuştur.

Galaksimiz dışında ilk X-ışını salması, Virgo kümesinin merkezindeki M87 galaksisinin bulunduğu bölgeden 1966' da tespit edilmiştir (Byram vd 1966, Bradt vd 1967). İlerleyen yıllarda Coma ve Perseus kümelerinin yönünde de X-ışını kaynakları tespit edilmiştir (Fritz vd 1971, Gursky vd 1971a, Gursky vd 1971b, Meekins vd 1971). Virgo, Coma ve Perseus, bize en yakın ve zengin galaksi kümeleridir. Bu üç kümenin incelenmesi, galaksi kümelerinin birer X-ışını kaynağı olabileceğini düşündürmüştür. Uhuru X-ışını uydusunun fırlatılması (1970) astrofizikte X-ışını çalışmalarının gelişmesini ve tüm gökyüzünün X-ışını salınımı için taranmasını sağlamıştır. Taramalar sonucunda, birçok galaksi kümesinin parlak X-ışını kaynakları (X-ışını bölgesindeki ışınım gücü $L_x = 10^{43-45}$ erg/s) oldukları tespit edilmiştir (Cavaliere vd 1971).

Galaksi kümeleri genel olarak yapılarına göre, düzenli, orta-düzenli ve düzensiz olmak üzere 3 ana sınıfa ayrılır. Zwicky vd (1961) tarafından kümeler, yoğunluklarına göre incelenmiştir ve yoğun, orta yoğun ve açık olarak sınıflandırılmıştır. Bautz ve Morgan (1970) ise galaksi kümelerini parlaklıklarına göre sınıflandırmıştır. Parlaklığı en yüksek olan Tip I, orta olan Tip II ve en düşük olan ise Tip III olarak belirlenmiştir. Morgan (1961) ve Oemler (1974) kümeleri galaktik içeriklerine göre sınıflandırmıştır. Rood ve Sastry (1971) galaksi kümelerini, küme içerisindeki parlak galaksilerin dağılımına göre sınıflandırmıştır. Galaksi kümelerinin sınıflandırılmasında genel olarak kullanılan Rood-Sastry sınıflandırmasıdır ve bu sınıflandırma Şekil 1.2' de görülmektedir.



Şekil 1.2. Galaksi kümelerinin Rood ve Sastry (1971) tarafından yapılan sınıflandırılması. **cD:** Merkezinde baskın bir galaksi içerir. **B:** Çift-Baskın bir çift parlak galaksi içerir. **L:** Çizgi şeklinde dizilmiş çok parlak galaksiler içerir. **C:** Küme içindeki en parlak 10 galaksiden 4' ü veya daha fazlası küme çekirdeğinde bulunur. **F:** Düz. **I:** Parlak ve galaksilerin dağılımı düzensizdir

Galaksi kümelerinin gözlemleri, optik ve X-ışını bölgesinde yapılmaktadır. X-ışını gözlemleri ICM hakkında bilgiler verir. Elde edilen bilgiler kümenin sıcaklığı, ışınım gücü ve element bolluğu ile ilgilidir. Galaksi kümelerinde, küme içi ortamdaki element bolluğuna SN patlamalarının neden olduğu düşünülmektedir. Bu konuda yapılan çalışmalar küme içi galaksilerde hangi tür SN' lerin daha baskın olduğu üzerine yoğunlaşmıştır. Ayrıca küme içindeki element bolluğunun dağılımı kümenin yapısı hakkında da bilgiler verir. SN' ler ile ortama yayılan elementler ve türleri ile ilgili bilgiler Bölüm 2' de tartışılmıştır.

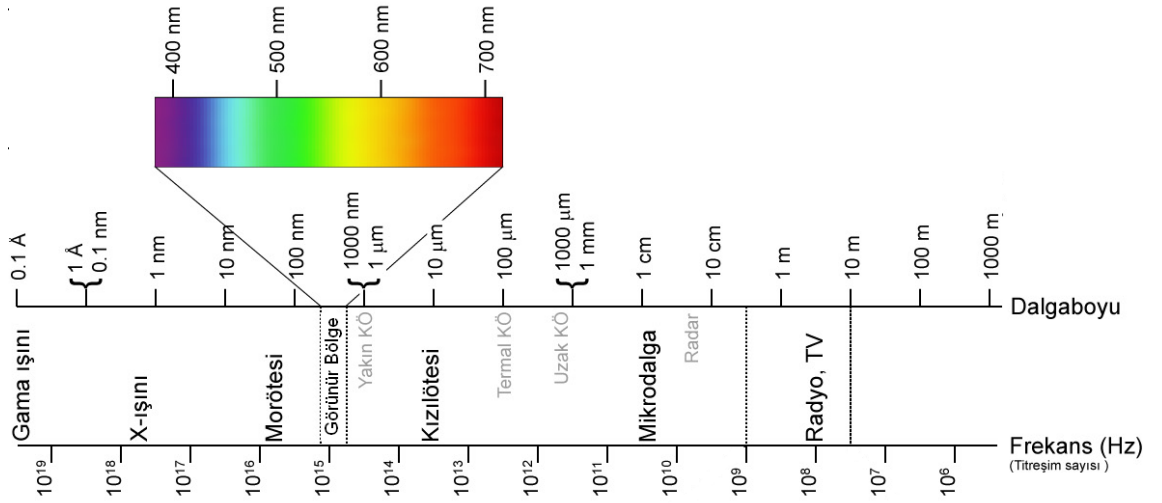
Bu tez kapsamında, kümelerin temel parametrelerine odaklanmak amacıyla düzenli yüzey ışınımlı dört galaksi kümesi seçilmiştir. Bu parametreler yardımı ile ışınımlı maddenin davranışı, plazmanın morfolojik özellikleri, sıcaklık ve element bolluklarının dağılımları araştırılarak, kozmolojinin temel sorularından biri olan karanlık maddenin doğası ve dağılımı konusundaki muammanın aydınlatılmasına katkıda bulunmak amaçlanmıştır. Bu amaçla dört galaksi kümesi X-ışını ve optik

bölgelerde incelenmiştir. X-ışını veri analizleri sonucunda ICM' nin kimyasal bolluğu ve sıcaklık değerleri elde edilmiş ve küme içi galaksilerde hangi SN patlama türünün baskın olduğu ve soğutma akışının kümelerde var olup olmadığı incelenmiştir. Optik veri analizlerinden ise X-ışınından elde edilen sonuçlar doğrulanmış, ayrıca kümelerin merkezlerinde bulunan galaksilerin parlaklık ve ışınım gücü değerleri hesaplanmıştır. Her iki bölgeden elde edilen sonuçlar bir araya getirilerek küme yapısı hakkında bilgi edinilmeye çalışılmıştır. Bölüm 2' de tez için gerekli ön bilgi, çalışılan kümeler ile ilgili kaynak taraması ve tez kapsamında kullanılan X-ışını verilerinin alındığı uydu ve optik veriler için kullanılan teleskop hakkında genel bilgiler verilmiştir. Bölüm 3' de ise veri analizleri, kullanılan programlar ve izlenen yöntemler anlatılmıştır. Elde edilen veriler Bölüm 4' de, tartışma ve sonuçlar ise Bölüm 5 ve Bölüm 6' da sunulmuştur.

2. KURAMSAL BİLGİLER ve KAYNAK TARAMALARI

2.1. Elektromanyetik Tayf

Sıcaklığı mutlak sıfırdan³ farklı tüm cisimler elektromanyetik ışınım yayarlar. 1660 yılında Newton, prizmadan kırılarak geçen güneş ışığının renklerine ayrıldığını göstermiştir. Bu şekilde oluşan renk dizgesine tayf denir. Günümüzde, radyo dalgalarından gama bölgesine kadar olan tüm dalgaboylarındaki ya da frekanslardaki ışınımların dalgaboyuna ya da frekansa göre sıralanmış haline elektromanyetik tayf denir. Şekil 2.1' de tüm elektromanyetik tayf görülmektedir.



Şekil 2.1. Frekans ve dalgaboyuna göre elektromanyetik tayf (Miller 1998)

Yer atmosferi uzaydan bize gelen ışınımların bazı dalgaboylarını geçirmez. Gama ışınları, X-ışınları ve Morötesi ışınlar atmosferin üst katmanlarında soğrulurlar. Atmosferin soğurma etkisinden kurtulmanın tek yolu atmosfer dışına çıkmaktır (Özdemir vd 2005). Kızılötesi ışınların büyük bir kısmı atmosfer tarafından soğrulduğu için kızılötesi bölgede incelenecek nesnelere de atmosfer dışından gözlenir. Görünür bölge yer atmosferinden biraz etkilense de, yeryüzünden algılanabilmektedir. Çeşitli

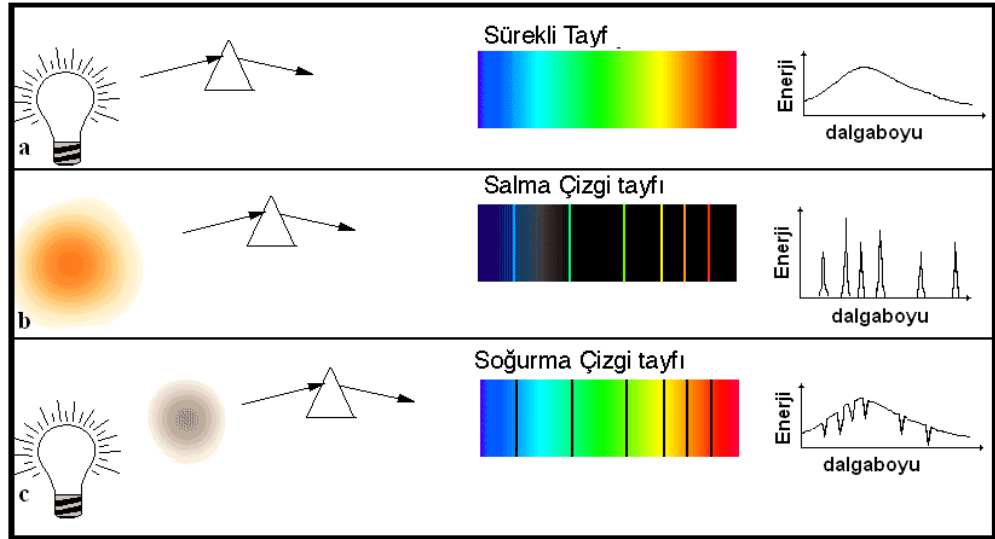
³ Mutlak sıfır sıcaklığı (0°K) teorik olarak bir maddenin ulaşabileceği en düşük sıcaklık değeridir. Mutlak sıfır sıcaklığında entropi minimum olur ve madde içinde hiç ısı enerjisi kalmamıştır. Isı akışının pozitif olması gerektiğinden termodinamik sıcaklık bir mutlak sıfır değerine sahiptir. Bu nedenle maddeyi daha fazla soğutmak mümkün değildir.

yöntemlerle görünür bölge verileri atmosferik etkilerden temizlenebilmektedir. Radyo dalgaları atmosferden geçerek yeryüzüne ulaşabilen ikinci tayf bölgesidir. Radyo dalgaları gözlemleri yeryüzünde radyo teleskoplarla yapılmaktadır. Çizelge 2.1’ de elektromanyetik tayfın farklı bölgelerinde gözlenebilen astrofiziksel cisimlere örnekler verilmiştir.

Çizelge 2.1. Elektromanyetik tayf bölgeleri ve gözlenebilen cisimler

Bölge	Tipik Kaynaklar
Gama Işını	Kara Delikler, Nötron Yıldızları, Kozmik Işınlr/Gaz Etkileşimleri
X-ışını	Pulsarlar, SN Kalıntıları, Galaksi Kümeleri, Kuazarlar
Morötesi	Genç Yıldızlar, Beyaz Cüceler, Gezegenimsi Bulutsular
Optik	Yıldızlar, Galaksiler, Bulutsular
Kızılötesi	Yıldızlar, Galaksiler, Yıldızlararası Gaz
Radyo	Yıldızlararası Gaz, Pulsarlar, Kuazarlar

1859 yılında Kirchhoff cisimlerden aldığımız tayfı 3 ışınım yasası ile tanımlamıştır. Şekil 2.2’ de Kirchhoff’ un tanımladığı bu yasalar özetlenmektedir.



Şekil 2.2. Kirchhoff ışınım yasalarının gösterimi. Yukarıdan aşağıya doğru sırasıyla: a) Sıcak katı, sıvı veya yüksek basınç altındaki gazlar sürekli bir salma tayfı verirler. b) Yüksek sıcaklıkta ve düşük basınç altındaki gazlar salma çizgi tayfı verirler. c) Sürekli salma tayfı veren bir kaynağın önünde bulunan düşük basınç altındaki bir gaz soğurma tayfı verir

2.1.1 X-ışınımının özellikleri

X-ışınları 0.12–120 keV (10–0.01 nm) enerji aralığında olan elektromanyetik dalgalardır. 0.12–12 keV aralığı yumuşak, 12–120 keV aralığı ise sert X-ışını olarak isimlendirilir. Astrofizikte, X-ışını kaynaklarının gözlemsel olarak araştırılması önemlidir. Fakat yer atmosferinin bu enerji aralığındaki ışınımı tamamen soğurması gözlemlerin yeryüzünden yapılmasını engellemektedir. Bu nedenle X-ışını gözlemleri balonlar, roketler ve uydularla yapılmaktadır.

Galaksi kümeleri içerisinde yer alan galaksilerin arası, sıcaklığı 10–100 Milyon °K olan ICM ile doludur. ICM yüksek sıcaklığından (0.2–10 keV) dolayı neredeyse tamamen iyonize olmuş durumdadır. Bu sıcaklık değerlerinde sadece demir gibi ağır elementlerin atomlarında birkaç elektron bağlı kalabilmektedir. X-ışını salması $\sim(1-100) \times 10^6$ °K sıcaklığındaki gök cisimlerinden gelir, dolayısıyla yüksek sıcaklıkları nedeniyle galaksi kümeleri genelde X-ışını kaynaklarıdır.

Galaksi kümelerindeki X-ışını gözlemleri ilk olarak balonlarla, daha sonra roketlerle yapılmıştır. Uhuru X-ışını uydusunun fırlatılmasıyla araştırmalar daha ayrıntılı hale gelmiştir. Uhuru tarafından alınan gözlem verilerinin araştırılması kümelerin aşağıda sıralanan X-ışını özelliklerini ortaya çıkarmıştır:

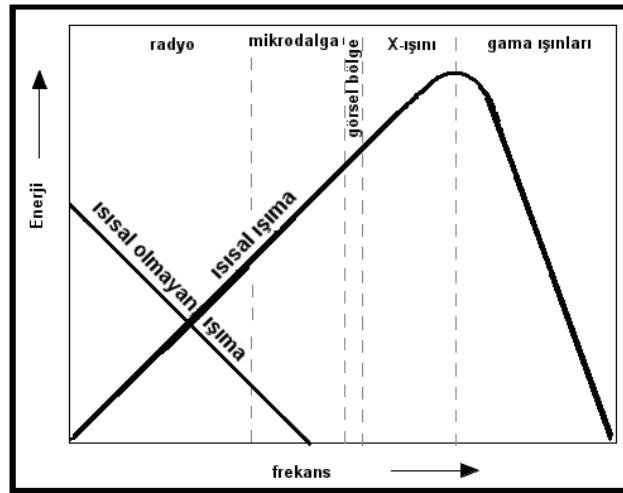
- i) Galaksimiz dışındaki, en geniş X-ışını kaynakları galaksi kümeleridir.
- ii) L_x değerleri yüksektir, $\sim 10^{43-45}$ erg/s civarındaki geniş bir aralıkta değişmektedir.
- iii) Bu X-ışını kaynakları yaygın nesnelere aittir.
- iv) Kümelerden alınan X-ışını tayfları ne galaksimizdeki yıldızsal cisimlerin tayfına ne de kümenin çekirdeğindeki X-ışını kaynağının tayfına benzemektedir.
- v) Kümelerdeki X-ışını kaynaklarının L_x değerlerinde zamanla değişim görülmemektedir ($L_x = \text{sabit}$) (Kellogg vd 1972, Forman vd 1972, Elvis 1976).

Günümüzde modern X-ışını uyduları ile galaksi kümelerinin X-ışını gözlemleri yapılmaktadır ve bu konuyla ilgili araştırma alanları artmıştır. Bu araştırma alanları ana başlıklarıyla şu şekilde sıralanabilir:

- Kümelerdeki ve dolayısıyla küme içi galaksilerdeki ağır element içeriği,
- ICM' deki metal oranları,
- Kümelerdeki demirin, ICM ile galaksiler arasındaki paylaşımı,
- Metal üretimi,
- Galaksilerden metalin ICM' ye taşınması,
- ICM' nin ısınması ya da soğuması,
- Kümenin yapısı,
- Kümelerdeki dolayısıyla evrendeki metal üretiminin asıl sebebi ve Samanyolu' nun kimyasal evrimi.

2.1.2. Galaksi kümelerinde X-ışını üretim mekanizmaları

Elektromanyetik ışıma, oluşumuna göre ısısal ve ısısal olmayan ışıma olarak iki gruba ayrılır. Bu iki ışıma türünün enerjilerinin frekansa göre değişimleri Şekil 2.3' de verilmiştir. Isısal olmayan ışıma düşük frekanslarda, elektromanyetik tayfin radyo ve mikrodalga bölgelerinde görülmektedir. Isısal ışıma ise tayfin her bölgesinde görülmektedir.



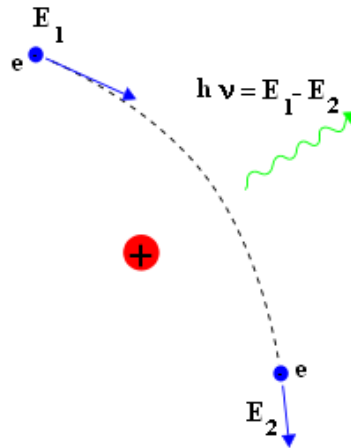
Şekil 2.3. Isısal ve ısısal olmayan ışımaların enerjilerinin frekansa göre değişimleri (Miller 1998)

Isısal kaynaklı ışımlar; frenleme (Bremstrahlung) ışıması ve karacisim ışımasıdır. X-ışınında ısısal ışıma, optik bölgedeki ışığı geçiren (optikçe ince) sıcak bir gazdan geliyorsa frenleme mekanizmasıyla, optik bölgedeki ışığı geçirmeyen (optikçe kalın) sıcak bir gazdan geliyorsa kara cisim mekanizmasıyla oluşur (Adams 1980).

Frenleme ışıması

Frenleme ışıması, bir iyonun Coulomb alanında ivmelenen, yüksek hızlı bir elektronun yaydığı elektromanyetik ışımadır. Elektron, iyonun yanından geçerken parçacıkları birleştiren doğru boyunca yönelmiş, yükleri ile doğru ve aralarındaki uzaklığın karesiyle ters orantılı Coulomb kuvvetinin etkisi altında kalır. Söz konusu kuvvet nedeniyle elektron ivmelenir ve enerji kaybeder. Kaybedilen bu enerji elektromanyetik dalga olarak ortama yayılır.

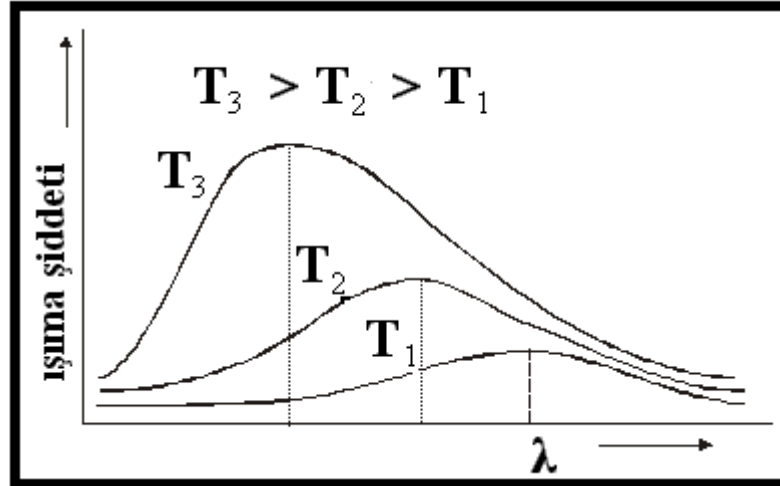
Yıldızlararası ortam serbest elektron denizi halindedir. Bu serbest elektronlar iyonların oluşturduğu elektrik alan içinde elektrostatik kuvvete maruz kalır ve elektronların hareketi doğrusal olmaktan sapar. Doğrusal olmayan hareket ivme oluşturur. İvmeli yükler ışıma yayarak enerji kaybederler. Bu mekanizma ile yayılan ışıma frenleme ışıması denir. Şekil 2.4' te frenleme ışımasının oluşumu gösterilmiştir. E_1 enerjili elektron, + yüklü parçacığın etkisiyle frenlenmeye uğrar ve yoluna E_2 enerjili olarak devam ederken, $h\nu = E_1 - E_2$ enerjili bir foton salar.



Şekil 2.4. Frenleme ışımasının oluşum mekanizması

Karacisim ışıması

Karacisim, üzerine düşen tüm dalgaboylarındaki elektromanyetik ışınımı tamamen soğurabilen ve sıcaklığına özgü bir miktar ve dağılım ile ışıma yapan ideal bir cisim olarak tarif edilebilir. Termodinamik dengede olan bir karacisim soğurduğu enerji miktarına eşit miktarda ışınım yayar. Termodinamik dengede olmayan bir karacisim ise hiçbir zaman soğurduğu kadar enerji yayamaz. Isınan, yani sıcaklığı artan karacisim soğurduğu enerjiye oranla daha az enerji yayarken, tersine soğuyan karacisim ise soğurduğu enerjiden daha fazla enerji yayar. Karacisimden yayılan enerjinin frekansa göre dağılımı ve miktarı sadece sıcaklığa bağlıdır. Şekil 2.5’ de 3 farklı sıcaklıktaki karacisim tayfi verilmiştir.



Şekil 2.5. Üç farklı sıcaklıktaki karacisim ışımasının tayfi

Sıcak bir karacisim, daha soğuk bir karacisimden daha çok ışınım yapar ve sıcaklık arttıkça eğrinin tepe noktası düşük dalgaboylarına kayar. Bu durum Wien yasası ile açıklanır. Wien yasası, cismin sıcaklığı (T) ile yaydığı ışınımın şiddetinin maksimum olduğu dalgaboyu (λ_{\max}) arasındaki ilişkiyi,

$$T\lambda_{\max} = 2.989 \times 10^{-3} \text{ m } ^\circ\text{K} \quad 2.1$$

olarak verir. Karacisim ışıınının tayfi uzun dalgaboyları için ise Rayleigh-Jeans tarafından tamamen klasik fizik yaklaşımı ile açıklanmaya çalışılmıştır ancak kısa dalgaboyu bölgesini açıklamada yetersiz kalmıştır. Planck, 1900 yılında karacisim ışıınının enerji yoğunluğu tayfi için üretilen ifade ile birlikte, ışıının sürekli bir enerji dağılımına değil, aşağıda verildiği gibi, belli kesikli enerjilere sahip olabileceğini ortaya koymuştur.

$$\varepsilon = nh\nu \quad n= 0, 1, 2, \dots \quad 2.2$$

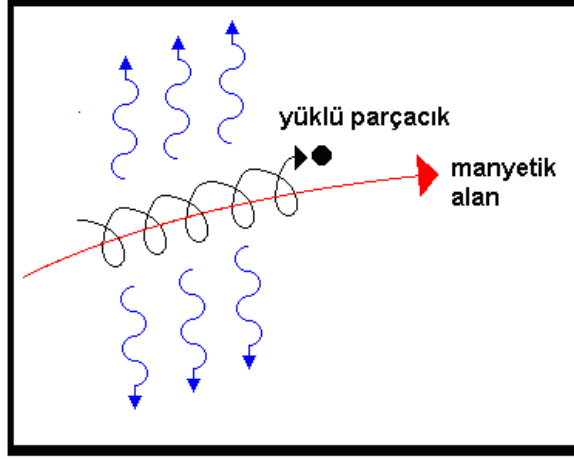
Burada ε enerji, h Planck sabiti (6.626×10^{-34} J.s) ve ν frekanstır.

Yıldızlar, enerji dağılımları sıcaklıklarına bağlı olmak üzere, tüm dalgaboylarında ışıının yayarlar. Tüm katmanlarında salma ve soğurmalar olmaktadır, bu nedenle soğurma çizgileri içeren yaklaşık bir karacisim tayfi verirler.

Sinkrotron ışıını

Bir manyetik alana giren yüklü parçacığın, hız vektörü manyetik alan vektörüne paralel olma durumu hariç, üzerine manyetik kuvvet etkir. Bu manyetik kuvvetin etkisiyle parçacık yolundan sapar ve izlediği yörünge boyunca ivmelenir. Bu ivmeli hareket nedeniyle yaydığı ısısal olmayan bu ışııma sinkrotron ışıması denir.

Yıldızlararası ortam manyetik alan içerir. Eğer elektronlar bu alan içerisine ışık hızına yakın hızlarda, hız vektörü alan vektörü ile belli bir açı yapacak şekilde (paralel olduklarında kuvvet sıfır olur) girerse manyetik alana hapsolür ve sarmal yörüngeler çizerek ışııma yapmaya başlar. Şekil 2.6' da sinkrotron ışımasının oluşum mekanizması görülmektedir. SN kalıntıları bu tür ışıımaların görüldüğü ortamlardır. Şekilde manyetik alana giren parçacığın izlediği yörünge ve yaydığı enerji gösterilmiştir.

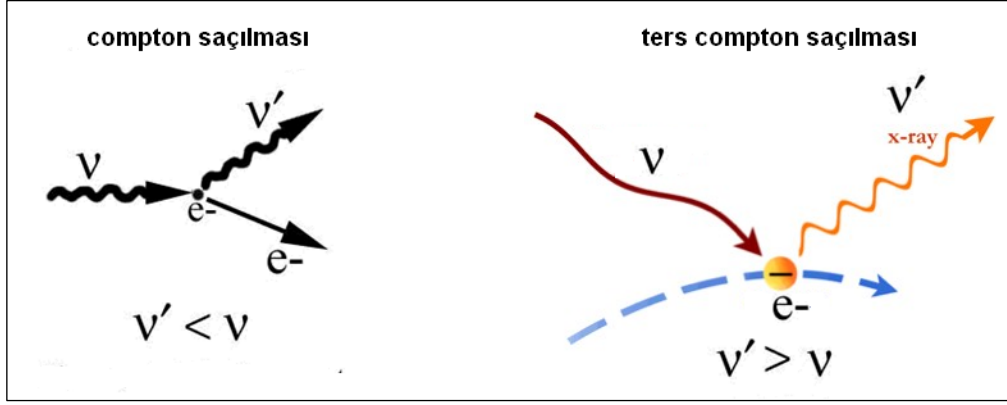


Şekil 2.6. Sinkrotron ışınımının oluşum mekanizması

Ters Compton etkisi

Işığın kuantum kuramına göre durgun kütlelerinin yokluğu hariç fotonlar parçacık gibi davranırlar. $h\nu$ enerjili bir foton ile m_0c^2 enerjili bir elektron çarpıştığında, foton enerjisinin bir kısmını ($\Delta E = h\nu - h\nu'$) elektrona aktarır. Çarpışmanın etkisiyle elektron $E = \sqrt{m_0c^2 + p^2c^2}$ enerjisi ile ve foton $h\nu'$ enerjisi ile saçılacaktır. Söz konusu çarpışma **Compton saçılması** olarak bilinir.

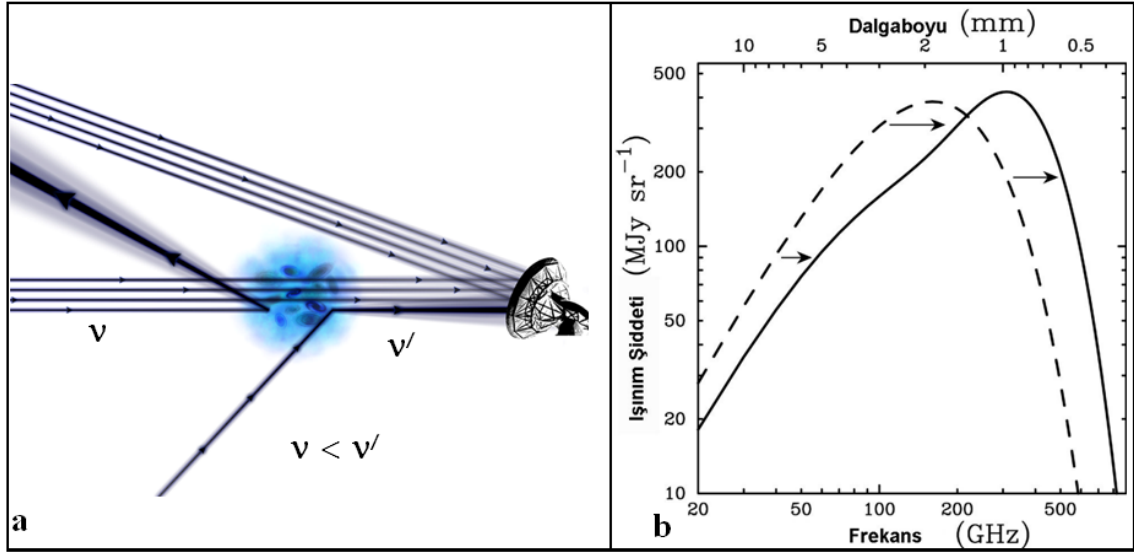
Eğer yüksek enerjili elektronlar ile düşük enerjili fotonların çarpışmasını göz önüne alırsak elektronlar enerjilerinin bir kısmını fotona aktarır ve **Ters Compton saçılması** meydana gelir. Şekil 2.7' de Compton ve Ters Compton saçılmaları görülmektedir. Compton saçılmasında foton enerji kaybederken, Ters Compton saçılmasında ise fotonun enerjisi artmaktadır. Ters Compton saçılması sonunda enerji kazanan fotonun frekansı artar.



Şekil 2.7. Compton ve ters compton saçılması

Yoğun galaksi kümeleri güçlü X-ışını kaynaklarıdır. Bu ışınımın ana kaynağının, ICM' den gelen ısısal frenlenme ışınması olduğu gösterilmiştir. Ancak evrenin en bol bileşeni olan mikrodalga ardalın ışınımının varlığı göz ardı edilemez. Bilindiği üzere mikrodalga ardalın ışınımı karacisim tayfi vermektedir.

Galaksi kümelerinde ICM' nin içinden geçen mikrodalga ardalın ışınımının bazı fotonları, ICM' nin kinetik sıcaklığının mikrodalga ardalın ışınımının radyasyon sıcaklığından çok daha büyük olmasından dolayı, Ters Compton saçılmasına uğrar. Söz konusu plazma ortamında saçılan fotonların frekansı, saçılmadan sonra daha büyük frekans değerlerine doğru bir miktar kayar. Bu süreçte foton sayısı korunurken, karacisim tayfi bozulur. Bunun nedeni saçılmaya uğrayan fotonların enerjisinin ortama giren foton enerjisinden daha yüksek olmasıdır. Bu etki Zel'dovich–Sunyaev etkisi olarak bilinir. Şekil 2.8' de bir galaksi kümesinin içinden geçen mikrodalga ardalın ışınımı ve tayfin önceki ve sonraki hali görülmektedir.



Şekil 2.8. Zel'dovich-Sunyaev etkisinin gösterimi. a) Mikrodalga ardalan ışınımının galaksi kümesi içerisinde geçtikten sonra (Zel'dovich-Sunyaev etkisi) ve kümenin içinden geçmeden, doğrudan teleskoba gelişinin gösterimi. b) Kesikli çizgiyle gösterilen mikrodalga ardalan ışınımının karacisim ışınımı tayfidir. Düz çizgiyle gösterilen ise Zel'dovich-Sunyaev etkisiyle bozulmuş karacisim ışınımı tayfidir (Sunyaev ve Zeldovich 1980)

2.2. ICM' nin Fiziksel Özellikleri

ICM, galaksi kümelerinde galaksilerarası ortamı dolduran yüksek sıcaklıkta, seyrek bir gazdır. Sıcaklığın nedeni, karanlık maddenin kütle çekimsel potansiyel ve galaksilerde meydana gelen SN patlamalarıdır (Sarazin 1986). Aşırı yüksek sıcaklığından dolayı gaz neredeyse tamamen iyonize olmuştur. Örneğin Hidrojen ve Helyum tüm elektronlarını kaybetmiştir. Daha ağır elementler ise bu sıcak ortamda sadece birkaç elektronları ile kalmıştır. Ortaya çıkan serbest elektronlarla iyonlar arasında kuantum mekaniksel etkileşmeler başlar ve bu etkileşmeler sayesinde elektromanyetik ışınım yayınlanır. Bu ışınım daha çok X-ışını bölgesindedir.

ICM göz önüne alındığında iki önemli fiziksel olgu ön plana çıkar. Bunlardan biri iyonlaşmış gaz diğeri ise ışınım yayılım süreçleridir. İyonlaşmış gaz, yeterince büyük ölçeklerde manyetohidrokinematik teoride iyi bilinmektedir. Işınım yayılım süreçleri ise çarpışmalı (collisional) iyonize gazdan gelen X-ışını salınımı denklemleri ile

açıklanmaktadır (Peterson ve Fabian 2006). ICM optikçe ince olduğu için bu olgular ayrı ayrı ele alınır.

Galaksi kümelerinde, ICM' de gerçekleşen frenlenme ışınması, ICM' deki yüksek enerjili elektronlar ile ardaalan ışınması fotonları arasındaki etkileşimden kaynaklanan ters Compton saçılması süreçleri ile bol miktarda X-ışını üretilir. Ayrıca küme içerisindeki yıldızsal cisimlerden de X-ışını gelir. X-ışını salınımı iki önemli sonuç verir. Birincisi, X-ışını alıcıları ile ICM' nin gözlenebilmesi mümkün olur. Dahası, kümeden gelen X-ışın fotonları kısmi olarak soğurulmaya maruz kalmadıkları için, ICM' den gelen ışınmanın neredeyse tamamı X-ışın teleskoplarına ulaşır ve algılanır. Bu da durağan durumdaki ICM' nin araştırılmasını mümkün kılar. Elde edilen X-ışını tayfi ve görüntüleri sayesinde ICM' ye ait birçok fiziksel nicelik (küme içinde farklı ortamların sıcaklığı, yoğunluğu gibi) elde edilen verilerden hesaplanabilmektedir. X-ışını salınımıyla ilgili diğer önemli sonuç plazmanın soğuma eğiliminde olmasıdır. X-ışını salınımıyla sistemin enerjisinin önemli bir kısmı kümeden dışarı kaçar ve kümenin merkezinin soğumasına neden olur. Bu olayın ayrıntıları aşağıda anlatılmaktadır.

2.2.1. Soğutma akışı modeli

Galaksi kümelerinde ICM, kümenin oluşumu sırasında karanlık maddenin yüksek kütle çekim etkisiyle ısınmıştır (Sarazin 1986). Karanlık madde çökerken, merkeze doğru akan madde ile dışarıya akan madde dengede kalır. İçeri akan karanlık maddenin etkisiyle gaz virial sıcaklığına⁴ (birkaç milyon °K) yakın bir değere kadar ısınır ve doğrudan X-ışını bölgesinde gözlenir. Günümüzde gözlenen galaksi kümeleri, yaşlanmış ve soğumaya başlamış olanlardır. Bu soğuma bazı kümelerde hızlı iken bazılarında (yüksek kütleli) daha yavaş olur. Soğumaya başlayan bu sistem yarı hidrostatik dengedeki atmosfer olarak ele alınır (Yarı hidrostatik dengedeki atmosfer, kütle çekim etkisi altında kararlı durumu tanımlayan bir ifadedir). Sıcak atmosfer ışınım yayarak enerji kaybeder ve soğur.

⁴ $T_{\text{virial}} \propto (1+z)M^{2/3}$ °K (Barkana ve Loeb 2001). Burada z kırmızıya kayma değeri, M ise küttedir.

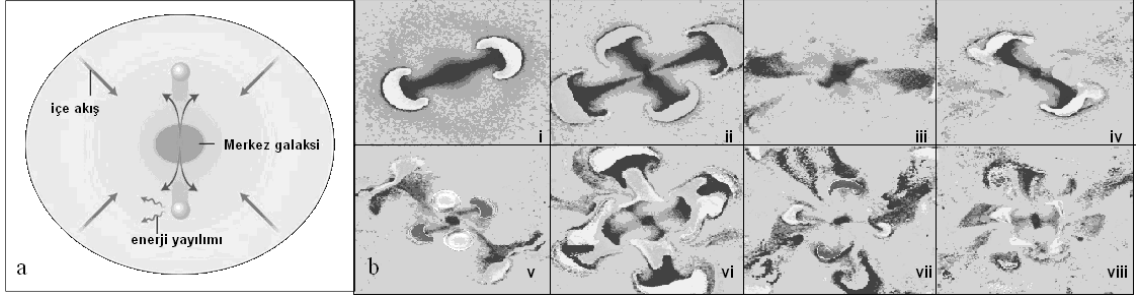
Galaksi kümelerinde ICM yoğunluğu r^{-1} ile orantılıdır. Dolayısıyla kümeden yayılan X-ışını merkezde daha yoğundur, bu nedenle merkezde soğuma daha fazla olur. Zamanla soğuyan merkez bölge genişler ve X-ışını ışınım yoğunluğu azalır, artık merkezin dışı, merkeze göre daha yoğundur. Böylece çok yoğun (merkezin dışı) ortamdaki az yoğun (genişleyen merkez) ortama doğru madde akışı başlar. Kümenin merkezinden dışarıya sıcak maddenin kaçması ve merkez dışındaki soğuk maddenin içeriye akması, merkezi soğutur. Bu doğrusal (lineer) olmayan fiziksel soğuma sürecine “Soğutma akışı” (cooling flow) denir (Fabian 1994).

Galaksi kümelerinde, küme içi ortamın ilk X-ışını bölgesindeki çalışmaları göstermiştir ki; bazı kümelerde gazın soğutma zamanı, Hubble zamanından daha kısadır. Bu gözlemler soğutma akışı modelinin ortaya konmasına neden olmuştur. Soğutma zamanı, $t_{\text{soğutma}} = (T^\alpha / n)$ şeklinde verilir. Burada α , -1/2 ile 1/2 arasında bir sabit ve n ise cm^{-3} ’deki parçacık sayısıdır (Fabian 1994). Soğutma akışı modeline göre;

$$t_a > t_{\text{soğutma}} > t_{\text{kütleçekimsel}} \quad 2.1.$$

şeklindedir. Burada t_a sistemin yaşı (H_0^{-1}), $t_{\text{soğutma}}$ ICM’ nin ışınımsal soğutma zamanı ve $t_{\text{kütleçekimsel}}$ kütle çekimsel serbest düşme zamanıdır. Denklem 2.1’ de anlatılmak istenen soğutma akışının gerçekleşmesi için, soğutma zamanı $t_{\text{soğutma}}$ ’ nın sistemin yaşından az ve kütle çekimsel serbest düşme zamanından fazla olması gerekir. Bu durumda gaz yarı hidrostatik durumdadır. Bu akış merkezin yoğunluğunu artırır (Fabian 1994).

Şekil 2.9.a’ da soğutma akışı oluşumu ve Şekil 2.9.b’ de soğutma akışı süresince zamanla ICM’deki sıcaklık değişimi (görsel olarak) anlatılmaya çalışılmıştır. i, ii ve iii’ de soğutma akışı yeni başlamıştır ve merkez henüz sıcaktır. Şok dalgaları ile sistem ısıl dengeden uzaklaşır ve merkez soğumaya başlar. iv-vii evrelerinde, sıcak olan merkezden tüm yönlerde soğutma akışı devam eder. viii’ de artık merkez soğumuştur ve soğutma akışı neredeyse bitmiştir.

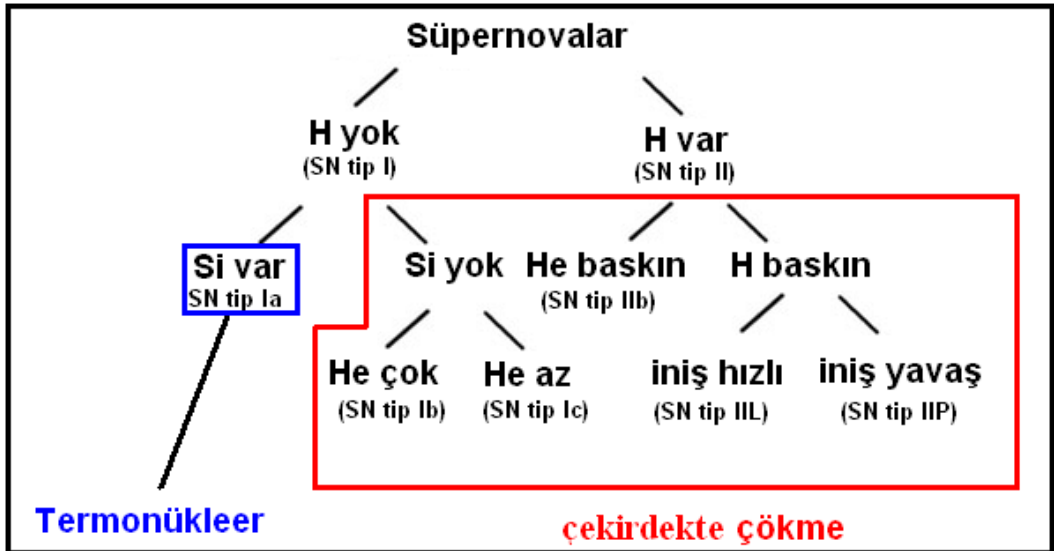


Şekil 2.9. a) Soğutma akışının küme merkezinden itibaren gösterimi. b) soğutma akışı sürecinde, ICM' nin sıcaklık değişimi, koyu renkli kısımlar daha sıcak bölgeleri göstermektedir

2.2.2. Element bolluğu

Evrendeki ağır elementler yıldız evriminin sonunda gerçekleşen SN patlamaları sonucu ortaya çıkar (Woosley ve Weaver 1986). SN' ler ani patlayan ve ışınım güçlerinde $\sim 10^9 L_{\odot}$ kadar bir artış gösteren sistemlerdir (Osterbrock 1989). Oluşumları açısından ikiye ayrılır; i) büyük kütleli yıldızlardaki çekirdek çökmesi (core-collapse) ile oluşanlar, ii) çift sistemlerde termonükleer patlamalar ile oluşanlar. Işık eğrileri ve tayflarına göre SN' lerin sınıflandırılması Çizelge 2.2' de görülmektedir.

Çizelge 2.2. SN patlamalarının sınıflandırılması, bu sınıflandırmada ışık eğrileri ve tayfları temel alınmıştır (Harkness ve Wheeler 1990)



Tip Ia SN patlamaları çift yıldız sistemlerinde oluşur. Çift sistem bir yoldaş yıldız ve bir beyaz cüceden oluşur. Kırmızı dev evresine giren yoldaş yıldız şişer. Bu şişen yıldız maddesi, Lagrange 1 (L_1) noktasına ulaştığında beyaz cücenin kütle çekim etkisine girer ve manyetik alanının etkisiyle beyaz cüce etrafında bir disk oluşturur. Madde akımından dolayı, beyaz cücenin kütlesi Chandrasekhar limitini ($<1.44 M_{\odot}$) aşar ve oluşan çökme sonucu beyaz cüce ani patlama verir. Fakat yoldaş yıldız Hidrojeni tamamen yaktığı için SN kalıntısında Hidrojen bulunmaz (Özdemir vd 2005).

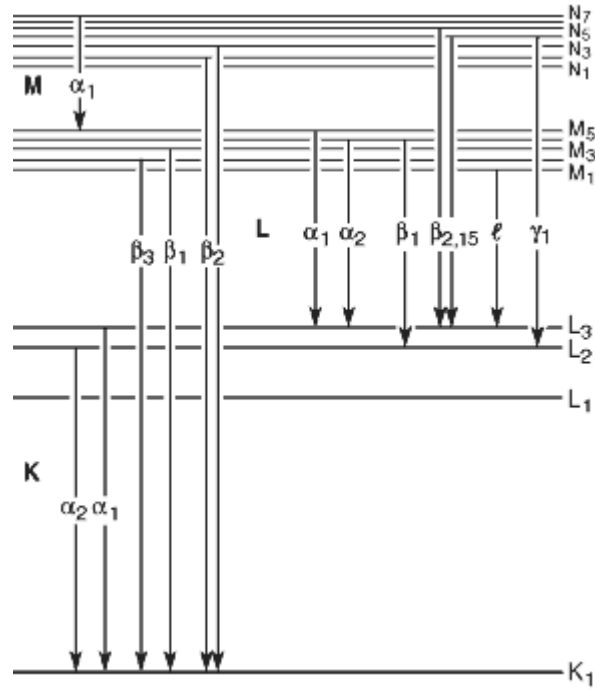
Tip II SN' ler büyük kütleli ($M > 7-8 M_{\odot}$) yıldızların evriminin sonunda çekirdek çökmesi sonucunda oluşurlar (Woosley ve Weaver 1986). Yıldızın çekirdeğindeki nükleer reaksiyonlar demir oluşumuna kadar devam eder. Çekirdekte demir oluşunca sıcaklık demiri yakmaya yetmez ve çekirdek çökmeye başlar. Çökmenin etkisiyle elektronlar yozlaşır, yozlaşmış elektron basıncı kendi kütle çekimine karşı koyamaz ve çekirdek hızla büzülür. Sıcaklık zamanla çok hızlı bir şekilde artar ve çekirdekteki demir ışınlama bozunur. Büzülme ile sıcaklık tekrar artar, bu büzülme fotonların Helyum çekirdeklerini proton ve nötrona parçalamalarına kadar devam eder. Yüksek yoğunluktan dolayı serbest elektronlar serbest protonları yakalayıp nötronları oluştururlar. Son olarak nötron gazı yozlaşır, böylece çökmeyi durduracak basınç sağlanmış olur. Merkezde bir nötron çekirdeği kalırken yıldızın dış katmanları patlama ile dışarı atılır. Bu şekilde ortaya çıkan SN kalıntısında hidrojen miktarı yüksek olur (Branch vd 1981, Woosley ve Weaver 1986).

Tip Ib ve Tip Ic tıpkı Tip II SN' sine benzemektedir. Aralarındaki fark, güçlü yıldız rüzgârları nedeniyle dış zarflarını ve dolayısıyla hidrojenlerini kaybetmiş olmalarıdır. Tip Ib' ler yüksek kütleli Wolf-Rayet yıldızları, Tip Ic' ler ise Gama ışını patlaması olan yıldızların atalarıdır. Tip IIB SN' leri, bir yoldaş yıldızla birlikte çift sistem içerisinde bulunan büyük kütleli yıldızlardır. Büyük kütleli yıldız, yoldaş yıldızın gelgit etkileriyle hidrojenini kaybetmiştir. Tip IIP ve IIL patlama ışık eğrilerinde farklılık gösterirler. Tip IIL' de parlama daha keskin azalırken, Tip IIP' de önce keskin azalmaya başlar, bir ara durumda neredeyse lineer kalır sonra tekrar azalır. Bu etki yıldızın zarfını atmasından kaynaklanmaktadır (Woosley ve Janka 2006).

2.2.3. Rezonans saçılması

Belli bir dalgaboyundaki fotonun bir atom tarafından soğrulup hemen geri salınmasıdır. Bu olayda, gelen foton belli bir enerjiye sahiptir ve bu enerji tam da elektronu bir alt seviyeden üst seviyeye uyaracak kadardır. Burada fotonun enerjisi ile atomun uyarılma enerjisi arasında bir rezonansın var olduğu söylenir. Elektron, ilk durumda soğurduğu fotonun enerjisine eşit enerjiye sahip, rastgele bir yönde bir foton yayarak önceki enerji seviyesine hemen geri döner. Rezonans saçılması sürekli değil, kesikli enerji salınımıdır.

Küme içi gazın araştırılmasında en önemli anahtar demir gibi ağır elementlerin bolluk oranlarının belirlenmesidir. Tez kapsamında araştırılan elementlerin ışınım salınım geçişleri Şekil 2.10' da ve bu geçişlere karşılık gelen enerji değerleri Çizelge 2.3' de verilmektedir.



Şekil 2.10. K, L ve M kabukları için ışınım salma geçişleri

Çizelge 2.3. Galaksi kümelerinin X-ışını tayflarında görülen bazı elementlerin K ve L kabuklarına ait enerji (eV) değerleri (Bearden 1967)

Element	K α_1	K α_2	K β_1	L α_1	L α_2	K β_2
⁸ O	524.90					
¹² Mg	1253.60	1253.60	1302.20			
¹⁴ Si	1739.98	1739.38	1835.94			
¹⁶ S	2307.84	2306.64	2464.04			
²⁶ Fe	6403.84	6390.84	7057.98	705.0	705.0	718.5
²⁸ Ni	7478.15	7460.89	8264.66	851.5	851.5	868.8

Bolluk oranının belirlenmesinde önemli bir varsayım plazmanın optikçe ince olmasıdır. Küme içini dolduran plazma demirin K α çizgisi (Fe-K α) için optikçe kalındır ve bu durum rezonans saçılmasına neden olur, merkezde üretilen Fe-K α ışınımı plazma içerisindeki Fe iyonları tarafından soğurulup geri saçılır. Bu saçılma için basit bir test K α ile K β çizgilerinin karşılaştırılmasıdır. Çünkü bu etkiden K β %20 daha az etkilenir. Fe-K β / Fe-K α oranının çok büyük olması bize rezonans saçılmasının varlığını gösterir. Ancak tayfta Fe-K β ile Ni-K α çizgisi birbirinden ayırt edilemez. Bu nedenle (Fe-K β + Ni-K α)/Fe-K α değerine bakılır (Zhuravleva vd 2011).

2.3. Seçilen Kümeler

Galaksi kümeleri, fiziksel olarak ICM yapısının ve küme içindeki galaksilerin bu plazmadaki hareketi ve birbirleri ile etkileşimlerinin incelenmesi için uygun bir laboratuvar görevi görür. X-ışını gözlemleri ile ICM' nin yapısı, sıcaklığı, element bolluğu gibi bilgiler elde edilirken, küme içindeki galaksilerin optik dalgaboylarında gözlenmesi de gerekmektedir. Ayrıca kümeyi bir arada tutan kütle çekimsel etkinin karanlık madde olduğu düşünülmektedir. Ancak karanlık maddenin doğası ve evrendeki dağılımı halen esrarını korumaktadır. ICM ise küme içini, galaksiler arasını doldurur ve karanlık maddenin dağılımı hakkında ipuçları sunar.

Yukarıda belirtilen nedenlerle bu tez kapsamında dört Abell galaksi kümesi seçilmiştir. Seçim yapılırken, galaksi kümelerinin aşağıdaki bazı özellikleri göz önüne alınmıştır: İlk olarak zengin Abell galaksi kümelerinin listesi çıkarılmıştır. İkinci olarak çıkarılan listeden Suzaku tarafından gözlenmiş olanlar seçilmiştir. Son olarak kümelerin

TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi' nde (TUG) gözlenebilirliğine (parlaklık ve koordinat bilgileri) bakılmıştır. Bu özelliklere sahip, seçilen dört galaksi kümesi hakkında ayrıntılı bilgi sırasıyla aşağıda verilmektedir.

Abell 426

A426 (Perseus), 0.0183 (Hubble sabiti Mpc' de 65 km/s alınırsa 270 milyon ışık yılı ötede) kırmızıya kayma değeri (z) ile bize en yakın süper kümelerden olan Pisces – Perseus süper kümesinin en önemli üyesidir ve yarıçapı 2.2 Mpc' dir (Carlberg vd 1997). Bautz – Morgan sınıflamasına göre II – III ve Rood ve Sastry sınıflamasına göre L tipindedir. Perseus süper kümesinin bir X-ışını kaynağı olduğu Fritz vd (1971) tarafından bulunmuştur. Koordinatları $\alpha: 03^{\text{sa}} 19^{\text{dk}} 47^{\text{s}}$, $\delta: +41^{\circ} 30' 47''$ ve B bandındaki parlaklığı 12.50 kadir civarındadır.

Kümenin merkez bölgesindeki ICM' nin ısısal soğutma zamanı Hubble zamanından kısadır. Bunun nedeni kümenin soğutma akışı yapmasıdır ve bu etkiyle yılda $\sim (1-5) \times 10^2 M_{\odot}/\text{yıl}$ kütle yer değiştirir. Perseus bize en yakın soğutma akışı gözlenen kümedir (Allen vd 2001). Merkezin sıcaklığı 4.5 keV civarındadır (Fabian vd 1981).

Küme merkezinde NGC 1275 galaksisi ve bu galaksinin merkezinde de 3C84 radyo galaksisi bulunmaktadır. 3C84 radyo galaksisinin merkezinden radyo jetler çıkar ve jetler iki radyo loba neden olur. Bu radyo jetler X-ışını gazı ile etkileşir ve küme içerisinde X-ışını gazını süpürerek ilerler. Böylece X-ışınında 2 uzun delik oluşmuş olur. Jet ve loblar bir radyo halo içerisinde bulunmaktadır ve $\sim 10^{43}$ erg/s enerji üretir. Bu enerji, X-ışını olarak kümeden dışarı taşınır ve soğutma akışına katkıda bulunur. Radyo lobdaki manyetik alanın ve relativistik parçacıkların basıncı $\sim 10^{-9} - 10^{-10}$ erg/cm³ civarındadır. Bu değer $\sim 2 \times 10^{-10}$ erg/cm³ civarındaki X-ışını basıncından büyüktür (Allen vd 2001).

Perseus içerisinde demir bolluğu ilk Ulmer vd (1987) tarafından Spartan1 verileri kullanılarak çalışılmıştır. Kümenin iç bölgesinde, ($0' - 5'$) içinde, bolluk değeri

Güneşdeki bolluk değerinin 0.81 katı ve sıcaklık 4.2 keV, dış bölgede ($6'$ – $20'$) bolluk değeri Güneşdeki bolluk değerinin 0.41 katı ve sıcaklık ~ 7.1 keV bulunmuştur (Ulmer vd 1987).

Abell 1800

A1800 galaksi kümesi, Bootes süper kümesine aittir. Koordinatları α : $13^{\text{sa}} 49^{\text{dk}} 41^{\text{s}}$, δ : $+28^{\circ} 04' 08''$, B bandındaki parlaklığı 15.40 kadir, V bandındaki parlaklığı 13.50 kadirdir ve yarıçapı 2.1 Mpc' dir (Kopylov ve Kopylova 2010). Kümeye ait kırmızıya kayma değeri 0.0743 olarak bilinmektedir (Pierpaoli vd 2001). Küme içerisindeki baskın galaksi, küme merkezinde bulunmaktadır bu nedenle cD tipi küme olarak sınıflandırılır. Ebeling vd (1996) tarafından kümeye ait 0.1–2.4 keV enerji aralığı için, kT değeri 4.6 keV, nötr hidrojen sütun yoğunluğu $N_{\text{H}} = 1.2 \times 10^{20} \text{ cm}^{-2}$ ve X-ışını ışınım gücü $L_{\text{x}} = 2.66 \times 10^{44} \text{ erg/s}$ olarak verilmiştir.

Abell 1831

A1831 galaksi kümesi de Bootes süper kümesine aittir. Koordinatları α : $13^{\text{sa}} 59^{\text{dk}} 10^{\text{s}}$, δ : $+27^{\circ} 59' 28''$, B bandındaki parlaklığı 15.40 kadir, V bandındaki parlaklığı 13.90 kadirdir ve yarıçapı 2.27 Mpc' dir (Kopylov ve Kopylova 2010). Kümeye ait kırmızıya kayma değeri 0.0613 olarak bilinmektedir (Pierpaoli vd 2001). Merkezinde baskın bir galaksi içeren cD tipi galaksi kümesidir. Ebeling vd (1996) tarafından kümeye ait 0.1–2.4 keV enerji aralığı için, kT = 4.0 keV, nötr hidrojen sütun yoğunluğu $N_{\text{H}} = 1.4 \times 10^{20} \text{ cm}^{-2}$ ve X-ışını ışınım gücü $L_{\text{x}} = 1.90 \times 10^{44} \text{ erg/s}$ olarak verilmiştir.

Abell 2572

A2572 galaksi kümesi Pegasus süper kümesine aittir. Koordinatları α : $23^{\text{sa}} 18^{\text{m}} 31^{\text{s}}$, δ : $+18^{\circ} 41' 52''$, parlaklığı B:15.30 kadir ve V:13.40 kadirdir. 0. zenginlik sınıfından olup süper kümenin kuzey batısında yer almaktadır. Bautz–Morgan sınıflamasına göre III sınıfına aittir. Süper kümenin en parlak 3 kümesinden (A2572, A2589 ve A2593) biridir. Kümenin merkezinde 2 belirgin galaksi bulunmaktadır (Ebeling vd 1995).

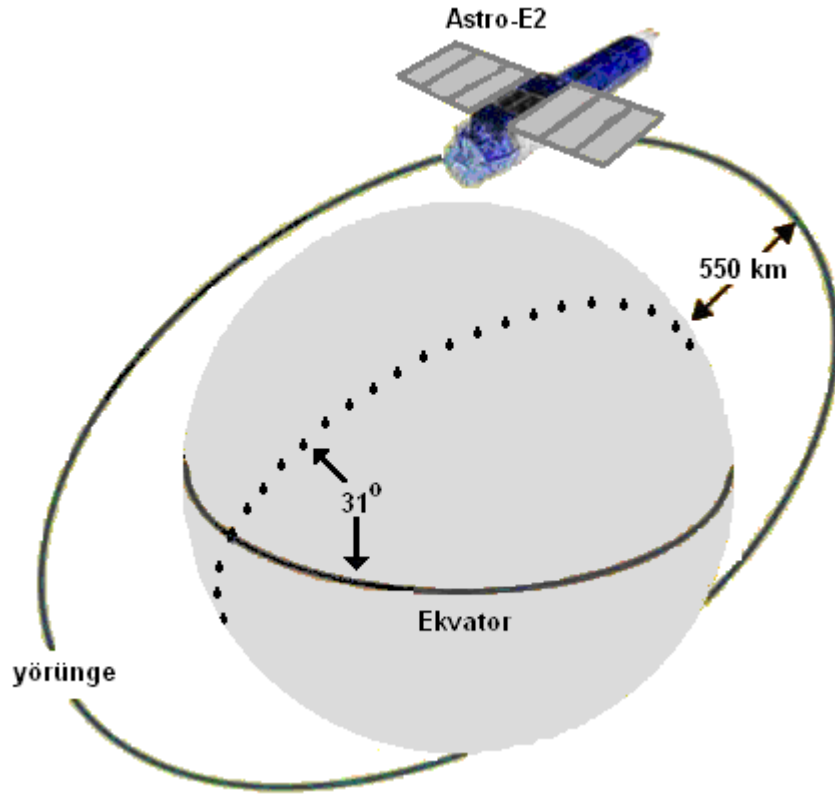
Küme, HCG 94 kümesi ile etkileşmektedir. Söz konusu etkileşim Ebeling vd (1994) tarafından tüm gökyüzü taraması yapılırken şans eseri bulunmuştur.

A426 kümesine ait 2006 yılı Suzaku verileri, Tamura vd (2009) tarafından kullanılmıştır. Bu inceme 4 yıllık (2006-2009) Suzaku verilerini kapsamaktadır. Küme merkezinden itibaren seçilen $0.5' - 2.0'$ aralığındaki bölge için $kT = 4.2$ keV olarak bulunmuştur. A1800, A1831 ve A2572 kümelerinin 2006 yılı Suzaku verileri ise Shang ve Scharf (2009) tarafından kullanılmıştır. Shang ve Scharf (2009) bu araştırmada 60 galaksi kümesinin incelemesini yapmıştır. A1800, A1831 ve A2572 kümeleri için küme merkezinden itibaren $7'$ lik alan seçilmiş ve kT değerleri sırasıyla 4.14, 4.22 ve 3.28 keV olarak bulunmuştur.

3. MATERYAL VE METOT

3.1. SUZAKU X-ışını Uydusu

Astro-E2 Japonya' nın uzaysal X-ışın kaynaklarının gözlemine adanmış X-ışın astronomi uydularının beşincisidir. 10 Temmuz 2005' de Japon Uzay Keşif Ajansı (JAXA) tarafından Uchinoura Uzay Merkezinden M-V roketi ile fırlatılmıştır. Daha sonra ismi, Asya mitolojisine göre gökkürenin 4 gardiyanından güney muhafızı kırmızı renkli Anka kuşu olan Suzaku olarak değiştirilmiştir. Uydu, Japonya-ABD ortaklığındadır ve geliştirilmesi JAXA Uzay ve Astronomi Bilimleri Enstitüsü ve Ulusal Havacılık ve Uzay Dairesi (NASA) Uzay Çalışmaları Goddard Enstitüsü ve diğer enstitülerin yardımı ile yapılmaktadır (Mitsuda vd 2007). Şekil 3.1' de görüldüğü gibi konum olarak, 96 dakikalık yörünge periyoduna ve 31.9 derecelik eğim açısına sahiptir.



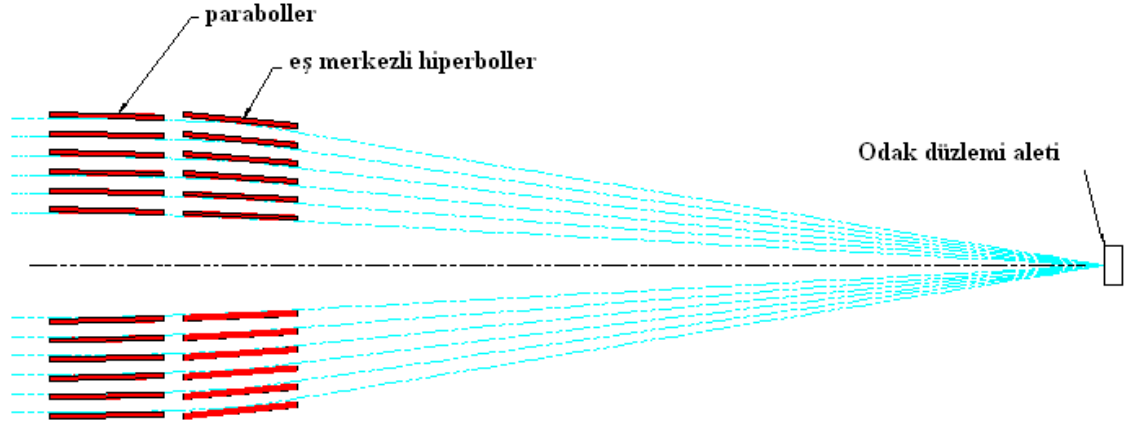
Şekil 3.1. Suzaku X-ışını uydusunun 96 dakikalık yörüngesi

Suzaku, ayrı amaçlara yönelik kullanılan 3 bilimsel cihaz taşımaktadır. Birinci cihaz, yüksek enerji çözünürlüğüne sahip (0.3–12 keV enerji aralığında çözünürlük 7 eV' dir) X-ışını spektrometresidir (XRS). XRS, sıvı helyum kaybından dolayı şu anda çalışmamaktadır. İkinci cihaz görüntülemesiz yüksek enerjili X-ışın cihazı olan “Yüksek Enerjili X-Işın Detektörü” dür (HXD). HXD, 10–700 keV aralığında 4eV çözünürlüğünde çalışmaktadır (Mitsuda vd 2007).

Son cihaz ise X-ışın duyarlılıklı 4 adet CCD kamerasıdır (X-ışın görüntü spektrometresi-XIS). Her bir XIS kamera $17'.8 \times 17'.8$ görüş alanına sahiptir ve 1024×1024 pikselden oluşmaktadır. Her bir piksel büyüklüğü $24\mu\text{m} \times 24\mu\text{m}$ ' dir. Enerji çözünürlüğü 6 keV' de yaklaşık 130 eV' dur.

Genel olarak CCD' lerin yapısında bulunan silikon üzerindeki elektrot yapısı mavi fotonların bir kısmını soğurur. Dolayısıyla CCD' ler mavi fotonlara karşı daha az duyarlıdır. Pratik olarak bazı CCD' lerde bu sorunu yenmek için CCD' ye fotonların tersten girmesi sağlanır. Fotonların kristal içerisinde soğrulması için kristal inceltiştir. Dolayısıyla CCD' ler önden aydınlatmalı (kalın) ve arkadan aydınlatmalı (ince) olarak ikiye ayrılır. XIS CCD' lerden üçü önden aydınlatmalı (FI-Front Illuminated; enerji aralığı 0.4–12 keV, isimleri XIS0, XIS2 ve XIS3) ve bir tanesi de arkadan aydınlatmalıdır (BI-Back Illuminated; enerji aralığı 0.2–12 keV ismi XIS1). XIS' lerin her biri X-ışını teleskoplarının odaklarına yerleştirilmiştir. Etki alanları, FI için 1.5 keV' de 340 cm^2 ve 8 keV' de 150 cm^2 ve BI için 1.5 keV' de 390 cm^2 ve 8 keV' de 100 cm^2 ' dir.

X-ışınları, normal aynalar ve mercekler kullanılarak odaklanamaz. Yani küçük dalgalılarına sahip oldukları için yansıtıcıların yapıldıkları malzemeler tarafından soğurulurlar. Ancak yansıtıcılara çok düşük bir açıyla gelen X-ışınları yansıtılabilir. Bu nedenle X-ışını teleskoplarında yansıtıcı yüzeyler Şekil 3.2' de görüldüğü gibi iç içe koniler şeklindedir. Her bir ayna alüminyum ile kaplanmıştır. Konik yüzeyler sayesinde gelen X-ışınları odak düzleminde toplanıp, CCD yüzeyine düşürülür.



Şekil 3.2. X-ışını teleskoplarında ışığın odaklanması

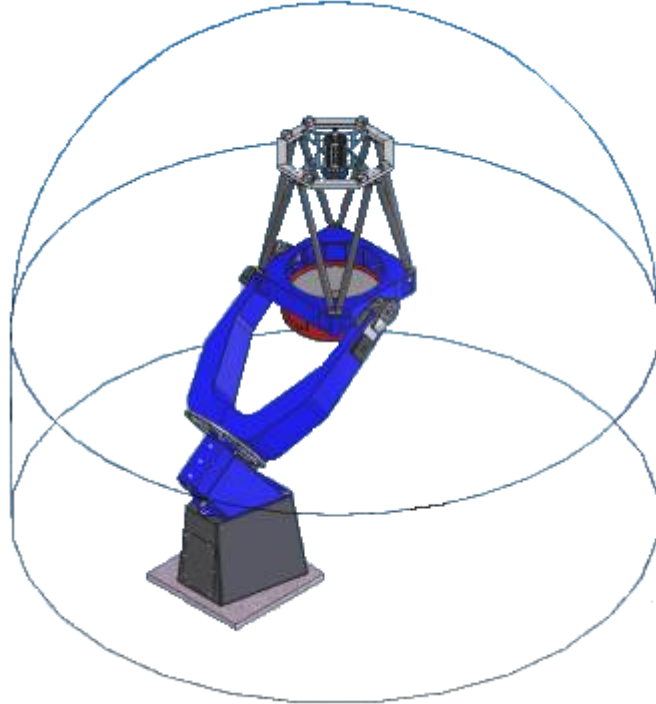
Suzaku dışında, hala yörüngede bulunan Chandra ve XMM–Newton gibi başka X-ışını uyduları da bulunmaktadır. Chandra uydusunda kullanılan Gelişmiş CCD Görüntü Spektrometresi (ACIS – Advanced CCD Imaging Spectrometer), XMM–Newton uydusunda kullanılan Avrupa Foton Görüntüleme Kamerası’dır (EPIC – The European Photon Imaging Camera). Suzaku, ACIS ve EPIC CCD’lerinin özellikleri karşılaştırma amacıyla Çizelge 3.1’de verilmiştir. Çizelgeden görüldüğü gibi Suzaku uydusu, Chandra ve XMM-Newton uyduları ile karşılaştırıldığında ardalan ve band aralığı bakımından daha üstündür.

Çizelge 3.1. Suzaku: XIS, Chandra: ACIS ve XMM–Newton: EPIC CCD’lerin özellikleri (Katsuda 2009)

	Suzaku (XIS)	Chandra (ACIS)	XMM–Newton (EPIC)
Ardalan (5 keV, Suzaku’ya göre belirlenmiştir)	1	5	3
Enerji Çözünürlüğü (eV, 1 keV ve 6 keV için)	60–140	80–150	80–150
Bant Aralığı (keV)	0.2–12	0.5–12	0.5–12
Etki Alanı (cm ² , 1.5 keV)	1100	500	2200
Görüş alanı (açıdakikası ²)	320	290	660

3.2. RTT150 Optik Teleskobu

TÜBİTAK Ulusal gözlemevi Bakırlıtepe tesisinde Rus – Türk ortaklığı ile çalıştırılmakta olan 1.5 m ana ayna çaplı teleskop RTT150 olarak adlandırılmıştır. 1995’ de Rusya ile Türkiye arasında imzalanan bir protokol ile kurulmuştur. Ritchey – Chrétien optik sistemine sahip, Cassegrain ve Coude odaklarında çalışılabilen bir teleskoptur. Teleskobun şematik gösterimi Şekil 3.3’ de görülmektedir.



Şekil 3.3. RTT150 teleskobunun şematik gösterimi

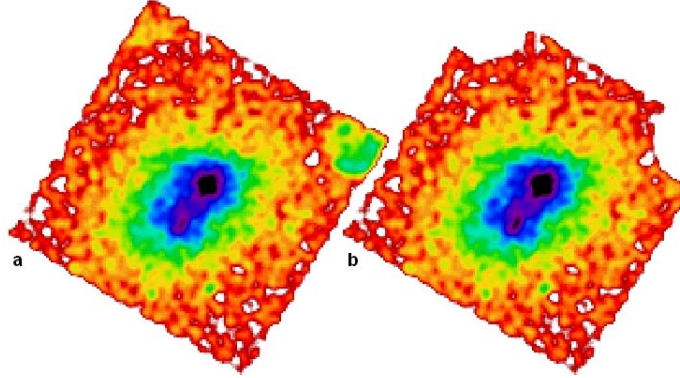
Optik gözlemler için RTT150 teleskobunun Cassegrain odağına takılı TUG Sönük Nesne Tayfölçer ve Kamerası (TFOSC – TUG Faint Object Spectrograph and Camera) kullanılmıştır. TFOSC’ un doğrudan görüntüleme (ışıkölçüm) ve tayf alma olmak üzere iki çalışma modu vardır. Bir durumdan diğerine 20–30 saniye içinde geçebilmektedir. TFOSC’ a ait CCD447, 2048 x 2048 (15µm x 15 µm) piksele sahiptir ve 13[′].5 x 13[′].5 ölçülerinde bir alanı görüntüleyebilmektedir. Tayf hem echelle hem de normal grism ile alınabilmektedir. Tayf ölçümünde normal grismde 200–2500 ($\lambda/\Delta\lambda$) arasında, echelle grismlerle 4500 civarında çözünürlük elde edilebilmektedir.

3.3. X-ışını Analizi

Suzaku X-ışını gözlem verileri <http://heasarc.gsfc.nasa.gov/db-perl/W3Browse/w3browse.pl> adresinde arşivlenmiş ve kullanıma sunulmuştur. Suzaku gözlem verilerinin analizi için Yüksek Enerji Astrofiziği Yazılımı (Heasoft–High Energy Astrophysics Software) programı kullanılır. Heasoft farklı analizler için kullanılan çeşitli yazılımlar içermektedir. Bu yazılımlardan `xselect` V2.4a sürümü ve `xspec` 2.14.1 sürümü Suzaku X-ışını analizi için ve DS9 yazılımının 5.7 sürümü görüntüleme için kullanılmaktadır. Alınan X-ışını verilerinin analizleri için uygulanacak adımlar şu şekilde sıralanabilir.

a) Veri dosyalarının aletsel etkilerden arındırılması

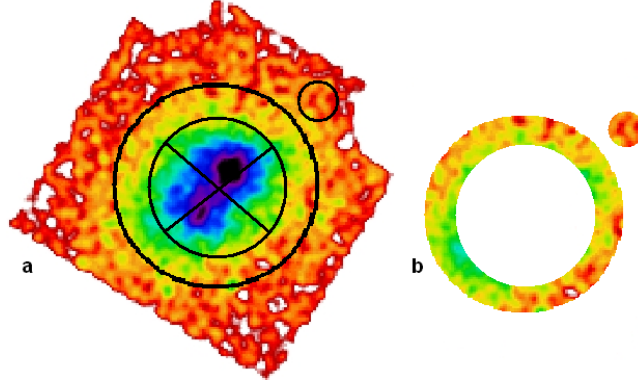
Suzaku gözlemlerinin arşivlendiği web sayfasından indirilen veriler aletsel etkilerden arındırılmamıştır. Bu nedenle aletsel etkilerin çıkarılması analizin ilk aşamasıdır. Bu aşama `xselect` altında bulunan `filter region` komutu ile yapılır. Örnek olarak Şekil 3.4’ de A2572 kümesi için ham ve aletsel etkilerden arındırılmış görüntüler verilmiştir.



Şekil 3.4. A2572 galaksi kümesinin Suzaku X-ışını verilerinin ham ve aletsel etkilerden arındırılmış hali. a’ da görülen CCD’ nin üst kenar kısımlarındaki aletsel etkiler, b’ de çıkarılmış olarak görülmektedir

b) Bölge ve ardaalan seçimi

Analizin ikinci aşaması tayfi çıkarılacak bölgenin seçilmesidir. Her bir görüntü her bir piksel için 0.3–10 keV aralığında üst üste binmiş fotonları temsil etmektedir. Bu durum görüntü üzerinde istenilen bölgenin tayfinin alınabilmesini sağlar. Bu aşamada aynı zamanda ardaalan olarak başka bir alan daha seçilmesi gerekir. Bu işlem, analizin ileri aşamalarında kullanılacaktır. Tayfi istenen bölgenin ve ardaalanın seçimi `xselect` altında bulunan `filter region` komutu ile yapılır. A2572 kümesi için bölge seçimi işlemi örnek olarak Şekil 3.5’ de verilmiştir, solda veri üzerinden seçilen bölgelerin yerleri, sağda ise seçilen bölgelerin haricindeki kısımların çıkarılmış hali görülmektedir.



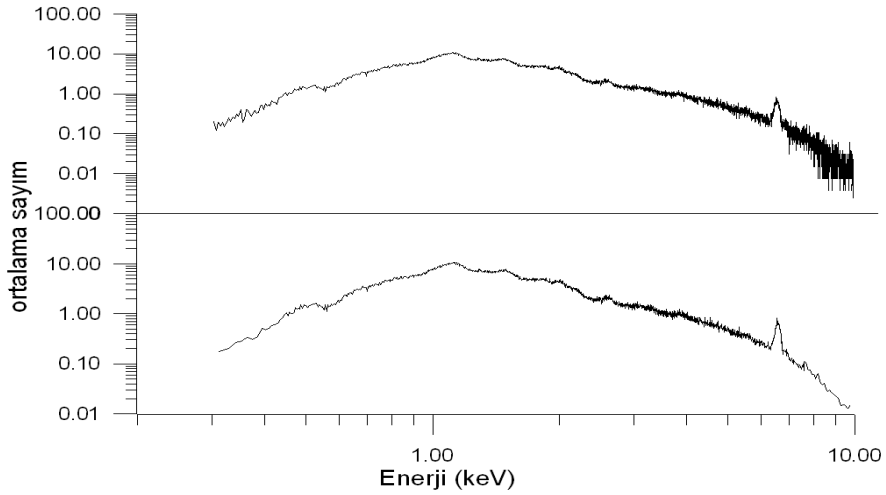
Şekil 3.5. a) A2572 galaksi kümesine ait tez çalışması için seçilen bölgelerden biri (yarıçapı $4'$ – $6'$ aralığında) ve ardaalan için seçilen bölge ve b) seçilen bölgelerin haricindeki kısımların çıkarılmış hali görülmektedir

c) Karşılık (Response) dosyalarının oluşturulması

Suzaku X-ışını uydusu tarafından alınmış bir veri, herhangi bir görüntüleme programında açıldığında, farklı bölgelerinin farklı renklerde olduğu görülür. Bunun anlamı her bir piksele düşen foton sayısı ve enerjisinin farklı olmasıdır. Dolayısıyla, Suzaku verisi, her bir pikselde bulunan fotonların enerjilerine göre sayısını içermektedir. Analizin bu aşaması, seçilen bölgelerdeki fotonların enerjilerine göre ayrıştırılmasıdır, bu amaçla ilgili piksellerinin karşılık dosyaları hazırlanır. Bu iş için `rmfgen` ve `arfgen` yazılımları kullanılır (Ishisaki vd 2007).

d) Gruplama

Bilimsel olarak anlamlı bir tayf elde etmek için, uygun sinyal/gürültü oranına ulaşmak gerekir. Bu amaçla gruplama (bin) işlemi yapılır. Bu işlem için belli bir enerji aralığı belirlenir ve belirlenen aralıktaki noktaların ortalaması alınır. Bu işlem `ftools` taskı altında bulunan `grppha` komutu ile yapılır. Gruplama işlemi için A426 kümesinin merkez bölgesine ait tayfin iki farklı gruplama örneği Şekil 3.6' da verilmiştir.



Şekil 3.6. A426 galaksi kümesine ait tayfin 1 fotonu 1 grup (üstte) ve 100 fotonu 1 grup (altta) olacak şekilde gruplandırılmış hali görülmektedir

e) Tayfin elde edilip modellenmesi

Yukarıdaki işlemler sonucunda seçilen kaynağın enerji grafiği (bu grafiğe tayf denir) elde edilecektir. Tayfin elde edilmesi `xspec` yazılımı altında yapılmaktadır. Programı çalıştırabilmek için dosyaların gruplanmış olması gerekir. Dosyayı açtıktan sonra yapılması gereken grafiğin x ekseninin ne olduğunu belirtmektir. `data` komutu ile gruplanmış dosya okutulur. `setplot energy` komutu ile x ekseninin enerji olarak ifade edilmesi sağlanır. `ignore bad` komutu ile kötü pikseller temizlenir. Enerji aralığını seçmek için `ignore **-E1 E2-**` komutu kullanılır, böylece E1 ile E2 enerji aralığındaki veri seçilmiş olur. Bu aşamada `p1 1d` komutu veriyi logaritmik olarak görmemizi sağlar. Verinin modellenmesi aşamasında ise; yine `xspec` altında çalışan modeller kullanılır. `model help` yazılırsa `xspec` altında yer alan modellerin listesi elde

edilir. `xspec` yazılımı altında farklı fiziksel durumları tanımlayan farklı modeller vardır. Bazı modeller eski sürümün geliştirilmiş hali ya da benzeridir. Model içeriğindeki parametreler tek tek incelenerek, model veriye uygulanır. Ki-kare (χ^2) değeri istatistik fizikte önemli bir kavramdır ve bu istatistik göz önüne alınarak uygun değer elde edilmeye çalışılır. `fit` işleminden sonra, artık tayf ve tayfa uyan model elde edilmiş demektir.

3.4. Optik Analiz

Tez kapsamında optik bölgede yapılan gözlemler, RTT150 teleskopunda, A426, A1800, A1831 ve A2572 galaksi kümelerinin B, V ve R filtrelerinde ışıkölçümü ile kümelerin merkez bölgelerinde bulunan galaksilerin 3230–9120 Å dalgaboyu aralığında yapılan tayfölçümünü kapsamaktadır. Bu nedenle görüntüler ve tayf için yapılan analizler ayrı ayrı anlatılacaktır.

Elde edilen ham veriler Görüntü İndirgeme ve Analiz Program Paketi' nin (`IRAF` – Image Reduction and Analysis Facility) 2.12.1 sürümü kullanılarak işlenmiştir. `IRAF`, ABD Ulusal Optik Gökbilim Gözlemevi (`NOAO`: National Optical Astronomy Observatory) tarafından geliştirilen bir veri indirgeme ve analiz sistemidir. `IRAF`' in çok çeşitli cihazları destekleyen bir grafik sistemi vardır ve görüntüleme araçları olarak `ximtool` (`sunview`), `SAOImage` (`X-Windows`) ve `DS9`' u destekler.

a.) CCD Fotometri

Fotometri işlemi ile incelenen kaynağın parlaklık değeri belirlenir. Bu amaçla öncelikle gözlem görüntülerinin bilimsel hale getirilmesi için aletsel etkiler giderilir. Daha sonra açıklık fotometrisi yöntemi ile kaynakların parlaklık değerleri bulunur. Yapılan işlemler ayrıntılı olarak şu şekilde sıralanabilir:

a.1.) Ön indirgeme işlemleri:

Bir CCD' den elde edilen sinyal, gelen foton sayısı ile doğru orantılı olmalıdır. Ancak çıktı sinyali yalnızca gelen fotonları değil aynı zamanda bazı görüntü gürültülerini de içerir. Bu gürültülere aletsel etkiler ve ardalan fotonları neden olur. Aletsel etkiler, okuma gürültüsü (CCD' nin elektronik yapısından kaynaklanır), karaakım (CCD' nin ısınmasından kaynaklanır) ve pikseller arasındaki duyarlılık farklılıklarıdır. Bilimsel ölçümlerin yapılacağı bir gözlem görüntüsünün elde edilebilmesi için bu etkilerin giderilmesi gereklidir. Bu işlem her analizin ilk aşamasıdır ve bu nedenle “ön indirgeme işlemi” denilmektedir. Genel olarak bu aşama 3 adımdan oluşur. Her bir adım IRAF altında bulunan paketler kullanılarak yapılır.

Ön indirgemenin ilk aşaması sıfır düzeltmesi (Bias) denilen CCD' ye ait yapısal kararsızlık ve düzensizliklerin belirlenmesidir. Bias, gözlem gecesinde alınmış sıfır poz süreli görüntüdür, kullanılan CCD için referans alınacak en düşük düzeyin belirlenmesi için kullanılır. Gözlem gecesinde alınmış yaklaşık 10 Bias görüntüsünün ortalaması alınır (zerocombine işlemi) ve ortalaması gece boyunca alınan tüm görüntülerden çıkarılır (ccdproc işlemi).

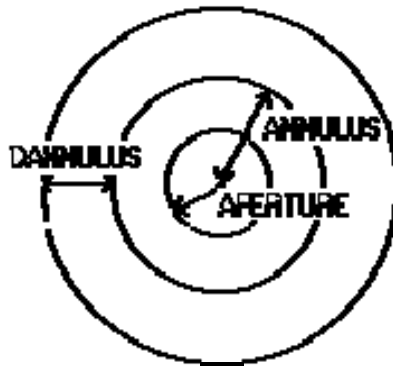
İkinci aşaması, karaakım (Dark) düzeltmesi denilen CCD' deki ısınmadan kaynaklanan etkilerin ortadan kaldırılması işlemidir. Dark verisi gözlem gecesinde teleskobun kapağı kapalı iken ve gözlem verisine eş sürede poz verilerek alınır. Elde edilen Dark görüntülerinin ortalaması alınıp (darkcombine işlemi), sıfır düzeltmesi (ccdproc işlemi) yapıldıktan sonra düz alan (Flat Field) ve gözlem görüntülerinden çıkarılır.

Son aşama ise düz alan (Flat Field) bölme işlemidir. Bu işlem CCD' nin pikselleri arasındaki duyarlılık farkının düzensizliklerinin giderilmesi için yapılır. CCD yüzeyi düzgün aydınlatılarak veri alınır. Bu işlem kubbe içerisine asılan bir perdenin düzgün (homojen) aydınlatılması ve bu perde üzerinden görüntü alınması ile veya gece başında veya gece sonunda hava tam aydınlanmadan önce düzgün aydınlatılmış kabul edilen gökyüzünün bir bölgesinden görüntü alınması ile gerçekleştirilir. Gözlem gecesinde

alınan Flat Field görüntülerinin ortalaması (*flatcombine* işlemi) alınır. Elde edilen ortalama Flat Field için Bias ve Dark düzeltmeleri (*ccdproc* işlemi) yapılır. Son olarak tüm gözlem görüntüleri, her bir pikselin duyarlılığı farklı olduğu için, elde edilen son Flat Field görüntüsüne piksel piksel bölünür. Böylece piksellerin duyarlılık farkları ortadan kaldırılır. Artık ön indirgeme işlemi tamamlanmış ve analize hazır bilimsel görüntüler elde edilmiştir.

a.2.) Açıklık fotometrisi:

Ön indirgemesi tamamlanmış gözlem görüntüleri artık incelenecek kaynağın parlaklık değerinin hesaplanması için uygundur. Bu görüntülerden parlaklık değerlerinin hesaplanması ve elde edilen aletsel parlaklıkların standart parlaklıklara dönüştürülmesi açıklık fotometrisi ile yapılır. Açıklık fotometrisi sırasında Şekil 3.7' de görüldüğü gibi iç içe 3 halka seçilir. İlk halka çalışılacak kaynağın ışığını içine alır (aperture). Halkanın yarıçapı, görüntünün x ve y eksenleri boyunca gauss eğrisi geçirilerek belirlenir. Gauss eğrisinin eteklerinden de ardalan ışınması için bir bölge (dannulus) daha seçilir. Bu işlemler sırasıyla *datapars*, *centerpars*, *photpars*, *fitskypars* ve *phot* paket programları ile yapılır. Örneğin *datapars* işlemi ile gözlem görüntüsüne ait önemli sayılar (FWHM ve görüntüye ait gök değeri) programa girilir.



Şekil 3.7. Açıklık fotometrisi yapılırken seçilen alanlar

b) Tayf Analizi

Tayfsal gözlem analizinde de tıpkı fotometrik analizdeki gibi aletsel etkilerden arınmış bilimsel gözlem görüntülerine ulaşmak gerekir. Bu nedenle öncelikle ön indirgeme işlemi yapılır. Sonraki adım, alınan 3 boyutlu gözlem görüntülerinden x-ekseni dalgaboyu ve y-ekseni akı olan tayfin elde edilmesidir. Her bir adım ayrıntılı olarak aşağıda anlatılmıştır.

b.1.) Gözlem için ön hazırlık ve gözlem:

Gözlem öncesi yapılması gereken, gözlenecek gök cisminin görsel bölgede gözleneceği dalgaboyu aralığının ve cisminin parlaklığına göre gözlem süresinin belirlenmesidir. Daha sonra ön indirgeme işlemleri ve kalibrasyon (ayarlama) lambaları için gerekli veriler alınır.

b.2.) Ön indirgeme:

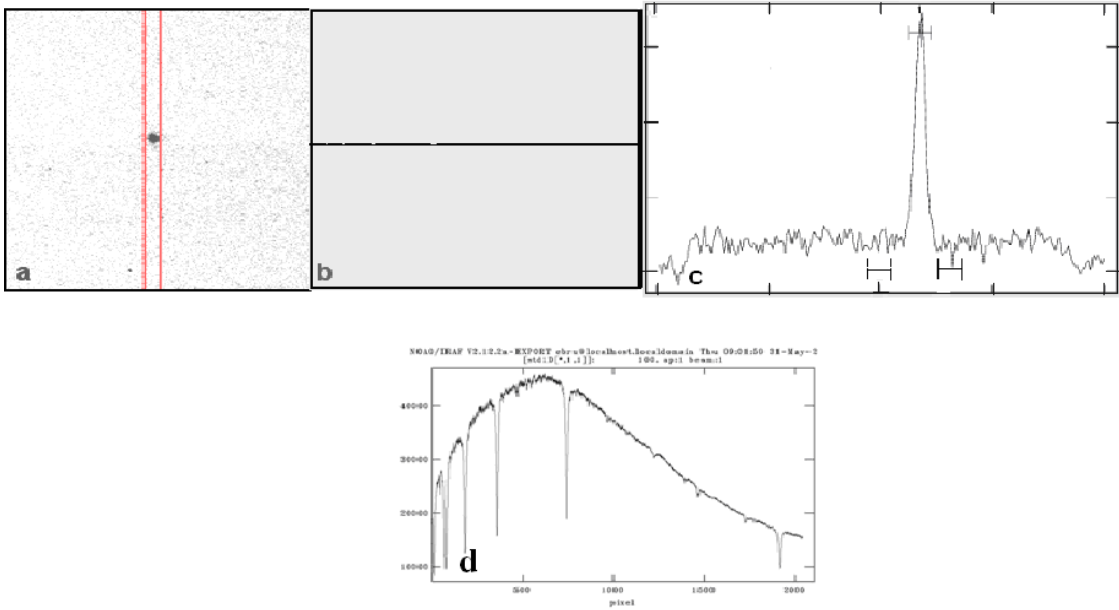
Ön indirgeme (ccdproc) işlemiyle, daha önce anlatıldığı gibi, kullanılacak görüntüler aletsel ve çevresel etkilerden arındırılır.

b.3.) Apa11 işlemi:

Apa11 işlemi ile 3 boyutlu görüntü 2 boyutlu çizime dönüştürülür. Elde edilen 2 boyutlu grafik, sayım⁵ değerine karşılık piksel şeklindedir. Şekil 3.8' de sırasıyla; a) seçilen kaynağın optik görüntüsü ve üzerine yerleştirilmiş yarık, b) kaynağın alınan 3 boyutlu görüntüsü görülmektedir. Bu 3 boyutlu görüntüde, yatay eksen dispersiyon eksenidir, dikey eksen yarık boyunca pikselleri ve z eksenidir sayfa düzlemine dik eksen olmak üzere piksellerdeki sayım değerini göstermektedir. apa11 işlemi dikey eksen

⁵ Sayım değeri her bir piksele düşen ışık şiddetlerini temsil eder. CCD'lerin çalışma prensibi fotoelektrik olaydır. CCD yüzeyine düşen fotonlar tarafından serbest elektronlar üretilir. Açığa çıkan serbest elektronlar piksellerde biriktirilir. Piksellerde biriken elektronlar bir elektronik devre yardımıyla sayıcı bir devreye aktarılır. Sayıcı devrede her bir pikselin koordinatı ve içerdiği elektron sayısı hesaplanıp bilgisayarda okunacak uygun sinyaller haline getirilir. Bilgisayara gönderilen sayısal veri her bir piksele düşen ışık şiddetlerini temsil eder (Özışık 1995).

boyunca bir gauss eğrisi çizer ve çizilen gauss eğrisinin 2 boyutlu grafiğini çıkarır. Bu eğriden tayfi alınacak bölge ve ardalan bölgeleri seçilir (Bkz. Şekil 3.8.c). Tayfi elde edilecek bölgeden ardalanın ortalama değeri çıkarılır. `apa11` işlemi sonunda 3 boyutlu görüntü 2 boyutlu grafik haline çevrilmiş olur (Bkz. Şekil 3.8.d).



Şekil 3.8. a) Gözlem için seçilen kaynak üzerine uzun yarığın yerleştirilmiş hali, b) alınan 3 boyutlu görüntü, c) tayfi çıkarılmak istenen kısmın ve ardalan seçimi, d) `apa11` işlemi sonucunda elde edilen 2 boyutlu görüntü

b.4.) Dalgaboyu ayarlaması

Dalgaboyu ayarlaması, `apa11` işlemi sonunda elde edilen 2 boyutlu grafiğin x ekseninin biriminin pikselden dalgaboyuna çevrilmesidir. İşlem birkaç adımdan oluşmaktadır. İlk adım `Identify` işlemidir. Gözlem gecesinde alınan lamba (tez için yapılan gözlemlerde Helyum ve Neon lambaları kullanılmıştır) tayfına `apa11` işlemi uygulanarak elde edilen 2 boyutlu grafiğin x eksenini Angstrom cinsinden dalgaboyuna çevrilir. İkinci adım `hedt` işlemidir. Lamba için elde ettiğimiz x eksenini dalgaboyuna çevrilmiş 2 boyutlu grafik ile gök cisminin tayfi arasında bir fonksiyon üretir. Son adım ise `dispcor` işlemidir. `hedt` işlemi ile üretilen fonksiyon, gök cisminin tayfına uygulanır.

Son adımla dalgaboyu ayarlaması tamamlanmış dolayısıyla incelenen kaynaklar için elde edilen 2 boyutlu grafiklerin x eksenleri Angstrom cinsinden dalgaboyuna çevrilmiş olur.

b.5.) Akı ayarlaması

Akı ayarlaması, apa11 işlemi ile elde edilen 2 boyutlu grafiğin y ekseninin sayım olan biriminin akıya çevrilmesi işlemidir. Akı ayarlamasının yapılabilmesi için bir standart yıldızın tayfinin gözlem gecesinde alınmış olması gerekir. Akı ayarlamasının yapılması ile tayf analizi tamamlanmış olur. Elde edilen tayfin x eksenini Angstrom ve y eksenini $\text{erg cm}^{-2} \text{s}^{-1}$ birimindedir.

Akı ayarlaması, salma çizgilerinin akı değerlerinin hesaplanması ve çizgilerin birbirlerine oranlarının bulunması gerektiğinde yapılır. Bu tezde, kümelere ait tayflardaki salma çizgilerinin akı değerleri kullanılmayacağı için “akı ayarlaması” yapılmamıştır.

4. BULGULAR

4.1. A426, A1800, A1831 ve A2572 Kümelerine Ait Suzaku Verileri

A426 kümesine ait X-ışını gözlemleri Suzaku uydusu tarafından 2006 yılından bu yana her yıl yapılmaktadır. Kümenin içerisinde 190 galaksi bulunmaktadır. Tez kapsamında, 2007 yılı Ağustos ayında 150 ks boyunca XIS ile alınan veriler incelenmiştir (Gözlem no: 101012010). Gözlem süresince XIS0, XIS1, XIS2 ve XIS3 alıcıları kullanılmıştır. Gözlem verileri, 19 Ağustos 2007 tarihinde genel kullanıma açılmıştır. Bu verinin seçim sebebi, gözlem süresinin uzunluğu ve gözlemlerde 4 CCD' nin de kullanılmış olmasıdır.

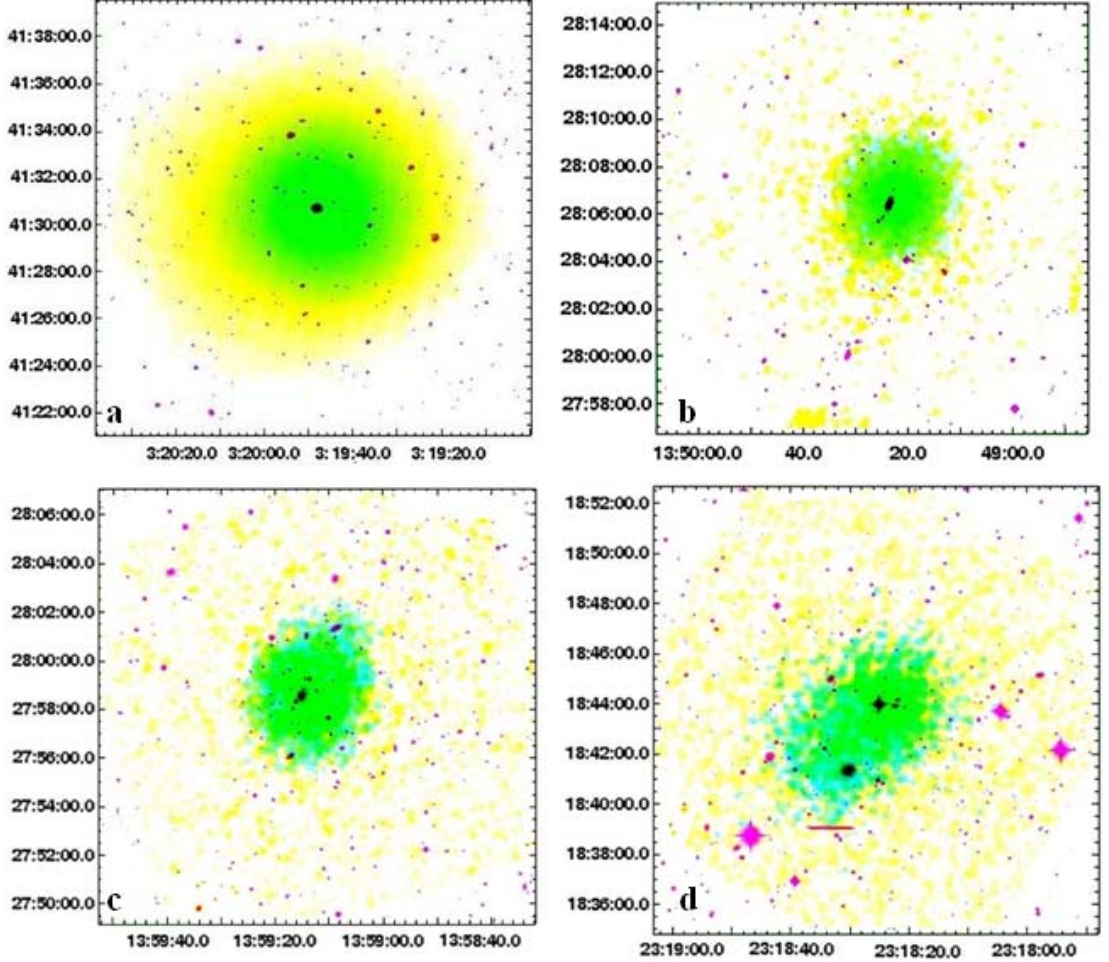
A1800 kümesi Suzaku uydusu tarafından XIS kullanılarak 20 Temmuz 2006' da 20 ks boyunca gözlenmiştir (Gözlem no: 801078010). Bu gözlemde XIS0, XIS1, XIS2 ve XIS3 alıcıları kullanılmıştır. Gözlem verileri 8 Ağustos 2007 tarihinde genel kullanıma açılmıştır.

A1831 kümesi Suzaku uydusu tarafından XIS kullanılarak 21 Temmuz 2006' da 18 ks boyunca gözlenmiştir (Gözlem no: 801077010). Bu gözlemde XIS0, XIS1, XIS2 ve XIS3 alıcıları kullanılmıştır. Gözlem verileri 8 Ağustos 2007 tarihinde genel kullanıma açılmıştır.

A2572 kümesi Suzaku uydusu tarafından XIS kullanılarak 6 Temmuz 2006' da 24 ks boyunca gözlenmiştir (Gözlem no: 801073010). Bu gözlemde XIS0, XIS1, XIS2 ve XIS3 alıcıları kullanılmıştır. Gözlem verileri 10 Ağustos 2007 tarihinde genel kullanıma açılmıştır.

Kümelere ait parlaklık haritası Şekil 4.1.a, b, c ve d' de görülmektedir. Parlaklık haritası 3 ayrı görüntünün üst üste bindirilmesi ile elde edilmiştir. Bu görüntülerde, mavi renk oksijenin baskın olduğu 300–700 eV enerji aralığındaki, sarı renk demirin baskın olduğu 1200–5000 eV enerji aralığındaki XIS görüntüsünü temsil eder. Pembe

ise Sloan Dijital Gökyüzü Taraması (SDSS⁶- Sloan Digital Sky Survey) görüntüsüdür. SDSS görüntüsü galaksilerin küme içerisindeki dağılımını göstermek için eklenmiştir. Kümelerdeki en baskın galaksiler merkezde bulunduğu için üç renk üst üste gelmiştir ve bu bölgeler siyah görünmektedir.



Şekil 4.1. a) A426, b) A1800, c) A1831 ve d) A2572 kümelerine ait parlaklık haritaları. Yatay eksen sağaçıklığı ve dikey eksen ise dikaçıklığı (J2000) ifade etmektedir. Şekilde 300–700 eV aralığı mavi, 1200–5000 eV aralığı sarı ve SDSS görüntüsü pembe renkle verilmiştir. Küme merkezleri, mavi ve sarı renkli bölgelerin üst üste binmesinden dolayı yeşil renkte görülmektedir. Kümelerin merkezlerinde belirgin bir galaksi bulunmaktadır. Bu galaksi hem optik hem de X-ışını bölgesinde görüntülenebilmiştir.

⁶ SDSS en fazla kullanılan gökyüzü taramalarından biridir. 5 optik bantta (u, g, r, i ve z) gökyüzünün haritalarını çıkarmak ve galaksilerin, kuazarların ve yıldızların tayfını alabilmek amacıyla kurulmuş bir sistemdir. SDSS, New Mexico’da bulunan SDSS Apache Point Gözlemevi’ndeki 2.5 metrelik teleskobu kullanmaktadır. 30 CCD’den oluşan bir mozaik alıcı ve bir çift optik fiberden yapılmış tayföçer teleskobun odak düzleminde bulunmaktadır.

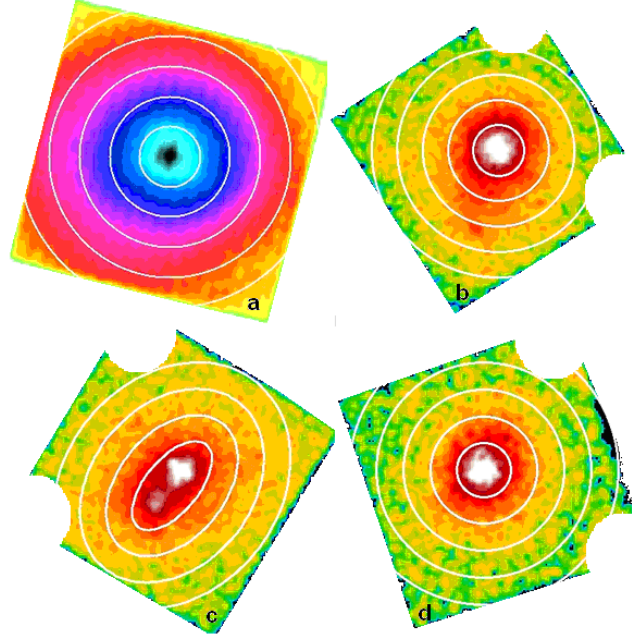
4.2. Sıcaklık ve Element Bolluğu Analizleri

Galaksi kümelerinin X-ışını çalışmaları ile kümenin sıcaklığı ve ortamdaki element bolluğu belirlenmektedir. Kümenin merkezine ait sıcaklık değerinin belirlenmesi ve küme içerisinde sıcaklık dağılımının bulunması soğutma akışı modeli hakkında bilgi edinilmesini sağlar. ICM’deki element bolluğunun belirlenmesi ise küme içerisindeki galaksilerde meydana gelen SN patlama türleri hakkında bilgi verir.

Bu amaçla, tez kapsamında kümelerin merkezinden itibaren sıcaklık ve ağır element bolluğunun dağılımına bakılmıştır. İnceleme, kümenin merkezinden başlanarak en dış kısma kadar belirli bölgeler seçilerek yapılmıştır.

A426, A1800 ve A1831 kümelerinin merkezinde optik görüntülerde tespit edilen bir galaksi bulunmaktadır. Bu 3 küme için merkezde $2'$ yarıçaplı dairesel bir alan seçilmiş ve seçilen bölgenin sıcaklık ve element bolluğu hesaplanmıştır. Merkezden dışarıya doğru gidildikçe küme içi gazın davranışının anlaşılabilmesi için, Şekil 4.2’de görüldüğü gibi, yarıçap $2'$ artırılarak alanlar seçilmiş, oluşan yeni dairesel alandan bir önceki dairesel alan çıkarılarak kalınlığı $2'$ olan halkalar elde edilmiştir. Böylece, seçilen alanlar merkezden itibaren, $0'-2'$, $2'-4'$, $4'-6'$ ve $6'-8'$ aralıklarını kapsamaktadır.

A2572 kümesi ise merkezinde 2 belirgin galaksi içermektedir. Bu iki galaksi, kümenin oval görünüşlü bir merkeze sahip olmasına neden olmaktadır. İki galaksinin de, kümeye etkisine bakabilmek için, A2572 kümesi farklı bir metot ile ayrıca ele alınmıştır. Küme için, merkezinden itibaren 45° açılı duran küçük yarı uzunluğu $1'$ ve büyük yarı uzunluğu $2'$ olan elips şeklinde alanlar seçilmiştir. Bu alan seçilirken merkezdeki galaksilerin konumu göz önüne alınmıştır. Merkezden uzaklaştıkça alanlar, diğer 3 kümede uygulandığı gibi, yine $2'$ artırılmıştır. Oluşan yeni elips şeklindeki alandan bir önceki elips şeklindeki alan çıkarılarak kalınlığı $2'$ olan halkalar elde edilmiştir. Seçilen bölgeler Şekil 4.2’de görülmektedir.



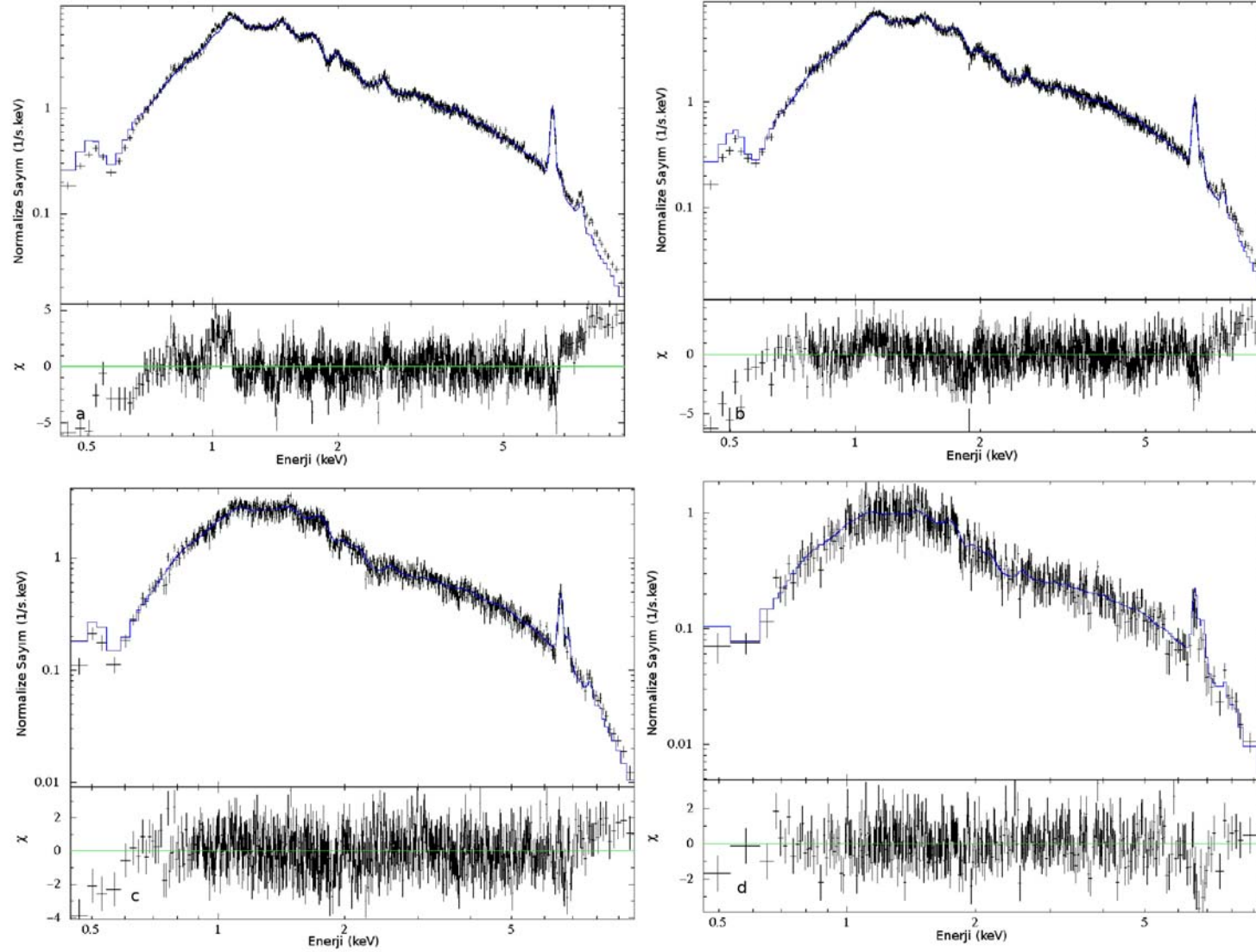
Şekil 4.2. Kümelerin Suzaku X-ışını analizi için seçilen bölgeler görülmektedir. Kenar kısımlar verilerin indirilmesi aşamasında kesilmiştir. Sırasıyla a) A426, b) A1800, c) A2572 ve d) A1831

Seçim işlemleri Bölüm 3.3' de anlatıldığı gibi `xselect` yazılımı ile yapılmıştır. Her bir küme için küme merkezinden uzakta, küme ışınımını içine almayan, ardalan için bir dairesel bölge seçilmiştir. Filtreleme işlemi ile tayfi alınacak bölgelerin dışında kalan kısımlar atılmıştır. Kümenin merkezi için yapılan ardalan seçim işlemi, merkezden uzaklaştıkça seçilen her bir $2'$ kalınlıklı halka şeklindeki alan için tekrarlanmıştır. Ardalan seçimi ve filtreleme işleminden sonra, her bir alan için, sıcaklık ve element bolluğunun dağılımı incelenmiştir.

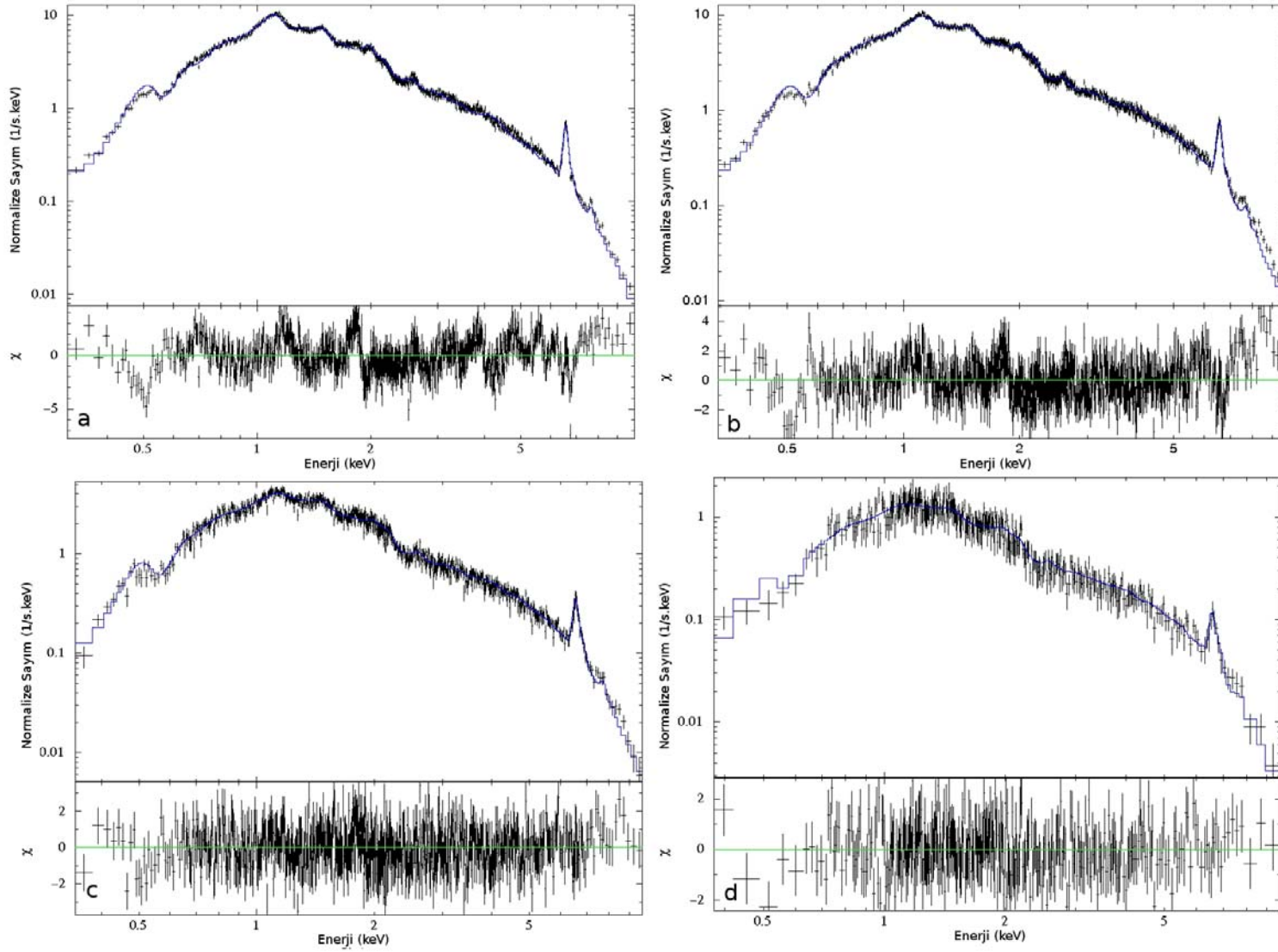
Seçilen bölgeler için sayım değerleri piksel piksel hesaplanarak kaydedilmiştir. Küme içinde seçilen alanlar için karşılık dosyaları (`rmf` ve `arf`) oluşturulmuştur. Oluşturulan karşılık dosyaları ve ardalan için oluşturulan `pi` uzantılı dosyalar verilerde gruplama yapılabilmesi için kullanılmıştır. Gruplama işlemi tayfin durumuna göre belirlenmiştir. A426 kümesinin verileri 250 foton 1 grup, A1800, A1831 ve A2572 kümelerinin verileri ise 30 foton 1 grup olacak şekilde gruplandırılmıştır.

Gruplama işlemi tamamlanan veriler `xspec` programı ile `x` eksenini enerji olacak şekilde grafik haline getirilmiştir. Daha sonra grafikler 0.3–10 keV aralığında

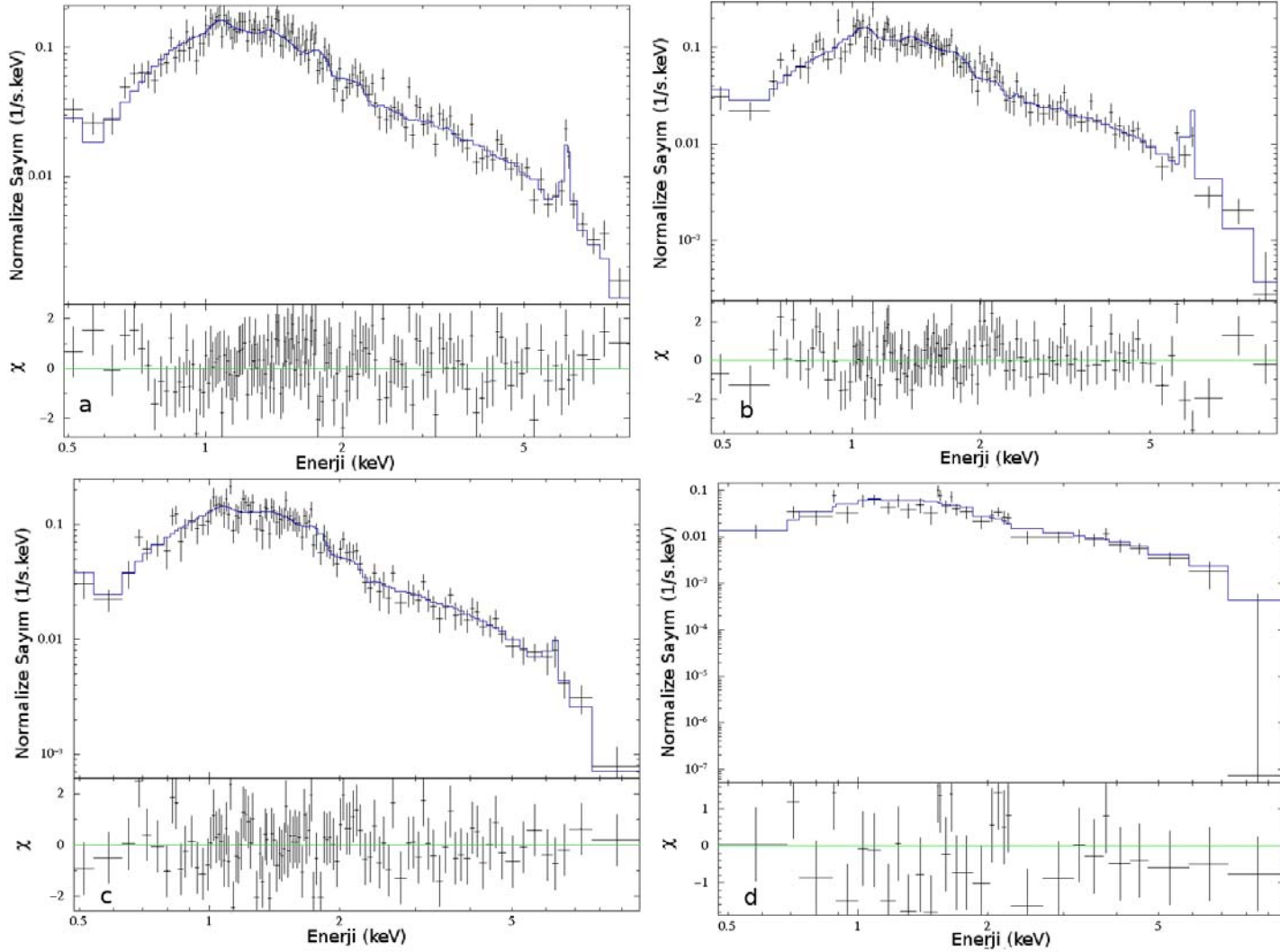
kesilmiştir. Bu aralık, XIS' in gördüğü enerji aralığıdır. Daha sonra elde edilen tayfalara model uygulama işlemine geçilmiştir. `xspec` programı altında farklı amaçlara yönelik birçok model bulunmaktadır. Astrofizikte plazma için kullanılan modeller iki gruba ayrılır. Bunlar fotoiyonizasyon ve çarpışmalı modellerdir. Galaksi kümelerindeki galaksiler arası gaz için çarpışmalı modeller uygundur. Bu amaçla üretilmiş iki model bulunmaktadır, bunlar `meka` (Mewe–Kaastra–Liedahl ısısal plazma modeli) (Kaastra 1992) ve `apec` (Astrofiziksel Plazma Salma Kodu) (Smith vd 2001). Her iki model de ısısal çarpışmalı plazmayı tarif eder. Aralarındaki fark `apec` modelin yüksek çözünürlüklü verilerde kullanılabilmesidir. Suzaku verileri `apec` modeli uygulandığında daha iyi sonuçlar vermektedir (Mitsuda vd 2007, Fukazawa vd 2011, Smith vd 2001). Tez kapsamında her iki model de kullanılmış, fakat daha uygun olmasından dolayı sadece `apec` modeli ile elde edilen tayflar Şekil 4.3 – Şekil 4.10' da sırasıyla verilmiştir. Her bir küme için, üçü ön aydınlatmalı CCD verileri olan XIS0, XIS2 ve XIS3 verileri toplanarak, arka aydınlatmalı CCD verisi olan XIS1 verileri ise ayrı olarak verilmiştir.



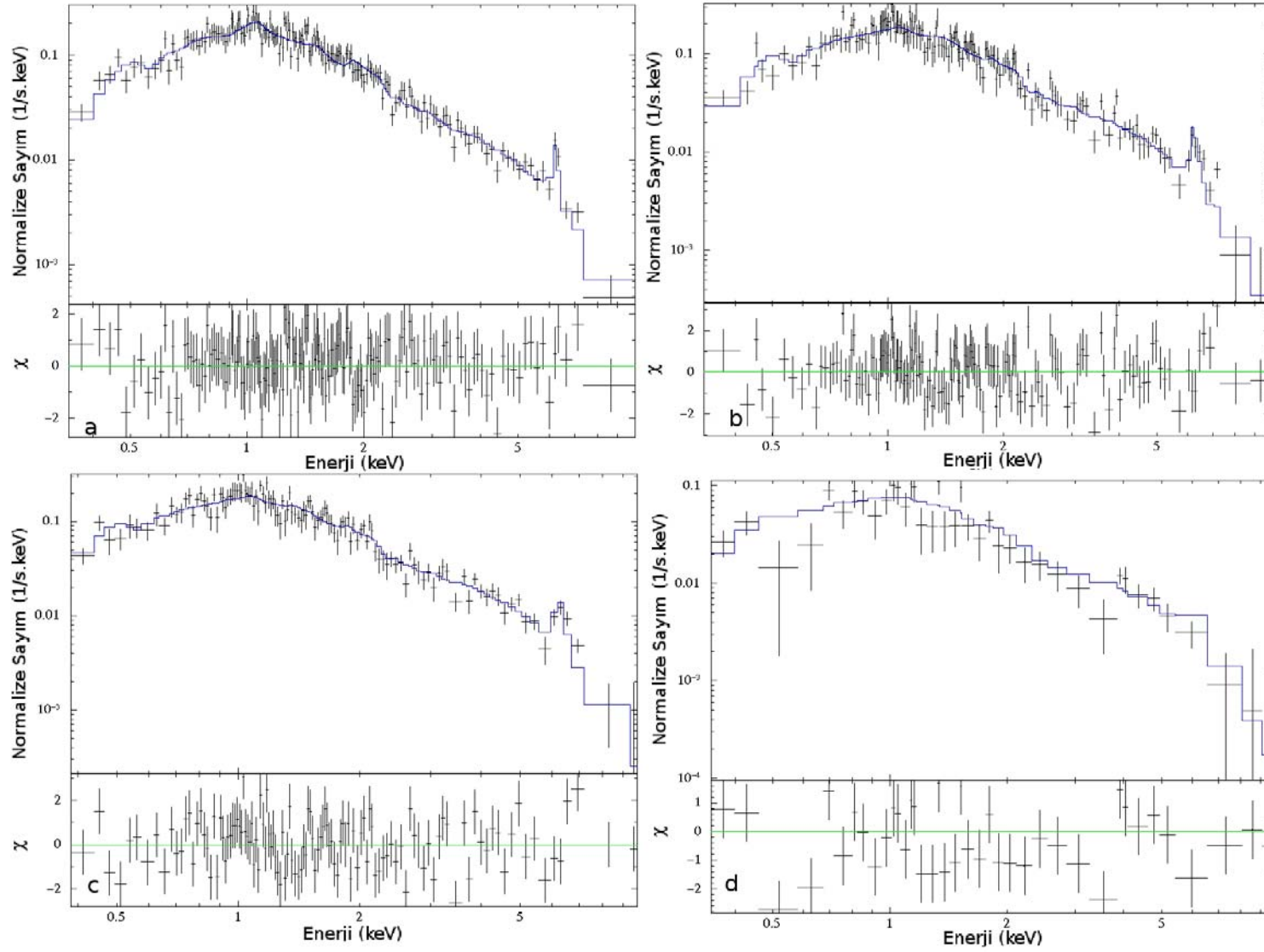
Şekil 4.3. A426 galaksi kümesine ait XIS1 verileri siyah, uygulanan model mavi renktedir, bölgeler merkezden dışarıya doğru a, b, c ve d olarak verilmiştir



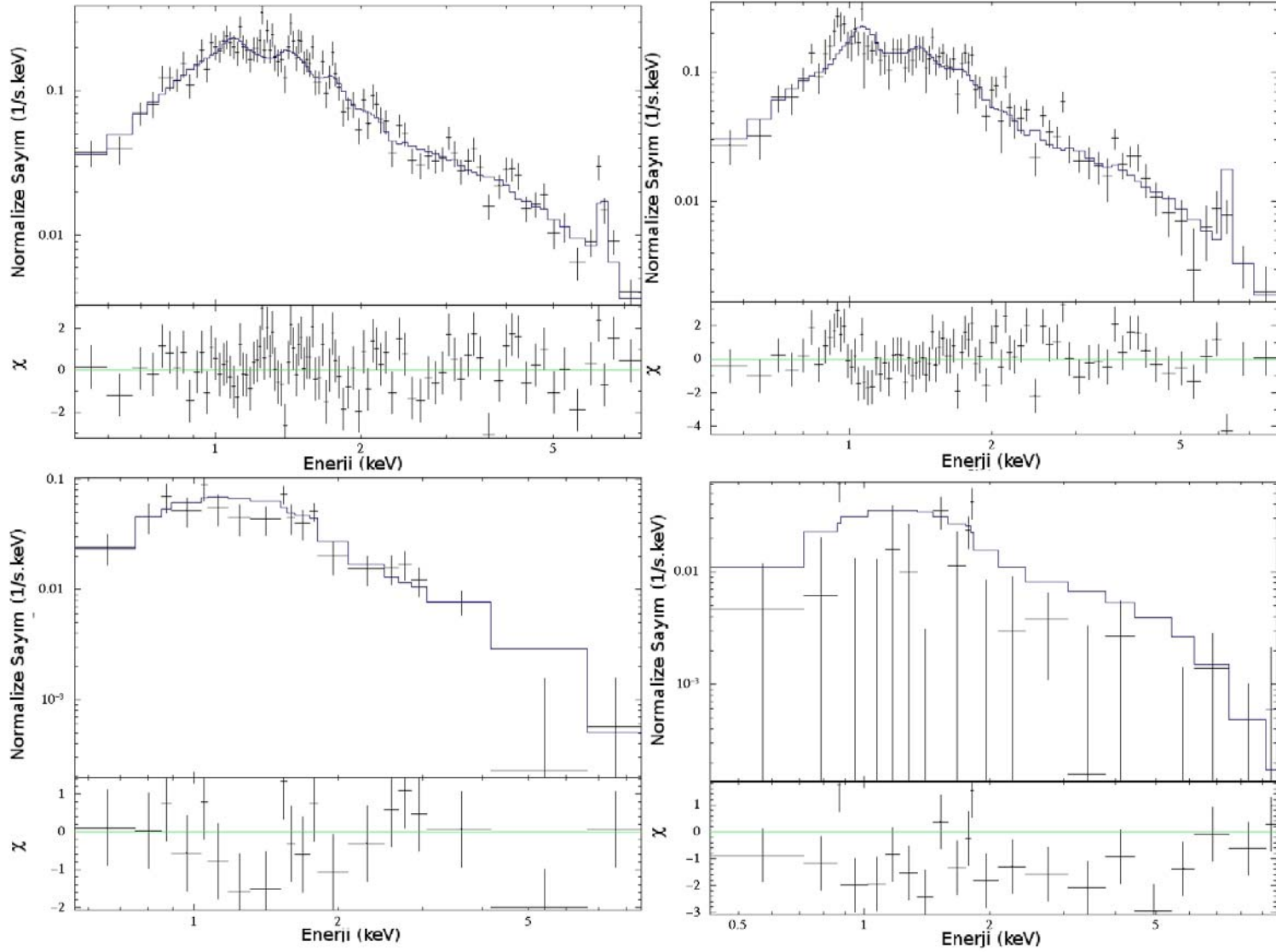
Şekil 4.4. A426 galaksi kümesine ait XIS0, XIS2 ve XIS3' ün toplanmış verileri siyah ve uygulanan model mavi renktedir, bölgeler merkezden dışarıya doğru a, b, c ve d olarak verilmiştir



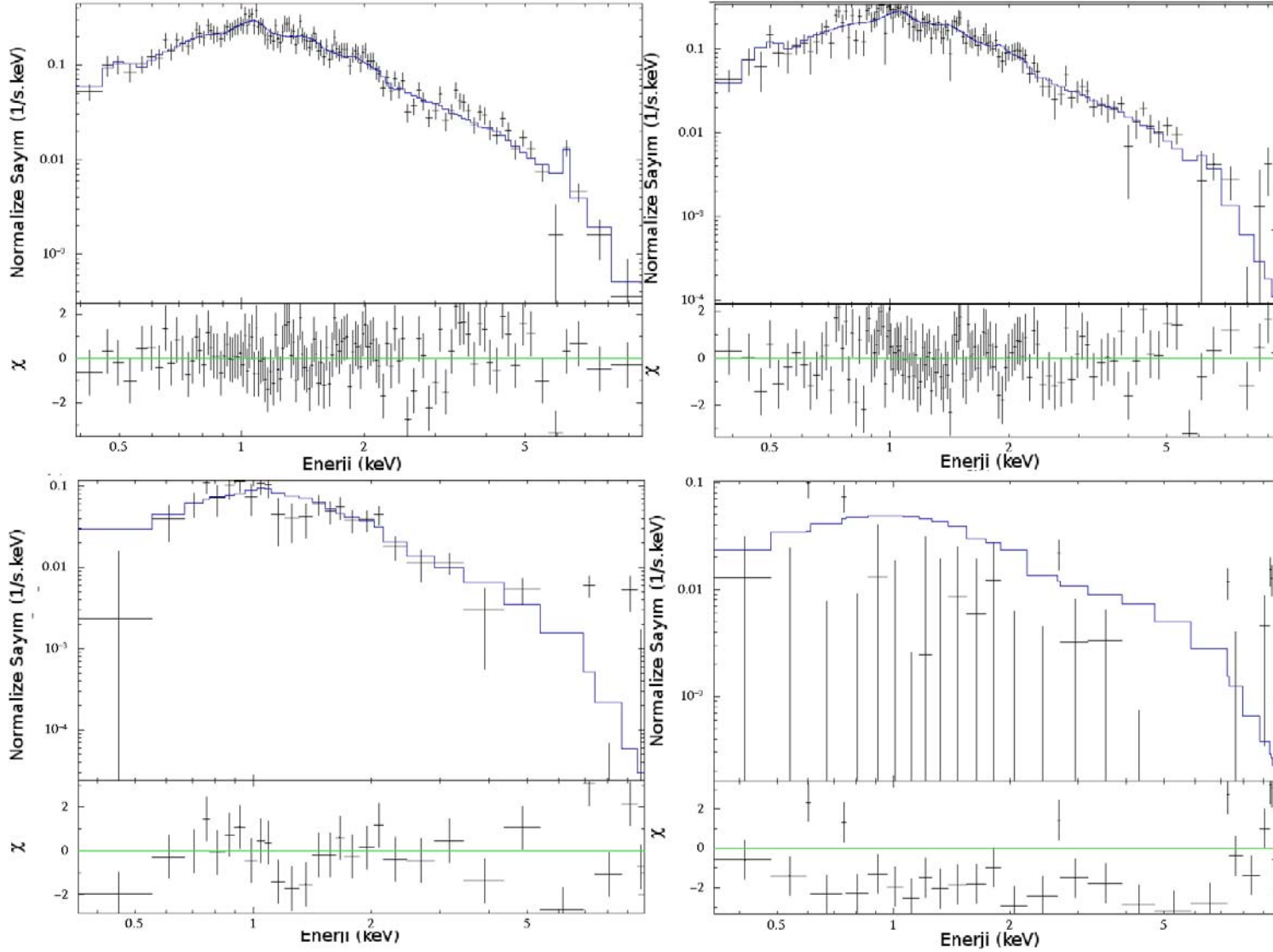
Şekil 4.5. A1800 galaksi kümesine ait XIS1 verileri siyah, uygulanan model mavi renktedir, bölgeler merkezden dışarıya doğru a, b, c ve d olarak verilmiştir



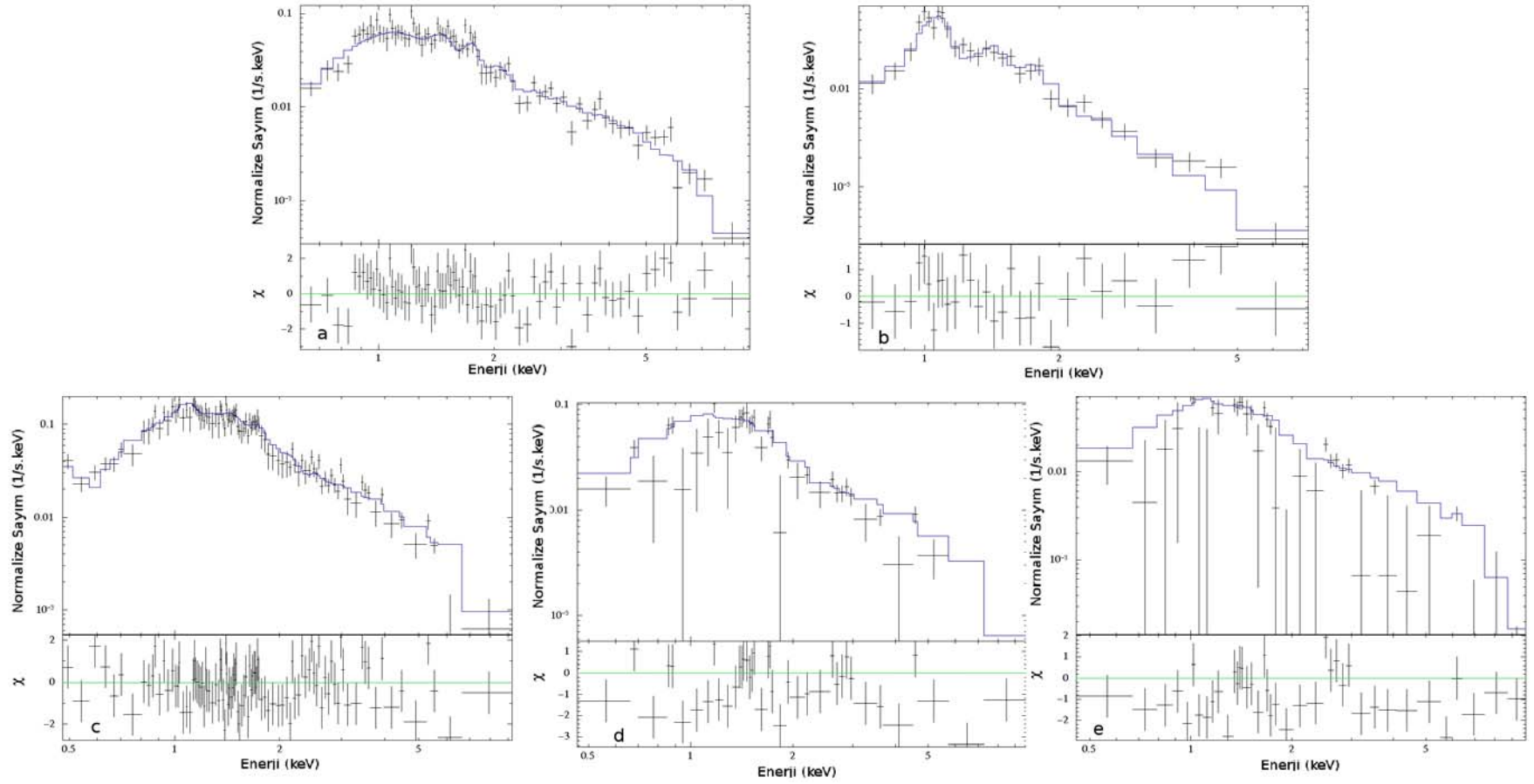
Şekil 4.6. A1800 galaksi kümesine ait XIS0, XIS2 ve XIS3' ün toplanmış verileri siyah ve uygulanan model mavi renktedir, bölgeler merkezden dışarıya doğru a, b, c ve d olarak verilmiştir



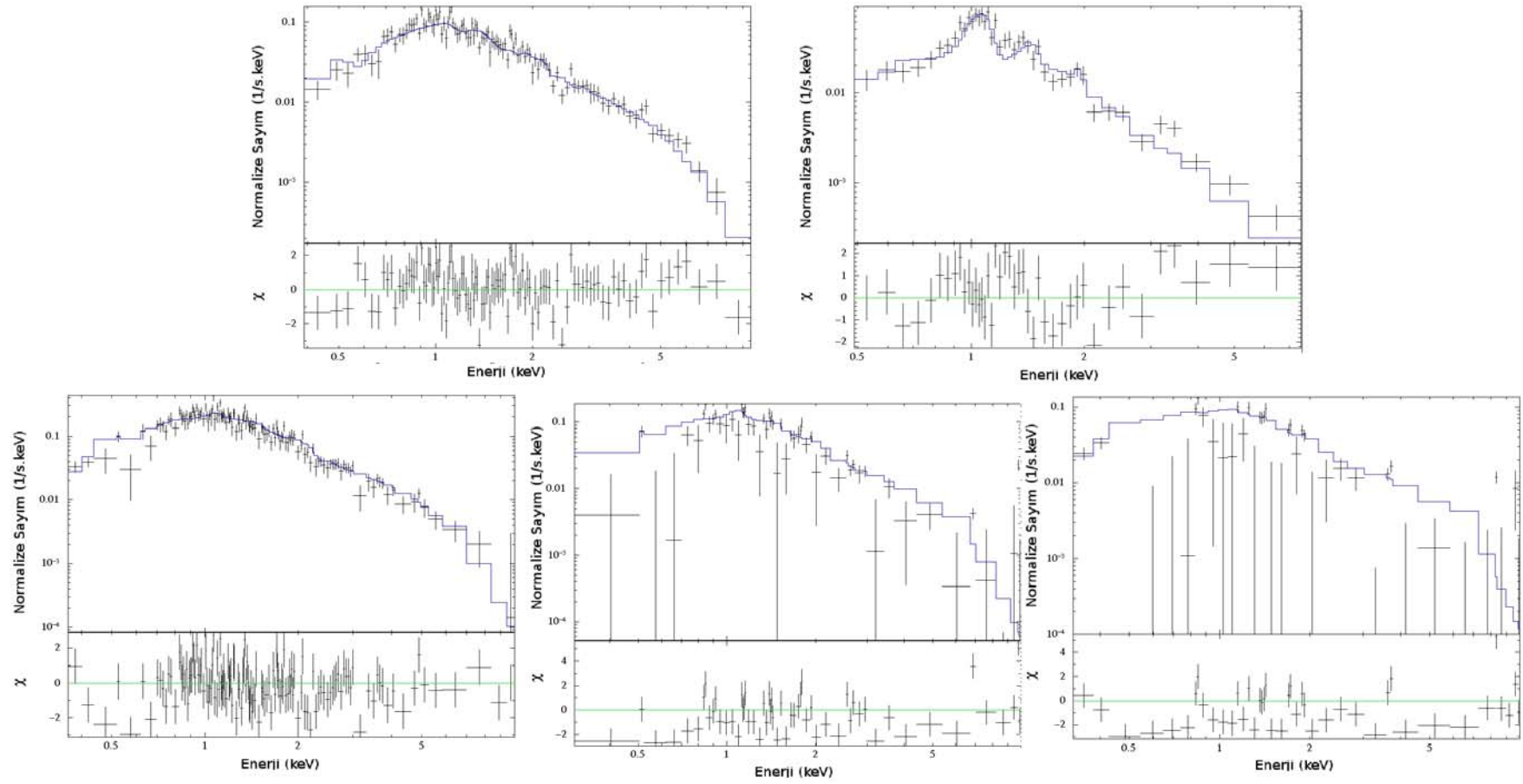
Şekil 4.7. A1831 galaksi kümesine ait XIS1 verileri siyah, uygulanan model mavi renktedir, bölgeler merkezden dışarıya doğru a, b, c ve d olarak verilmiştir



Şekil 4.8. A1831 galaksi kümesine ait XIS0, XIS2 ve XIS3' ün toplanmış verileri siyah ve uygulanan model mavi renktedir, bölgeler merkezden dışarıya doğru a, b, c ve d olarak verilmiştir



Şekil 4.9. A2572 galaksi kümesine ait XIS1 verileri siyah, uygulanan model mavi renktedir, bölgeler merkez a ve b ve merkezden dışarıya doğru c, d ve e olarak verilmiştir



Şekil 4.10. A2572 galaksi kümesine ait XIS0, XIS2 ve XIS3' ün toplanmış verileri siyah ve uygulanan model mavi renktedir, bölgeler merkez a ve b ve merkezden dışarıya doğru c, d ve e olarak verilmiştir

Şekil 4.3 ile Şekil 4.10 arasında verilen X-ışını tayflarında belirgin olarak görülen Helyum benzeri (2 elektronu kalmış, diğerleri iyonlaşmış) demir (He-Fe, 6.67 keV) çizgisinin varlığıdır. Küme merkezinden uzaklaştıkça hem nokta sayısının hem de sayım değerlerinin azalmış olması cD tipi kümelerde beklenen bir durumdur. Ayrıca küme merkezi Fe-K α için optikçe kalındır ve bu durum rezonans saçılmasına neden olur. Galaksi kümelerinin merkez bölgelerinde oluşan bu rezonans saçılması nedeniyle küme merkezinde Fe-K α ve Fe-K β çizgileri birbirine karışmış durumda görülmektedir. Merkezden uzaklaştıkça elde edilen tayflarda Fe-K α ve Fe-K β ayırt edilmeye başlamaktadır. Bu durum kümelerde rezonans saçılmasının varlığını gösterir.

X-ışını bölgesinde galaksi kümeleri araştırılırken, en önemli adım ICM' ye ait sıcaklık ve element bolluğunun belirlenmesidir. Bu parametreler, plazma içerisindeki galaksilerin, plazmanın sıcaklığına ve element bolluğuna etkisini ortaya koyar. Sıcaklık ve ağır element bolluklarının küme merkezinden dışarıya doğru dağılımının incelenmesi ise küme merkezinde oluşan soğutma akışının nedenlerinin anlaşılabilmesi için önemlidir ve ICM' nin fiziksel özellikleri hakkında bilgi verir. Galaksi kümelerinde plazmanın incelenmesi için X-ışını tayfına, *apec* ve *meka* modelleri uygulanır. Bu modellerle plazma sıcaklığı (kT), kırmızıya kayma değeri (z) ve bazı elementlerin (He, C, N, O, Ne, Mg, Al, Si, S, Ar, Ca, Fe, Ni) bollukları hesaplanır.

Tez kapsamında dört küme için, merkezden itibaren sıcaklığın ve element bolluğunun dağılımı incelenmiştir. Suzaku verilerinin analizleri sonucunda elde edilen X-ışını tayflarına, *apec* ve *meka* tayf modelleri uygulanmıştır. Her iki model de ısısal kökenli olup, özünde frenlenme ışınımı bulunan yaygın sıcak gazın tayfını verir. İki model arasındaki fark *apec* modelinin yüksek çözünürlüklü verilerde daha iyi sonuç vermesidir (Mitsuda vd 2007, Fukazawa vd 2011, Smith vd 2001).

Modeller uygulanırken kümelere ait kırmızıya kayma değerleri literatürde verilen değerlere sabitlenmiştir. Ayrıca galaksi kümelerine ait tayflarda baskın olarak görülen O, Mg, Si, S, Fe ve Ni elementleri serbest bırakılıp diğer elementler Güneşteki bolluk değerlerine (Anders ve Grevesse 1989) sabitlendiğinde en iyi $\chi^2/d.o.f$ değeri elde edilmiştir. Dolayısıyla uygulanan modeller ile her bir bölge için sözü geçen

elementlerin bolluk değerleri (güneş bollukları cinsinden “hidrojen çekirdeği başına çekirdek sayısı”) ve sıcaklıkları (kT) hesaplanmıştır. Her bir küme için uygulanan α_{pec} ve α_{meka} modelleri için elde edilen, kT, element bolluk değerleri ve elementlerin demir element bolluğuna oranları sırasıyla A426, A1800, A1831 ve A2572 kümeleri için Çizelge 4.1, 4.2, 4.3 ve 4.4’ de verilmiştir.

Çizelge 4.1, 4.2 ve 4.4’ de görüldüğü gibi A426, A1831 ve A2572 kümelerinde merkezden uzaklaştıkça sıcaklık değerleri artmaktadır. Çizelge 4.3’ de ise A1800 kümesinde merkezden uzaklaştıkça sıcaklığın azaldığı görülmektedir. Soğutma akışı modeline göre küme merkezinin daha sıcak olmasından dolayı fazla X-ışını yayması ve bu nedenle daha çabuk soğuması beklenir. A426, A1831 ve A2572 kümeleri beklendiği gibi soğutma akışı teorisine uymaktadır. A1800 kümesindeki azalma ise küme merkezinde başka bir ısıtma mekanizması (örneğin küme merkezindeki galakside meydana gelen SN patlamaları gibi) olma olasılığını akla getirmektedir.

cD türü galaksi kümelerinde en baskın galaksinin küme merkezinde bulunmasından dolayı element bolluğunun merkezde daha yoğun olması ve dışarıya doğru azalması beklenir. Çizelge 4.1, 4.2, 4.3 ve 4.4’ de görüldüğü gibi element bollukları küme merkezinden dışarıya doğru azalmaktadır. Seçilen kümelerin cD türünden olması nedeniyle merkezin ağır elementlerce zengin olması beklenen bir sonuçtur.

Çizelge 4.1. A426 galaksi kümesine ait X-ışını analizlerinin sonuçları. Analizlerde meka ve apec modelleri uygulanmıştır. Çizelgede her bir bölge için tüm sonuçlar görülmektedir

A426	0'-2'		2'-4'		4'-6'		6'-8'	
	apec	meka	apec	meka	apec	meka	apec	meka
kT (keV)	3.87±0.02	3.95±0.02	4.61±0.02	4.82±0.02	6.16±0.09	6.56±0.06	8.37±0.40	9.47±0.33
[O/H] _{bağlı}	0.25±0.08	0.25±0.05	0.83±0.10	0.93±0.16	0.57±0.19	0.55±0.16	0.39±0.21	0.30±0.37
[Mg/H] _{bağlı}	0.36±0.07	0.35±0.04	0.81±0.10	0.71±0.05	0.62±0.16	0.84±0.15	0.46±0.18	0.47±0.18
[Si/H] _{bağlı}	0.85±0.04	0.53±0.02	0.62±0.06	0.54±0.04	0.60±0.15	0.46±0.08	0.44±0.18	
[S/H] _{bağlı}	0.68±0.05	0.65±0.03	0.89±0.07	0.71±0.03	0.62±0.10	0.58±0.11	0.32±0.18	
[Fe/H] _{bağlı}	0.70±0.01	0.73±0.05	0.90±0.01	0.67±0.01	0.69±0.02	0.64±0.01	0.44±0.05	0.48±0.04
[Ni/H] _{bağlı}	1.69±0.14	1.72±0.08	1.66±0.17	1.60±0.10	1.68±0.33	1.89±0.21	1.74±0.77	2.34±0.66
$\chi^2/d.o.f$	1.04	1.60	1.03	1.29	1.12	1.17	1.15	1.16
O/Fe	0.36	0.34	0.92	1.39	0.83	0.86	0.89	0.63
Mg/Fe	0.51	0.48	0.90	1.06	0.90	1.31	1.05	0.98
Si/Fe	1.21	0.73	0.69	0.81	0.87	0.72	1.00	
S/Fe	0.97	0.89	0.99	1.06	0.90	0.91	0.73	
Ni/Fe	2.41	2.36	1.84	2.39	2.43	2.95	3.95	4.88

Çizelge 4.2. A1800 galaksi kümesine ait X-ışını analizlerinin sonuçları. Analizlerde meka ve apec modelleri uygulanmıştır. Çizelgede her bir bölge için tüm sonuçlar görülmektedir

A1800	0'-2'		2'-4'		4'-6'		6'-8'	
	apec	meka	apec	meka	apec	meka	apec	meka
kT (keV)	4.64±0.33	4.59±0.12	4.99±0.64	5.10±0.19	4.70±1.05	4.60±1.51	3.07±1.10	3.11±2.09
[O/H] _{bağlı}	0.37±0.01	0.46±0.17	0.21±0.02	0.32±0.21	0.11±0.02	0.01±0.02	0.09±0.04	0.03±0.07
[Mg/H] _{bağlı}	0.53±0.02	0.74±0.12	0.32±0.03	0.06±0.03	0.30±0.04	0.41±0.22		
[Si/H] _{bağlı}	0.20±0.02	0.12±0.10	0.11±0.02	0.17±0.12	0.09±0.03	0.09±0.23		
[S/H] _{bağlı}	0.02±0.01	0.22±0.32	0.01±0.01	0.04±0.11	0.01±0.02	0.01±0.02		
[Fe/H] _{bağlı}	0.46±0.04	0.38±0.04	0.43±0.09	0.44±0.04	0.29±0.10	0.33±0.01	0.27±0.16	0.32±0.23
[Ni/H] _{bağlı}	1.81±0.21	1.75±0.62	1.89±0.13	2.87±0.73	0.41±0.15	0.47±0.27	0.22±0.15	0.27±0.21
$\chi^2/d.o.f$	0.93	0.90	1.02	0.97	1.02	1.06	0.98	1.64
O/Fe	0.80	1.21	0.49	0.73	0.38	0.03	0.33	0.09
Mg/Fe	1.15	1.95	0.74	0.14	1.03	1.24		
Si/Fe	0.43	0.32	0.26	0.39	0.31	0.27		
S/Fe	0.04	0.58	0.02	0.09	0.03	0.03		
Ni/Fe	3.93	4.61	4.40	6.52	1.41	1.42	0.81	0.84

Çizelge 4.3. A1831 galaksi kümesine ait X-ışını analizlerinin sonuçları. Analizlerde meka ve apec modelleri uygulanmıştır. Çizelgede her bir bölge için tüm sonuçlar görülmektedir

A1831	0'-2'		2'-4'		4'-6'		6'-8'	
	apec	meka	apec	meka	apec	meka	apec	meka
kT (keV)	4.37±0.07	4.40±0.14	5.19±0.18	4.87±0.24	6.12±0.37	6.06±0.43	7.37±1.42	10.08±3.11
[O/H] _{bağlı}	0.26±0.01	0.21±0.11	0.11±0.02	0.06±0.04	0.07±0.02	0.06±0.04		
[Mg/H] _{bağlı}	0.36±0.02	0.43±0.32	0.42±0.03	0.34±0.05	0.07±0.04	0.03±0.04		
[Si/H] _{bağlı}	0.25±0.02	0.14±0.12	0.23±0.02	0.33±0.02	0.03±0.03	0.03±0.03		
[S/H] _{bağlı}	0.15±0.01	0.11±0.07	0.12±0.01	0.08±0.03	0.05±0.02	0.05±0.03		
[Fe/H] _{bağlı}	0.43±0.04	0.34±0.04	0.27±0.09	0.24±0.04	0.11±0.10	0.13±0.12	0.05±0.04	0.04±0.05
[Ni/H] _{bağlı}	1.92±0.21	1.99±0.56	1.86±0.13	1.97±0.15	0.72±0.15	0.67±0.23	0.04±0.03	0.03±0.06
$\chi^2/d.o.f$	1.09	1.29	1.34	1.47	1.20	1.22	1.44	1.52
O/Fe	0.60	0.62	0.41	0.25	0.64	0.46		
Mg/Fe	0.84	1.26	1.56	1.42	0.64	0.23		
Si/Fe	0.58	0.41	0.85	1.38	0.27	0.23		
S/Fe	0.35	0.32	0.44	0.33	0.45	0.38		
Ni/Fe	4.47	5.85	6.89	8.21	6.55	5.15	0.80	0.75

Çizelge 4.4. A2572 galaksi kümesine ait X-ışını analizlerinin sonuçları. Analizlerde meka ve apec modelleri uygulanmıştır. Çizelgede her bir bölge için tüm sonuçlar görülmektedir

A2572	0'-2'		2'-4'		4'-6'		6'-8'	
	apec	meka	apec	meka	apec	meka	apec	meka
kT (keV)	2.72±0.32	3.65±0.14	3.38±0.38	3.59±0.08	3.87±0.32	4.12±0.21	4.02±0.52	4.53±0.41
[O/H] _{bağlı}	0.14±0.08	0.14±0.08	0.16±0.02	0.12±0.10	0.13±0.02	0.18±0.04		
[Mg/H] _{bağlı}	0.05±0.07	0.01±0.08	0.06±0.01	0.04±0.07	0.04±0.02	0.04±0.08		
[Si/H] _{bağlı}	0.08±0.04	0.02±0.06	0.01±0.02	0.16±0.11	0.07±0.03	0.07±0.04		
[S/H] _{bağlı}	0.07±0.05	0.07±0.05	0.08±0.01	0.14±0.10	0.04±0.02	0.02±0.02		
[Fe/H] _{bağlı}	0.17±0.01	0.11±0.03	0.18±0.01	0.36±0.03	0.17±0.02	0.22±0.07	0.16±0.05	0.12±0.09
[Ni/H] _{bağlı}	0.45±0.04	0.45±0.09	0.49±0.01	0.52±0.07	0.37±0.02	0.47±0.19	0.32±0.03	0.39±0.05
$\chi^2/d.o.f$	1.06	1.13	0.94	1.15	0.93	1.29	0.98	1.58
O/Fe	0.82	1.27	0.89	0.33	0.76	0.82		
Mg/Fe	0.29	0.09	0.33	0.11	0.24	0.18		
Si/Fe	0.47	0.18	0.06	0.44	0.41	0.32		
S/Fe	0.41	0.64	0.44	0.39	0.24	0.09		
Ni/Fe	2.65	4.09	2.72	1.44	2.18	2.14	2.00	3.25

Ayrıca, kümelerin merkez bölgelerine ait X-ışını ışınım güçleri (L_x) hesaplanmıştır. Bu hesaplamada `xspec` programı kullanılmıştır ve kümelere ait kırmızıya kayma değerleri literatürden alınmıştır. Öncelikle 0.3–10 keV aralığında elde edilen tayflara `spec` modeli uygulanmıştır. L_x , sinyal/gürültü oranı daha yüksek olmasından dolayı XIS1 verileri için hesaplanmıştır. A2572 kümesi merkezinde iki belirgin galaksi içermesinden dolayı L_x iki ayrı merkez için hesaplanmıştır. Bant aralığı 0.3–10 keV için elde edilen L_x değerleri hataları ile birlikte Çizelge 4.5’ de verilmiştir.

Çizelge 4.5. Kümelere ait 0.3–10 keV enerji aralığındaki X-ışını ışınım güçleri (L_x) ve hataları. Hesaplamalar küme merkezi esas alınarak yapılmıştır

Kümelere	z	L_x (erg/s) (0.3–10 keV)
A426	0.0179	$(1.48 \pm 0.00) \times 10^{45}$
A1800	0.0743	$(5.35 \pm 0.10) \times 10^{44}$
A1831	0.0613	$(4.82 \pm 0.10) \times 10^{44}$
A2572_1	0.0395	$(1.14 \pm 0.03) \times 10^{44}$
A2572_2	0.0395	$(8.60 \pm 0.38) \times 10^{43}$

4.3. RTT150 Verilerinin Analizleri

Optik gözlem verileri TUG’ da RTT150 teleskobu ve odak düzlemindeki TFOSC gözlem aleti kullanılarak alınmıştır. Işıkolçüm ve tayföçüm gözlemleri A1800 ve A1831 kümeleri için 8 Şubat 2011, A426 ve A2572 kümeleri için 1 Kasım 2011 tarihlerinde yapılmıştır (Proje No: 11ARTT150-130-2). Her bir küme için B, V ve R filtrelerinde 300 s poz süresi verilerek görüntüler alınmıştır. Elde edilen görüntüler IRAF yazılımı ile aletsel ve çevresel etkilerden (CCD’ nin okuma gürültüsü ve pikseller arasındaki duyarlılık farklılıkları) arındırılarak bilimsel kullanıma hazır hale getirilmiştir. Ardından kümelerin merkezlerinde bulunan galaksilerin görünen parlaklıkları (kadir biriminde) elde edilmiştir. Mutlak parlaklık değerleri,

$$m - M = 5 \log d - 5 \quad 4.1$$

eşitliği kullanılarak hesaplanmıştır. Burada m ve M gökcismine ait görünen ve mutlak parlaklık, d ise uzaklıktır. Işınım gücü ise,

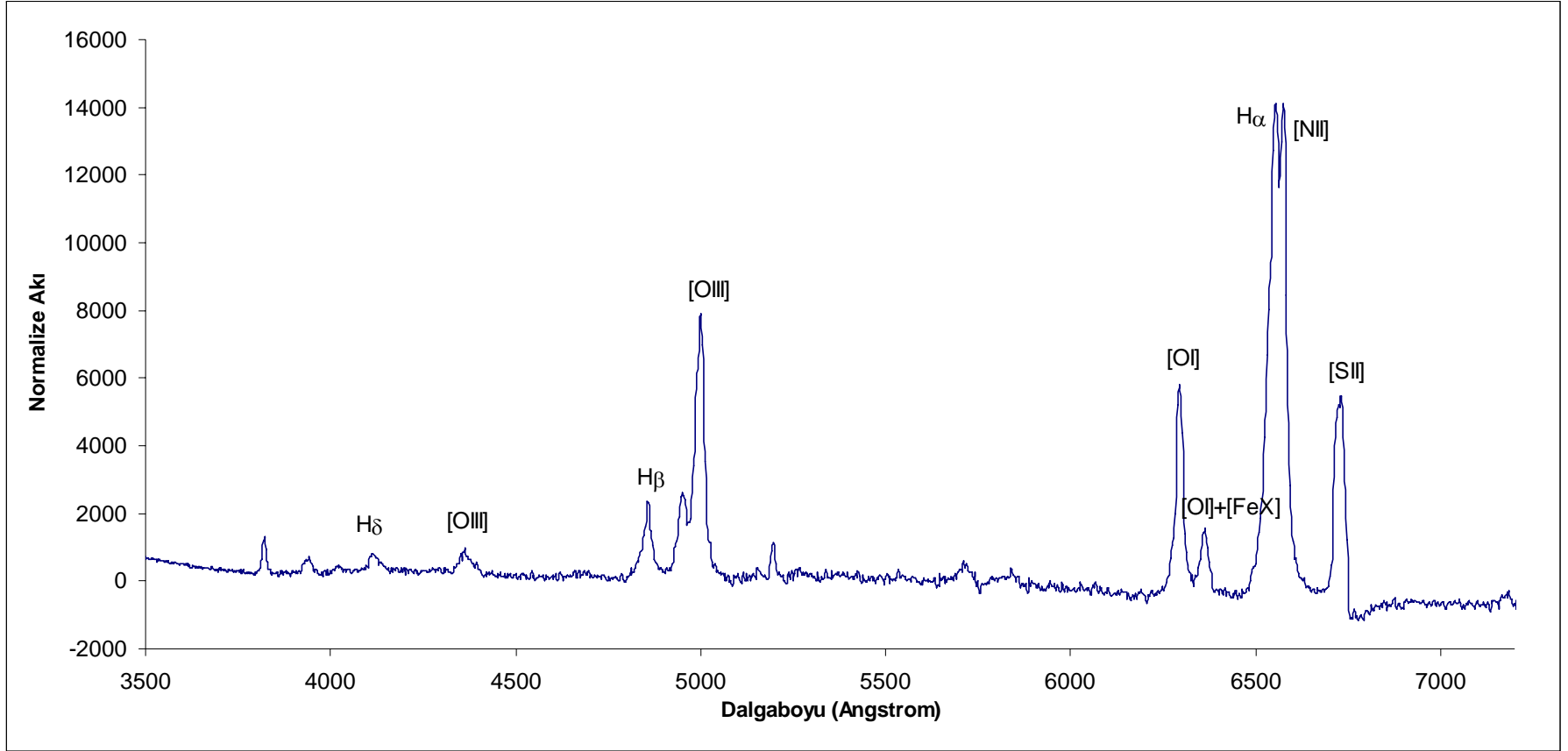
$$M_{\odot}-M=2.5 \log [(L / L_{\odot}) (d_{\odot} / d)^2] \quad 4.2$$

eşitliği ile hesaplanmıştır. Burada M , M_{\odot} , d ve d_{\odot} sırasıyla gökcisminin ve güneşin mutlak parlaklıkları ve uzaklıklarıdır. Merkez galaksilerin B, V ve R' deki parlaklıkları ve ışınım güçleri Çizelge 4.6' da görülmektedir.

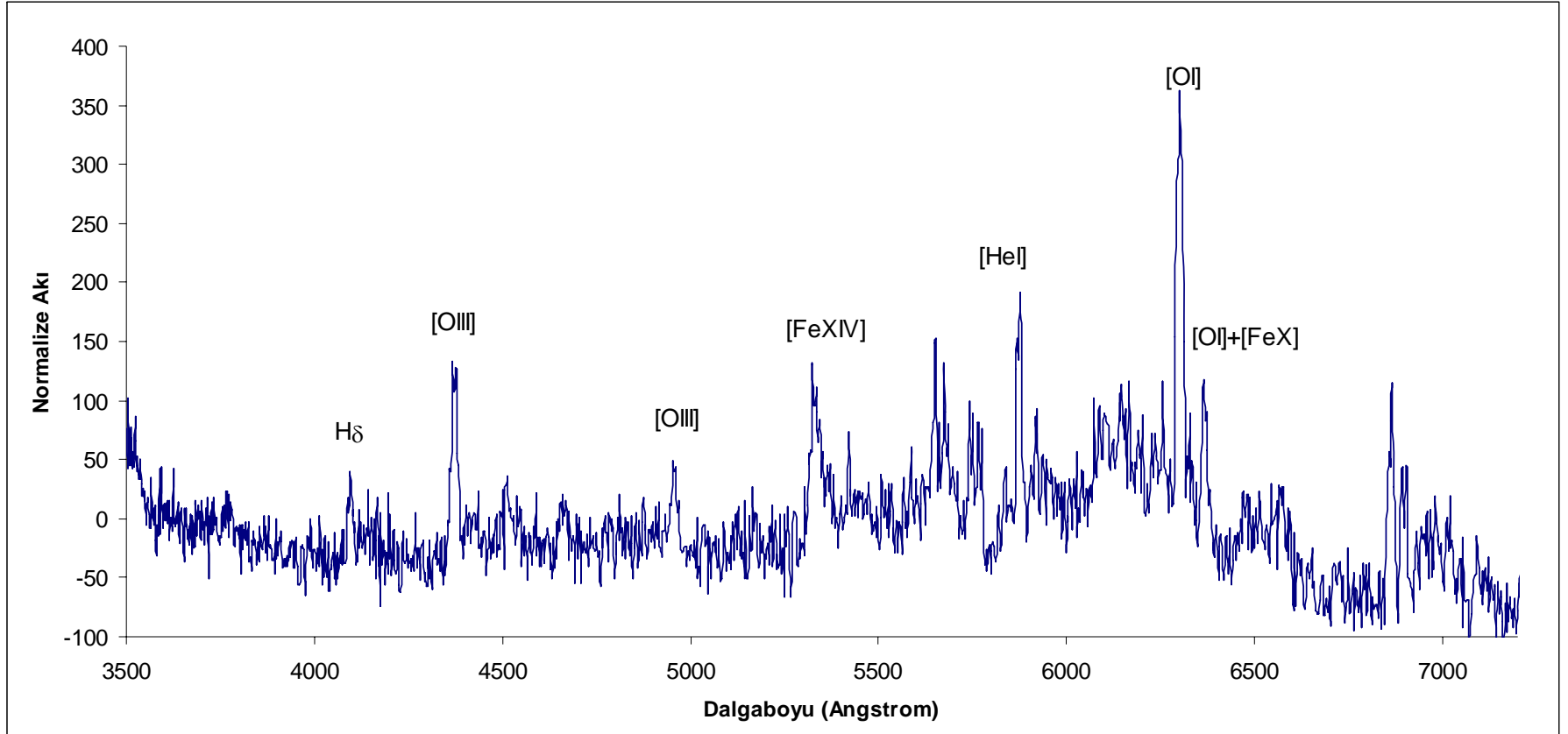
Çizelge 4.6. RTT150 teleskobu ile alınan B, V ve R filtrelerindeki optik görüntülerden elde edilen parlaklık ve hesaplanan ışınım güçleri

Küme	Parlaklık (kadir)	Işınım Gücü (L_{\odot})
A426	B: 12.43 ± 0.02	$L_B: 5.30 \times 10^{10}$
	V: 10.75 ± 0.01	$L_R: 2.42 \times 10^{11}$
	R: 11.47 ± 0.01	$L_V: 1.28 \times 10^{11}$
A1800	B: 15.41 ± 0.01	$L_B: 5.86 \times 10^{10}$
	V: 13.37 ± 0.01	$L_R: 3.84 \times 10^{11}$
	R: 13.98 ± 0.01	$L_V: 2.19 \times 10^{11}$
A1831	B: 15.07 ± 0.02	$L_B: 5.59 \times 10^{10}$
	V: 12.37 ± 0.03	$L_R: 6.61 \times 10^{11}$
	R: 13.70 ± 0.01	$L_V: 1.98 \times 10^{11}$
A2572_1	B: 12.35 ± 0.02	$L_B: 2.78 \times 10^{11}$
	V: 12.30 ± 0.01	$L_R: 2.91 \times 10^{11}$
	R: 12.32 ± 0.01	$L_V: 2.86 \times 10^{11}$
A2572_2	B: 15.90 ± 0.02	$L_B: 1.06 \times 10^{10}$
	V: 13.89 ± 0.01	$L_R: 6.73 \times 10^{10}$
	R: 14.45 ± 0.01	$L_V: 4.02 \times 10^{10}$

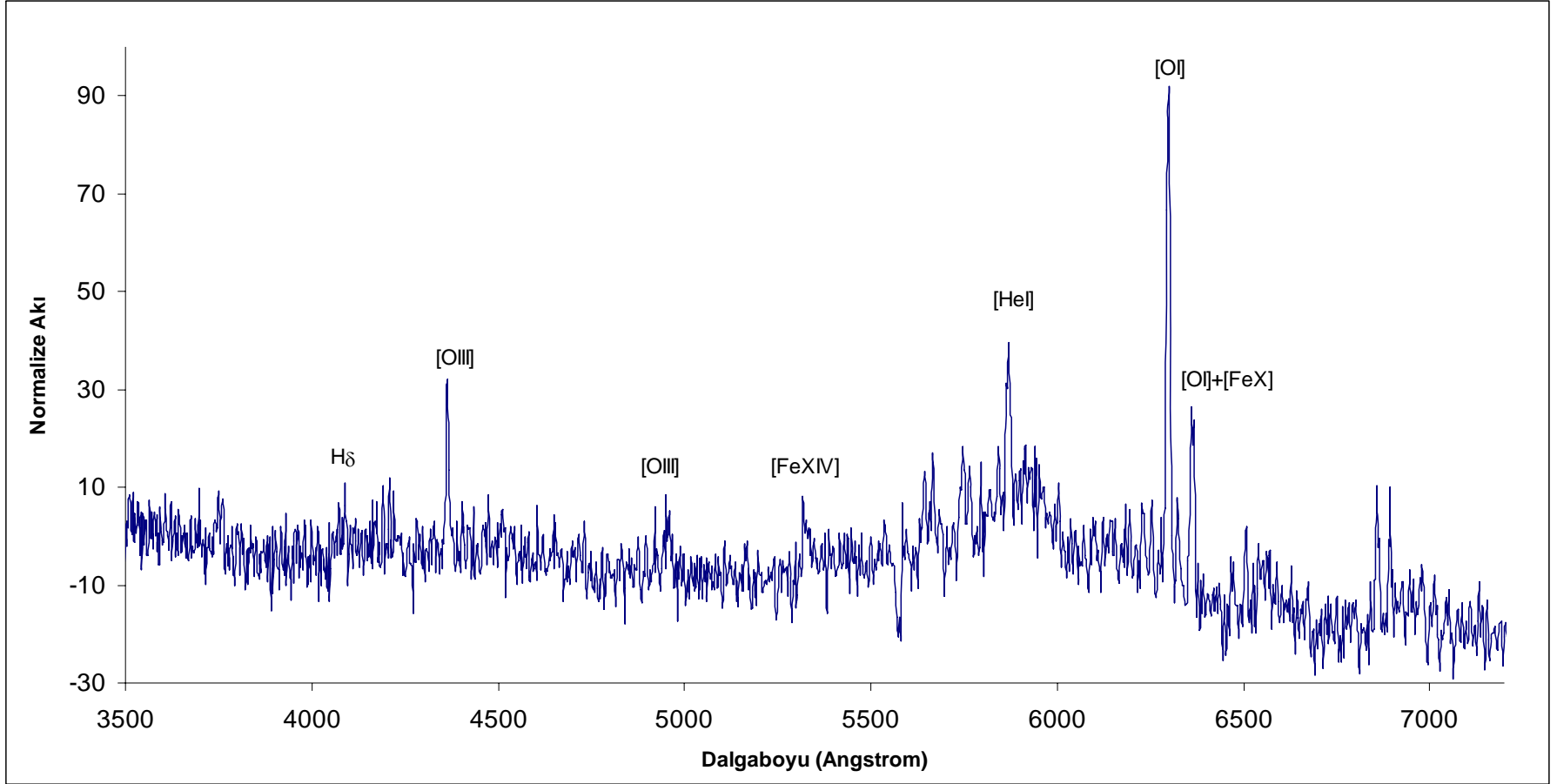
Ayrıca kümelerdeki merkez galaksilerin tayfları alınmıştır. Her bir tayf için 900 s poz süresi verilmiş ve 3230–9120 Å dalgaboyu aralığını kapsayan grism 15 kullanılmıştır. Elde edilen verilerin analizinde IRAF yazılımı kullanılmıştır. Bu veriler ön indirgeme işlemi ile bilimsel olarak anlamlı hale getirilmiştir. Elde edilen tayflar Şekil 4.11 – Şekil 4.15’ de görülmektedir. 7500 Å dalgaboyundan sonrasında gürültü artmaktadır, bu nedenle tayflar 3500–7500 Å dalgaboyu aralığı için verilmiştir. Her bir küme için sinyal/gürültü oranları hesaplanırken [OI] 6300 Å çizgisi temel alınmıştır. Bu çizgiye bir Gauss eğrisi uygulanarak, eğrinin Yarı Yükseklikteki Tam Genişlik (FWHM- Full Width at Half Maximum) değeri hesaplanmıştır. Elde edilen sinyal/gürültü oranları A426 için ~500, A1800 için ~9, A1831 için ~11, A2572’ de ise birinci baskın galaksi için ~5 ve ikinci baskın galaksi için ~10 civarındadır.



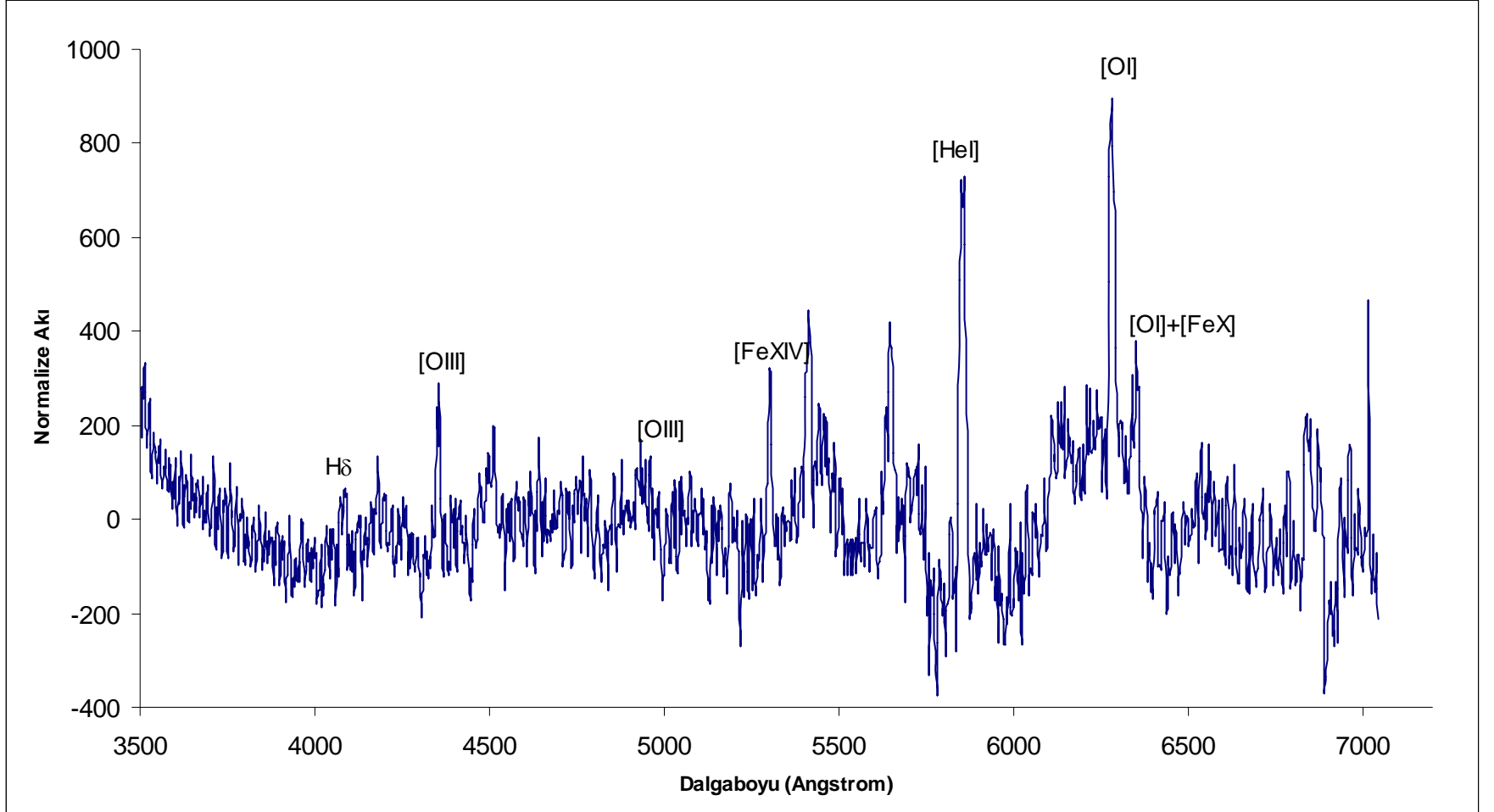
Şekil 4.11. A426 kümesinin merkezinde bulunan baskın galaksinin 3500–7500 Å dalgaboyu aralığındaki tayfi



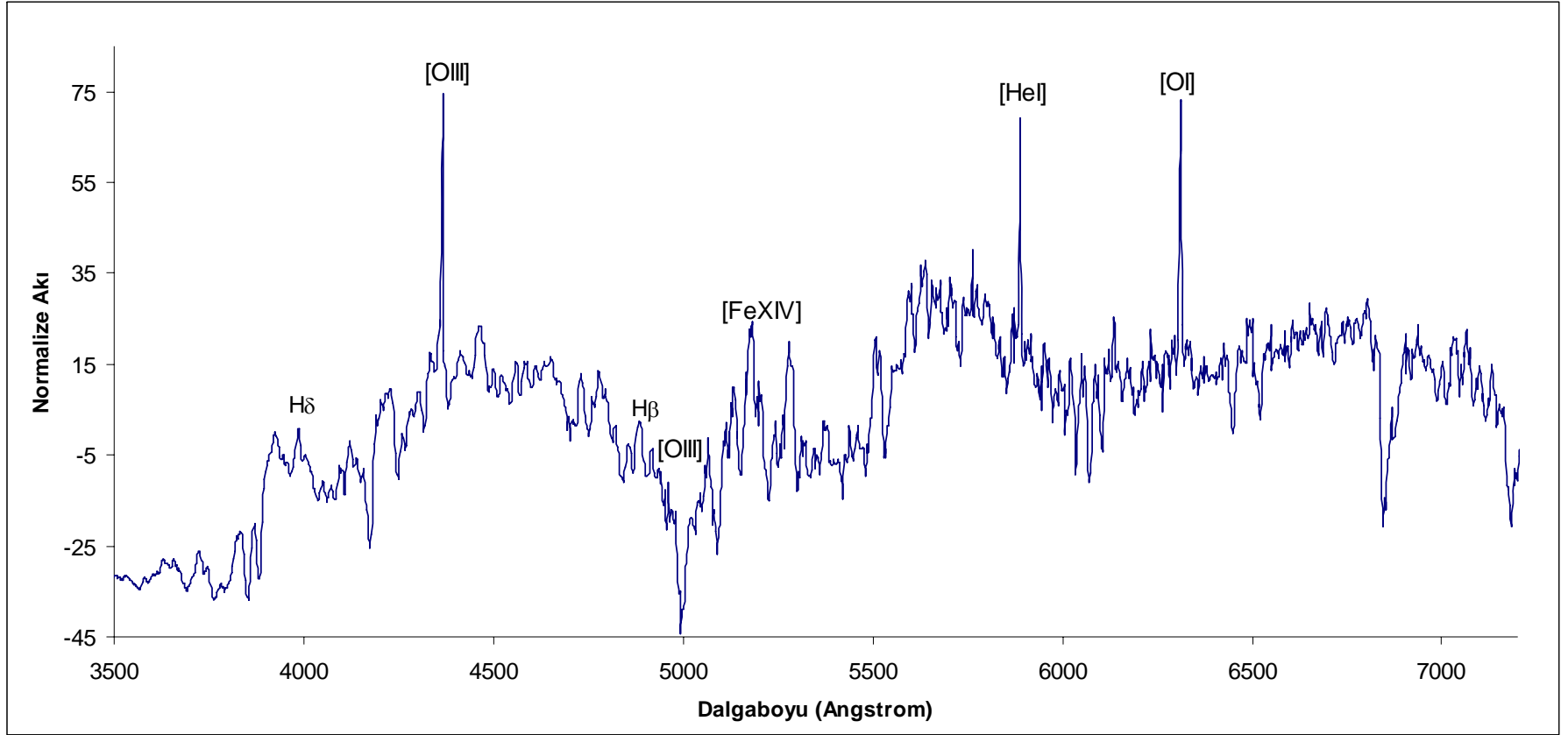
Şekil 4.12. A1800 kümesinin merkezinde bulunan baskın galaksinin 3500–7500 Å dalgaboyu aralığındaki tayfi



Şekil 4.13. A1831 kümesinin merkezinde bulunan baskın galaksinin 3500–7500 Å dalgaboyu aralığındaki tayfı



Şekil 4.14. A2572 kümesinin merkezinde bulunan birinci baskın galaksinin 3500–7500 Å dalgaboyu aralığındaki tayfi



Şekil 4.15. A2572 kümesinin merkezinde bulunan ikinci baskın galaksinin 3500–7500 Å dalgaboyu aralığındaki tayfı

Galaksi kümelerinin optik tayflarında, hidrojenin Balmer serisinin α , β , ve γ çizgilerinin ve çok düşük yoğunluklu ortamlarda görülen ve yasak geçişler olarak adlandırılan (köşeli parantez içerisinde gösterilen) salma çizgilerinin görülmesi beklenir. Sözü geçen çizgilerin varlığı kümelerdeki soğutma akışı adı verilen süreçle oluşan enerji taşınmasının optik bölgedeki ispatıdır.

İncelenen kümelerin tayflarında görülen H_α ve [NII] çizgileri kümelerdeki kütle aktarım oranları hakkında bilgi verir. A426 kümesine ait optik tayfta [NII] çizgisi ile H_α birleşmiş olarak görülmektedir. Bu durum küme içerisinde yüksek kütle aktarım oranı olduğunu gösterir. A1800, A1831 ve A2572 kümelerinde ise söz konusu çizgiler görülmemektedir dolayısıyla üç kümenin de kütle aktarım oranının düşük olduğu söylenebilir. Dört kümenin tayfında da [OIII], [FeX] ve [FeXIV] çizgileri görülmektedir. Bu çizgiler küme içerisinde soğutma akışının varlığına işaret eder ve X-ışınında bulunan sonucu doğrular.

5. TARTIŞMA

Seçilen galaksi kümelerinden A426, yakınlığı ve parlaklığı nedeniyle, en fazla araştırılmış kümedir. Hem X-ışınında hem de optikte, galaksi kümeleri için yapılan araştırmalar A426 kümesi ile başlamıştır. Bu küme ile ilgili ayrıntılı inceleme için gözlemler ve analizler uluslararası boyutta hala devam etmektedir. A1800, A1831 ve A2572 kümelerinin ise, X-ışını analizleri sonucunda kT ve z değerleri daha önceki çalışmalarda (Ebeling vd 1996) belirlenmiş, ancak ayrıntılı analizleri yapılmamıştır. Bu kümelere ait ayrıntılı sıcaklık ve element bolluğu analizleri ilk defa bu tez çalışmasında yapılmıştır. Literatürde bu üç kümenin optik analizlerinde, her birinin merkezinde bulunan galaksilerin tayflarına bakılmış fakat elde edilen tayflar düşük sinyal/gürültü oranları nedeniyle sadece tasvir edilmiş, makalelerde okuyucunun incelemesine sunulmamıştır.

Tez kapsamında A426, A1800, A1831 ve A2572 galaksi kümeleri X-ışını ve optik bantlarda araştırılmıştır. Elde edilen sonuçlar ile ilgili tartışmalar aşağıda verilmiştir.

X-ışınları

1. X-ışını çalışmalarının ilk adımı, kümelerin merkez bölgelerindeki sıcaklık değerlerinin bulunmasıdır. Bilindiği üzere ICM' nin yüksek sıcaklığı ($\sim 10^6$ °K) ortamdaki enerji akışından kaynaklanmaktadır, bu enerji akışı ortamı ısıtarak iyonlaşmaya neden olur.

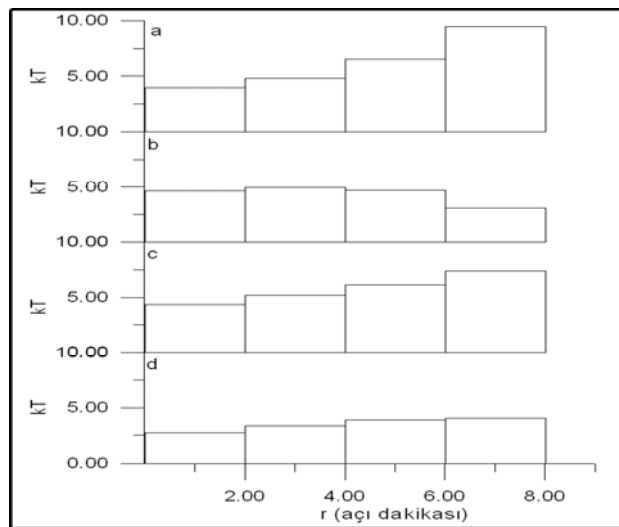
Tez kapsamında, Suzaku X-ışını verileri kullanılarak 0.3–10 keV enerji aralığında, A426, A1800, A1831 ve A2572 galaksi kümelerinin merkez bölgelerine ait kT değerleri hesaplanmıştır. Ebeling vd (1996), 2–10 keV enerji aralığı için, tez kapsamında incelenen dört kümenin de dahil olduğu, 242 tane Abell kümesinin merkez bölgesinin kT değerlerini hesaplamıştır. Çizelge 5.1' de incelenen dört küme için tezde hesaplanan ve Ebeling vd (1996) tarafından bulunan kT değerleri listelenmiştir.

Çizelge 5.1. A426, A1800, A1831 ve A2572 kümelerine ait tez kapsamında 0.3–10 keV enerji aralığında hesaplanan ve aynı kümeler için Ebeling vd (1996) tarafından hesaplanan kT (keV) sıcaklık parametresi değerleri

Küme	Sıcaklık (kT, keV) (0.3–10 keV)	Sıcaklık (kT, keV) (2–10 keV) (Ebeling vd 1996)
A426	4.2	5.5
A1800	4.8	4.6
A1831	3.9	4.0
A2572	3.1	2.5

Abell kümeleri için beklenen kT değerleri 2–8 keV aralığındadır (Fabian 1994). Tez kapsamında elde edilen sonuçlar, Abell kümeleri için beklenen aralıktadır. Tezde hesaplanan kT değerleri ile Ebeling vd (1996) tarafından hesaplanan değerler arasındaki farkın nedeni, seçilen enerji aralığının farklı olmasıdır. Ayrıca tezdeki veriler 2 ayrı araştırmada kullanılmış ve A426 için kT=4.2 keV (Tamura vd 2009) ve A1800, A1831 ve A2572 için kT değerleri sırasıyla 4.14, 4.22 ve 3.28 keV (Shang ve Scharf 2009) olarak bulunmuştur. A426 kümesi hariç diğer kümeler için elde edilen değerlerin farklı olmasının nedeni küme merkezinden itibaren seçilen bölgelerin farklı genişlikte olmasıdır.

- İncelenen kümelerdeki soğutma akışının araştırılabilmesi için kümelerin merkezinden uzaklaştıkça sıcaklık dağılımına bakılmış ve bu dağılımlar Şekil 5.1’de grafik olarak gösterilmektedir.



Şekil 5.1. a) A426, b) A1800, c) A1831 ve d) A2572 kümelerinde merkezden dış kısma doğru X-ışını tayflarından elde edilen kT (keV) sıcaklık parametresi değerlerinin dağılımı

Şekil 5.1' de A1800 hariç diğer 3 kümede merkezden uzaklaştıkça sıcaklık artışı görülmektedir. Bu bilgi bizi A426, A1831 ve A2572 kümeleri için iki olası sonuca götürür. İlk olası sonuç, kümelerin merkezinde soğuma olayının gerçekleşmiş olduğunu gösterir. Çünkü yeni oluşmuş bir küme merkezi sıcaktır, zamanla soğutma akışı nedeniyle merkez soğumaya ve dış kısma madde aktarmaya başlayacaktır. Dolayısıyla merkez bölgenin daha soğuk olması, küme merkezinde soğutma akışının çok önceden başladığını, kümenin yeni oluşmuş bir küme olmadığını söyler. Düşünülen ikinci olası durum ise merkezden uzaktaki galaksilerin birbirleri arasında etkileşimin olması ve buldukları ortamı ısıtmalarıdır. A1800 kümesinde kT değeri merkezden uzaklaştıkça belirgin bir şekilde azalmaktadır. Bunun nedeni küme merkezinde diğer kümedekilere ek olarak başka bir ısıtma mekanizmasının ya da mekanizmalarının daha olduğunu gösterir. Örneğin, küme merkezindeki galakside meydana gelen SN patlamaları veya merkeze yakın galaksilerin birbirleri ile etkileşimleri.

3. Kümelerin içindeki ağır element bolluk oranları bulunmuştur. Ağır elementler SN patlamaları ile oluşurlar (Dupke ve Arnaud 1999, Fabian 1994, Gastaldello ve Molendi 2004), bu elementlerin bolluk oranları ise SN patlama türüne bağlıdır. Tip Ia SN patlamaları sonunda en fazla Ni ve Fe ağır elementleri üretilirken, SN Tip II, Ib ve Ic' lerde ise O, Si, Mg ve S daha fazla açığa çıkar. Hesaplanan element bollukları bize küme içi galaksilerde meydana gelen SN patlamalarının türü hakkında bilgi verir. Nomoto vd (1997a ve 1997b) tarafından yapılan çalışmalarda SN patlamaları sonrasında oluşan element bollukları Çizelge 5.2'de verilmiştir.

Çizelge 5.2. SN patlamaları sonucunda ortaya çıkan element bolluk oranları (Nomoto vd 1997a ve 1997b)

SN Ia	SN II
$O \approx Mg \approx 0.035 Fe$	$O \approx Mg \approx Si \approx 3.7 Fe$
$Ne \approx 0.006 Fe$	$Ne \approx S \approx 2.5 Fe$
$Si \approx S \approx 0.5 Fe$	$Ni \approx 1.7 Fe$
$Ni \approx 4.8 Fe$	

Tez kapsamında, kümelerin merkez bölgelerinden itibaren ağır element bollukları hesaplanmıştır. Elde edilen sonuçlar ayrıntılı olarak “Bulgular ve Tartışma” bölümünde Çizelge 4.1, 4.2, 4.3 ve 4.4’ de verilmiştir. Ayrıca kümelerin merkez bölgeleri için bulunan element bolluk değerlerinin Fe bolluğuna oranı Çizelge 5.3’ de görülmektedir.

Çizelge 5.3. A426, A1800, A1831 ve A2572 galaksi kümelerinin merkez bölgelerine ait element bolluklarının demir bolluğuna oranları

Kümelere	O/Fe	Mg/Fe	Si/Fe	S/Fe	Ni/Fe
A426	0.36	0.51	1.21	0.97	2.41
A1800	0.80	1.15	0.43	0.04	3.93
A1831	0.60	0.84	0.58	0.35	4.47
A2572	0.82	0.29	0.47	0.41	2.65

Elde edilen bu oranlar kullanılarak aşağıdaki sonuçlar çıkarmak mümkündür.

SN Tip Ia patlaması küme içi galaksilerde baskındır!

Elde edilen bolluk oranları, çalışılan küme içi galaksilerde Tip Ia SN patlamalarının daha fazla olduğunu göstermektedir. Ayrıca sıcak (10^6-10^8 °K) X-ışını yayan plazma serbest-serbest soğurma konusunda optikçe incedir. Merkezde üretilen Fe-K α ışınımı plazma içerisindeki Fe iyonları tarafından soğrulup geri saçılır (resonant scattering). Bu soğrulma Fe-K β ışınımı için %20 daha azdır. Bu etki Fe-K β / Fe-K α oranının artmasına neden olur (Dupke ve Arnaud 1999). Bu oranın optikçe ince plazma için geçerli değerde olabilmesi için Ni/Fe oranının güneş değerinin birkaç katı olması gerekir (Dupke ve Arnaud 1999). Eğer bulduğumuz sonuçlarda Ni/Fe oranının büyük olmasının tek nedeni rezonans saçılması olsaydı merkezden uzaklaştıkça oranın belirgin bir şekilde azalması gerekirdi. Azalmanın olmaması, sistemde hem rezonans saçılmasının hem de SN Tip Ia tarafından üretilen Ni elementinin varlığını göstermektedir.

İncelenen Kümeler cD tipindedir!

Diğer element bolluklarının beklendiği gibi merkezden uzaklaştıkça azalması, kümelerin cD tipi olduğunu göstermektedir.

Kümelerde Soğutma akışı etkileri tespit edilmiştir!

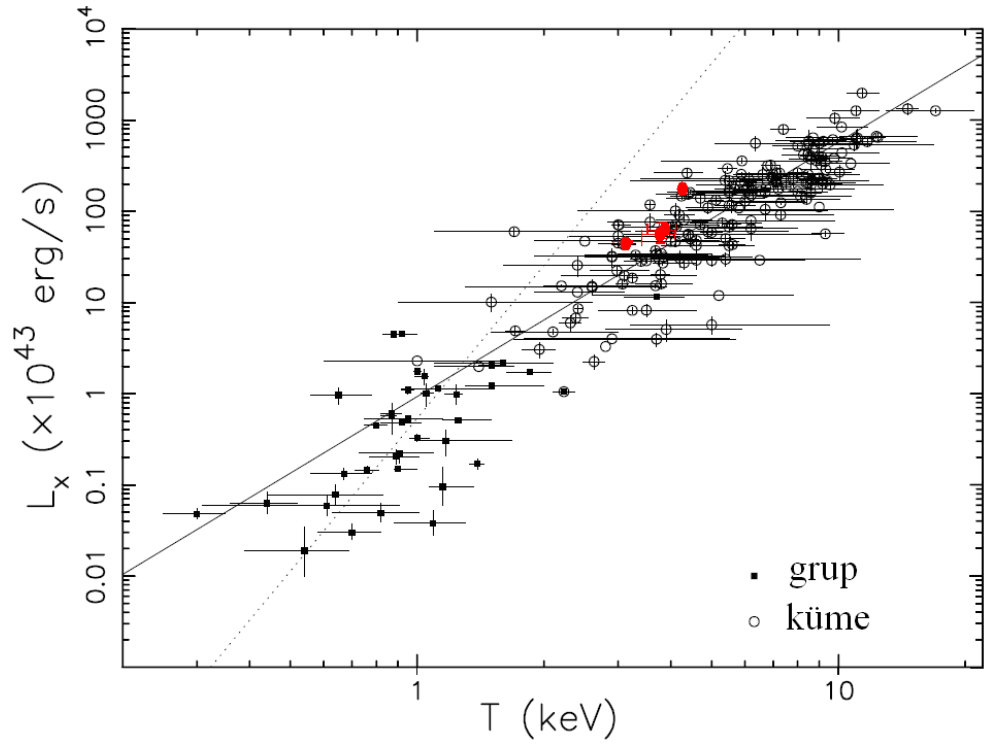
Elde edilen oranların merkezden uzaklaştıkça değişimi göstermektedir ki, galaksi kümelerinde soğutma akışı ile salma çizgileri veren ICM arasında yakın bir ilişki vardır. Bu durum yaklaşık 25 yıldır kabul edilmektedir, fakat bu ilişkinin fiziksel sebebi hala tam olarak açıklanamamıştır (Fabian 1994). Çünkü soğutma akışının oluşumu ve bu akıştan ortamın nasıl etkilendiği henüz anlaşılamamıştır. Bu konuların açıklanabilmesi için kümeler, tayflarına ve X-ışını davranışlarına göre sınıflandırılmaya çalışılmaktadır. Bu nedenle bu tezde elde edilen salma çizgilerinin görelî akı değerleri, kümelerin sınıflandırılması için önemlidir.

4. İncelenen kümelere ait X-ışını tayflarında göze çarpan en belirgin durum, He–Fe çizgisinin varlığıdır ki bu çizgi cD türü kümelerde görülmektedir. Örneğin, A426 kümesi, merkezinde NGC 1275 (Perseus A) galaksisini bulundurmaktadır. Söz konusu galaksi, kümenin en parlak olanıdır ve çevresine diğer küme içi galaksilere göre daha fazla ağır elementler atmaktadır. Benzer şekilde diğer üç küme de cD türü kümelerdir dolayısıyla X-ışını tayflarında He–Fe (6.67 keV) çizgisinin varlığı beklenen bir sonuçtur.
5. X-ışını bölgesinde son olarak kümelerin X-ışını ışıyım güçleri (L_x) bulunmuştur ve bu değerler Çizelge 5.4’ de listelenmiştir. Literatürde A426 için Mitchell vd (1977) ve A1800, A1831 ve A2572 için Ebeling vd (1996) tarafından 2–10 keV enerji aralığında hesaplanan değerler karşılaştırma amacıyla Çizelge 5.4’ e eklenmiştir.

Çizelge 5.4. A426, A1800, A1831 ve A2572 için tez kapsamında hesaplanan ve Mitchell vd (1977) ve Ebeling vd (1996) tarafından verilen X-ışını ışınım güçleri (L_x)

Kümelere	L_x (erg/s) (0.3–10 keV)	L_x (erg/s) (2–10 keV) *Mitchell vd 1977, **Ebeling vd 1996
A426	$(14.8 \pm 0.1) \times 10^{44}$	* 15.0×10^{44}
A1800	$(5.4 \pm 0.1) \times 10^{44}$	** 2.7×10^{44}
A1831	$(4.8 \pm 0.1) \times 10^{44}$	** 1.9×10^{44}
A2572_1	$(1.1 \pm 0.1) \times 10^{44}$	** 0.6×10^{44}
A2572_2	$(0.9 \pm 0.4) \times 10^{44}$	

Galaksi kümelerinin kT değerleri ile L_x değerleri arasındaki ilişkiyi Xue ve Wu (2000), 184 galaksi kümesine ve 38 galaksi grubuna ait verileri kullanarak, araştırmış ve L_x - T grafiğini elde etmişlerdir. Elde edilen bu grafik Şekil 5.2’ de verilmiştir. Bu grafikte, galaksi kümeleri için önerilen uygunluk (fit) düz bir çizgi ile gruplar için ise kesikli çizgi ile gösterilmiştir. Tez kapsamında incelenen kümelere ait sonuçlar ise kırmızı renkle grafiğe eklenmiştir. Kümelerin kT ile L_x değerleri arasındaki ilişkinin, bu araştırmadaki sonuçlarla uyumlu olduğu görülmektedir. İncelenen dört kümenin de, galaksi kümeleri için bilinen kT ve L_x değer aralıklarında olduğu ve grafikte verilen uygunluk açıkça görülmektedir.



Şekil 5.2. Xue ve Wu (2000) tarafından 184 galaksi kümesi ve 38 grup için elde edilen L_x - T grafiği. Grafikte kümelere ve gruplara ait uygunluklar (fits) ayrı ayrı (düz çizgi ve kesikli çizgi) gösterilmiştir. Kırmızı ile verilen noktalar tez kapsamında hesaplanan değerlerdir

Optik

- 1) Tez kapsamında kümelere ait 3500–7500 Å dalgaboyu aralığında tayflar elde edilmiştir (Bkz. Şekil 4.11, 4.12, 4.13, 4.14 ve 4.15). Alınan tayflar kümelerin merkezlerindeki galaksilere aittir. A1800, A1831 ve A2572 kümelerinde H_α ve [NII] salma çizgileri görülmemektedir. A426 kümesinin tayfında ise H_α ve [NII] salma çizgileri belirgin bir şekilde görülmektedir.

Heckman (1981) ve Heckman vd (1989) tarafından bazı kümelere ait optik tayflar ile X-ışını tayfları incelenmiştir. İnceleme ICM içinde hareket eden ve küme içerisinde baskın olan galaksilerin soğuması ve ivmelenmesini kapsamaktadır. Yaptıkları çalışmada, tayflarda görülen salma çizgilerine göre, kümeleri Tip 1 ve Tip 2 olmak üzere 2 gruba ayırmışlardır. Tip 1; fazla geniş olmayan ($r = 1-3$ kpc), H_α ' da sönük, zayıf X-ışını kaynaklarıdır ve kütle aktarım oranı düşük olan kümelerdir. Tip 2 ise geniş ($r \sim 2-10$ kpc), H_α ' da parlak, güçlü

X-ışını kaynaklarıdır ve kütle aktarım hızı bu kümelerde yüksektir. Tez kapsamında elde edilen A1800, A1831 ve A2572 kümelerinin tayfları, Heckman (1981) tarafından verilen Tip 1 galaksi kümelerinin tayflarına benzemektedirler. A426 kümesinin tayfi ise Heckman (1981) tarafından verilen Tip 2 tayfına benzemektedir. Tayfta, [NII] ile H_{α} salma çizgisi bitişik bir şekilde baskın olarak görülmektedir. Salma çizgisinin tepe kısmının çatallı görüntüsü ve iki tepe noktası arasındaki dalgaboyu farkı, bu çizgilerden birinin H_{α} ve diğerinin [NII] olduğunu göstermektedir.

Crawford vd (1999) tarafından A1800 ve A1831 kümelerine ait optik tayflara bakılmış ve tayflarında bu iki çizginin görülmediği ilgili makalede söylenmiş fakat tayf verilmemiştir. H_{α} ve [NII] salma çizgilerinin yokluğu, Hubble zamanının soğutma akışı zamanından kısa olduğunu göstermektedir. Bu soğutma akışının olmadığı ya da merkez galakside başka bir ısıtma mekanizması, örneğin O–B yıldızı ya da SN patlaması gibi, olabileceğini söyler.

Tayflarda [OIII] çizgileri belirgin bir şekilde görülmektedir. Teorik modellere göre soğutma akışı, şok dalgaları ile oluşmaktadır. Bu şok dalgaları $V_{\text{şok}}$ hızı ile ICM' ye çarpan gazdır. Şok dalgası çarptığı bölgeyi ısıtır ve ısınan bölgede iyonlaşmaya neden olur. Şok hızının büyüklüğü iyonlaşmanın miktarını belirler. [OIII] çizgilerinin tayflarda görülmesi şok hızının yüksek olduğunu göstermektedir.

[FeX] ve [FeXIV] çizgileri kümenin merkezindeki soğuyan gazın ışınımsal davranışı hakkında bilgi verir (Fabian 1994). Bu çizgilerin varlığı ile kümenin merkezindeki gazın soğuma oranı hakkında bilgi elde edilir. Eğer optik filamentler şok tarafından ısınan gaz veya soğuyan gazın neden olduğu fotoiyonizasyon ile güçleniyorsa, [FeX] ve [FeXIV] çizgileri tayfta görülmelidir. Elde edilen tayflarda iki çizgi de belirgin bir şekilde görülmektedir fakat [OI] ile iç içe girmiş durumdadır. Bu çizgilerin varlığı, hem soğutma akışının hem de [OIII] çizgileri ile varlığını kabul ettiğimiz şokun diğer bir ispatı durumundadır.

- 2) Tez kapsamında optik bantta kümelerin merkezlerinde bulunan galaksilere ait her bir filtre için parlaklık değerleri bulunmuştur. Bulunan parlaklık değerleri ve kırmızıya kayma değerleri kullanılarak ışınım gücü değerleri hesaplanmıştır. Elde edilen L_B değerleri Çizelge 5.5’ de görülmektedir.

Çizelge 5.5. A426, A1800, A1831 ve A2572 kümelerinin hesaplanan B bant ışınım güçleri (L_B)

Küme	Işınım Gücü (L_B)_⊙
A426	$L_B: 5.30 \times 10^{10}$
A1800	$L_B: 5.86 \times 10^{10}$
A1831	$L_B: 5.59 \times 10^{10}$
A2572_1	$L_B: 2.78 \times 10^{10}$
A2572_2	$L_B: 1.06 \times 10^{10}$

Lehmer vd (2007) erken tip galaksileri, optik ışınımına göre iki sınıfa ayırmışlardır. Bu ayırım için verilen kritik ışınım gücü değeri $L_{B, \text{kritik}} \approx 10^{10} (L_B)_{\odot}$ ’ dir. $L_B > L_{B, \text{kritik}}$ ise “optikçe yüksek ışınım güçlü”, $L_B < L_{B, \text{kritik}}$ ise “optikçe sönük ışınım güçlü” denir (Lehmer vd 2007). Tezde elde edilen L_B değerleri kritik değerden büyüktür, dolayısıyla kümelerin merkezlerinde bulunan galaksilerin optikçe ışınım gücü yüksek kümeler olduğunu söyleyebiliriz.

Galaksilerden gelen X-ışını, yıldızsal cisimler ve galaksi içerisindeki sıcak yaygın gaz olmak üzere iki farklı kaynaktan gelebilir. Optikçe yüksek ışınım güçlü erken tip galaksilerde sıcak yaygın gazdan gelen X-ışını baskındır (Fabbiano ve Trinchieri 1985, Trinchieri ve Fabbiano 1985) ve bu tip sistemlerde optik ve X-ışınındaki ışınım güçleri arasındaki ilişki $L_x \propto L_B^2$ şeklindedir (Lehmer vd 2007). Optikçe düşük ışınım gücüne sahip erken tip galaksilerde ise yıldızsal cisimlerden gelen X-ışını baskındır (Fabbiano ve Trinchieri 1985, Trinchieri ve Fabbiano 1985) ve bu tip sistemlerde optik ve X-ışınındaki ışınım

güçleri arasındaki ilişki $L_x \propto L_B$ şeklindedir (Lehmer vd 2007). Bu nedenle galaksilere ait L_B-L_x ilişkisinin bulunması önemlidir. Tez kapsamında L_B değerleri hesaplanmıştır, ancak Suzaku uydusunun uzaysal dağılım çözünürlüğü düşük olduğu için noktasal kaynaklar görülmemektedir dolayısıyla galaksilere ait L_x değerleri hesaplanamamıştır. Chandra uydusu noktasal kaynakların çalışılmasında başarılıdır, bu kümeler Chandra uydusuyla gözlemlendiği takdirde elde edilen L_x değerleri ile bu tezde hesaplanan L_B değerleri birlikte değerlendirilebilir.

6. SONUÇ

Yüksek çözünürlüklü Suzaku X-ışını uydu verileri ve optik gözlemlerden elde edilen sonuçlar şu şekilde özetlenebilir:

- i) Dört kümede de soğutma akışı tespit edilmiştir.
- ii) Her bir kümenin küme içi galaksilerinde Süpernova Tip Ia patlaması baskındır.
- iii) Küme merkezlerinde baskın galaksiler bulunmaktadır yani kümeler cD türündendir.
- iv) Seçilen dört küme de optikçe yüksek ışınım gücüne sahiptir.

Wilkinson Mikrodalga Anizotropi Görev uydusu (WMAP-Wilkinson Microwave Anisotropy Probe) 7 yıllık çalışma sonucu çok önemli kozmolojik değerleri gözlemsel olarak hesaplamıştır. Gözlemler, evrenin baryonik madde oranının $\Omega_b = 0.0449 \pm 0.0028$ ve karanlık madde oranının $\Omega_M = 0.222 \pm 0.026$ olduğunu göstermiştir (Komatsu vd 2011). Baryonik madde, ışımaya yapan galaksiler haricinde X-ışını enerjilerinde ısısal ışımaya yapan ICM' de gözlenir. Plazma yoğunluğu ve sıcaklığı doğrudan yüzey X-ışını parlaklığından ve X-ışını tayfindan hesaplanabilir. Kümelere uyguladığımız ısısal modellerin tanımına göre, yüzey parlaklığı ışımaya yapan plazma yoğunluğunun karesiyle orantılıdır. Yüzey parlaklığı, tayf modellemesinde hesaplanan normalizasyon (Norm) katsayısıdır. Tezde radyal profilleri *apex* ve *meka* modellerini kullanarak tanımladığımız için, ışınım ölçütü ile Norm arasındaki ilişki;

$$\text{Norm} = (10^{-14} / (4\pi(D_A(1+z))^2)) \int n_e n_H dV \quad 6.1$$

olarak verilir. Burada D_A kaynağın uzaklığı (cm), n_e ve n_H elektron ve proton yoğunluklarını (cm^{-3}), dV modellenen plazmanın hacmini ifade etmektedir ve tam iyonize kozmik plazma için $n_e \sim 1.2 n_H$ ' dir. Tayf analizinde hesapladığımız değerler 3 boyutlu plazmanın, 2 boyutlu iz düşümüdür. Bu tezde ele aldığımız dört galaksi kümesinden elde ettiğimiz sonuçlar, kümelerin ışımaya yapan baryonik kısmını tanımlamamızı ve davranışını anlamamızı sağlamıştır. Kaynaklardan elde edilen

parametreler kullanılarak, gaz kütlesi ve toplam kütle oranlarının hesaplanması ise doktora sonrası çalışma süresinde planlanmıştır. Gaz kütlesi, elektron yoğunluğunun, elektron ortalama moleküler ağırlığıyla (μ_e) çarpımının hacimsel integralinin alınmasıyla elde edilir:

$$M_{\text{gas}}(r) = m_p \int \mu_e(r) n_e(r) dV \quad 6.2$$

burada m_p proton kütesidir, $n_e(r)$ elektron yoğunluğu ise Denklem 6.1' den elde edilen değerdir. Benzer şekilde toplam kütle, toplam madde yoğunluğunun (ρ_{tot}) hacimsel integralidir ve aşağıdaki şekilde hesaplanır:

$$M_{\text{tot}}(r) = \int \rho_{\text{tot}}(r) dV \quad 6.3$$

Çekimsel kütle ve toplam kütle oranları kullanılarak elde edilen (Ω_b/Ω_M) değerleri, evrensel değerle kıyaslanacaktır. Doktora sonrası araştırmalara bu iş akışıyla devam edilecektir.

A2572 kümesinden elde edilen sonuçlar 18–25 Temmuz 2010 tarihleri arasında Almanya, Bremen' de yapılan Uzay Araştırmaları Komitesi' nde (COSPAR-Committee On Space Research) “Observation of Significant Metal Enrichment by SNe-Ia on Abell 2572” isimli poster olarak sunulmuştur (Tebliğ no: E19-0094-10) (Aktekin vd 2010b). A426 kümesinden elde edilen sonuçlar 31 Ağustos – 4 Eylül 2010 tarihleri arasında Adana' da XVII. UAK' da (Ulusal Astronomi Kongresi) “Abell 426 Kümesindeki Galaksilerarası Ortamın Kimyasal Kaynağı” isimli sözlü bildiri olarak sunulmuştur (Aktekin vd 2010c). A1800 kümesinden elde edilen sonuçlar ise 20–24 Eylül 2009 tarihleri arasında Atina' da düzenlenen “9. Yunan Astronomi Konferansı” nda (The 9th Hellenic Astronomical Conference) “Suzaku Analysis of A1800” isimli poster olarak sunulmuştur. Konferansta sunulan posterin tam metni dört sayfa olarak ASP konferans serisi (Astronomical Society of the Pacific)' nde yayınlanmıştır (Aktekin vd 2010a).

7. KAYNAKLAR

- ABELL, G. O. 1958. The Distribution of Rich Clusters of Galaxies. *The Astrophysical Journal Supplement*, 3: 211–259.
- ADAMS, D. J. 1980. Cosmic X-Ray Astronomy. Monographs on Astronomical subjects: 6, p 159. Leicester.
- AKTEKIN, E., GOK, F., HUDAVERDI, M., SEZER, A. and ERCAN, E. N. 2010a. Suzaku Analysis of A1800. *Astronomical Society of the Pacific*, 425: 325–329.
- AKTEKIN, E., GOK, F., HUDAVERDI, M., SEZER, A. and ERCAN, E. N. 2010b. Observations of Significant Metal Enrichment by SN-Ia on Abell2572, 38th COSPAR Scientific Assembly. Held 18-15 July 2010, in Bremen, Germany, 6
- AKTEKIN, E., GOK, F., HUDAVERDI, M., SEZER, A. ve ERCAN, E. N. 2010c. Abell 426 Kümesindeki Galaksilerarası Ortamın Kimyasal Kaynağı. XVII. Ulusal Astronomi Kongresi, 31 Ağustos– 4 Eylül 2010, Adana, 15-22.
- ALLEN, S. W., TAYLOR, G. B., NULSEN, P. E. J., JOHNSTONE, R. M., DAVID, L. P., ETTORI, S., FABIAN, A. C., FORMAN, W., JONES, C. and NAMARA, B. 2001. Chandra X-ray observations of the 3C 295 cluster core. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 324: 842–858.
- ANDERS, E. and GREVESSE, N. 1989. Abundances of the elements – Meteoritic and solar. *Geochimica et Cosmochimica Acta* (ISSN 0016–7037), 53: 197–214.
- BARKANA, R. and LOEB, A., 2001, In the Beginning: The First Sources of Light and the Reionization of the Universe, *Physics Reports*, 349, 2, 125-238.
- BAUTZ, L. P. and MORGAN, W. W. 1970. On the Classification of the Forms of Clusters of Galaxies. *The Astrophysical Journal Letters*, 162: 149–153.
- BEARDEN, J. A. 1967. X-Ray Wavelengths, *Reviews of Modern Physics*, 39: 78.
- BRADT, H., MAYER, W., NARANAN, S., RAPPAPORT, S. and SPADA, G. 1967. Evidence for X-Radiation from the Radio Galaxy M87. *The Astrophysical Journal*, 150: 199–206.
- BRANCH, D., FALK, S. W., UOMOTO, A. K., WILLS, B. J., MCCALL, M. L. and RYBSKI, P. 1981. The Type II Supernova 1979c in M100 and The Distance to The Virgo Cluster. *Astrophysical Journal*, 244: 780–804.
- BYRAM, E. T., CHUBB, T. A. and FRIEDMAN, H. 1966. Cosmic X-ray Sources, Galactic and Extragalactic, *Science*, 152: 66-71.
- CARLBERG, R. G., YEE, H. K. C. and ELLINGSON, E. 1997. The Average Mass and Light Profiles of Galaxy Clusters, *Astrophysical Journal*, 478: 462-475.
- CAVALIERE, A. G. GURSKY, H. and TUCKER, W. H. 1971. Extragalactic X-ray Sources and Associations of Galaxies. *Nature*, 231: 437–438.
- CRAWFORD, C. S., ALLEN, S. W., EBELING, H., EDGE, A. C. and FABIAN, A. C. 1999. The ROSAT Brightest Cluster Sample (BCS) – III. Optical spectra of the central cluster galaxies. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 306: 857–896.
- DUPKE, R. A. and ARNAUD, K. A. 1999. Central Elemental Abundance Ratios in the Perseus Cluster: Resonant Scattering or SN IA Enrichment?. *The Astrophysical Journal*, 548: 141–149.

- EBELING, H., VOGES, W. and BOEHRINGER, H. 1994. X-ray emission from Hickson's compact groups of galaxies: Results from the ROSAT All-Sky Survey. *The Astrophysical Journal*, 436: 44–55.
- EBELING, H., MENDES DE OLIVEIRA, C. and WHITE, D. A. 1995. A2572 and HCG 94 – galaxy clusters but not as we know them: an X-ray case study of optical misclassifications. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 277: 1006–1032.
- EBELING, H., VOGES, W., BOHRINGER, H., EDGE, A. C., HUCHRA, J. P. and BRIEL, U. G. 1996. Properties of the X-ray–brightest Abell–type clusters of galaxies (XBACs) from ROSAT All–Sky Survey data – I. The sample. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 281: 799–829.
- ELVIS, M. 1976. Ariel V sky survey – Long–term monitoring of the X-ray emission from the Coma Cluster and NGC 4151. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 177: 7–12.
- FABBIANO, G. and TRINCHIERI, G. 1985. A statistical analysis of the Einstein normal galaxy sample. I - Spiral and irregular galaxies. *The Astrophysical Journal*, 296: 430–457.
- FABIAN, A. C., HU, E. M., COWIE, L. L. and GRINDLAY, J. 1981. The distribution and morphology of X–ray–emitting gas in the core of the Perseus cluster. *The Astrophysical Journal*, 248: 47–54.
- FABIAN, A.C. 1994. Cooling flows in clusters of galaxies. *Annual Reviews Astronomy and Astrophysics*, 32: 277–318.
- FORMAN, W., KELLOGG, E., GURSKY, H., TANANBAUM, H. and GIACCONI, R. 1972. Observations of the Extended X-Ray Sources in the Perseus and Coma Clusters from UHURU. *The Astrophysical Journal*, 178: 309–316.
- FREDERIKSEN, T. F., HANSEN, S. H., HOST, O. and RONCADELLI, M. 2009. Determining All Gas Properties in Galaxy Clusters from the Dark Matter Distribution Alone. *The Astrophysical Journal*, 700: 1603–1608.
- FRITZ, G., DAVIDSEN, A., MEEKINS, J. F. and FRIEDMAN, H. 1971. Discovery on an X-ray Source in Preseus. *The Astrophysical Journal Supplement*, 164: 81–85.
- FUKAZAWA, Y. HIRAGI, K., YAMAZAKI, S., MIZUNO, M., HAYASHI, K., HAYASHI, K. O., NISHINO, S., TAKAHASHI, H. and OHNO, M. 2011. Suzaku View of X-Ray Spectral Variability of the Radio Galaxy Centaurus A: Partial Covering Absorber, Reflector, and Possible Jet Component. *The Astrophysical Journal*, 743 (2): 124–139.
- GASTALDELLO, F. and MOLENDI, S. 2004. Ni Abundance in the Core of the Perseus Cluster: An Answer to the Significance of Resonant Scattering. *The Astrophysical Journal*, 600 (2): 670–680.
- GURSKY, H., KELLOGG, E. M., LEONG, C., TANANBAUM, H. and GIACCONI, R. 1971a. Detection of X-ray Form The Seyfert Galaxies NGC1275 and NGC4151 by The UHURU Satellite. *The Astrophysical Journal Letters*, 165: 43–48.
- GURSKY, H., KELLOGG, E., MURRAY, S., LEONG, C., TANANBAUM, H. and GIACCONI, R. 1971b. A Strong X-ray Source in The Coma Cluster Observed By UHURU. *The Astrophysical Journal Letters*, 167: 81–84.
- HARKNESS, R. P. and WHEELER, J. C. 1990. in *Supernovae*. ed Petscheck, New York: Springer-Verlag, p.2.

- HECKMAN, T. M. 1981. Optical Emission-Line Gas Associated With Dominant Cluster Galaxies. *The Astrophysical Journal*, 250: 59–63.
- HECKMAN, T. M., BAUM, S. A., VAN BREUGEL, W. J. M. and MCCARTHY, P. 1989. Dynamical, Physical and Chemical Properties of Emission-Line Nebulae in Cooling Flows. *The Astrophysical Journal*, 338: 48–77.
- HUBBLE, E.P. 1936. *The Realm of Nebulae*. New Haven: Yale University Press. ISBN 0300025009.
- ISHISAKI, Y., MAEDA, Y., FUJIMOTO, R., OZAKI, M., EBISAWA, K., vd 2007. Monte Carlo Simulator and Ancillary Response Generator of Suzaku XRT/XIS System for Spatially Extended Source Analysis. *Publications of the Astronomical Society of Japan*, 59: 113–132.
- KAastra, J. S. 1992. An X-ray spectral code for optically thin plasmas. Internal SRON–Leiden Report, version 2.0.
- KATSUDA, S. 2009. Suzaku View of Thermal Supernova Remnants, The Energetic Cosmos: from Suzaku to Astro-H, Otaru, Hokkaido, Japan.
- KELLOGG, E., GURSKY, H., TANANBAUM, H., GIACCONI, R. and POUNDS, K. 1972. The Extended X-Ray Source at M87, *The Astrophysical Journal*, 174: 65-69.
- KOMATSU, E., SMITH, K. M., DUNKLEY, J., BENNETT, C. L., GOLD, B., HINSHAW, G., JAROSIK, N., LARSON, D., NOLTA, M. R., PAGE, L., vd. 2011. Seven-year Wilkinson Microwave Anisotropy Probe (WMAP) Observations: Cosmological Interpretation, *The Astrophysical Journal Supplement*, 192 (2): 18-65.
- KOPYLOV, A. I. and KOPYLOVA, F. G. 2010. Structure of clusters with bimodal distribution of galaxy line-of-sight velocities III: A1831, *Astrophysical Bulletin*, 65(3): 205-216.
- LEHMER, B. D., BRANDT, W. N., ALEXANDER, D. M., BELL, E. F., MCINTOSH, D. H., BAUER, F. E., HASINGER, G., MAINIERI, V., MIYAJI, T., SCHNEIDER, D. P. and STEFFEN, A. T. 2007. The X-Ray Evolution of Early-Type Galaxies in the Extended Chandra Deep Field–South. *The Astrophysical Journal*, 657 (2): 681–699.
- LOEWENSTEIN, M. 2004. Chemical Composition of the Intracluster Medium, Origin and Evolution of the Elements, from the Carnegie Observatories Centennial Symposia. Published by Cambridge University Press, as part of the Carnegie Observatories Astrophysics Series. Edited by A. McWilliam and M. Rauch, 4, 422.
- MEEKINS, J. F., GILBERT, F., CHUBB, T.A., FRIEDMAN, H. and HENRY, R.C. 1971. Physical Sciences: X-rays from the Coma Cluster of Galaxies. *Nature*, 231: 107–108.
- MILLER, D. F. 1998, Basic of Radio Astronomy, *Jet Propulsion Laboratory*; NASA, California, pp 109
- MITCHELL, R. J., IVES, J. C. and CULHANE, J. L. 1977. The X-ray temperatures of eight clusters of galaxies and their relationship to other cluster properties. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 181: 25–32.
- MITSUUDA, K., BAUTZ, M., INOUE, H., KELLEY, R. L., KOYAMA, K., vd 2007. The X-Ray Observatory Suzaku. *Publications of the Astronomical Society of Japan*, 59: 1–7.

- MORGAN, W. W. 1961. The Classification of Clusters of Galaxies. *Proceedings of the National Academy of Sciences of the United States of America*, 47: 905-906.
- NOMOTO, K., HASHIMOTO, M., TSUJIMOTO, T., THIELEMANN, F. K., KISHIMOTO, N. and KUBO, Y. 1997a. Nucleosynthesis in type II supernovae. *Nuclear Physics A*, 616: 79-90.
- NOMOTO, K., IWAMOTO, K. and KISHIMOTO, N. 1997b. Type Ia supernovae: their origin and possible applications in cosmology. *Science*, 276: 1378-1382.
- OEMLER, A. JR. 1974. The Systematic Properties of Clusters of Galaxies. Photometry of 15 Clusters. *The Astrophysical Journal*, 194: 1-20.
- OSTERBROCK, D.E. 1989. *Astrophysics of Gaseous Nebulae and Active Galactic Nuclei*, California University Press, California, 408 pp.
- ÖZDEMİR, S., GÜROL, B. ve DEMİRCAN O., 2005, *Astronomi ve Astrofizik*, Asil Yayın Dağıtım Ltd. Şti., Ders Kitabı, 429.
- ÖZİŞİK, T. 1995. CCD, *Astronomi Magazin*, 45: 510-513.
- PETERSON, J. R. and FABIAN A. C. 2006. X-ray Spectroscopy of Cooling Clusters. *Physics Reports*, 427: 1-39.
- PIERPAOLI, E, SCOTT, D. and WHITE, M. 2001. Power-spectrum normalization from the local abundance of rich clusters of galaxies. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 325: 77-88.
- ROOD, H. J. and SASTRY, G. N. 1971. "Tuning Fork" Classification of Rich Clusters of Galaxies. *Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, 83: 313-319.
- SARAZIN, C. L. 1986. X-ray emission from clusters of galaxies. *Reviews of Modern Physics*, 58: 1-115.
- SHANG, C. and SCHARF, C. 2009. A Low-Redshift Galaxy Cluster X-Ray Temperature Function Incorporating Suzaku Data, *The Astrophysical Journal*, 690 (1): 879-890.
- SMITH, R.K., BRICKHOUSE, N. S., LIEDAHL, D. A. and RAYMOND, J. C. 2001. Collisional Plasma Models with APEC/APED: Emission-Line Diagnostics of Hydrogen-like and Helium-like Ions. *The Astrophysical Journal*, 556: 91-95.
- SUNYAEV, R. A. and ZELDOVICH, IA. B. 1980. Microwave background radiation as a probe of the contemporary structure and history of the universe, *In: Annual review of astronomy and astrophysics*, 18: 537-560.
- TAMURA, T., MAEDA, Y., MITSUDA, K., FABIAN, A. C., SANDERS, J. S., FURUZAWA, A., HUGHES, J. P., IIZUKA, R., MATSUSHITA, K. and TAMAGAWA, T. 2009. X-ray Spectroscopy of the Core of the Perseus Cluster with Suzaku: Elemental Abundances in the Intracluster Medium, *The Astrophysical Journal Letters*, 705 (1): 62-66.
- TRINCHIERI, G. and FABBIANO, G. 1985. A Statistical Analysis of the Einstein Normal Galaxy Sample – Part Two – Elliptical and s0 Galaxies. *The Astrophysical Journal*, 296: 447-457.
- ULMER, M. P., CRUDDACE, R. G., FENIMORE E. E., FRITZ G. G. and SNYDER W. A. 1987. SPARTAN 1 X-ray observations of the Perseus cluster – Comparison of the iron abundances and temperatures in the inner and outer regions of the clusters. *The Astrophysical Journal*, 319: 118-125.

- VOIT, G. M. and DONAHUE, M., 1997, A Deep Look at the Emission-Line Nebula in Abell 2597, *The Astrophysical Journal*, 486: 242-252.
- WOLF, M. 1906. Über einen Nebelfleck – Haufen im Perseus, *Astronomische Nachrichten*, 170: 211–212.
- WOOSLEY, S., and JANKA, H, T. 2006. The Physics of Core-Collapse Supernovae. *Nature Physics*, 1: 147–154.
- WOOSLEY, S., and WEAVER, T. A. 1986. The Physics of Supernova Explosions., *Annual Review of Astronomy and Astrophysics*, 24: 205-253.
- XUE, Y–J and WU, X–P. 2000. The L_x – T , L_x – σ , and σ – T Relations for Groups and Clusters of Galaxies. *The Astrophysical Journal*, 538: 65–71.
- ZHURAVLEVA, I., CHURAZOV, E., SAZONOV, S., SUNYAEV, R., and DOLAG, K. 2011, Resonance Scattering in Galaxy Clusters for Anisotropic Gas Motions on Various Spatial Scales. *Astronomy Letters*, 37: 141–153.
- ZWICKY, F., HERZOG, E., WILD, P., KARPOWICZ, M. and KOWAL, C.T. 1961. Catalogue of galaxies and of clusters of galaxies. Pasadena: California Institute of Technology (CIT), Volume I.

ÖZGEÇMİŞ

Ebru Aktekin 1979 yılında İzmir’de doğdu. İlk ve orta öğrenimini Niğde’de ve lise öğrenimini Antalya ’da tamamladı. 1996 yılında İnönü Üniversitesi Fizik Bölümü’nde başladığı lisans eğitimini 2000 yılında tamamladı.

2002 yılında Akdeniz Üniversitesi Fen Bilimleri Enstitüsü Fizik Anabilim Dalı’nda başladığı Yüksek Lisans eğitimini 2005 yılında tamamladı. Aynı Anabilim Dalı’nda Ocak 2006 tarihinden bu yana Doktora eğitimi görmekte ve Araştırma Görevlisi olarak çalışmaktadır.