



**İSTANBUL ÜNİVERSİTESİ  
FEN BİLİMLERİ ENSTİTÜSÜ**

**YÜKSEK LİSANS TEZİ**

**GALAKSİ KÜMELEŞMESİNİN GALAKTİK EVRİM  
ÜZERİNDEKİ FİZİKSEL ETKİLERİ**

**Astronom Adnan ERKURT**

**Astronomi ve Uzay Bilimleri Anabilim Dalı**

**Astronomi ve Uzay Bilimleri Programı**

**1. Danışman**

**Prof. Dr. H. Gökmen TEKTUNALI**

**2. Danışman**

**Dr. Murat HÜDAVERDİ**

**Aralık, 2009**

**İSTANBUL**



**İSTANBUL ÜNİVERSİTESİ  
FEN BİLİMLERİ ENSTİTÜSÜ**

**YÜKSEK LİSANS TEZİ**

**GALAKSİ KÜMELEŞMESİNİN GALAKTİK EVRİM  
ÜZERİNDEKİ FİZİKSEL ETKİLERİ**

**Astronom Adnan ERKURT**

**Astronomi ve Uzay Bilimleri Anabilim Dalı**

**Astronomi ve Uzay Bilimleri Programı**

**1. Danışman**

**Prof. Dr. H. Gökmen TEKTUNALI**

**2. Danışman**

**Dr. Murat HÜDAVERDİ**

**Aralık, 2009**

**İSTANBUL**

Bu çalışma 06/01/2010 tarihinde aşağıdaki jüri tarafından Astronomi ve Uzay Bilimleri Anabilim Dalı ,Astronomi ve Uzay Bilimleri programında Yüksek Lisans Tezi olarak kabul edilmiştir.

Tez Jürisi

Prof. Dr. H. Gökmen TEKTUNALI  
(Danışman)  
İstanbul Üniversitesi  
Fen Fakültesi

Prof.Dr.H.Hüseyin Mentеше  
İstanbul Üniversitesi  
Fen Fakültesi

Prof.Dr.E.Nihal Ercan  
Boğaziçi Üniversitesi  
Fen-Edebiyat Fakültesi

Doç.Dr.Yüksel Karataş  
İstanbul Üniversitesi  
Fen Fakültesi

Doç.Dr.Selçuk Bilir  
İstanbul Üniversitesi  
Fen Fakültesi

## **ÖNSÖZ**

Yüksek lisans öğrenimim sırasında ve tez çalışmalarım boyunca gösterdiği her türlü destek ve yardımdan dolayı çok değerli danışman hocam Sayın Prof. Dr. H. Gökmen TEKTUNALI ve çok değerli hocam Sayın Prof. Dr. E. Nihâl ERCAN'a en içten dileklerle teşekkür ederim.

Bu çalışma boyunca, çalışmamın uygulama kısmını destekleyen ve yardımlarını esirgemeyen ikinci danışmanım Sayın Dr. Murat HÜDAVERDİ'ye teşekkürü borç bilirim.

**Aralık, 2009**

**Adnan ERKURT**

## İÇİNDEKİLER

ÖNSÖZ .....	i
İÇİNDEKİLER .....	ii
ŞEKİL LİSTESİ.....	vi
TABLO LİSTESİ .....	ix
KISALTMA LİSTESİ .....	x
ÖZET .....	xii
SUMMARY .....	xiii
1. GİRİŞ .....	1
2. GENEL KISIMLAR .....	3
2.1. GALAKSİLER .....	3
2.2. HUBBLE GALAKSİ SINIFLANDIRMASI .....	4
2.2.1. Eliptik Galaksiler .....	5
2.2.2. Spiral Galaksiler .....	8
2.2.2.1. Kendini Besleyen Yıldız Oluşumu Teorisi.....	10
2.2.2.2. Yoğunluk Dalgaları Teorisi.....	11
2.2.3. Merceksi (Lenticular) Galaksiler .....	16
2.2.4. Düzensiz Galaksiler .....	17
2.2.5. Özel (Peculiar) Galaksiler .....	17
2.2.6. Hubble Galaksi Sınıflarının Özellikleri .....	19
2.3. ÖZEL GALAKSİ SINIFLANDIRMALARI .....	19
2.3.1. Yıldızpatlamalı (starburst) Galaksiler .....	19
2.3.1.1. Mavi Yoğun Galaksiler (Blue Compact Galaxies).....	21
2.3.1.2. ULIRG'ler .....	22

2.3.1.3. <i>Wolf-Rayet Galaksileri</i> .....	22
2.3.1.4. <i>Baby Boom Galaksileri</i> .....	22
<b>2.3.2. Aktif Galaksiler</b> .....	<b>22</b>
2.3.2.1. <i>Kuazarlar</i> .....	28
2.3.2.2. <i>Seyfert Galaksiler</i> .....	31
2.3.2.3. <i>Blazarlar</i> .....	32
2.3.2.4. <i>LINER Galaksiler</i> .....	32
2.3.2.5. <i>N Galaksileri</i> .....	33
<b>2.4. GALAKSİ TOPLULUKLARI</b> .....	<b>33</b>
<b>2.4.1. Galaksi Grupları</b> .....	<b>34</b>
<b>2.4.2. Galaksi Kümeleri</b> .....	<b>34</b>
2.4.2.1. <i>Galaksi Kümelerinin Oluşumu</i> .....	37
2.4.2.2. <i>Galaksi Kümesi Katalogları</i> .....	38
2.4.2.3. <i>Morfolojik Sınıflandırmalar</i> .....	39
2.4.2.4. <i>X-ışın Morfolojik Sınıfları</i> .....	42
2.4.2.5. <i>Radyo Gözlemleri</i> .....	42
2.4.2.6. <i>Radyo Halo</i> .....	44
2.4.2.7. <i>Radyo Kalıntıları</i> .....	44
<b>2.4.3. Süperkümeler</b> .....	<b>45</b>
<b>2.5. BÜYÜK ÖLÇEKTE YAPILAR</b> .....	<b>45</b>
<b>2.6. TEZ KONUSU İLE İLGİLİ DAHA ÖNCE YAPILMIŞ ÇALIŞMALAR</b> ..	<b>47</b>
<b>2.6.1. Tezde Kullanılan Galaksi Kümeleri ile İlgili Bilgiler ve Daha Önce Yapılmış Çalışmalar</b> .....	<b>48</b>
2.6.1.1. <i>A194</i> .....	48
2.6.1.2. <i>A1056</i> .....	49
2.6.1.3. <i>A1674</i> .....	49
2.6.1.4. <i>A1882</i> .....	50
2.6.1.5. <i>A2638</i> .....	50
<b>3. MALZEME VE YÖNTEM</b> .....	<b>51</b>
<b>3.1. XMM-NEWTON UYDUSU'NUN GENEL TANITIMI</b> .....	<b>51</b>
<b>3.1.1. Genel Özellikler</b> .....	<b>51</b>
<b>3.1.2. XMM-Newton'un Bilimsel Aletleri ve Özellikleri</b> .....	<b>52</b>

3.1.3. XMM-Newton'un Bileşenleri .....	53
3.1.4. XMM-Newton'un Temel Özellikleri .....	54
<b>3.2. XMM-NEWTON'UN YAPISI .....</b>	<b>57</b>
3.2.1. XMM-Newton'un Yapımında Kullanılan Malzemeler .....	57
3.2.2. Uygun Termal Kararlılığın Sağlanması .....	57
3.2.3. Aynalar ve Optik Dizayn .....	58
3.2.4. XMM-Newton'un X-ışın Teleskoplarının Yapısı .....	61
3.2.5. Difraksiyon Şebekesi .....	62
3.2.6. Görüntü Kalitesi .....	63
3.2.7. Etkin Alan .....	63
3.2.8. Dağınık X-ışınlarının Engellenmesi .....	64
3.2.9. OM ve Özellikleri .....	65
3.2.10. ERM Deneyi .....	67
<b>3.3. XMM-NEWTON'DA KULLANILAN DEDEKTÖRLER .....</b>	<b>68</b>
3.3.1. EPIC Dedektörler .....	68
3.3.2. MOS Dedektörü ve Özellikleri .....	70
3.3.3. PN Dedektörü ve Özellikleri .....	72
3.3.4. EPIC Dedektörlerin Çalışma Modları .....	73
3.3.5. EPIC Dedektörlerin Kuantum Verimi .....	74
3.3.6. EPIC Dedektörlerin Ardalanı.....	74
3.3.7. XMM-Newton EPIC Dedektörlerinde Kullanılan Filtreler .....	76
3.3.8. X-ışın Spektrografisi ve RGS Spektrometresi .....	78
3.3.9. RGS Spektrometresinin Yapısı ve Özellikleri .....	78
3.3.10. OM Dedektörleri .....	81
<b>3.4. GÖZLEMLER .....</b>	<b>82</b>
<b>3.5. VERİ İNDİRGEME VE ANALİZE GİRİŞ .....</b>	<b>83</b>
<b>3.6. TEMİZLENMİŞ VE RENKLENDİRİLMİŞ X-IŞIN GÖRÜNTÜLERİ .....</b>	<b>89</b>
<b>3.7. SPEKTREL ANALİZDE KULLANILAN PROGRAM VE MODELLER .....</b>	<b>99</b>
3.7.1. Nokta Kaynakların Spektrel Analizinde Kullanılan Modeller .....	100
3.7.2. ICM'nin Spektrel Analizinde Kullanılan Modeller .....	100
<b>4. BULGULAR .....</b>	<b>102</b>
4.1. NOKTA KAYNAK TESPİTİ VE ANALİZİ .....	102

4.1.1. Nokta Kaynak Tespiti.....	102
4.1.2. Nokta Kaynak Analizi .....	108
4.2. KÜMELERİN GENEL SPEKTREL ÖZELLİKLERİNİN TAYİNİ .....	111
4.2.1. A194 Kümesinin Genel Spektrel Özellikleri.....	112
4.2.2. A1056 Kümesinin Genel Spektrel Özellikleri.....	113
4.2.3. A1674 Kümesinin Genel Spektrel Özellikleri.....	114
4.2.4. A1882 Kümesinin Genel Spektrel Özellikleri.....	115
4.2.5. A2638 Kümesinin Genel Spektrel Özellikleri.....	116
4.3. LOG(N)-LOG(S): BİRİM ALANDA, AKI DEĞERLERİ BELLİ BİR AKI DEĞERİNDEN DAHA FAZLA OLAN GALAKSİ SAYISI GRAFİĞİ .....	117
4.3.1. Katı Açısal İnceleme .....	117
4.3.2. Akı Dağılımı .....	117
4.3.3. Log(N)-Log(S) Grafiği ve Bu Grafikten Elde Edilen Sonuçlar .....	118
5. TARTIŞMA VE SONUÇ .....	121
5.1. KÜMELERİN GENEL SPEKTREL ÖZELLİKLERİNİN DAHA ÖNCE YAPILMIŞ OLAN ÇALIŞMALARLA KARŞILAŞTIRILMASI .....	121
5.2. KÜME VE ALAN GALAKSİLERİNİN LOG(N)-LOG(S) GRAFİKLERİNİN KARŞILAŞTIRILMASINDAN ELDE EDİLEN SONUÇLAR.....	122
5.3. BU TEZ KONUSU İLE İLGİLİ İLERİDE YAPILACAK ÇALIŞMALAR İÇİN ÖNERİ .....	124
KAYNAKLAR .....	125
ÖZGEÇMİŞ .....	139



## ŞEKİL LİSTESİ

Şekil 2.1	: Hubble çatal diyagramı .....	4
Şekil 2.2	: M87 (NGC 4486) dev eliptik galaksisinin optik görüntüsü .....	6
Şekil 2.3	: Eliptik galaksilerde yıldız yörüngeleri .....	6
Şekil 2.4	: M87 galaksisi ve galaksinin jeti .....	7
Şekil 2.5	: M51 (Girdap) spiral galaksisi .....	8
Şekil 2.6	: NGC 1300 (SBb) çubuklu spiral galaksisi .....	9
Şekil 2.7	: Spiral galaksilerin diskinde bulunan yıldızlar düzenli yörüngelerde hareket ederler .....	9
Şekil 2.8	: NGC 4414 topaklanmış galaksi .....	11
Şekil 2.9	: Birçok Sb ve Sc tipi galaksinin rotasyon eğrileri .....	14
Şekil 2.10	: Galaksimizin rotasyon eğrisi ve rotasyon eğrisinin bileşenleri .....	16
Şekil 2.11	: NGC 2787 .....	16
Şekil 2.12	: Büyük Macellan Bulutu .....	17
Şekil 2.13	: Hoag'ın Nesnesi (PGC 54559) .....	18
Şekil 2.14	: Birleşen galaksiler simülasyonu .....	18
Şekil 2.15	: Aktif galaksi çekirdeğinin tasviri görüntüsü .....	22
Şekil 2.16	: Bir aktif galaksinin temel bileşenleri .....	23
Şekil 2.17	: NGC 4261 aktif galaksisi .....	24
Şekil 2.18	: Aktif galaksilerin farklı açılardan görünüşleri .....	27
Şekil 2.19	: AGN'nin farklı açılardan görünüşleri .....	27
Şekil 2.20	: 3C219, Fanaroff-Riley II tipi radyo galaksi .....	28
Şekil 2.21	: Evrenin yaşamı boyunca kuazar sayısındaki değişim .....	30
Şekil 2.22	: Abell 2029 kümesinin optik ve X-ışın görüntüleri .....	36
Şekil 2.23	: Galaksi kümelerinde görülen bazı metal çizgilerine örnekler .....	36
Şekil 2.24	: a) Rood-Sastry galaksi kümesi sınıflandırma şeması, b) Struble ve Rood tarafından yeniden düzenlenmiş olan Rood-Sastry sınıflandırması .....	41
Şekil 2.25	: M87 galaksisinin çeşitli görüntüleri .....	43
Şekil 2.26	: X-ışın ve radyo görüntüleri üst üste çakıştırılmış A3667 kümesi .....	44
Şekil 2.27	: Evren simülasyonu .....	46
Şekil 2.28	: Yarıçapı 500 milyon ışık yılı olan küre biçimindeki evren haritası .....	46
Şekil 3.1	: XMM-Newton .....	51
Şekil 3.2	: XMM-Newton'un temel elemanları .....	53
Şekil 3.3	: Servis modülü .....	54
Şekil 3.4	: XMM-Newton'un yörüngesinin şematik gösterimi .....	55
Şekil 3.5	: Grazing aynaların konfigürasyonu .....	59
Şekil 3.6	: XMM-Newton X-ışın ayna modülü .....	60
Şekil 3.7	: Difraksiyon şebekeli XMM-Newton X-ışın teleskobunun yapısı .....	61
Şekil 3.8	: Difraksiyon şebekesi .....	62
Şekil 3.9	: XMM-Newton X-ışın teleskoplarının merkezde etkin alan grafikleri .....	64
Şekil 3.10	: X-ışın perdesinin üç boyutlu görüntüsü .....	65
Şekil 3.11	: Optik monitörün şematik gösterimi .....	66

<b>Şekil 3.12</b>	: Filtre çarkı, filtreler monte edilmemiş halde .....	<b>67</b>
<b>Şekil 3.13</b>	: Difraksiyon şebekesi olan teleskoplarda ışığın yolu.....	<b>69</b>
<b>Şekil 3.14</b>	: Kriyostat içindeki MOS CCD çipleri.....	<b>70</b>
<b>Şekil 3.15</b>	: MOS1 ve MOS2 dedektörlerinin çip konfigürasyonu .....	<b>71</b>
<b>Şekil 3.16</b>	: MOS1 dedektöründe bozuk olan CCD6.....	<b>72</b>
<b>Şekil 3.17</b>	: PN dedektörünün görüntüleri .....	<b>72</b>
<b>Şekil 3.18</b>	: PN dedektörüyle alınmış bir görüntü .....	<b>73</b>
<b>Şekil 3.19</b>	: EPIC dedektörlerin kuantum verimi .....	<b>74</b>
<b>Şekil 3.20</b>	: Güneş parlamalarının sebep olduğu ar dalan.....	<b>76</b>
<b>Şekil 3.21</b>	: Soğutucusuyla birlikte RGS spektrometresi.....	<b>79</b>
<b>Şekil 3.22</b>	: RGS'nin şematik düzeni.....	<b>80</b>
<b>Şekil 3.23</b>	: RGS spektrometre dedektörü.....	<b>80</b>
<b>Şekil 3.24</b>	: A194'ün EPIC dedektörleri ile elde edilmiş ham görüntüleri.....	<b>83</b>
<b>Şekil 3.25</b>	: A1056'nın EPIC dedektörleri ile elde edilmiş ham görüntüleri.....	<b>84</b>
<b>Şekil 3.26</b>	: A1674'ün EPIC dedektörleri ile elde edilmiş ham görüntüleri.....	<b>84</b>
<b>Şekil 3.27</b>	: A1882'nin EPIC dedektörleri ile elde edilmiş ham görüntüleri.....	<b>85</b>
<b>Şekil 3.28</b>	: A2638'in EPIC dedektörleri ile elde edilmiş ham görüntüleri.....	<b>85</b>
<b>Şekil 3.29</b>	: Kümelerin ışık eğrileri ve temizlenmiş gözlem veri aralıkları .....	<b>88</b>
<b>Şekil 3.30</b>	: A194'ün yumuşak, orta ve sert enerji aralıklarındaki görüntüleri.....	<b>90</b>
<b>Şekil 3.31</b>	: Belirtilen enerji aralıklarında MOS1, MOS2 ve PN dedektörlerinin görüntülerinin birleştirilmesiyle oluşturulmuş A194 görüntüleri.....	<b>91</b>
<b>Şekil 3.32</b>	: A1056'nın yumuşak, orta ve sert enerji aralıklarındaki görüntüleri.....	<b>92</b>
<b>Şekil 3.33</b>	: Belirtilen enerji aralıklarında MOS1, MOS2 ve PN dedektörlerinin görüntülerinin birleştirilmesiyle oluşturulmuş A1056 görüntüleri.....	<b>93</b>
<b>Şekil 3.34</b>	: A1674'ün yumuşak, orta ve sert enerji aralıklarındaki görüntüleri.....	<b>94</b>
<b>Şekil 3.35</b>	: Belirtilen enerji aralıklarında MOS1, MOS2 ve PN dedektörlerinin görüntülerinin birleştirilmesiyle oluşturulmuş A1674 görüntüleri.....	<b>95</b>
<b>Şekil 3.36</b>	: A1882'nin yumuşak, orta ve sert enerji aralıklarındaki görüntüleri.....	<b>96</b>
<b>Şekil 3.37</b>	: Belirtilen enerji aralıklarında MOS1, MOS2 ve PN dedektörlerinin görüntülerinin birleştirilmesiyle oluşturulmuş A1882 görüntüleri.....	<b>97</b>
<b>Şekil 3.38</b>	: A2638'in yumuşak, orta ve sert enerji aralıklarındaki görüntüleri.....	<b>98</b>
<b>Şekil 3.39</b>	: Belirtilen enerji aralıklarında MOS1, MOS2 ve PN dedektörlerinin görüntülerinin birleştirilmesiyle oluşturulmuş A2638 görüntüleri.....	<b>99</b>
<b>Şekil 4.1</b>	: A194'ün Maximum Likelihood yöntemiyle yumuşak, orta ve sert enerji aralıklarında tespit edilen kaynakları. ....	<b>103</b>
<b>Şekil 4.2</b>	: A1056'nın Maximum Likelihood yöntemiyle yumuşak, orta ve sert enerji aralıklarında tespit edilen kaynakları .....	<b>104</b>
<b>Şekil 4.3</b>	: A1674'ün Maximum Likelihood yöntemiyle yumuşak, orta ve sert enerji aralıklarında tespit edilen kaynakları .....	<b>105</b>
<b>Şekil 4.4</b>	: A1882'nin Maximum Likelihood yöntemiyle yumuşak, orta ve sert enerji aralıklarında tespit edilen kaynakları .....	<b>106</b>
<b>Şekil 4.5</b>	: A2638'in Maximum Likelihood yöntemiyle yumuşak, orta ve sert enerji aralıklarında tespit edilen kaynakları .....	<b>107</b>
<b>Şekil 4.6</b>	: A194'ün genel spektral özelliklerinin tayin edildiği 5' yarıçaplı bölge	<b>112</b>
<b>Şekil 4.7</b>	: A194'ün ICM spektrumu .....	<b>112</b>
<b>Şekil 4.8</b>	: A1056'nın genel spektral özelliklerinin tayin edildiği 5' yarıçaplı böl.	<b>113</b>
<b>Şekil 4.9</b>	: A1056'nın ICM spektrumu .....	<b>113</b>
<b>Şekil 4.10</b>	: A1674'ün genel spektral özelliklerinin tayin edildiği 5' yarıçaplı böl.	<b>114</b>
<b>Şekil 4.11</b>	: A1674'ün ICM spektrumu .....	<b>114</b>

<b>Şekil 4.12</b>	: A1882'nin genel spektrel özelliklerinin tayin edildiği 5' yarıçaplı böl.	<b>115</b>
<b>Şekil 4.13</b>	: A1882'nin ICM spektrumu .....	<b>115</b>
<b>Şekil 4.14</b>	: A2638'in genel spektrel özelliklerinin tayin edildiği 5' yarıçaplı böl...	<b>116</b>
<b>Şekil 4.15</b>	: A2638'in ICM spektrumu .....	<b>116</b>
<b>Şekil 4.16</b>	: Gözlem Alanı-Akı Hassasiyet Limiti grafiği .....	<b>117</b>
<b>Şekil 4.17</b>	: log(N)-log(S) grafiği .....	<b>118</b>
<b>Şekil 4.18</b>	: Aynı akı değerinde kümelerde ve alanlarda, birim alanda bulunan galaksi sayı yoğunluklarının karşılaştırılmasına bir örnek.....	<b>119</b>
<b>Şekil 4.19</b>	: Birim alanda aynı sayı yoğunluğunda bulunan küme galaksileri ile alan galaksilerinin akı değerlerinin karşılaştırılmasına bir örnek .....	<b>120</b>
<b>Şekil 5.1</b>	: Çevresi ile dengede olan AGN'nin tetiklenerek aktif hale geçmesi .....	<b>124</b>

## TABLO LİSTESİ

<b>Tablo 2.1</b>	: Hubble galaksi sınıflarının özellikleri.....	<b>19</b>
<b>Tablo 2.2</b>	: Galaksi kümesi katalogları .....	<b>38</b>
<b>Tablo 2.3</b>	: Galaksi kümelerinin morfolojik sınıflarının özellikleri .....	<b>39</b>
<b>Tablo 2.4</b>	: Galaksi kümelerinin X-ışın morfolojik sınıfları .....	<b>42</b>
<b>Tablo 3.1</b>	: XMM-Newton'un özellikleri.....	<b>56</b>
<b>Tablo 3.2</b>	: XMM-Newton'un X-ışın teleskoplarının özellikleri .....	<b>62</b>
<b>Tablo 3.3</b>	: XMM-Newton X-ışın teleskoplarının ayırma gücü değerleri .....	<b>63</b>
<b>Tablo 3.4</b>	: RGS1 ve RGS2 spektrometrelerinin duyarlılık aralıkları .....	<b>81</b>
<b>Tablo 3.5</b>	: Gözlemler .....	<b>82</b>
<b>Tablo 3.6</b>	: Kümelerin analizinde kullanılan, Güneş parlamalarından arındırılmış sayım/s aralıkları.....	<b>86</b>
<b>Tablo 4.1</b>	: Kümelerde yumuşak, orta ve sert enerji aralıklarında tespit edilen kaynak sayıları .....	<b>102</b>
<b>Tablo 4.2</b>	: A194'ün seçilen kaynakları için en iyi spektral fit parametreleri...	<b>108</b>
<b>Tablo 4.3</b>	: A1056'nın seçilen kaynakları için en iyi spektral fit parametreleri	<b>109</b>
<b>Tablo 4.4</b>	: A1674'ün seçilen kaynakları için en iyi spektral fit parametreleri.	<b>109</b>
<b>Tablo 4.5</b>	: A1882'nin seçilen kaynakları için en iyi spektral fit parametreleri	<b>110</b>
<b>Tablo 4.6</b>	: A2638'in seçilen kaynakları için en iyi spektral fit parametreleri..	<b>110</b>
<b>Tablo 4.7</b>	: Kümelerin genel spektral özellikleri .....	<b>111</b>
<b>Tablo 5.1</b>	: A194'ün sıcaklık ve metal bolluğu değerlerinin, daha önce yapılmış çalışmalarda tayin edilen sıcaklık ve metal bolluğu değerleriyle karşılaştırılması .....	<b>121</b>
<b>Tablo 5.2</b>	: A1674'ün sıcaklık ve metal bolluğu değerlerinin, daha önce yapılmış çalışmalarda tayin edilen sıcaklık ve metal bolluğu değerleriyle karşılaştırılması .....	<b>122</b>
<b>Tablo 5.3</b>	: A1882'nin sıcaklık ve metal bolluğu değerlerinin, daha önce yapılmış çalışmalarda tayin edilen sıcaklık ve metal bolluğu değerleriyle karşılaştırılması .....	<b>122</b>
<b>Tablo 5.4</b>	: A2638'in sıcaklık ve metal bolluğu değerlerinin, daha önce yapılmış çalışmalarda tayin edilen sıcaklık ve metal bolluğu değerleriyle karşılaştırılması .....	<b>122</b>

## KISALTMA LİSTESİ

<b>AAO</b>	: İngiliz-Avustralya Gözlemevi (Anglo-Australian Observatory)
<b>ACO</b>	: Abell Corwin Olowin galaksi kümesi kataloğu
<b>AGN</b>	: Aktif Galaksi Çekirdeği (Active Galactic Nuclei)
<b>APM</b>	: Otomatik Plak Ölçüm tekniği (Automated Plate Measurement)
<b>ASCA</b>	: Kozm. ve astrofiz. için geliş. uydu (Advan Sat. for Cosmol.&Astrophy)
<b>ATCA</b>	: Avustralya radyo interferometre (Australia Telescope Compact Array)
<b>AURA</b>	: NASA'nın dünya atmosferini gözlemleyen bir uydusu (Latince meltem)
<b>BBXRT</b>	: Geniş Bantlı X-Işın Teleskobu (Broad Band X-ray Telescope), NASA
<b>BCG</b>	: En parlak Küme Galaksisi (Brightest Cluster Galaxy)
<b>BESSY</b>	: Berliner Elektronspeicherring-Gesellschaft für Synchrotronstrahlung
<b>CCD</b>	: Birleştirilmiş yük cihazı (Charge Coupled Device)
<b>CGRO</b>	: Compton Gama-Işın G.evi (Compton Gamma-Ray Observatory), NASA
<b>CNR</b>	: İtalyan araştırma topluluğu (Consiglio Nazionale delle Ricerche)
<b>CXC</b>	: Chandra X-ışın gözlemevi Merkezi (Chandra X-ray observatory Center)
<b>DSS</b>	: Dijital Gökyüzü Taraması (Digital Sky Survey)
<b>EEV</b>	: İngiliz Elektrik Valf şirketi (English Electric Valve Company)
<b>EPIC</b>	: Avrupa Foton Görüntüleme Ded. (European Photon Imaging Camera)
<b>ERM</b>	: EPIC Radyasyon Monitörü deneyi (EPIC Radiation Monitor)
<b>ESA</b>	: Avrupa Uzay Ajansı (European Space Agency)
<b>ESAC</b>	: Avrupa Uzay Astronomi Merkezi (European Space Astronomy Centre)
<b>ESTEC</b>	: Avrupa Uzay Araç. ve Tekn. Merk. (Europ. Space Res. and Tech. Cent.)
<b>EXOSAT</b>	: Avrupa Uzay Ajns. X-ışın Gözlemevi (Euro. Space Agen. X-ray Obs.)
<b>FSRQ</b>	: Düz Spektum Radyo Kuazarları (Flat Spectrum Radio Quasars)
<b>FWHM</b>	: Yarı maksimumdaki tam genişlik (Full Width at Half Maximum)
<b>HEAO-1 A2</b>	: Yük. Ener. Astro. Gözlemevi-1 A2 (Hi. Energy Astrophys. Obs.-1 A2)
<b>HEW</b>	: Yarı Enerji Genişliği (Half Energy Width)
<b>HST</b>	: Hubble Uzay Teleskobu (Hubble Space Telescope)
<b>ICM</b>	: Küme içi ortam (Intra Cluster Medium)
<b>IFCTR</b>	: Istituto di Fisica, Cosmica e Tecnologie Relative, Milano-İtalya
<b>IGM</b>	: Galaksilerarası ortam (Inter Galactic Medium)
<b>INTEGRAL</b>	: Ul.arası Gama-Işın Astrfiz. Lab. (Int.nat. Gamma-Ray Astrophys. Lab.)
<b>IRAS</b>	: Kırmızıötesi Astronomi Uydusu (Infrared Astronomical Satellite)
<b>IoA</b>	: Cambridge Astronomi Enstitüsü (Institute of Astronomy, Cambridge)
<b>IUE</b>	: Uluslararası Morötesi Uydusu (International Ultraviolet Explorer)
<b>LINER</b>	: Düş. iyon. emis. çizgi böl ihtiva eden (Low-Ion. Nuc. Emis-line Reg) gal.
<b>LURE</b>	: Laboratoire pour L'utilisation du Rayonnement Électromagnétique
<b>MCP</b>	: Mikro-Kanal Levha (Micro-Channel Plate)
<b>MIC</b>	: Mik-kan. lev. ile güçlen. CCD (Microchannelplate Intensified CCD)
<b>MOS</b>	: Metal Oksit Yarı iletken (Metal Oxide Semi conductor)
<b>MPE</b>	: Max-Planck Yer Dışı Fiz. Enst. (Max-Planck-Inst. für Extraterrest. Phys.)
<b>MSSL</b>	: Mullard Uzay Bilim Laboratuvarı (Mullard Space Science Laboratory)

<b>NASA</b>	: Amerikan Havacılık & Uzay İdaresi (Nat. Aeronautics & Space Adm.)
<b>NGC</b>	: Bulutsu, yıldız küm. ve gal. meydana gelen bir katalog (New Genr. Cat.)
<b>NOAO</b>	: Amerikan Optik Astronomi Gözlemevi (Nat. Optical Astronomy Obs.)
<b>NSF</b>	: Amerika Bilim Kurumu (National Science Foundation)
<b>ODF</b>	: Gözlem Veri Dosyaları (Observation Data Files)
<b>OM</b>	: Optik Monitör (Optical Monitor)
<b>OVV</b>	: Optik bölgede şiddetli değişen (Optically Violently Variable) kuazarlar
<b>PSC</b>	: Nokta Kaynak Kataloğu (Point Source Catalog)
<b>PSF</b>	: Nokta Yayılım Fonksiyonu (Point Spread Function)
<b>PSI</b>	: Paul Scherrer Enstitüsü, İsviçre (Paul Scherrer Institute)
<b>PSPC</b>	: Hassas konuml. orantılı sayaç (Position Sensitive Proportional Counter)
<b>PTB</b>	: Alman Fizik-Teknik Enstitüsü (Physikalisch-Technische Bundesanstalt)
<b>QSO</b>	: Yıldız benzeri nesnelere (quasistellar objects)
<b>RGS</b>	: Difraksiyon Şebekeli Spektrometre (Reflection Grating Spectrometer)
<b>ROE</b>	: Edinburgh Gözlemevi (Royal Observatory, Edinburgh)
<b>ROSAT</b>	: Roentgen Uydusu (ROentgen SATellite)
<b>RXTE</b>	: Rossi X-ışın kaynak. zamanlamasını ölç. uyd (Rossi X-ray Timing Exp.)
<b>SAS</b>	: Bilimsel Analiz Sistemi (Science Analysis System)
<b>SSC</b>	: XMM-Newton araştırma merkezi (Survey Science Center)
<b>SRON</b>	: Hollanda Uzay Araşt. Enst. (Netherlands Institute for Space Research)
<b>ULIRG</b>	: Kırmızıötesinde son derece parlak galaksi (Ultra-Lumin Infrared Gal.)
<b>VLA</b>	: Çok Büyük Dizi radyo interferometresi (Very Large Array)
<b>XMM-Newton</b>	: X-ışın Çok Aynalı teleskop (X-ray Multi Mirror Mission)
<b>XSPEC</b>	: Bir X-ışın spektr. fit paket programı (an X-ray Spectral fitting package)

## ÖZET

### **GALAKSİ KÜMELEŞMESİNİN GALAKTİK EVRİM ÜZERİNDEKİ FİZİKSEL ETKİLERİ**

Bu tezin amaçlarından biri, galaksi kümesi ortamlarının ve galaksi kümelerinde meydana gelen galaksilerarası aktivitelerin, üye galaksilerin evrimini nasıl etkilediği sorusuna cevap bulmaktır. Bunun için, kümelerde bulunan galaksilerin X-ışın özelliklerini ortaya çıkarmak ve küme dışında, alanda bulunan galaksilerle kümelerde bulunan galaksileri karşılaştırmak amacıyla XMM-Newton uydusu arşivinden, yakın mesafede ( $z < 0.14$ ) bulunan beş adet galaksi kümesi (A194, A1056, A1674, A1882, A2638) seçilmiştir. Seçilen galaksi kümeleri, küme içi gazlarının (ICM) tam olarak oluşmadığı ve bu nedenle de kaynaklarının (galaksilerinin) net olarak gözlenebildiği, yeni oluşmakta olan kümelerdir (proto galaksi kümeleri). Tezin diğer amacı da, seçilen kümelerin genel spektrel özelliklerini ortaya çıkarmaktır.

Bu çalışmada, XMM-Newton uydusunun EPIC MOS ve PN dedektörlerinin verileri kullanılmıştır. Seçilen kümeler, XMM-Newton SAS 7.1.0. X-ışın veri analiz programıyla analiz edilmiştir. Seçilen kümelerin gözlem verileri NASA'nın yüksek enerji astrofiziği arşivinden indirilmiştir. Gözlem veri dosyalarından (ODF) olay listeleri, EMCHAIN ve EPCHAIN komutları kullanılarak oluşturulmuştur. Daha sonra, kümelerin verileri Güneş parlamalarından arındırılmak suretiyle, gerçek verileri (GTI-Good Time Interval) elde edilmiştir. Nokta kaynak (galaksi) tespiti Maximum Likelihood (Cash, 1979) yöntemiyle üç ayrı bantta (yumuşak [0.3-1 keV], orta [1-1.6 keV], sert [1.6-10 keV]) yapılmıştır. Spektrum analizi, XSPEC 11.3.2. X-ışın spektrum analiz programı ile yapılmıştır. ICM ve nokta kaynakların spektrum analizi için sırasıyla MEKA (Mewe ve diğ., 1985) ve POWERLAW modelleri kullanılmıştır.

Tüm kümelerden seçilen parlak nokta kaynaklar, PN dedektörüyle tespit edilen akı değerlerine göre,  $\log(N)$ - $\log(S)$  grafiğine (2-10 keV) yerleştirilmiştir. Ayrıca, Hasinger ve diğ. (2001) tarafından alan galaksileri (Lockman Boşluğu'nda) için çizilen  $\log(N)$ - $\log(S)$  grafiğinde elde edilen eğri de bu çalışmada elde edilen  $\log(N)$ - $\log(S)$  grafiği üzerinde gösterilmiştir. Böylece, bu çalışmada elde edilen  $\log(N)$ - $\log(S)$  grafiği ile Hasinger ve diğ. (2001)  $\log(N)$ - $\log(S)$  grafiği karşılaştırılmıştır.

## SUMMARY

### THE PHYSICAL EFFECTS OF GALAXY CLUSTERING ON THE GALACTIC EVOLUTION

One of the reasons of this thesis is to find an answer to the question of how affect galaxy cluster environments and intergalactic activities of evolution of member galaxies. For this purpose, five nearby ( $z < 0.14$ ) galaxy clusters (A194, A1056, A1674, A1882, A2638) have been selected from XMM-Newton archive in order to determine X-ray properties of galaxies which in clusters and to compare galaxies belong to a cluster with galaxies do not belong to any cluster where any field. Selected galaxy clusters are newly forming clusters (proto galaxy clusters), their intra cluster medium (ICM) hasn't formed completely and thus individual sources (galaxies) well stand out particularly. The other reason of the thesis is to find out global spectral properties of selected clusters.

In the study, data of EPIC MOS and PN cameras of XMM-Newton have been used. The clusters have been analyzed by SAS 7.1.0. X-ray data analysis program of XMM-Newton. Observational data of the clusters have been downloaded from NASA's High Energy Astrophysics Science Archive Research Center. Event lists have been made from observation data files (ODF) by commands of EMCHAIN and EPCHAIN. After that, data of the clusters are cleaned from the Sun flares and thus real data (GTI-Good Time Interval) of the clusters are obtained. Point source (galaxy) detection has been made by Maximum Likelihood (Cash, 1979) method in three different band (soft [0.3-1 keV], medium [1-1.6 keV], hard [1.6-10 keV]). Spectral analysis has been made by XSPEC 11.3.2. X-ray spectral fitting package. For the spectral analysis of ICM and point sources have been applied by MEKA (Mewe et al. 1985) and POWERLAW model, respectively.

Selected bright point sources from all clusters have been put on a  $\log(N)$ - $\log(S)$  graph (2-10 keV) according to their flux values which have been estimated from the PN data. Also, curve of field galaxies (where in Lockman Hole) which was obtained by Hasinger et al. (2001), has been put on the same  $\log(N)$ - $\log(S)$  graph. Therefore,  $\log(N)$ - $\log(S)$  graph of this work has been compared with Hasinger's (Hasinger et al. (2001))  $\log(N)$ - $\log(S)$  graph.



## 1. GİRİŞ

Galaksi kümeleri, yüzlerce galaksiden meydana gelen galaksi topluluklarıdır. Yaklaşık olarak  $10^{23}$  m boyutlarındaki bir bölgede toplam  $10^{45}$  kg kütleyle sahiptirler. Düzenli galaksi kümeleri, evrende bulunan en büyük organize yapılardır (Sarazin, 1988). Galaksi kümelerini oluşturan elemanlar, evrende bilinen en büyük kütleçekim kuvvetiyle birbirlerine bağlıdır (Voit, 2005).

Yeni nesil X-ışın teleskoplarından önce, galaksi kümeleri üzerinde nokta kaynak çalışması yapmak oldukça zordu. Bu duruma, ICM'nin parlak, yaygın ışınımı ve buna ek olarak eski X-ışın teleskoplarının düşük açısal çözünürlüğü sebep olmaktadır. Ancak yeni nesil XMM-Newton, Chandra, Suzaku gibi X-ışın teleskoplarının tüm X-ışın bandında yüksek çözünürlüğe ve hassasiyete sahip olması, galaksi kümelerinde çok sayıda nokta kaynağın gözlenebilmesini sağlamaktadır. Ayrıca, geliştirilmiş çok bantlı kaynak tespit tekniği de nokta kaynak analizinde güvenilir sonuçlar vermektedir (Hüdaverdi ve diğ., 2006).

Bu araştırma, ülkemizde proto galaksi kümeleri üzerine yapılan ilk çalışmadır. Proto galaksi kümeleri, galaksi kümesi evriminin başlangıç aşamasında bulunurlar ve ICM'leri tam olarak oluşmamıştır. Bu nedenle, proto galaksi kümelerinin üye galaksilerini tespit etmek ve bunlar üzerinde çalışma yapmak nispeten kolaydır. Bu çalışmada incelenmek üzere seçilen kümelerin ortak özellikleri; ICM emisyonlarının parlak olmaması, dinamik olarak çok hareketli olmamaları, düzgün sıcaklık dağılımına sahip olmaları ve yakın mesafede bulunmalarıdır. Bu çalışmada Hubble sabiti,  $H_0=70$   $\text{kms}^{-1}\text{Mpc}^{-1}$  ve yavaşlama parametresi,  $q_0=0.5$  kabul edilmiştir (Lobanov ve Roland, 2005).

Bu tezin Genel Kısımlar bölümünde galaksiler, galaksi sınıflandırması ve çeşitleri, aktif galaksi ve çeşitleri, galaksi toplulukları ve karanlık madde anlatılmıştır. Malzeme ve Yöntem bölümünde, gözlem verilerinden yararlanılan XMM-Newton uydusu anlatılmış

ve incelenen kümelerin gözlemleri, ham görüntüleri, ışık eğrileri, temizlenmiş gözlem veri aralığı, temizlenmiş ve renklendirilmiş X-ışın görüntüleri verilmiştir. Ayrıca, X-ışın spektrel analiz programı (XSPEC) tanıtılmış, kümelerde tespit edilen nokta kaynakların analizinde kullanılan model (POWERLAW) ile kümelerin genel spektrel özelliklerinin belirlenmesinde kullanılan model (MEKA) anlatılmıştır. Bulgular bölümünde kümelerdeki nokta kaynak tespitinin bu çalışmada hangi yöntemle ve nasıl yapıldığından bahsedilmiş, kümelerin yumuşak, orta, sert enerji bölgelerinde tespit edilen kaynakları gösterilmiş, tespit edilen kaynakların parlak olanların spektrel analizi yapılmış, kümelerin spektrumları, metal bollukları, sıcaklıkları, bu metal bollukların ve sıcaklıkların tespit edildiği bölgeler gösterilmiştir. Ayrıca, yine bulgular bölümünde incelenen kümelerde göz önüne alınan parlak galaksiler için PN dedektörünün verileri kullanılarak  $\log(N)$ - $\log(S)$  grafiği çizilmiş, Hasinger ve diğerlerinin (2001) alan galaksileri (Lockman Boşluğu) için çizdiği  $\log(N)$ - $\log(S)$  grafiğinden elde ettiği eğri de, bu çalışmadaki  $\log(N)$ - $\log(S)$  grafiğinin üzerinde gösterilmiştir.

Bu çalışmada, küme ortamında bulunan galaksilerle alanlarda bulunan galaksiler arasındaki farklılıkları tespit etmek için beş proto galaksi kümesinin, parlak üye galaksileri analiz edilmiştir. Ayrıca, bu galaksi kümelerinin genel spektrel özelliklerini tespit etmek için, kümelerin belirlenen bir bölgesindeki ICM gazı, bu bölgede bulunan galaksiler (nokta kaynaklar) çıkarılarak, analiz edilmiştir. Kümelerdeki parlak üye galaksilerin PN dedektörü ile analizinden elde edilen akı değerleri kullanılarak, tüm kümelerdeki parlak üye galaksiler  $\log(N)$ - $\log(S)$  grafiğine yerleştirilmiştir. Bu grafik, Hasinger ve diğerlerinin (2001) alan galaksileri (Lockman Boşluğu) için elde ettiği  $\log(N)$ - $\log(S)$  grafiği ile karşılaştırılmıştır. Bu karşılaştırma sonucunda; küme ortamında bulunan galaksilerin ve herhangi bir alandan küme ortamına giren galaksilerin ne gibi etkilere maruz kaldığı, bu etkiler sonucunda galaksilerde ne gibi değişiklikler meydana geldiği tespit edilmiş ve bu etkilere/değişikliklere neden olabilecek etkenler tartışılmıştır.

## 2. GENEL KISIMLAR

### 2.1. GALAKSİLER

Galaksiler kütleçekim kuvvetiyle bir arada bulunan yıldızlar, yıldız kalıntıları (yoğun yıldızlar), yıldızlararası gaz, toz, kozmik ışınlar (başlıca, proton ve elektronlardan meydana gelen relativistik parçacıklar) (Shukurov, 2009) ve karanlık maddeden meydana gelen sistemlerdir (Sparke ve Gallagher III, 2000; Hupp ve diğ., 2006). Galaksilerde çeşitli çoklu yıldız sistemleri, yıldız kümeleri ve çeşitli bulutsular da bulunabilir. Gözlenebilir evrende 100 milyardan fazla galaksi olduğu tahmin edilmektedir (Mackie, 2002). Galaksilerin çapı birkaç yüz parsek ile yüzbinlerce parsek arasında, kütleleri ise  $10^5$ - $10^{13}$   $M_{\odot}$  arasında değişmektedir. Galaksilerin birbirlerinden uzaklığı genellikle Mpc mertebesindedir (Gilman, 2006). Galaksilerdeki yıldız sayısı, tipik cüce galaksilerde  $10^7$ , tipik dev galaksilerde  $10^{12}$  arasındadır. Galaksilerarası uzaydaki gazın ortalama yoğunluğu  $m^3$  başına 1 atom düşmeyecek kadar azdır.

Evrene süperküme ölçeğinde bakıldığında, galaksilerin evrende rastgele dağılmış olarak değil, muazzam büyüklükteki boşlukları çevreleyen ipliksi yapılara dizilmiş bir halde buldukları (bakınız Şekil 2.27) görülür (Bahcall, 1988).

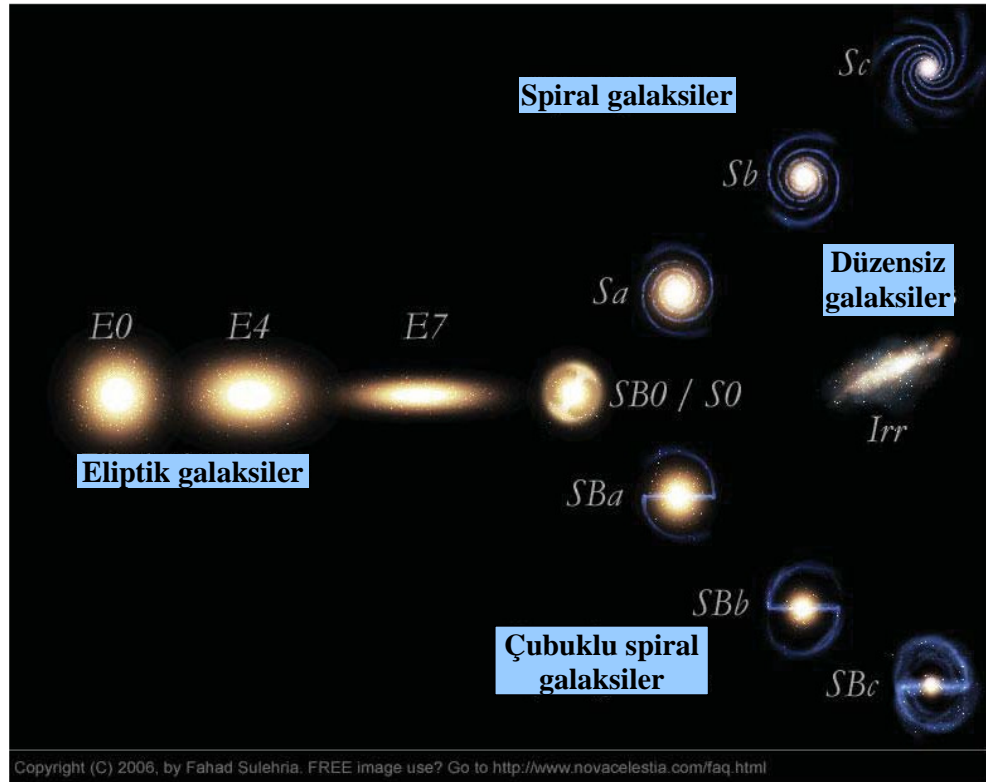
Derin gökyüzü araştırmaları, galaksilerin çoğu kez birbirleriyle göreceli olarak yakın ilişki içine girdiklerini göstermektedir. Geçmiş milyarlarca yıl boyunca evrende tek başına dolaşan galaksilerin, kendi kütlesi ile karşılaştırılabilecek büyüklükte olan, başka bir galaksi ile dikkate değer bir etkileşime girmemiş olma ihtimali göreceli olarak çok düşüktür. Başka galaksilerle etkileşime girmemiş olan izole galaksiler, sahip oldukları gazdan herhangi bir eksilme olmaması ve dolayısıyla yüksek yıldız oluşum oranları ile diğer galaksilerden ayrılırlar (Royas ve diğ., 2005).

Galaksiler, 20. yüzyılda değişik bilim adamları tarafından çeşitli özelliklerine (morfoloji, spektrum ve lüminozite) göre sınıflandırılmıştır. Günümüzde en iyi bilinen

ve en çok kullanılan galaksi sınıflandırması, morfolojik bir sınıflandırma olan Hubble sınıflandırmasıdır (Hubble, 1936; Şekil 2.1). Hubble sınıflandırmasından başka, yıldızpatlamalı (starburst) galaksiler ve aktif galaksiler adında iki özel galaksi sınıfı daha vardır.

## 2.2. HUBBLE GALAKSİ SINIFLANDIRMASI

Hubble sınıflandırmasında galaksiler, biçimlerine göre genel olarak eliptik, spiral ve düzensiz galaksiler olmak üzere üç kısma ayrılır. Bunlardan başka, merceksi (lenticular) galaksiler ve çok farklı görünüme sahip olan özel (peculiar) galaksiler adında iki galaksi tipi daha vardır (Şekil 2.1).



Şekil 2.1: Hubble çatal diyagramı (Shukurov, 2009).

Hubble sınıflandırmasında eliptik galaksiler, galaksinin dış merkezliliğine göre E0, E1, ..., E7 (rakam büyüdükçe galaksinin dış merkezliliği artar) gösterim biçimlerinden biri ile gösterilir. Merceksi galaksilerin spiral kolları yoktur. Merceksi galaksiler S0, çubuklu merceksi galaksiler SB0 ile gösterilir. Normal spiral galaksiler Sa, Sb, Sc olmak üzere üç sınıfa ayrılır. Sa'dan Sc'ye doğru gittikçe spiral kollar açılır ve

merkezdeki şişkin bölge gittikçe küçülür. Çubuklu spiral galaksiler SBa, SBb, SBc şeklinde üç sınıfa ayrılır ve bu sınıflardaki değişim, normal spiral galaksilerdeki değişim ile aynıdır. Hubble sınıflandırmasına uymayan, kendine özgü bir biçimi olmayan düzensiz galaksiler Irr ile gösterilir (bakınız Tablo 2.1).

Spiral, çubuklu spiral ve merceksi galaksiler, yıldızlardan oluşan belirgin, ince bir diske sahip olduğu için bu galaksilere disk galaksiler de denir. Merceksi ve eliptik galaksilere, erken tip galaksiler de denir.

Edwin Hubble yaptığı sınıflandırmanın aynı zamanda galaksi evrim sınıflandırması olduğunu öne sürmüştür. Hubble'a göre galaksiler, çatal diyagramdaki sırayı takip edecek şekilde evrim geçirir. Buna göre önce eliptik galaksiler oluşur, daha sonra galaksiler çatal diyagramdaki iki koldan (spiral, çubuklu spiral) biri üzerindeki sıralamaya göre evrimlerine devam ederler. Fakat bunun gerçek olmadığı anlaşılmıştır. Çünkü 13 milyar yıl yaşındaki en yaşlı yıldızlar her tip galakside bulunmaktadır. Bu da, eliptik galaksilerin eliptik, spiral galaksilerin spiral ve düzensiz galaksilerin de düzensiz olarak evrimleştiğini gösterir.

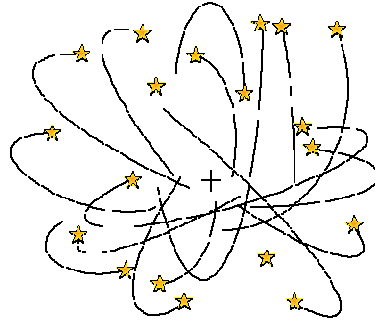
### 2.2.1. Eliptik Galaksiler

Eliptik galaksiler hakkındaki genel kanı, galaksideki yıldız oluşumunun durduğu ve galaksi ışınımının yaşlı yıldızlar tarafından sağlandığı şeklindedir. Eliptik galaksiler ideal küre biçiminden, basık küre biçimine doğru değişik şekillerde olabilmektedir (Şekil 2.1). Evrendeki en büyük ve en küçük galaksiler eliptik galaksilerdir. Örneğin, evrende bilinen en büyük galaksi olan M87 eliptik bir galaksidir ve çapı 120.000 IY, kütlesi 2-3 trilyon  $M_{\odot}$ 'dir (Şekil 2.2). Bunun yanında, küresel kümelerden biraz daha büyük (yaklaşık 1 kpc çapında ve  $10^6 M_{\odot}$  kütlesinde) olan cüce eliptik galaksiler de vardır. Eliptik galaksiler, galaksi kümelerinin merkezlerine yakın bölgelerde (Dressler, 1980) ve yoğun (compact) galaksi gruplarında bulunurlar. Son yıllarda yapılan araştırmalara göre evrendeki galaksilerin %10-15'i eliptik galaksilerden meydana gelmektedir (Loveday, 1996). Eliptik galaksiler erken evrende daha az görünür.



Şekil 2.2: M87 (NGC 4486) dev eliptik galaksisinin optik görüntüsü (Malin, 1987-2002).

Eliptik galaksilerde yıldız yoğunluğu, merkezden dış kısımlara doğru monoton bir şekilde azalır (Shukurov, 2009). Buna bağlı olarak parlaklık da, merkezden dış kısımlara doğru giderek azalır. Yıldızların büyük çoğunluğu rastgele yörüngelerde (Şekil 2.3), yaklaşık 300 km/s (Shukurov, 2009) hızla hareket eder. Tipik bir eliptik galakside toplam yıldızlararası gaz kütlesi  $10^9 M_{\odot}$ 'dir, bu değer toplam yıldız kütesinin yaklaşık %1'ine karşılık gelir (Shukurov, 2009). Eliptik galaksilerde, toplam yıldızlararası gaz kütesinin toplam yıldız kütesine nazaran çok az olması nedeniyle, yıldız oluşum oranı çok düşüktür. Açık küme ve genç yıldız sayısı azdır, yaşlı yıldız popülasyonları hakimdir ve bu nedenle kırmızı renkte görünürler. Büyük eliptik galaksilerde çok fazla küresel küme bulunur (Binney ve Merrifield, 1998).



Şekil 2.3: Eliptik galaksilerde (ya da spiral galaksilerin merkez bölgesindeki şişkin kısımlarda) yıldız yörüngeleri (Smith, 2000a). Eliptik galaksilerde, yıldızlar rastgele yörüngelerde hareket ederler.

Eliptik galaksilerde yıldızlararası gazın sıcaklığı yaklaşık  $10^7$  °K'dir. Yıldızlararası gazın yoğunluğu  $10^{-3} \text{ cm}^{-3}$ 'tür, galaksi merkezi yakınlarında bu değer  $10^{-2} \text{ cm}^{-3}$ 'e çıkar. Eliptik galaksilerde yıldızlararası gazın emisyon çizgileri çok zayıftır ya da hiç

görünmez; bu nedenle yıldızlararası gazın hareketliliği hakkında çok az bilgi elde edilmiştir (Shukurov, 2009).

Bütün dev eliptik galaksilerin merkezinde bir karadeliik olduğu tahmin edilmektedir. Bu karadeliikler, eliptik galaksilerin merkezinden dışarı doğru, parlak radyo jetlerinin oluşmasına sebep olur (Şekil 2.4).



Şekil 2.4: M87 galaksisi ve galaksinin jeti (Biretta ve diğ., 2000). Jetin, galaksi merkezinde varolduğu düşünülen dev karadeliik nedeniyle oluştuğu düşünülmektedir.

Eliptik galaksilerde, galaksideki yıldızların hız dağılımı ( $\sigma$ ) ile galaksi merkezinde bulunan süperkütleli karadeliğin kütlesi ( $M$ ) arasında  $M$ - $\sigma$  ampirik ilişkisi vardır ( $M \propto \sigma^5$ ).  $M$ - $\sigma$  ilişkisi vasıtasıyla, karadeliğin kütlesi doğru olarak hesaplanır. Erken evrende, eliptik galaksilerdeki karadeliiklerin yıldız oluşumunu engellemek suretiyle, galaksinin büyüklüğünü sınırladığı düşünülmektedir.

Eliptik galaksiler ile disk galaksilerin merkezlerindeki şişkin bölge benzer özelliklere sahiptir ve karşıt görüşler olmasına rağmen bunların aynı fiziksel süreçlerle oluştuğu öne sürülmektedir. Eliptik galaksiler ile disk galaksilerin şişkin bölgelerinin lüminozite profili, de Vaucouleurs (1948) kanununa çok iyi uyar.

Yeni bilgisayar simülasyonları eliptik galaksilerin, spiral galaksiler arasındaki çarpışma ve birleşmeler sonucu meydana geldiğini göstermektedir. Buna göre, galaksi çarpışmalarıyla meydana gelen yıldızpatlamalı galaksilerin de evrimleşerek eliptik galaksileri oluşturduğu tahmin edilmektedir.

### 2.2.2. Spiral Galaksiler

Spiral galaksiler, galaksi merkezindeki şişkin bölge ile bu şişkin bölge etrafında dönen, nispeten parlak spiral kollardan meydana gelir (Şekil 2.5). Bu yapısıyla spiral galaksiler, disk biçimindedir. Spiral galaksilerin merkezindeki şişkin bölgede yığın halde bulunan yıldızlar arasında çoğunlukla, düşük metal bolluğuna sahip olan yaşlı popülasyon II yıldızları yer alır. Spiral kollarda ise genç yıldızlarla birlikte bol miktarda yıldızlararası gaz ve toz, haloda ise çok sayıda küresel küme bulunur. Spiral kollar, yüksek yoğunluğa sahip gaz ve tozdan meydana gelen yıldız oluşum bölgelerine, çok sayıda parlak, genç yıldız (O ve B spektral tipi) ve dolayısıyla HII bölgelerine sahip oldukları için kolayca görülebilmektedirler.



Şekil 2.5: M51 (Girdap) spiral galaksisi (Scoville ve diğ., 2001).

Spiral galaksilerin kütlesi yaklaşık  $10^9$ - $10^{12}$   $M_{\odot}$ , görünen çapı ise tipik olarak 5-100 kpc arasındadır. Spiral galaksiler ile birlikte düzensiz galaksiler, yerel evrendeki galaksilerin %60'ını oluştururlar (Loveday, 1996). Spiral galaksiler çoğunlukla düşük yoğunluğa sahip bölgelerde, galaksi kümelerinin dış kısımlarında ve seyrek olarak da galaksi kümelerinin merkezinde bulunur (Dressler, 1980).

Bazı spiral galaksilerde merkezdeki şişkin bölgeyi bir uçtan diğerine kateden ve yıldızlardan meydana gelen çubuk biçiminde bir yapı bulunur (Eskridge ve Frogel, 1999). Bu tip spiral galaksilere çubuklu spiral galaksi adı verilir (Şekil 2.6). Çubuk yapının, galaksi korundan dışarı doğru yayılan bir yoğunluk dalgası nedeniyle ya da galaksinin, başka bir galaksi ile gel-git etkileşimine girmesi nedeniyle meydana gelen, geçici bir yapı olduğu düşünülmektedir (Bournaud ve Combes, 2002). Çubuk yapının oluşumu için öne sürülen bir başka teori de; çubuklu spiral galaksilerin çoğunun aktif

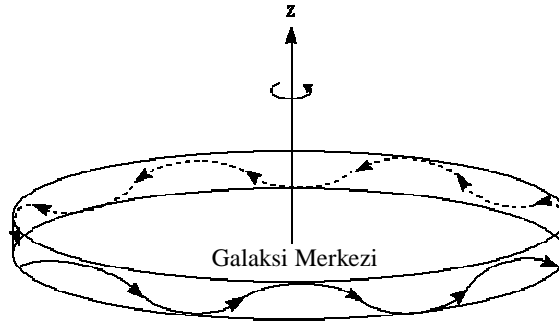


galaksi olması nedeniyle, galaksi korunda bulunan gazın spiral kollara, bir kanaldan akar gibi, akması sonucu bu çubuk yapının oluştuğudur (Knapen ve diğ., 2002).



Şekil 2.6: NGC 1300 (SBb) çubuklu spiral galaksisi (Mathis, 2000).

Spiral galaksilerde yıldızların düzenli yörüngelerde rotasyon yapması (Şekil 2.7), spiral kolların katmanlar halinde olması, yıldızlararası ortamdaki plazmanın elektrik iletkenliğine sahip olması, yıldızlararası ortamda gelişigüzel meydana gelen süpernova patlamaları ve yıldız rüzgarları spiral galaksileri türbülans ve çeşitli dinamo oluşumları için oldukça elverişli ortamlar haline getirmektedir (Shukurov, 2009).



Şekil 2.7: Spiral galaksilerin diskinde bulunan yıldızlar düzenli yörüngelerde hareket ederler (Smith, 2000a).

Spiral galaksilerin çoğunun merkezinde devasa bir karadelik olduğuna inanılmaktadır. Bu karadeliğin kütlesi ( $M$ ) ile galaksi merkezindeki şişkin kısımda bulunan yıldızların hız dağılımı ( $\sigma$ ) arasında  $M$ - $\sigma$  ampirik ilişkisi vardır ( $M \propto \sigma^5$ ). Samanyolunun merkezinde bulunan Sagittarius A\*’nın da bir karadelik olduğu tahmin edilmektedir.

Spiral kolların nasıl evrimleştiği ve niçin halen var oldukları net olarak anlaşılamamıştır. Ayrıca spiral kolların nasıl döndüğü de, bir başka cevabı bulunamayan

problemdir. Birçok galakside, HII bölgeleri ve O, B yıldızlarını içeren yay şeklinde kollar bulunmaktadır. Görünüşe göre iki farklı tipte spiral kol vardır. Bunlardan biri kolların geniş, karışık ve belirgin olmadığı topaklanmış spiral kollar, diğeri kolların ince ve çok belirgin olduğu spiral kollarıdır. Bu iki farklı tipteki spiral kol için iki farklı oluşum mekanizması ortaya atılmıştır.

#### 2.2.2.1. Kendini Besleyen Yıldız Oluşumu Teorisi

Bu teori topaklanmış spiral kolların oluşumunun açıklanmasında kullanılır. Bu teoride, galaktik diferansiyel rotasyon da hesaba katılır.

Başlangıçta spiral kolları olmayan bir galaksi diskinin herhangi bir yerinde bulunan yoğun yıldızlararası bulutta, yıldız oluşumunun başladığını düşünelim. Bu bulutta büyük kütleli, sıcak yıldızlar (O, B spektral tipi) oluşur oluşmaz bunların yaydığı radyasyon, gaz ortamda ilave yıldız oluşumunu başlatarak civarındaki bulutsuyu sıkıştırır. Bu büyük kütleli yıldızlar, ömrünün sonunda süpernova patlaması geçirirler. Süpernova patlaması ile yayılan şok dalgaları, yıldız oluşumunu destekleyen yıldızlararası ortamı sıkıştırır. Yıldız oluşum bölgeleri büyüdükçe galaksinin diferansiyel rotasyonu, galaksinin iç kısımlarını dış kısımlara doğru iter. Böylece bir spiral kol meydana gelmiş olur. Kümelenen O, B yıldızları ve parlayan bulutsu, spiral kolun görünmesini sağlar.

Yıldız oluşumlarının çoğalması ile meydana gelen spiral kollar, bir galaksiyi gelişigüzel bir şekilde boydan boya kuşatır. Sadece genç yıldızların olduğu bölgelerde ufak tefek spiral kol parçaları görülürken, büyük kütleli yıldızların olduğu diğer bölgelerde spiral kol görülmez. Böylece galaksi, çok belirgin olmayan spiral kolları ile düzensiz bir görünüme sahip olur (Şekil 2.8).



Şekil 2.8: NGC 4414 topaklanmış galaksi (Freedman, 1999).

#### 2.2.2.2. Yoğunluk Dalgaları Teorisi

Yoğunluk dalgaları teorisi, düzenli spiral yapıların birçok özelliğini açıklar. Yoğunluk dalgaları spiral kollarda, ölen yıldızlardan arta kalan gaz ve tozları bulutsu şeklinde sıkıştırarak, yeni yıldız oluşumuna neden olur. Yaşlı yıldızların ölümünden geriye kalan madde ağır elementler bakımından zengin olduğu için yeni oluşan yıldızlar metal bakımından zengin olur.

1920'li yıllarda Bertil Lindblad, spiral kolların yoğunluk dalgaları ile açıklanabileceğini öne sürmüştür. Spiral kolların, yoğunluk dalgaları tarafından yoğunluğu arttırılmış bölgeleri temsil ettiğini ve yoğunluk dalgalarının galaksideki gaz bulutları ve yıldızlardan daha yavaş hareket etmekte olduğunu ifade etmiştir. Lindblad, yoğunluk dalgalarını açıklamak için deniz dalgaları benzetmesini kullanmıştır. Denizdeki dalgalar su yüzeyini bir baştan öbür başa hareket ettirirken, her bir su molekülü küçük daireler halinde aşağı yukarı hareket eder. Esasında suyu bir baştan diğer başa kateden dalgalardır. Su molekülleri ise dalgalarla birlikte hareket eder.

Lindblad'ın fikri Lin ve Shu (1964) tarafından yoğunluk dalgaları teorisi adı altında geliştirilmiştir. Bu teori, uzun ömürlü kuasistatik yoğunluk dalgaları (Kaplan ve Pikel'ner, 1974) ile ilgilidir ve galaksi diskinde, yüksek kütle yoğunluğuna sahip olan bölgeler için geçerlidir (Carroll ve Ostlie, 2007). Daha spesifik olarak yoğunluk dalga teorisi, değişik yarıçapa sahip yıldızlar arasındaki kütleçekimdir (Philips, 2005).

Lin ve Shu (1964) spiral kolların doğadaki sıradan materyaller gibi olmadığını, büyük yoğunluk alanlarından meydana gelmiş olduklarını teklif etmiştir. Lin ve Shu (1964), galaksi diski içinden geçen yoğunluk dalgalarının, geçici olarak madde birikimine sebep olabileceği üzerinde durdu. Buna göre bir spiral kol, maddenin geçici olarak artması veya sıkışması şeklinde yorumlanabilir.

Spiral bir galakside yıldızlar, gaz, toz ve diğer bileşenler yoğunluk dalgalarının içinden geçer ve daha sonra da çıkarlar. Yoğunluk dalgaları buldukları ortamı, bir otoyolda meydana gelen trafik kazası sonucu oluşan araç birikmelerine benzer şekilde etkiler (Lin ve Shu, 1964). Gaz bulutları yoğunluk dalgalarına girdiğinde ortamın yerel kütle yoğunluğu artar. Artan yoğunluk, gaz bulutlarında Jeans kararsızlığına sebep olur; dolayısıyla gaz bulutlarının dengesi bozulur ve bulutlar yıldız oluşturmak üzere çöker. Yıldız oluşumu için öne sürülen diğer bir teori de; gaz bulutlarının spiral kollar tarafından sürüklenmesi esnasında birbirleriyle çarpışmaları ve bu çarpışmalar neticesinde meydana gelen şok dalgalarının bulutları çöktürerek yıldız oluşumunu başlatmasıdır.

Spiral kollarda, yoğunluk dalgaları nedeniyle oluşan yıldızlar genellikle kısa ömürlü mavi OB yıldızlarıdır ve bu yıldızlar sayesinde spiral kollar kolayca görünürler. Sıcak OB yıldızları, yıldızlararası ortamda iyonize gaz ve HII bölgeleri oluşturur. OB yıldızları rölatif olarak kısa ömürlü olduğundan, bu yıldızların oluşmasına neden olan yoğunluk dalgaları bölgeden tamamen ayrılmadan önce OB yıldızları yaşamlarının sonuna gelir. Daha küçük kütleli kırmızı yıldızlar ise uzun ömürlü olduklarından, yoğunluk dalgaları içinde yaşar ve daha sonra da yoğunluk dalgalarından ayrılarak galaktik disk boyunca yayılırlar. Yıldızların çoğalması, kollarda kütleçekiminin artmasına sebep olur. Artan kütleçekimi, yavaş hareket eden büyük kütleli yıldızlar üzerinde hemen hemen hiç etki yapmaz. Fakat yıldızlararası ortamdaki hafif atom ve moleküller, kütleçekim kuvveti nedeniyle bir yoğunluk dalga tepesi meydana getirirler.

Yoğunluk dalgaları teorisi ayrıca, spiral kolların iç kenarında bulunan HI bulutları ve toz bantları, spiral kollar boyunca varolan genç, büyük kütleli yıldızlar, HII bölgeleri ve diskin geri kalan kısmındaki yaşlı, kırmızı yıldızların bolluğu hakkında da tutarlı açıklamalarda bulunur (Carroll ve Ostlie, 2007).

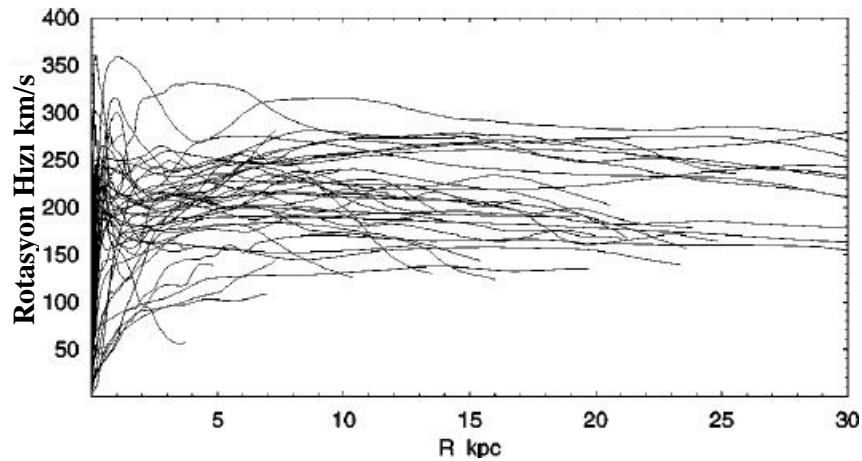
Spiral yapı hakkındaki tüm problemler çözülememiştir. Birçok astronom yoğunluk dalgaları teorisinin doğru bir teori olduğunu savunmasına rağmen, yine de bu teori ile ilgili bazı tereddütler vardır. Örneğin; yoğunluk dalgaları, yıldızlararası gaz ve tozu sıkıştırmak için büyük miktarda enerji harcar. Yoğunluk dalgalarının yayılması için devamlı bir enerji takviyesi gereklidir. Bu enerjinin nereden geldiği pek anlaşılammıştır. Ancak galaksilerin çekirdekleri, bu enerjinin geldiği yerler olarak görülebilir. Başka bir olasılık da, iki galaksinin çarpışmasıdır. İki galaksi çarpıştığında, bir galaksi diğerini, spiral bir yapı meydana getirecek şekilde etkiler.

Spiral kollar hakkında çözülemeyen iki problem vardır:

1. Lindblad 1925 yılında, galaktik diskin açısal hızının galaksi merkezinden uzaklaştıkça azaldığını tespit etmiştir. Bu durumda, galaksi diskinin dış kısmındaki spiral kollardan iç kısmındaki spiral kollara doğru belirli zaman aralığında, kolların merkez etrafında attığı tur sayısı artar. Bunun sonucu olarak, birkaç turdan sonra spiral kolların birbiri üzerine kapanması ve dolayısıyla spiral kol kalmaması gerekir. Buna winding problemi adı verilir (Caroll ve Ostlie, 2007). Ancak, Samanyolu bile yaklaşık  $10^{10}$  yıldan beri dönmekte ve yaklaşık 40. devrini yapıyor olmasına rağmen spiral kolları halen vardır.
2. Spiral galaksilerde görünen maddenin kütesine göre yapılan hesaplar sonucunda, galaksi merkezinden uzakta bulunan yıldızların rotasyon hızı, gözlenen rotasyon hızından düşük çıkmaktadır. Galaksi merkezinden uzakta bulunan yıldızlar olması gerekenden daha hızlı hareket ediyorsa, galaksinin kütleçekim kuvveti bu yıldızları yörüngede tutmaya yetmeyeceği için, bu yıldızların galaksiden ayrılmaları gerekir. Ancak bu yıldızlar galaksiye ait olduğuna göre bunları yörüngede tutabilmek için daha yüksek kütleçekim kuvvetine dolayısıyla ilave kütle (karanlık madde) veya kütleçekim kanununda değişiklik yapılmasına ihtiyaç vardır (Schneider, 2006; Koupeis ve Kuhn, 2007; Jones ve diğ., 2004).

Büyük kütleli bir cismin etrafında dolanan daha küçük kütleli bir cismin yörüngesinin büyüklüğü ve rotasyon hızı bilirse, Newton'un kütleçekim kanunu ve Newton'un ikinci kanunu birbirine eşitlenmek suretiyle büyük kütleli

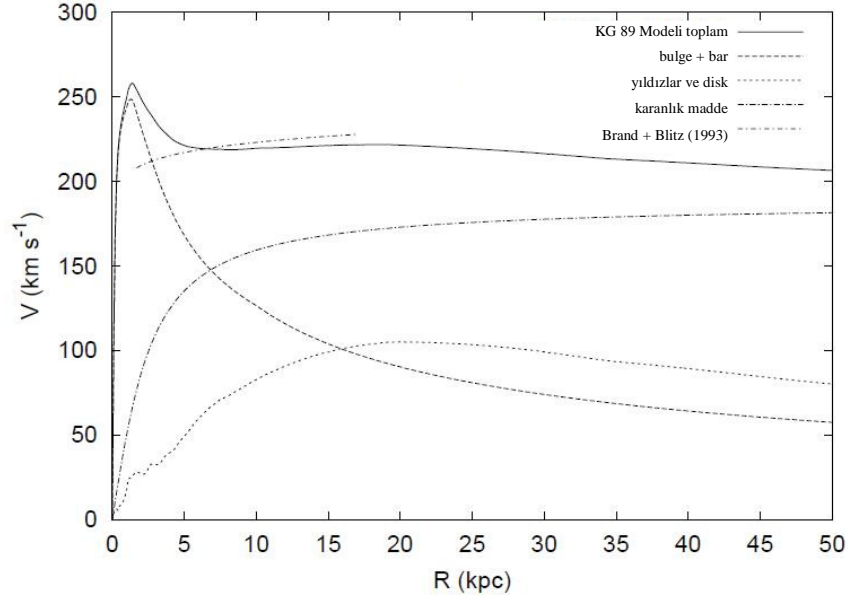
cismin kütlesi hesaplanabilir. Aynı prensiple galaksilerin kütleleri de hesaplanabilir. Galaksi kütlesi hesaplamasında, yıldızın kütlesi ve bu yıldızın yörüngesinin iç kısmında kalan galaksi kütlesi ele alınır. Yıldız yörüngesinin iç kısmında kalan galaksi kütlesi yıldızın bir kütleçekim kuvveti uygular, yıldız buna merkezkaç kuvveti ile karşılık verir ve bu şekilde yıldız bir denge oluşturarak galaksi merkezi etrafında dolar. Yıldızın etkiyen kütleçekim kuvveti ile yıldızın merkezkaç kuvveti ve dolayısıyla yıldızın rotasyon hızı doğru orantılıdır. Kütleçekim kuvveti uzaklığın karesiyle ters orantılıdır, buna göre galaksi merkezinden uzak mesafelere gidildikçe kütleçekim kuvveti azalır ve dolayısıyla görünen galaksinin eteklerindeki yıldızların, galaksi merkezine daha yakın olan yıldızlardan daha yavaş hareket etmeleri gerekir. Ancak böyle olması beklenirken, galaksi eteklerindeki yıldızların galaksi merkezine daha yakın olan yıldızlarla hemen hemen aynı hızda hareket ettikleri tespit edilmiştir (Şekil 2.9). Galaksi bu haliyle haddinden fazla hızlı dönmektedir ve görünen madde, galaksiyi bir arada tutacak yeterli kütleyle sahip değildir. Bu durumda galakside, ilave kütleçekim kuvveti yaratan göremediğimiz ilave bir kütle olmalıdır. Bu kütle karanlık madde adı verilir. Spiral galaksilerdeki hızlı dönüşü açıklamak için belki de kütleçekim kanununda da değişiklik yapılması gerekecektir. Çünkü kütleçekim kanunu sadece kütle ve uzaklığa bağlıdır; maddenin cinsine bağlı değildir.



Şekil 2. 9: Birçok Sb ve Sc tipi galaksinin rotasyon eğrileri (Sofue ve diğ., 1999). Eğriler, CO, H $\alpha$  ve HI çizgilerinden elde edilmiştir.

Galaktik diskteki yıldızların ve hidrojen bulutlarının, rotasyon hızı ve galaksi merkezine olan uzaklıkları kullanılarak galaksinin rotasyon eğrisi çizilir. Burada rotasyon terimi bir bütün olarak galaksi diskinin hareketini ifade eder. Gerçekte yıldızlar ve bulutlar galaksi merkezi etrafında rotasyon yapmasına rağmen bir bütün olarak diskin rotasyonundan bahsedilir. Rotasyon eğrisi galaksi merkezinden itibaren gözönüne alınan mesafeye kadar olan kısımdaki kütle miktarı hakkında bilgi verir. Bu eğriden, galaksi merkezinden itibaren galaksi dışına doğru kütlenin dağılımı ve değişimi görülür. Rotasyon eğrisinde, galaksi merkezine yakın olan bölge (yıldızlar ve gazlardan meydana gelmiş olmasına rağmen) rotasyon yapan tek bir katı cisim gibi görünür. Spiral galaksilerde genellikle, merkezden uzaklaştıkça önce rotasyon eğrisinde (hızında) bir miktar düşüş sonra da bir miktar yükseliş ve nihayetinde de çok uzak mesafelere kadar hemen hemen sabit, düz bir eğri görülür. Spiral galaksiler üzerinde yapılan hesaplara göre, spiral kollardaki yıldızların rotasyon hızı, galaksi merkezinden dış kısımlarına doğru gittikçe azalır. Fakat gözlemler, spiral kollardaki yıldızların rotasyon hızının hemen hemen aynı olduğunu göstermektedir (Şekil 2.9).

Galaksiyi meydana getiren bileşenlerin rotasyon eğrisine katkıları ayrı ayrı gösterilebilir. Galaksimiz Samanyolu buna örnek olarak Şekil 2.10'da gösterilmiştir. Şekil 2.10'da, galaksi merkezinden itibaren mesafe arttıkça kütlenin de arttığı, galaksi merkezinden çok uzak mesafelere gidilmesine rağmen kütlenin artmaya devam ettiği ve galaksi kütesinin sonunun bulunamadığı görülmektedir. Galaksi diskinde bulunan yıldızlar, toz, gaz ve halo galaksinin tüm kütesini ifade etmez. Geriye kalan kütle karanlık maddeden meydana gelir. Galaksi kütesinin %90'ı karanlık madde formundadır.



Şekil 2.10: Galaksimizin rotasyon eğrisi ve rotasyon eğrisinin bileşenleri (Kalberla, 2003).

### 2.2.3. Merceksi (Lenticular) Galaksiler

Merceksi galaksiler, merkez bölgelerindeki şişkin bir kısım (bazıları çubuklu) ile bu şişkin kısmın etrafında bulunan yıldızlar ve yıldızlararası maddeden meydana gelen disk biçimli bir yapıya sahiptir (Şekil 2.11). Merceksi galaksilerde spiral kol yoktur. Yandan bakıldığında merceğe benzedikleri için merceksi (lenticular) galaksi adını almışlardır. Düşük yoğunluklu galaksilerarası ortamda hızlı hareket etmeleri sebebiyle ya da önceden sahip oldukları yüksek yıldız oluşum oranı sebebiyle, yıldızlararası maddelerinin büyük bölümünü kaybetmişlerdir. Bu nedenle merceksi galaksilerde yeni yıldız oluşumu oldukça azdır (DeGraaff ve diğ., 2007). Sonuç olarak merceksi galaksiler, eliptik galaksiler gibi genellikle yaşlı yıldızlardan meydana gelir.



Şekil 2.11: NGC 2787 (Carollo ve Hubble Heritage Takımı, 2002). SB0 tipi bir galaksidir.



#### 2.2.4. Düzensiz Galaksiler

Bazı galaksilerin spiral, eliptik ya da merceksi galaksiler gibi belli bir biçimi olmayıp, sıradışı bir görünüme sahiptirler. Bu galaksilere düzensiz galaksiler adı verilir (Şekil 2.12). Düzensiz galaksilerde yıldızlar, kümeler halinde bir arada bulunmalarına rağmen galaksilerin genel bir düzeni yoktur. Düzensiz galaksilerin çoğu küçük ve sönüktür. Kütleleri  $10^8$ - $10^{10} M_{\odot}$ , çapları 1–10 kpc arasındadır. Düzensiz galaksiler kendi içinde alt sınıflara ayrılırlar. Bazı düzensiz galaksilerde fazla miktarda gaz, toz ve HII bölgesine rastlanmıştır; bu tip düzensiz galaksilerde muhtemelen yeni yıldızlar oluşmaktadır. Bazılarında ise çok fazla gaz ve toz olmasına rağmen çok az yıldız oluşumu görülmüştür. M82 gibi bazı düzensiz galaksilerdeki genç yıldızlar enerjik gaz kabarcıkları oluşturur.



Şekil 2.12: Büyük Macellan Bulutu (Malin, 1984-2002).

Düzensiz galaksilerin nasıl böyle düzensiz şekil aldıklarına dair çeşitli varsayımlar vardır. Düzensiz galaksilerin çoğunun bir zamanlar spiral ya da eliptik galaksi olduğu ve daha sonra iki galaksinin çarpışması sonucu veya birbirine çok yaklaşan iki galaksinin kütleçekimsel etkileşime girmesi sonucu şekil değiştirdikleri düşünülmektedir.

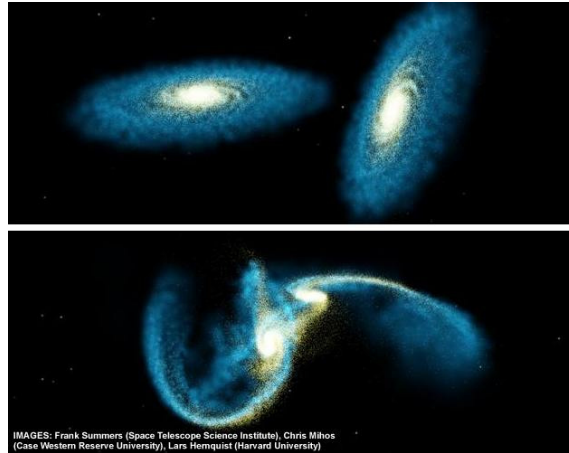
#### 2.2.5. Özel (Peculiar) Galaksiler

Bazı galaksiler tamamen farklı, çok değişik biçimlere sahiptirler (Şekil 2.13). Özel galaksiler adı verilen bu galaksilerin, galaksi evriminin (veya oluşumunun) belli bir aşamasının görünümü olduğu düşünülmektedir.



Şekil 2.13: Hoag'ın Nesnesi (PGC 54559) (Lucas, 2002). Özel galaksilere bir örnek. Merkezdeki çıplak korun etrafındaki halkayı andıran yıldızlar ve yıldızlararası ortamdan dolayı bu tip galaksilere, halkalı galaksi adı verilir. Bazı bilim adamları halkalı galaksilerin, küçük bir galaksinin büyük bir spiral galaksinin merkezinden geçmesi nedeniyle oluştuğunu ileri sürmektedir (Gerber ve diğ., 1994).

Galaksiler birbirlerine göre, göreceli olarak hareket ederler; zaman zaman iki galaksi birbirine çok yaklaşır. Birbirine yaklaşan galaksiler arasındaki kütleçekim kuvveti, galaksilerin biçimlerinin değişmesine, eğilip bükülmelerine sebep olur. Daha sonra bu galaksiler çarpışabilir, çarpışarak birbirlerinin içinden geçebilir veya çarpıştıktan sonra birleşebilirler. İşte evrimin bu aşamasında olan galaksilerin, özel galaksiler olduğu düşünülmektedir. Eğer hızlı hareket eden iki galaksi çarpışırsa, galaksiler birbirlerinin içinden çok az veya hiç etkilenmeden geçebilir. Ancak, yavaş hareket eden iki galaksinin çarpışması sonucu, daha büyük yeni bir galaksi oluşabilir. Böyle galaksi birleşmeleri, yıldızlardan meydana gelen ve uzunluğu 100.000 IY'ndan daha fazla olabilen spiral filamentler oluşturabilir (Şekil 2.14).



Şekil 2.14: Birleşen galaksiler simülasyonu (Summers ve diğ., 2002). Kütleçekimsel etkileşime giren ve birleşmek üzere olan galaksiler kendi biçimlerini kaybederler. Bu durumdaki galaksilere özel galaksiler adı verilir.

## 2.2.6. Hubble Galaksi Sınıflarının Özellikleri

Hubble galaksi sınıflarının özellikleri, özet olarak, Tablo 2.1’de verilmiştir.

Tablo 2.1: Hubble galaksi sınıflarının özellikleri (Smith, 2000).

	<b>E0-E7</b>	<b>S0</b>	<b>Sa</b>	<b>Sb</b>	<b>Sc</b>	<b>Irr</b>
<b>Nükleer Bulge</b>	Tümü şişkin bölge, disk yok	Şişkin bölge ve disk	Büyük	→	Küçük	Yok
<b>Spiral Kollar</b>	Yok	Yok	Sıkı/Düzgün	→	Açık/Dağınık	Rastgele
<b>Gaz</b>	Hemen hemen yok	Hemen hemen yok	~%1	%2-5	%5-10	%10-50
<b>Genç Yıldızlar, HII Bölgeleri</b>	Yok	Yok	Az	→	Çok	Görünüşe göre değişir
<b>Yıldızlar</b>	Hepsi yaşlı (~10 <sup>10</sup> yıl)	Yaşlı	Az sayıda genç	→	→	Genellikle (?) genç (bir kısmı yaşlı)
<b>Spektral Tip</b>	G-K	G-K	G-K	F-K	A-F	A-F
<b>Renk</b>	Kırmızı	Kırmızı				Mavi
<b>Kütle (M<sub>⊙</sub>)</b>	10 <sup>8</sup> -10 <sup>13</sup>		(Çok) →	10 <sup>12</sup> -10 <sup>9</sup> →	(Az)	10 <sup>8</sup> -10 <sup>11</sup>
<b>Lüminozite (L<sub>⊙</sub>)</b>	10 <sup>6</sup> -10 <sup>11</sup>		(Çok) →	10 <sup>11</sup> -10 <sup>8</sup> →	(Az)	10 <sup>8</sup> -10 <sup>11</sup>

## 2.3. ÖZEL GALAKSİ SINIFLANDIRMALARI

### 2.3.1. Yıldızpatlamalı (starburst) Galaksiler

Bazı galaksilerde normalden çok daha fazla yıldız oluşumu gözlenir; böyle galaksilere yıldızpatlamalı galaksiler denir. Yıldızpatlamalı galaksiler olağandışı bir şekilde hızlı ve yoğun yıldız oluşturdıkları için, yaklaşık on milyon yıl içinde gaz rezervleri tükenir ve yıldız oluşturma aktiviteleri son bulur. On milyon yıl, normal bir galaksinin yaşam süresine göre göreceli olarak kısa bir dönemdir. Yıldızpatlamalı galaksilerdeki yıldız oluşum oranı, normal galaksilerin onlarca hatta yüzlerce katıdır. Yeni oluşan yıldızların çoğu çok büyük kütleli ve çok parlak yıldızlar olduğundan, yıldızpatlamalı galaksiler en parlak galaksiler arasında yer alır.

Esasen yıldızpatlama olayının gerçekleşebilmesi için küçük hacim içinde çok miktarda soğuk moleküler gaza ihtiyaç vardır. Bu tür konsantrasyona sahip ortamların, büyük

galaksi birleşmeleri vb. pertürbasyon durumlarında, global yıldızpatlama (gerçek mekanizması tam olarak anlaşılamamış olmasına rağmen) olayına yol açtığı düşünülmektedir. Uzun süredir yapılan gözlemsel araştırmalara göre iki galaksinin yakın geçişte bulunmak suretiyle etkileşime girmesi (M81/M82), iki galaksinin çarpışması (Anten Galaksiler) veya bir galaksideki maddeyi galaksi merkezine sürükleyen bir işlev (galaksi çubuğu gibi) yıldız oluşum oranında artış yaratacak tetikleme başlatabilir.

Galaksi çarpışmaları, şok dalgalarını galaksinin içine doğru gönderir. Bu şok dalgaları dev gaz ve toz bulutlarını sıkıştırarak, çökmelerine ve yüzlerce yıldız oluşturmalarına sebep olur. Oluşan büyük kütleli yıldızlar yakıtlarını hızlı bir şekilde tüketir ve ömürlerinin sonunda süpernova patlaması meydana gelir. Süpernova patlaması sonucu etrafa saçılan ve genişleyerek yayılan maddenin meydana getirdiği süpernova kalıntısı vasıtasıyla daha fazla şok dalgası meydana gelir; bu da daha fazla yıldız oluşumu demektir. Böylece, yıldızpatlamalı haldeki yıldızlararası ortamda genişleyerek yayılan süpernova kalıntısı, yıldız oluşturan bir zincirleme reaksiyon başlatmış olur. Bu arada süpernova kalıntısı, etrafını kuşatan yıldızpatlamalı ortam ile etkileşime girerek maserleri oluşturabilir. Yıldızpatlamalı ortamdaki gaz büyük ölçüde tükendiğinde ya da süpernova patlamalarıyla sürüklendiğinde, yıldızpatlama aktivitesi sona erer.

Yıldızpatlamalı galaksilerde hızlı ve çok sayıda meydana gelen süpernova patlamaları milyonlarca derece sıcaklıkta olan ve genişleyen gaz kabarcıkları meydana getirir. Eğer yıldızpatlamalı galaksi yeterince şiddetliyse, çok sıcak ve enerjik olan bir süperkabarcık (superbubble) meydana gelebilir (Anten Galaksiler). Bir süperkabarcık genişleyerek galaksi dışına doğru yayılır ve bu durumda süperrüzgar (superwind) adını alır (M82, Arp 220, NGC 253). Süperrüzgarların, süpernova patlamalarıyla meydana gelen karbon, nitrojen, oksijen, demir ve diğer ağır elementleri galaksilerarası ortama taşıdığı düşünülmektedir (CXC, 2008).

Yıldızpatlamalı galaksiler tozlu gaz konsantrasyonları, yeni oluşmuş büyük kütleli yıldızlar ve bunların etrafındaki HII bölgeleriyle nitelenirler (Smith, 2000b). Yıldızpatlamalı galaksilerin bulunduğu bölgelerde şiddetli kırmızıötesi emisyon görülür. Bunun sebebi, yeni oluşmuş yıldızların büyük bölümünün gaz ve tozlar tarafından

kuşatılmış olması ve bu yıldızların morötesi ışınımının tozlar tarafından absorblanması, sonra tozlar tarafından kırmızıötesi bölgede termal radyasyon (heat radiation) şeklinde tekrar yayınlanmasıdır. Bilindiği gibi her katı, sıvı ve gaz madde sıcaklığına bağlı olarak kırmızıötesi bölgede termal radyasyon yayınlar.

Evrenin erken dönemlerinde çok daha fazla yıldızpatlamalı galaksi bulunmaktaydı. Yıldızpatlamalı galaksiler günümüzde halen toplam yıldız oluşumuna tahmini %15 oranında katkıda bulunurlar (Kennicutt ve diğ., 2005). Bilindiği gibi evren sürekli genişlemektedir. Buna göre milyarlarca yıl önce tüm galaksiler birbirine, günümüzde olduğundan daha yakındı ve bu nedenle de büyük ihtimalle galaksiler birbirlerinin kütleçekim kuvvetinden daha çok etkilenmekteydi. Galaksilerarası çarpışmalar ve yakın geçişler daha çok meydana gelmekteydi. Bu nedenle böyle bir ortamda çok sayıda yıldızpatlamalı galaksi bulunmaktaydı.

Yıldızpatlamalı galaksiler üzerinde çalışma yapmak, galaksi oluşumu ve evrimi hakkında bilgi sağlar, ayrıca erken evrende neler olup bittiği hakkında da fikirler verir. Ancak maalesef yakın galaksiler içinde, yıldızpatlamalı galaksiler oldukça az sayıdadır. Üzerinde detaylı araştırma yapılamayacak kadar uzak olan çok sayıda yıldızpatlamalı galaksi vardır.

Belli bir özellik göstermedikleri için yıldızpatlamalı galaksileri sınıflandırmak oldukça zordur. Yıldızpatlama olayı disk galaksilerde ve yıldızpatlama boğumu gösteren düzensiz galaksilerde görülür. Tartışmalı olmasına rağmen birkaç yıldızpatlamalı galaksi tanımlanmıştır:

#### 2.3.1.1. Mavi Yoğun Galaksiler (*Blue Compact Galaxies*)

Mavi yoğun galaksiler genellikle düşük kütleli, düşük metal bolluklu, tozdan yoksun galaksilerdir. Toz içermemeleri ve çok sayıda sıcak genç yıldızla sahip olmaları nedeniyle optik ve morötesi ışınımına sahiptirler. Mavi yoğun galaksilerin çoğunda, yakın zamanda meydana gelmiş galaksi birleşmeleri ve/veya yakın galaksi etkileşmelerinin izlerine rastlanmaktadır.

Önceleri, mavi yoğun galaksilerin, birinci nesil yıldızlarını oluşturmakta olan genç galaksiler oldukları ve bu nedenle düşük metal bolluğuna sahip oldukları düşünülmüştü.

Fakat sonradan, birçok mavi yoğun galakside yaşlı yıldız popülasyonları bulundu. Mavi yoğun galaksilere örnek olarak IZw18, ESO338-IG04 ve Haro11 gösterilebilir.

### 2.3.1.2. *ULIRG'ler*

Bu galaksiler genellikle son derece tozlu nesnelere sahiptir. Yıldız oluşumu sebebiyle meydana gelen morötesi radyasyon, ortamdaki tozlar tarafından absorbe edilir ve sonra tekrar kırmızıötesi bölgede (yaklaşık 100  $\mu\text{m}$  civarında) yayınlanır. Morötesi radyasyonun, tamamen yıldız oluşumuyla meydana gelmiş olduğu kesin değildir; bazı astronomlar bu galaksilerde aktif galaktik çekirdek bulunduğunu düşünmektedir. Toz ihtiva eden birçok ULIRG'in X-ışın gözlemlerinin sonucu olarak, çoğu yıldızpatlamalı galaksinin çift çekirdeğe sahip olduğu fikri ortaya atılmıştır. Buna sebep olarak, gözlenen yıldızpatlamalı galaksilerin, iki galaksinin birleşmesi sonucu oluştuğu ve yıldız oluşumlarını da bu galaksi birleşmelerinin tetiklediği gösterilmiştir. ULIRG'lere örnek olarak Arp 220 gösterilebilir.

### 2.3.1.3. *Wolf-Rayet Galaksileri*

Parlak yıldızlarının büyük bölümü Wolf-Rayet yıldızlarından oluşan galaksilerdir.

### 2.3.1.4. *Baby Boom Galaksileri*

Son derece yüksek sayıda (yılıda 4000 adet) yıldız oluşturan galaksilerdir.

## 2.3.2. Aktif Galaksiler

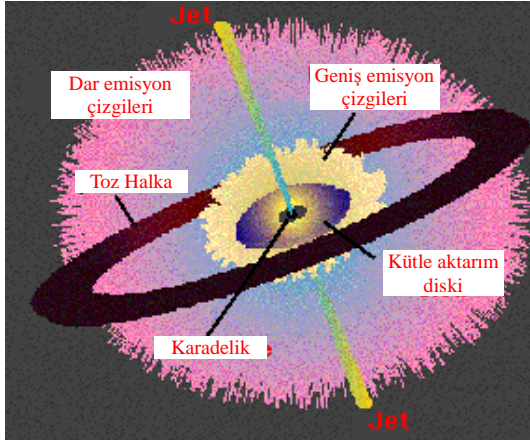
Bazı galaksilerde son derece şiddetli fiziksel süreçler meydana geldiğine dair kanıtlar vardır. Bu galaksilerin en belirgin özellikleri, alışılmadık görünüme sahip olmaları, radyo ve X-ışın bölgelerinde termal olmayan ışınım (sinkrotron ışınımı) yapmaları ve/veya jetlere sahip olmalarıdır. Bu galaksilere aktif galaksiler adı verilir (Şekil 2.15).



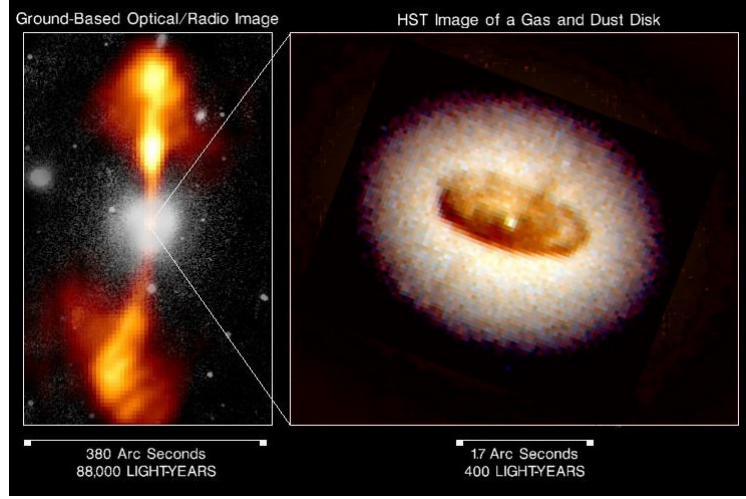
Şekil 2.15: Aktif galaksi çekirdeğinin (AGN) tasviri görüntüsü (NASA's Imagine the Universe! 2008b, Active Galaxies and Quasars-A monster in the middle).

Çok eski zamanlarda (galaksiler henüz genç iken) bazı galaksilerin korundaki yıldızlar birbirlerine çok yakındı. Bu yıldızlar arasında meydana gelen çarpışmalar ve birleşmeler, bu galaksilerin merkezinde  $10^6$ - $10^9 M_{\odot}$  arasında tek bir karadeliğin meydana gelmesine neden oldu. Daha sonra, bu galaksilerdeki her bir karadeliğe kütle aktarım diski aracılığıyla ait olduğu galaksinin yıldızlararası ortamından, ait olduğu galaksinin merkezine çok yakın dolaşan yıldızlardan veya yamyamlığa uğramış bir galaksiden gelen gazların düşmeye başlamasıyla aktif galaksiler oluşmuştur.

Aktif galaksiler genel olarak merkezde süperkütleli bir karadelik, merkezin birkaç trilyon kilometre dışında rotasyon yapan ve karadeliğe madde aktaran son derece sıcak kütle aktarım diski, yine merkezin birkaç yüz ışık yılı uzağında bulunan kalın, tozlu, donut tatlısı biçimine benzeyen soğuk bir moleküler halkadan (toz halka) meydana gelir. Ayrıca, kütle aktarım diski ve toz halka düzlemine dik doğrultuda, galaksi merkezinden her iki yöne doğru dar huzmeler halinde rölativistik parçacıklar fırlatan jetler, kütle aktarım diski ile toz halka arasında hızlı hareket eden gaz bulutları (geniş emisyon çizgilerine sebep olur), kütle aktarım diski ve moleküler halka düzleminde uzakta (jetler civarında) yavaş hareket eden gaz bulutları (dar emisyon çizgilerine sebep olur) bulunur (bakınız Şekil 2.16; Şekil 2.17; Şekil 2.19).



Şekil 2.16: Bir aktif galaksinin temel bileşenleri (NASA's Imagine the Universe! 2008a, Active galaxies and quasars).



Şekil 2.17: NGC 4261 aktif galaksisi (Jaffe ve Ford, 1992). Soldaki resimde, NGC 4261 galaksisi ve bu galaksinin jetleri görülmektedir (Dünya üzerinde elde edilmiş olan optik ve radyo görüntülerin birleştirilmesiyle oluşturulmuştur). Sağdaki resimde, NGC 4261'in kuru ve 400 IY çapındaki gaz ve tozdan meydana gelen moleküler halkası görülmektedir (HST ile elde edilmiştir).

Bir aktif galaksi, normal bir galaksinin merkezine küçük, fakat şiddetli emisyon yapan bir koru yerleştirilmiş halidir. Aktif galaksilerin kuru, diğer galaksilere göre oldukça parlak ve değişkendir. Aktif galaksilerin yayınladığı enerji normal galaksilerin yayınladığı enerjiden çok daha fazladır ve elektromanyetik spektrumun tüm bölgelerini kapsar. Normal galaksilerin yayınladığı enerji, galaksideki her bir yıldızın yayınladığı enerjinin toplamı olarak düşünülebilir. Fakat aktif galaksilerin yayınladığı enerjinin büyük kısmı, galaksi merkezinde göreceli olarak küçük bir hacimden gelir. Aktif galaksilerde göreceli küçük bir hacimden elde edilen muazzam büyük miktardaki enerji, galaksi merkezindeki süperkütleli karadeliğin etrafında oluşan kütle aktarım diski sayesinde gerçekleşir. Süperkütleli karadeliğin ile birlikte kütle aktarım diskine, Aktif Galaksi Çekirdeği (AGN) adı verilir. AGN'nin dolayısıyla aktif galaksinin ışıması, kütle aktarım diskindeki maddenin karadeliğe düşerken kütleçekimsel potansiyel enerji kaybetmesi esnasında meydana gelir (Keel, 2000). Bu ışımanın büyük bölümü, X-ışınları ve gama ışınlarından oluşur.

Süperkütleli karadeliğin yüksek kütleçekim kuvvetine karşılık belirli bir merkezkaç kuvvetiyle karadeliğin etrafında rotasyon yapan kütle aktarım diskindeki gazlar, yine karadeliğin yüksek kütleçekim kuvveti nedeniyle sıkışarak, birbirlerine sürterek ısınırlar ve bu sayede kütleçekimsel potansiyel enerjilerini kaybederek karadeliğe düşerler. Aktif



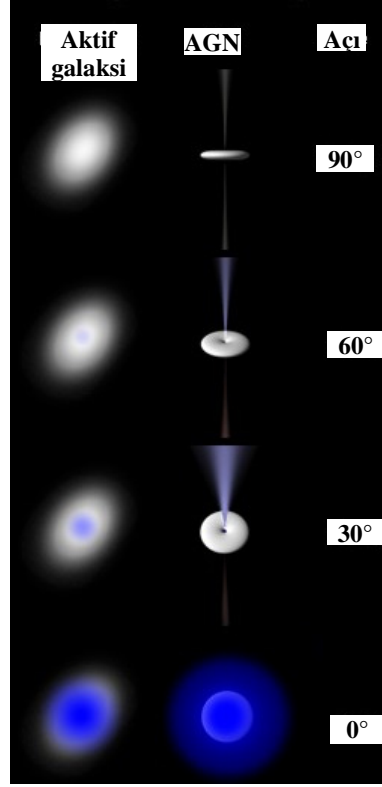
galaksilerde oluşan bu durum şöyle açıklanabilir; eğer bir ağaç ya da merdiven gibi yüksek bir yerden düşerseniz, daha alçak bir yerden düşmeye nazaran bacaklarınız daha çok enerji absorbe eder. Yerden yüksekten kütleçekimsel potansiyel enerjiye sahipsiniz, yere düştüğünüzde potansiyel enerji kinetik enerjiye dönüşür. Çok yüksek bir yerden düşerseniz (büyük kütleçekimsel potansiyel enerji), çok büyük bir kinetik enerjiyle yere çarpacağınızı tahmin edebilirsiniz. Bu durum, güçlü kütleçekim kuvvetine maruz kalan bir nesne için oldukça kötüdür. Büyük kütleli bir karadeliğe düşen kütlelerin açığa çıkardığı enerji, nükleer füzyon yoluyla oluşan enerjiden on kat verimlidir. Karadeliğe kütle düşmesi işleviyle üretilen enerji, sürekli olarak yüksek güçte enerji üreten bilinen tek işlemdir (Yıldız patlamaları-süpernova ve gama ışın patlamaları-da böyle yüksek güçte enerji meydana getirebilir, fakat bunlar sadece birkaç hafta sürer).

Karadeliğin etrafındaki kütle aktarım diskinde gazın dönmeye devam etmesi ve sıcak kalabilmesi için karadeliğin kütlelerinin, yüz milyonlarca güneş kütlesi ile birkaç milyar güneş kütlesi arasında olması gereklidir. Kütle aktarım diski birkaç trilyon kilometre çapındadır fakat şiddetli radyasyon, karadeliğinden itibaren birkaç yüz milyar kilometreye kadar olan bölgede üretilir. Aktif galaksilerde, merkezdeki süperkütleli karadeliği beslemek için yılda bir ile on güneş kütlesi arasında maddeye ihtiyaç duyulur.

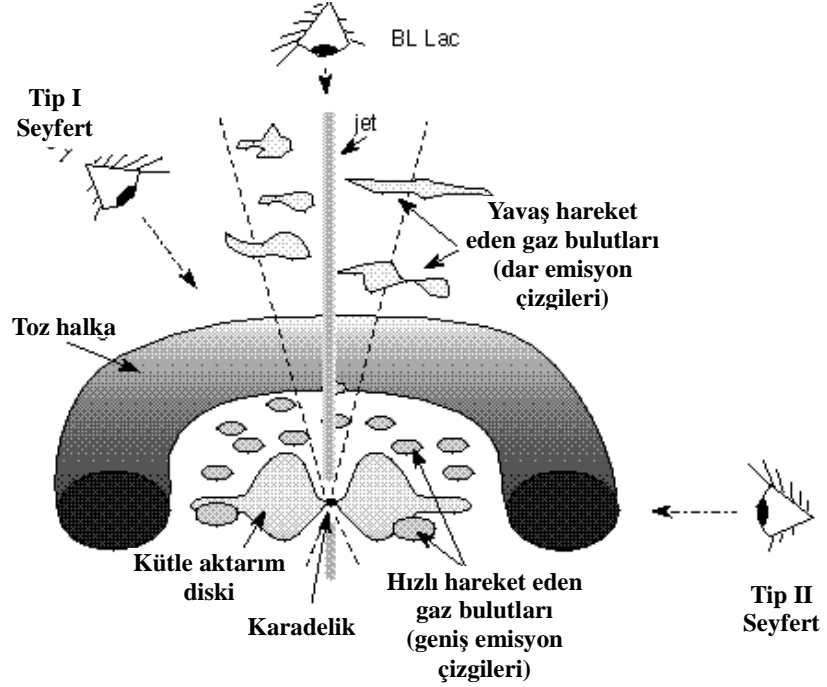
Kütle aktarım diski güçlü manyetik alana sahipse, manyetik alan çizgileri dar ve karmaşık bir hal alarak, kütle aktarım diskine dik olarak yönelir. Bu durumda gaz manyetik alan boyunca kaçar; bu sayede ışık hızına yakın hızlarda, taban tabana zıt yönlerde dar huzmeler halinde enerjik parçacıklar fırlatan (elektron) ve manyetik alan oluşturan jet adı verilen yapılar meydana gelir (bakınız Şekil 2.16; Şekil 2.17; Şekil 2.19). Jetler, galaksilerarası uzayda çok uzak mesafelere kadar gidebilir. Kütle aktarım diskinin yapısı, jetler üzerinde doğrudan bir rol oynar. Kütle aktarım diskinin dış kısımları kalındır, fakat karadeliğin hemen yakınında daralarak çok ince bir tabaka haline gelir (bakınız Şekil 2.19). Kütle aktarım diskinin karadeliğin çok yakınında oldukça dar bir hal alması, gazın galaksi dışına doğru dar bir huzme (jet) şeklinde fıskırmasına sebep olur. Aktif galaksi çekirdeklerinin yaklaşık %10'unda jetler görülür. Jetleri üreten mekanizma henüz tam olarak anlaşılamamıştır (Lochner ve Gibb, 2006).

AGN'ler on milyar yıl boyunca aktif kalmaz. En fazla birkaç milyar yıl içinde kütle aktarım diskindeki gaz yakıt tükenir ve galaksinin enerji üretimi biter. Aktif galaksi bundan sonra sıradan bir galaksi olarak yaşamına devam eder. Bu durum, galaksilerin çoğunun (Samanyolunun da) geçmişte, aktif bir dönem (karadeliğin kütesine ve kütle aktarım oranına bağlı olarak değişen tipte bir aktif galaksi) geçirmiş olabileceği ve şimdi sakin durumda olduğu fikrini ortaya çıkarır. Astronomların, bazı galaksilerde aktif olmayan süperkütleli karadelikler (ölü ya da uyuyan karadelik) bulmaya başlamış olması da bu fikri desteklemektedir. Galaksimiz Samanyolunun korunda 3.7 milyon güneş kütesinde süperkütleli bir karadelik bulunmaktadır (Finley ve Aguilar, 2005). Aktif galaksiler yakıtlarını tüketmiş olsalar bile bazı durumlarda yakıt ikmali yapabilirler, şöyle ki; galakside başıboş dolaşan yıldızların bazıları karadeliğe çok yaklaştığında, karadeliğin güçlü çekim kuvvetine kapılmak suretiyle karadeliğe madde aktarabilirler ya da galaksi birleşmeleri, çarpışmaları gaz ve yıldızları aktif galaksinin merkez kısmında tutar, bu da maddenin bir kısmının, kütle aktarım diskinin bir parçası olmasına neden olur.

Aktif galaksi modelleri, galaksi merkezinde bulunan süperkütleli karadeliğin olasılıkları üzerinde yoğunlaşır. Önceleri, değişik tipteki aktif galaksilerin değişik orijine sahip olduğu düşünülüyordu. Günümüzde değişik tipteki aktif galaksilerin birbirleriyle ilgili olduğu ve aktif galaksilerin enerji kaynağının, galaksi merkezinde bulunan süperkütleli karadelik tarafından sağlandığı görüşü hakimdir. Bilim adamlarının çoğu kuazar, blazar ve Seyfert galaksi adındaki aktif galaksilerin aynı, tek tip aktif galaksinin farklı görüş açılarından görünüşleri olduğuna (üç aktif galaksi de çok farklı olmasına rağmen) inanmaktadır (Lochner ve Gibb, 2006). Buna göre, aktif galaksinin jeti ile görüş doğrultumuz arasındaki açı sıfır derece ise (jet bize doğru yönelmişse) bu aktif galaksi kuazar veya blazardır. Eğer jet belli bir eğim açısı altında ( $30^{\circ}$ - $60^{\circ}$ ) görünüyorsa (bu esnada galaksi düzleminde bulunan tozlu halka da görüş alanımıza girer) bu galaksi Tip 1 Seyfert galaksisidir. Jet ile görüş doğrultumuz arasındaki açı  $90^{\circ}$  ise, yani aktif galaksi yandan görünüyorsa, bu bir Tip 2 Seyfert galaksisidir (bakınız Şekil 2.18; Şekil 2.19). Seyfert galaksiler bize, kuazar ve blazarlardan daha yakındır. Kuazarlardaki süperkütleli karadelik, Seyfert galaksilerdeki süperkütleli karadelikten daha büyüktür.

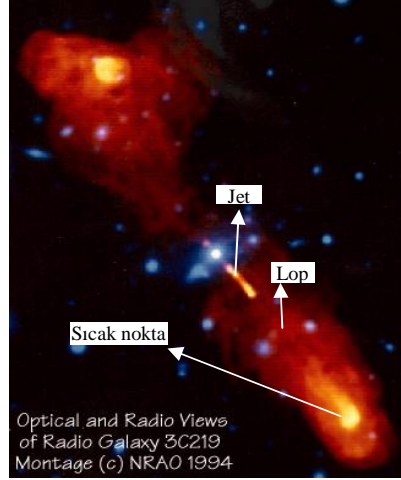


Şekil 2.18: Aktif galaksilerin farklı açılardan görünüşleri (Wikipedia 2009, Active galactic nucleus).



Şekil 2.19: AGN'nin farklı açılardan görünüşleri (Strobel, 2007a).

Kuvvetli radyo ışması yapan aktif galaksilere radyo galaksiler de denir. Radyo galaksiler, radyo frekanslarında rölativistik jet yayımlarlar. Radyo galaksilerde, jetlerin içindeki elektronlar galaksiyi kuşatan gaza çarptığında, jetler genişler ve böylece loplar oluşur (Şekil 2.20). Radyo galaksiler, radyo loplarının parlak bölümlerindeki farklılığa göre Fanaroff-Riley I ve Fanaroff-Riley II olmak üzere iki alt sınıfa ayrılır. Bunlardan başka emisyonlarının özelliğine göre sınıflandırılmış aktif galaksiler de vardır.



Şekil 2.20: 3C219, Fanaroff-Riley II tipi radyo galaksi (Strobel, 2007b). Resim, radyo (kırmızı, sarı) ve optik (mavi) görüntülerin birleştirilmesiyle oluşturulmuştur.

Aktif galaksiler üzerinde, elektromanyetik spektrumun tüm dalga boylarında çalışma yapılabilir. Aktif galaksiler kısa zaman aralığında davranışlarını değiştirebildikleri için, aktif galaksiler üzerinde tüm enerji aralıklarında eş zamanlı çalışmak oldukça faydalıdır. Aktif galaksi gözlemlerinde, tüm dalgaboyları arasında X-ışın ve gama ışınları önemli yer tutar, çünkü birçok yüksek enerji kuazarı çok miktarda X-ışın ve gama ışını yayımlar. X-ışınları aktif galaksilerin merkezine çok yakın bir yerde yutulur, çünkü burada bir aktif galaksi çekirdeği vardır. X-ışınları, burada meydana gelen fiziksel işlevleri anlamak için yegane yoldur. Yüksek enerji gama ışın kuazarlarının gözlenmesiyle, jetlerdeki parçacık hızlandırmasının doğası ve parçacıkların çevresi ile etkileşimleri hakkında önemli bilgiler elde edilir.

#### 2.3.2.1. Kuazarlar

Kuazar, uzak bir aktif galaksinin son derece yüksek enerjiye sahip olan merkezi kısmıdır. Kuazarlar en güçlü aktif galaksilerdir ve evrendeki en parlak nesnelere. Güneş'in yayınladığı enerjinin trilyon katı enerjiiyi, Güneş sistemi büyüklüğündeki bir bölgeden yayımlarlar. Bu nedenle, çok uzak olmalarına rağmen zayıf da olsa Dünya'dan

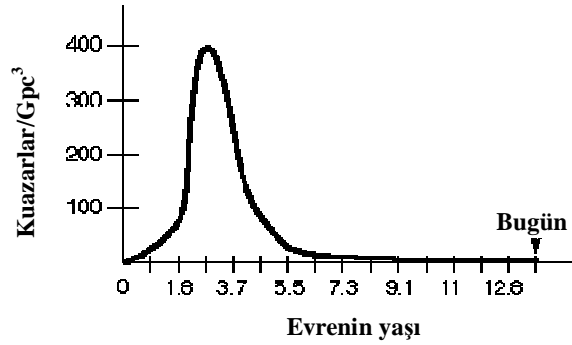
görülebilmektedirler. Kuazarlar çok uzak mesafelerde bulunurlar ( $0.06 \leq z \leq 6.5$ ), çoğu kuazar üç milyar ışık yılından daha uzakta bulunur.

Kuazarlar, X-ışınlarından uzak kırmızıötesine kadar olan elektromanyetik spektrum bölgesinde hemen hemen eşit şiddette radyasyon yayınlırlar. Bazı kuazarlarda ayrıca, güçlü radyo (jetler ve loplara) ve gama ışın (100 MeV ve daha yüksek) emisyonu görülür. İki çeşit kuazar vardır. Birinci kuazar türü; kuazarların keşfedilmesine sebep olan güçlü radyo ışınımına sahip kuazarlar, ikinci kuazar türü ise; radyo ışınımı yönünden zayıf olan kuazarlardır. Kuazarlar, güçlü radyo ışınımını vasıtasıyla keşfedilmiş, bu nedenle bunlara yıldız benzeri radyo kaynakları adı verilmiştir. Ancak bu tip kuazarlar, tüm kuazar popülasyonunun %10'unu oluşturur. Radyo ışınımı yönünden zayıf olan diğer kuazarlara ise, yıldız benzeri nesnelere (QSO) adı verilmiştir. Fakat genel olarak her iki nesneye de kuazar denilmektedir. Günümüzde kuazarlar, Schwarzschild yarıçapının 10 ile 10.000 katı arasında büyüklükte ve merkezinde kütle aktarım diski tarafından beslenen süperkütleli bir karadeliğe olan yoğun cisimler olarak tanımlanırlar.  $10^{40}$  W'lık tipik bir kuazar lüminozitesi yaratmak için süperkütleli bir karadeliğe, yılda 10 yıldız eşdeğeri miktarda madde tüketir. Bilinen en parlak kuazarlar her yıl 1000 güneş kütlesi kadar madde tüketir. Kuazarların parlak ışığının yanında çok bulanık görünen ev sahibi galaksileri özel teknikler haricinde görebilmek oldukça zordur. Kırmızıötesi teleskopları ve HST vasıtasıyla, kuazarları kuşatan ev sahibi galaksiler bazı yönlerden tanımlanmıştır (Bahcall ve Disney, 1996).

Kuazarlar genellikle Lyman-alfa civarı, yakın morötesi elektromanyetik spektrum bölgesinde en parlaktır. Kuazarlarda görülen diğer parlak çizgiler; hidrojen (başlıca Lyman ve Balmer serileri), helyum, karbon, magnezyum, demir ve oksijen emisyon çizgileridir. Bu çizgiler, nötr halden son derece iyonize hollere kadar geniş bir enerji aralığında görülür. Bu geniş iyonizasyon aralığı, kuazarlardaki gazın son derece yüksek enerjiye maruz kaldığını gösterir. Yıldızlarda bu kadar geniş iyonizasyon aralığı görülmez. Kuazarların, yüksek kırmızıya kayma değerlerine sahip olması nedeniyle, kuazarlarda gözlenen en parlak elektromanyetik spektrum bölgesi, yakın morötesi bölgeden yakın kırmızıötesi (9000 Å) bölgeye kayar. Kuazarların lüminozite değişim periyodu birkaç ay ile birkaç gün arasında olabilmektedir. Bazı kuazarların optik parlaklığında hızlı değişimler, ayrıca X-ışın parlaklığında da çok daha hızlı değişimler

görülür. Kuazarlarda ayrıca önemli miktarda yüksek enerji (ışık hızına yakın hızlarda hareket eden) parçacıkları (elektronlar ve protonlar ya da elektronlar ve pozitronlar) bulunmaktadır.

Geçmişte galaksiler birbirine daha yakındı ve günümüzdekinden daha fazla galaksi çarpışması meydana gelmekteydi. Ayrıca erken evrende çok fazla yıldız oluşumu meydana gelmediği için, galaksilerde bol miktarda gaz vardı. Bu dönemdeki kuazar sayısı, günümüzden ve günümüze yakın zamanlardaki kuazar sayısından yüzlerce kat fazlaydı. Evrende en fazla kuazar, evrenin yaşı şimdiki yaşının %20'si kadar iken vardı (Şekil 2.21). Kuazarların erken evrende oldukça yaygın olduğunun keşfedilmesi, Fred Hoyle'un değişmez-durum kozmolojisi aleyhinde olan ve büyük patlama kozmolojisi lehinde olan ilk güçlü kanıttır. Evrenin daha da erken zamanlarında ya da daha da uzak mesafelerde kuazar sayısında yine hızlı bir düşüş görülür. Bu durum, evrenin hayata yeni başlamış olduğunun bir kanıtı olarak görülebilir. Çok uzak mesafelerde tespit edilen kuazarların ışığı, evrendeki galaksilerin çoğunun daha meydana gelmemiş olduğu zamanlardan gelmektedir, bu zamanlarda evrende sadece, çok az sayıda kuazar bulunmaktaydı.



Şekil 2.21: Evrenin yaşamı boyunca kuazar sayısındaki değişim (Strobel, 2007a).

Kuazarlarda helyumdan daha ağır elementlerin bulunduğu dair kanıtların elde edilmiş olması, büyük patlama ile ilk oluşan kuazarlar arasındaki zaman aralığında var olan galaksilerin güçlü bir yıldız oluşturma dönemi geçirerek, evrenin ilk nesil yıldızları olan popülasyon III (varsayımsal) yıldızlarını oluşturduklarını göstermektedir. Kuazarlar ayrıca, büyük patlamanın sonundaki reiyonizasyon hakkında da ipuçları sağlar. En yaşlı kuazarların ( $z \geq 6$ ) gözleminden, milyarlarca yıl önceki galaksilerarası ortamı oluşturan nötral gaz nedeniyle oluşan, absorpsiyon bölgeleri ve Gunn-Peterson çukuru görülür.

Daha yeni kuazarlarda absorpsiyon bölgesi görülmez ancak Lyman-alfa ormanı olarak bilinen daha dik bölge görülür. Bu durum, galaksilerarası ortamın reiyonizasyona maruz kaldığını ve nötral gazın sadece küçük bulutlarda bulunduğunu gösterir. Einstein'ın Genel Relativite Teorisinin öngördüğü kütleçekimsel mercekleme etkisi de, 1979'da 0957+561 çift kuazarının görüntüleriyle gözlemsel olarak doğrulanmıştır.

#### 2.3.2.2. Seyfert Galaksiler

Seyfert galaksiler oldukça parlak bir çekirdeğe sahip olan yoğun spiral galaksilerdir. Seyfert galaksilerin çoğunun, spiral kollarının şekli bozulmuştur ve muhtemelen yakında bulunan bir galaksi ile kütleçekimsel etkileşim halindedirler. Seyfert galaksi ismi, bu galaksilerin olağandışı spektrumunu ilk keşfeden kişi olan Carl Seyfert'ten (1943) gelir. Seyfert galaksiler Tip 1 ve Tip 2 Seyfertleri (Khachikian ve Weedman, 1974) olmak üzere ikiye ayrılır.

Tip 1 Seyfert galaksilerinde geniş emisyon çizgileri görülür. Bunun sebebi, galaksinin yeterince eğik olması nedeniyle, kütle aktarım diski etrafında yaklaşık 10.000 km/s hızla dolanan, göreceli olarak yoğun sıcak gaz bulutlarının görülebilir olmasıdır (Şekil 2.19). Ayrıca, kalın ve tozlu moleküler halka da geniş emisyon çizgilerine sebep olabilir.

Tip 2 Seyfert galaksileri, bölüm 2.3.2'de de belirtildiği gibi yandan görünmektedir. Bu nedenle görüş alanımızda olan kalın ve tozlu halka, kütle aktarım diskinin görünmesine engel olur. Bu durumda tozlu halkadan uzakta (halkanın üstünde veya altında) bulunan yavaş hareket eden sıcak gaz bulutları görülür (Şekil 2.19). Bu yavaş hareket eden sıcak bulutlar ve toz halka sebebiyle kırmızıötesi bölgede dar emisyon çizgileri meydana gelir.

Seyfert galaksilerde radyo ışınımı görülmez. Seyfert galaksilerin bir özelliği de, düşük enerji gama ışın kaynağı olmalarıdır. Yaklaşık 100 keV'a kadar gama ışın emisyonu yaparlar; bundan daha yüksek enerjilerde emisyon görülmez. Seyfert galaksilerin yüksek enerji spektrumu üzerinde yapılan çalışmalar, aktif galaksi çekirdeğinin çevresi hakkında önemli bilgiler verir. Seyfert galaksilerin gama ışın gözlemleri ayrıca, kozmik gama ışın geçmişi (background) çalışmalarını için de önemlidir. Böylece sadece aktif galaksi çekirdeği hakkında bilgi elde etmekle kalmaz, bir bütün olarak, tüm evrenin doğası hakkında da birçok bilgi elde edilir.

### 2.3.2.3. Blazarlar

Blazarlar da kuazarlar gibi jetlerinden biri Dünya'ya doğru yönelmiş olan aktif galaksilerdir. Blazarlar kuazarlara benzer, fakat ışınımları parlak değildir. Blazarlar, en geniş dalgaboyu aralığında (radyo–gama) emisyon yapan aktif galaksilerdir.

Aktif galaksilerde aşağıdaki özellikler gözleendiğinde blazar olarak nitelenirler:

1. Yüksek radyo parlaklığı ile birlikte düz bir radyo spektrumu
2. Yüksek optik polarizasyon
3. Çok kısa zaman aralığında (birkaç günden daha az) şiddetli optik değişkenlik.

Yukarıdaki kriterlere göre belirlenen blazarlar iki alt gruba ayrılır:

1. Kuazarlarda olduğu gibi güçlü ve geniş emisyon çizgileri gözleniyorsa bunlara FSRQ (Düz Spektrum Radyo Kuazarları) adı verilir.
2. Genel bir özelliği olmayan optik spektrum gözleniyorsa bunlara BL Lacertae (kısaca BL Lac) nesnelere adı verilir. BL Lac nesnelere korlarının zayıf olması ve ölçülebilen birkaç adet zayıf emisyon çizgisi olmasına rağmen, etrafındaki galaksilerin kırmızıya kayma değerlerinin belirlenmesinde oldukça güvenilir sonuçlar verirler. Optik dalgaboylarında şiddetli değişim gösteren kuazarlar olarak bilinen OVV kuazarları, birçok bakımdan BL Lac nesnelere benzer özellikler gösterirler.

Bu alt sınıflar arasında farklı lüminozite ve farklı kırmızıya kayma değerleri, yaygın radyo emisyonunun farklı morfolojiye sahip olması gibi ek önemli farklılıklar da vardır.

EGRET Compton gama ışın gözlemevi ile halihazırda 80 adet blazar tespit edilmiştir. Bunların çoğu (yaklaşık %80'i) FSRQ diğerleri de BL Lac nesnesi olarak tanımlanmıştır.

### 2.3.2.4. LINER Galaksiler

LINER galaksiler emisyon çizgilerinin özelliğine göre sınıflandırılmış, farklı bir aktif galaksi çeşididir. Düşük iyonizasyonlu emisyon çizgileri ihtiva eden galaksilere LINER galaksiler adı verilir. Timothy Heckman (1980) tarafından keşfedilmişlerdir.



LINER spektrumu OII, NII ve SII gibi düşük iyonize emisyon çizgilerinin baskın olduğu ortamlar ile yüksek seviyede iyonize ortamlarda meydana gelen zayıf çizgilerde görülür (OII, NII, HeI gibi güçlü iyonize atomların emisyon çizgileri relatif olarak zayıftır (Heckman, 1980)). LINER'ler oldukça yaygındır. Yakın (yaklaşık 20-40 Mpc'lik bölgede) galaksilerin yaklaşık üçte biri LINER galaksi olarak sınıflandırılabilir (Heckman, 1980; Ho ve diğ., 1997). Sab tipi galaksilerin yaklaşık %80'i LINER galaksidir (Keel, 1982).

LINER'ler çok değişik parlaklık ve morfolojiye sahip nesnelere tespit edildiği için bu galaksilerin enerji kaynağı ve iyonların eksite olma mekanizmaları üzerinde tartışmalar vardır. Bazı astronomlar LINER'lerin enerji kaynağının AGN'ler (Heckman, 1980; Ho ve diğ., 1993), bazıları da yıldız oluşum bölgeleri (Terlevich ve Melnick, 1985; Shields, 1992) olduğunu öne sürmektedir. İyonların eksite olma mekanizması için bazı astronomlar şok dalgalarını (Heckman, 1980), bazıları fotoiyonizasyon mekanizmasını (Terlevich ve Melnick, 1985; Shields, 1992; Ho ve diğ., 1993) önermektedir.

#### 2.3.2.5. *N galaksileri*

N galaksilerinde, anlaşılammış bir galaksi çekirdeğinin ışınımı görülmektedir. Küçük, parlak, mavi bir çekirdeğin üzerinde çok zayıf kırmızı bir zemin ışınımı hakimdir. Şekil, renk, spektrum, kırmızıya kayma, optik ve radyo değişkenlikleri yönünden kuazarlar ile Seyfert galaksiler arasında özellikler göstermektedirler. Bu galaksilere, Yerkes galaksi sınıflandırma sistemindeki N tipi galaksilere uyduğu için, N galaksiler adı verilmiştir.

## 2.4. GALAKSİ TOPLULUKLARI

Derin gökyüzü araştırmaları galaksilerin genellikle, birbirlerine kütleçekimsel olarak bağlı topluluklar oluşturduğunu ortaya koymuştur. Şimdiye kadar gözlenmiş olan galaksilerin ancak %5'inin gerçekten izole galaksi olduğu bulunmuştur. Ancak izole galaksiler de geçmişte başka galaksilerle etkileşime girmiş, başka galaksilerle birleşmiş olabilir ve hatta halen küçük galaksilerden oluşan uydu galaksilere de sahip olabilirler.

Galaksilerin çoğu, etrafındaki birkaç galaksiye kütleçekimsel olarak bağlıdır. Geniş ölçekte evren sürekli genişler ve bunun bir sonucu olarak da galaksilerarası mesafe sürekli artar (Hubble kanunu). Bu durumda galaksilerin bir arada bulunmamaları sürekli

birbirlerinden uzaklaşmaları gerekir. Fakat galaksiler bu genişlemeye, yerel ölçekte kütleçekimiyle karşı koyarak çeşitli hiyerarşik galaksi toplulukları oluştururlar. Küçükten büyüğe doğru galaksi grupları, galaksi kümeleri ve süperkümeler adında üç tip galaksi topluluğu vardır.

Galaksi toplulukları, erken evrende karanlık maddenin kümelenerek, galaksileri itmesi sonucu biçimlenmiştir. Fakat kütleçekimsel olarak birbirlerine bağlı galaksilerden oluşan galaksi topluluklarının oluşabilmesi için üye galaksilerin, topluluktan dışarı kaçamayacak kadar düşük hızlara sahip olmaları gereklidir (Virial teoremi). Soğuk karanlık madde modeline göre, evrende önce küçük yapılar daha sonra da büyük yapılar meydana gelir.

#### **2.4.1. Galaksi Grupları**

Galaksi grupları, en küçük galaksi topluluklarıdır. Kütleleri yaklaşık  $10^{13} M_{\odot}$ 'dir. 1 ya da 2 Mpc çaplı bir bölgede 50'den daha az sayıda galaksi ihtiva ederler. Grup içindeki galaksiler yaklaşık 150 km/s hızla hareket ederler. Galaksimiz Samanyolu da 30 kadar galaksi içeren, Yerel Grup adı verilen bir galaksi grubunun üyesidir.

#### **2.4.2 Galaksi Kümeleri**

Galaksi kümeleri, evrende en çok bulunan galaksi topluluklarıdır. 2-10 Mpc büyüklüğündeki bölgelerde onlarca sayıdan, binlere varan sayıda üye galaksiden meydana gelebilirler. Kütleleri yaklaşık  $10^{15} M_{\odot}$ 'dir. Galaksiler, kümenin kütleçekim etkisi altında yaklaşık 800–1.000 km/s hızla, rastgele hareket ederler. Kümelerin evrendeki dağılımı homojen değildir; kimi bölgelerde sıklık gösterirken kimi bölgelerde seyrektiler. Kümelerarası uzaklık yaklaşık 10 Mpc'tir.

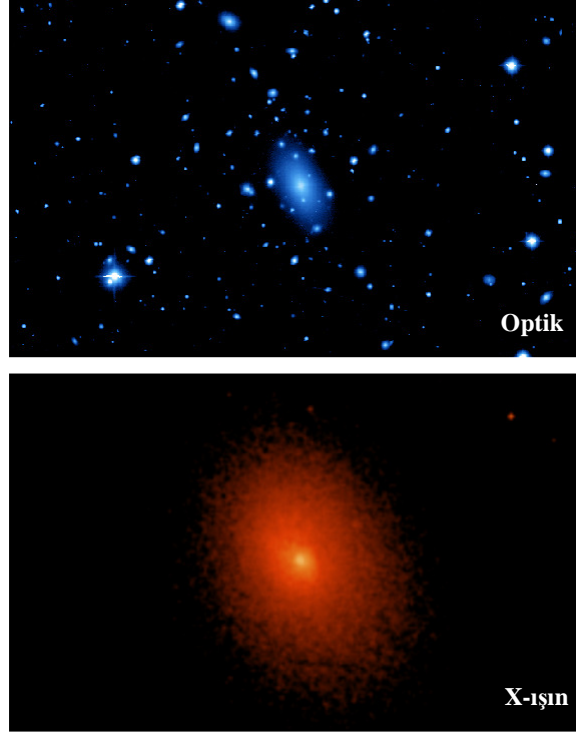
Bazı galaksi kümelerinde az sayıda galaksi bulunur, bu kümelere fakir galaksi kümeleri denir (galaksi grupları ile galaksi kümeleri arasındaki ayırım tam olarak belli olmadığı için, galaksi grupları bazen fakir galaksi kümeleri olarak nitelendirilir). Fakir galaksi kümelerinin kütleleri düşük olduğundan, galaksiler arasında güçlü bir kütleçekim kuvveti yoktur. Yüzden binlere varan sayıda üye galaksiye sahip olan kümelere ise zengin galaksi kümeleri denir. Fakir kümeler, zengin kümelere göre daha düzensiz yapıda olma eğilimindedirler. Düzenli yoğun kümelere eliptik ve S0 tipi galaksiler spiral galaksilerden daha yaygındır, düzensiz kümelere ise tam tersi geçerlidir. Düzenli

kümelerin merkezinde genellikle, cD galaksi (Matthews ve diğ., 1964) adı verilen çok parlak ve çok büyük kütleyle sahip olan bir eliptik galaksi bulunur. Bu dev galaksi kümeye hakim durumdadır, zamanla uydu haline getirdiği diğer galaksileri gelgit etkisiyle tahrip eder ve yutup kendi kütesine katar (Dubinski, 1998). cD galaksiler, BCG (En parlak Küme Galaksisi) galaksilerinin bir çeşididir. cD galaksilerinin tipik optik parlaklık değeri  $L_B \sim 10^{11} L_{\odot}$ 'dir. Zengin kümelerin %20'sinde cD galaksi bulunmaktadır. Ayrıca, fakir kümelerde ve galaksi gruplarında da cD galaksi bulunmuştur.

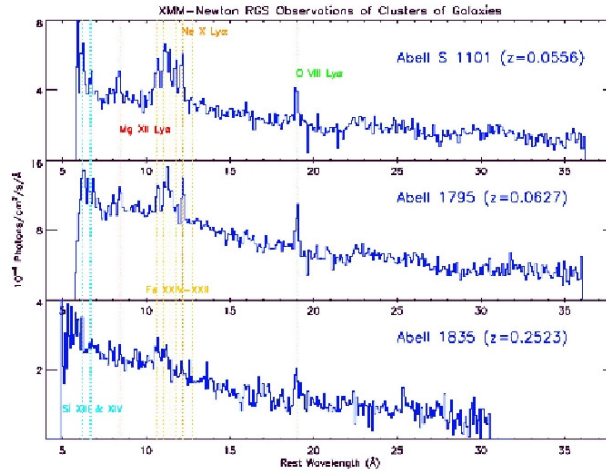
Galaksi kümeleri; galaksiler, ICM (küme içi gaz) ve karanlık madde olmak üzere üç elemandan meydana gelir. Bu elemanlar evrende bilinen en büyük kütleçekim kuvvetiyle birbirlerine bağlıdır (Voit, 2005). Karanlık madde galaksi kümesi kütesinin %70–80'ini, ICM %10–30'unu, galaksiler de geriye kalan yüzde birkaçlık kısmını oluşturur (Ricker, 2008).

Bölüm 2.4'de de değinildiği gibi galaksi toplulukları, erken evrende karanlık maddenin kümelenerek, galaksileri itmesi sonucu biçimlenmiştir. Daha sonra birbirine yakın bazı gruplar birleşerek, galaksi kümelerini oluşturmuşlardır. Bu birleşme işlevi (ve gaz akışı), ICM'nin 30-100 milyon °K gibi yüksek sıcaklık değerlerine çıkmasına sebep olmuştur. ICM sadece X-ışınlarında gözlenir (Şekil 2.22). ICM'nin yoğunluğu  $10^{-4}$ - $10^{-2}$   $\text{cm}^{-3}$ , sıcaklığı  $10^7$ - $10^8$  °K'dir. X-ışın emisyonu yapan gaz (ICM), optik olarak ince sıcak plazmadan gelen termal bremsstrahlung ışınımı ile tutarlı bir şekilde açıklanır. Böyle bir plazmanın lüminozite ve sıcaklığı sırasıyla  $10^{43}$ - $10^{45}$  erg/s ve 1-10 keV arasındadır. ICM'nin spektrumunda O, Ne, Mg, Si, S ve Fe gibi metallerin emisyon çizgileri görülür (Şekil 2.23). Bu elementler He/H benzeri iyonlardır ya da tamamen iyonize olmuşlardır. ICM'nin sıcaklığı bu elementlerin K-kabuk iyonizasyonu için gereken sıcaklık değerleri mertebesindedir. Bu iyonlar çarpışma ile eksite olur ve sonra K-kabuk ışınımı yaparlar. Yaklaşık 1 keV civarındaki düşük sıcaklık değerlerinde, galaksi kümelerinin spektrumlarında L kabuk rezonans çizgileri görülür. Optik olarak ince plazmalardan gelen L kabuk emisyon çizgileri Kaastra (1992a), Mewe ve diğ. (1985, 1986) ve Masai (1984) (Masai modeli) tarafından hesaplanmıştır. Bu yazarların oluşturduğu modellerin her birinde değişik iyonizasyon, eksitasyon ve rekombinasyon katsayı oranları kullanıldığı için, özellikle Fe L-çizgi emisyonunda her model farklı sonuçlar verir.  $kT > 5$

keV olan kümelerde sadece Fe-K çizgileri temiz bir şekilde görülür, Fe-L çizgileri ihmal edilir. ICM'de görülen metallerin bolluk oranı Güneş'tekinin yaklaşık 0.2-0.3 katıdır. Metaller, sadece kümedeki galaksilerde sentezlenir ve galaktik rüzgar ile küme içine (galaksilerarası ortama) atılır. ICM gözlemlerinden, kümenin dinamik durumu hakkında bilgi elde edilebilir.



Şekil 2.22: Abell 2029 kümesinin optik (Uson ve diğ., 1998) ve X-ışın (Allen ve diğ., 2004) görüntüleri. Optik dalgaboyunda galaksiler görünürken, X-ışınlarında ICM görünür.



Şekil 2.23: Galaksi kümelerinde görülen bazı metal çizgilerine örnekler (Tamura ve Peterson, 2006).

Galaksi kümeleri, yapılan hesaplara göre yaklaşık olarak  $10^{15} M_{\odot}$  kütesindedir. Fakat galaksi kümelerinin optik ve X-ışın dalgaboyu gözlemlerinden, bu kütlelerin ancak %10'u elde edilebilmektedir. Buna kayıp kütle problemi adı verilir. Geriye kalan kayıp kütle, doğrudan gözlenemeyen, karanlık maddenin kütesidir. Ayrıca galaksilerin küme içindeki hızları, kütleçekim kuvvetiyle bir arada bulunabilmeleri için olması gerekenden yüksektir. Bu durum, ilave görülemeyen bir kütle veya ilave kütleçekim kuvvetinin var olması anlamına gelir. Kümenin kütleçekimsel kararlılığının ifade edilebilmesi için karanlık maddeye ihtiyaç duyulur. Karanlık madde görünmez ve muhtemelen de çarpışmaz. Galaksi kümelerinde karanlık maddenin varlığı, galaksiler üzerindeki kütleçekimsel etkiler sayesinde fark edilebilir.

Galaksi kümeleri, evrenin doğumundan günümüze kadar geçen zamanın büyük bölümünde meydana gelmiş olan birçok fiziksel işlevi kapsar. Galaksi kümelerinin sahip olduğu özellikler, kozmolojinin birçok özelliğini test etme imkanı sağlar. Örneğin; baryonların karanlık maddeye oranı, evrenin genişleme oranı gibi. Yakın zamanlarda, özellikle optik ve X-ışın bantlarında yapılan galaksi kümesi gözlemlerinden, kümelerde değişik yapılar ortaya çıkarılmıştır. Bu yapılardan, galaksi kümelerinin evrimleştiği anlaşılmaktadır. Galaksi kümelerinin kimyasal evrimi, X-ışın astronomisinin çözülmesi gereken önemli problemlerinden biridir. Galaksi kümelerinin evriminin anlaşılması evrenin evriminin anlaşılmasına ışık tutacaktır.

#### 2.4.2.1. Galaksi Kümelerinin Oluşumu

Bir galaksi kümesi oluşum senaryosuna göre, yeni oluşmuş olan bir grup galaksi (proto galaksi) birkaç milyar yıl boyunca birbirinden uzaklaşır. Bu galaksi topluluğu, etrafındaki ortamın ortalama yoğunluğunun üzerinde bir dalgalanma meydana getirir. Galaksi topluluğunun yoğunluğu, evrenin genişlemesine karşı koyabilecek yeterlikte bir kütleçekim kuvveti oluşturur ve galaksi topluluğunun bulunduğu bölgede evrenin genişlemesi yavaşlar.

Galaksi bulutu, ulaştığı maksimum yarıçapta, sadece kütleçekimsel potansiyel enerjiye sahiptir; kinetik enerjiye sahip değildir. İşte bu noktadan sonra galaksi bulutu çökmeye başlar. Çökme başlangıcında kinetik enerji potansiyel enerjinin yarısına (negatif işaretli) eşittir (Virial teoremi) ve bu durumda galaksi bulutu dengeli bir enerji seviyesine ulaşmıştır, dinamik bir denge söz konusudur. Bundan sonra galaksi bulutunun

kütleçekimsel alanı zamanla değişmez. Çökme esnasında galaksiler rastgele hareket ederken, galaksi bulutu potansiyel enerji kaybedip kinetik enerji kazanır. Rastgele hareket eden galaksilerin kinetik enerjisi, kütleçekim kuvvetine karşı bir basınç uygulayarak denge oluşturur ve sonuçta kararlı bir galaksi kümesi meydana gelmiş olur.

#### 2.4.2.2. Galaksi Kümesi Katalogları

En geniş kapsamlı ve en çok alıntı yapılan galaksi kümesi katalogları “The Abell Catalogue of Rich Clusters of Galaxies” (Abell, 1958) ve altı bölümden oluşan “Catalogue of Galaxies and of Clusters of Galaxies” (CGCG) (Zwicky, F. ve diğ., 1961-1968) zengin galaksi kümesi kataloglarıdır. Bu kataloglarda galaksi kümeleri, galaksilerin yüzey sayı yoğunluğu artışına göre tanımlanmıştır. Kataloglar, National Geographic Society-Palomar Observatory Sky Survey (Minkowski ve Abell, 1963) gözlemleri kullanılarak oluşturulmuştur ve dolayısıyla kuzey yarımküre ile sınırlıdır (Abell kataloğu  $-20^\circ < \delta$ , Zwicky kataloğu ise  $-3^\circ < \delta$  olan kümeleri kapsamaktadır). Abell kataloğu  $0.02 \leq z \leq 0.2$  kırmızıya kayma değerlerini içeren kümelerden oluşur. Abell kataloğu daha sonra, güney yarımkürede  $-27^\circ < \delta$  kadar genişletilmiştir (Abell ve diğ., 1989). Bunun için de, Avustralya'daki Siding Spring Gözlemevi'nin gözlemlerinden yararlanılmıştır. Böylece Abell kataloğundaki galaksi sayısı 2.712'den 4.073'e çıkmıştır. Diğer yazarlar tarafından oluşturulan galaksi kümesi katalogları Tablo 2.2'de verilmiştir.

Tablo 2.2: Galaksi kümesi katalogları (Hüdaverdi, 2006).

Katalog İsmi	Galaksi Sayısı	Referans
Cat. of Nebulae and Clusters of Stars	1.000'lerce	Herschel (1864)
New General Catalogue	11.475	Dreyer (1888, 1895, 1908)
Heidelberg Nebular List	10.000+	Wolf (1901-1916), Reinmuth (1916-1940)
Hubble	44.000	Hubble (1934)
Shapley-Ames	1.249	Shapley ve Ames (1932)
Lick	1.000.000+	Shane ve Wirtanen (1967)
CGCG	30.700	Zwicky, F., ve diğ. (1961-1968)
Jagellonian Field	10.000	Rudnicki ve diğ. (1973)
Texas Radio Sources	65.208	Douglas (1987)
Edinburg/Durham	40.000	Heydon-Dumbleton ve diğ. (1988)
ACO Clusters	~3.000	Abell ve diğ. (1989)
APM Galaxy Survey	2.000.000	Maddox ve diğ. (1990)
IRAS PSC	~14.000	Beichman ve diğ. (1988)

### 2.4.2.3. Morfolojik Sınıflandırmalar

Galaksi kümelerinin morfolojik sınıflandırması, kümelere görülen birkaç farklı özelliğe göre yapılmıştır. Farklı morfolojik tipteki kümeler birbiriyle ilişkilidir ve kabaca, düzenli kümelere düzensiz kümelere doğru tek boyutlu olarak sıralanabilirler (Abell, 1965; Abell, 1975). Düzenli kümelerin, düzensiz kümelere göre evrimin daha ileri aşamasında olduğu ve bu nedenle daha durgun, rahata ermiş (relax) bir halde olduğuna dair kanıtlar vardır. Tablo 2.3’de verilen morfolojik sınıflandırmalar Abell (1975) ve Bahcall (1977)’ye uygun olarak, tek boyutlu olarak yapılmıştır.

Tablo 2.3: Galaksi kümelerinin morfolojik sınıflarının özellikleri (Sarazin, 1988).

Özellik	Düzenli	Orta	Düzensiz
Zwicky Tipi	Yoğun	Orta-yoğun	Açık
Bautz-Morgan Tipi	I, I-II, II	II, II-III	II-III, III
Rood-Sastry Tipi	cD, B, L, C	L, C, F	F, I
Galaktik İçerik	Eliptik-zengin	Spiral-fakir	Spiral-zengin
E:S0:Sp	3:4:2	1:4:2	1:2:3
Morgan Tipi	ii	i-ii	i
Oemler Tipi	cD, Spiral-fakir	Spiral-fakir	Spiral-zengin
Simetri	Küresel	Orta	Düzensiz
Merkezi Yoğunlaşma	Yüksek	Orta	Düşük
Altkümelene	Yok	Orta	Belirgin
Zenginlik	Zengin $n \sim 10^2$	Zengin-orta $n \geq 10^1$	Zengin-fakir $n \geq 10^0$

Çeşitli morfolojik sınıflandırmalar:

Zwicky, F. ve diğ. (1961-1968) kümeleri yoğun, orta yoğun ve açık kümeler şeklinde sınıflandırmışlardır (Zwicky Tipi). Yoğun kümelere, 10 taneden daha fazla galaksi birbirine yakın olacak şekilde, tek bir galaksi yoğunlaşması görülür. Orta yoğun kümelere, ya 10 adet galaksi birbirlerinden kendi çapları kadar uzak olacak şekilde belirli bir bölgede yoğunlaşmış halde bulunur ya da farklı bölgelerde, ayrı ayrı birkaç galaksi yoğunlaşması vardır. Açık kümelere belirgin bir galaksi yoğunlaşması görülmez.

Bautz ve Morgan (1970) kümeleri, kümede baskın olan en parlak galaksinin parlaklık derecesine göre sınıflandırmıştır (Bautz-Morgan Tipi). Bautz-Morgan Tipi

sınıflandırmaya göre, Tip I kümelerine tek bir merkezi cD galaksi hakimdir. Tip II kümelerinde, parlaklığı cD galaksilerle normal dev eliptik galaksiler arasında olan bir galaksi kümeye hakimdir. Tip III'lerde ise kümeye hakim olan, parlak bir galaksi yoktur. Tip I-II ve Tip II-III ara sınıflardır.

Rood ve Sastry (1971) kümeleri, en parlak 10 galaksinin dağılımına ve doğasına göre sınıflandırmıştır (Rood-Sastry Tipi). Temel olarak altı adet Rood-Sastry sınıfı tanımlanmıştır:

**cD:** Kümede, merkezi bir cD galaksisi baskın durumdadır (örnek: A2199).

**B:** (Binary) Kümede, bir çift parlak galaksi baskın durumdadır (örnek: A1656 (Saç)).

**L:** (Line) En az üç çok parlak galaksi, düz bir çizgi üzerine dizilmiş gibi görünür (örnek: A426 (Kahraman)).

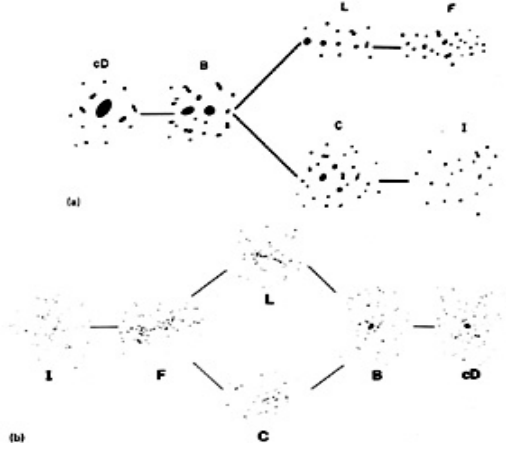
**C:** (Core) Kümenin en parlak on galaksisinden dördü ya da daha fazlası merkezde bulunur (örnek: A2065 (Kuzeytacı)).

**F:** (Flat) Kümedeki en parlak galaksiler basık bir dağılım sergilerler (örnek: A2151 (Herkül)).

**I:** (Irregular) Kümedeki en parlak galaksilerin dağılımı düzensizdir (örnek: A400)

Rood ve Sastry, yaptıkları sınıflandırmanın iki kola (çatal) ayrıldığını gösterdi (Şekil 2.24a). Bu sınıflandırma düzenli kümelerden düzensiz kümelere doğru gider. Daha sonra Struble ve Rood (1982, 1984), Rood-Sastry sınıflandırmasını revize etmiş, çatal diyagramını da galaksi dağılımlarının ve küme içeriğinin sistematik eğilimine göre yeniden düzenlemişlerdir (Şekil 2.24b). Struble ve Rood bu diyagramın, kümelerin evrimsel sıralamasını (I kümelerinden cD kümelerine doğru) gösterdiğini teklif etmişlerdir.





Şekil 2.24: (a) Rood-Sastry galaksi kümesi sınıflandırma şeması. (b) Struble ve Rood (1982) tarafından yeniden düzenlenmiş olan Rood-Sastry sınıflandırması. (Sarazin, 1988).

Morgan (1961) ve Oemler (1974) kümeleri, galaktik içeriğine (spiral galaksiler (S), spiral yapıya sahip olmayan disk galaksiler (S0) ya da eliptik galaksilere (E)) göre sınıflandırmışlardır. Morgan (1961) çok sayıda spiral galaksi bulunan kümeleri tip i, az sayıda spiral galaksi bulunan kümeleri de tip ii şeklinde sınıflandırmıştır. Oemler (1974) bu sınıflandırma sistemini geliştirmiş, çok sayıda spiral galaksi bulunan kümeleri spiral-zengin kümeler, az sayıda spiral galaksi ve çok sayıda S0 tipi galaksi bulunan kümeleri spiral-fakir kümeler, kümeye hakim durumda merkezi bir cD galaksi ile çok sayıda eliptik ve S0 tipi galaksi bulunan kümeleri de cD şeklinde sınıflandırmıştır.

Yukarıda anlatılan sınıflandırma sistemlerinin çok uygun olduğu ampirik olarak gösterilmiş ve kabaca bir boyutlu olarak düzenli kümelerden düzensiz kümelere doğru sıralanmışlardır (Abell, 1965; Abell, 1975). Tablo 2.3'te görüldüğü gibi düzenli kümeler son derece simetrik yapıdadır ve merkezlerinde yüksek konsantrasyona sahip galaksiler bulunur. Düzenli kümelerde altküme çok azdır ya da yoktur. Düzensiz kümelerde ise tam tersi, yani az simetri ya da az merkezi konsantrasyon ve sık altküme, görülür. Bu anlatılanlardan düzenli kümelerin bir anlamda dinamik olarak sakin, durgun (relax) olduğu, düzensiz kümelerin ise dinamik olarak az evrimleşmiş olduğu ve kabaca düzenli kümelerin oluşumunu gösterdiği anlaşılmaktadır.

Düzenli kümeler Zwicky sınıflandırmasında yoğun, Bautz-Morgan sınıflandırmasında Tip I den II'ye, Rood-Sastry sınıflandırmasında cD ya da B, Morgan sınıflandırmasında

tip ii, Oemler sınıflandırmasında spiral-fakir ya da cD özelliği gösterirler. Son dört korelasyon, kümelerin dinamik yapısıyla galaktik içeriği arasında bir bağlantı olduğunu gösterir. Bir kümenin morfolojisi ve zenginliği arasında birebir ilişki yoktur. Düzenli kümeler her zaman zengindir, düzensiz kümeler bazen zengin bazen de fakir olabilirler, fakat düzenli kümeler zengin ve daha yoğun olduklarından, düzensiz kümelerden daha yüksek merkezi galaksi yoğunluğuna sahiptirler.

#### 2.4.2.4. X-ışın Morfolojik Sınıfları

Galaksi kümelerinin X-ışın morfolojik sınıflandırması Jones ve Forman (1999) tarafından yapılmıştır. Jones ve Forman (1999), Einstein Gözlemevi'nin verilerini kullanarak 208 galaksi kümesini analiz etmiş ve galaksi kümelerinin görülme sıklığı ve altyapısına (substructure) bağlı olarak yedi adet X-ışın morfoloji sınıflandırması ortaya çıkarmışlardır (Tablo 2.4).

Tablo 2.4: Galaksi kümelerinin X-ışın morfolojik sınıfları (Jones ve Forman, 1999).

Sınıf	Örnek	Adet	Yüzde	$\langle L_x \rangle$ (erg/s)
S (Tek simetrik pik)	A401	120	56	$2.9 \times 10^{44}$
O (Ofset merkez)	A319	10	5	4.5
E (Eliptik)	A2256	31	14	3.1
C (Kompleks, çok yapılı)	A514	27	13	1.0
D (Çift bileşen, bileşenler kabaca eşit)	A98	13	6	2.2
P (Birincil ile birlikte küçük bir ikincil bileşen)	A85	7	3	2.0
G (Esasen galaksi emisyonu)	A2666	7	3	0.04

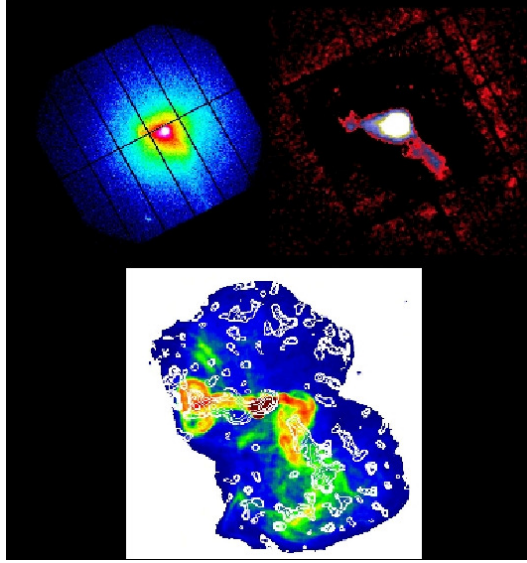
S, O ve E sınıfı kümeler düzgün ve yoğun parlaklık dağılımına sahiptir. Bu kümelerin evrimleşmiş olduğu düşünülmektedir. E ve O sınıfları büyük kor yarıçapına ve yüksek sıcaklık değerine sahiptir ( $kT \geq 5$  keV). C, D ve P sınıfı kümeler karmaşık ve çok pikli yapıya sahiptir.

#### 2.4.2.5. Radyo Gözlemleri

Galaksi kümelerinin radyo ışınım kaynağı, termal olmayan relativistik elektronlarla (bir güç kanunu enerji dağılımı) manyetik alanın etkileşmesi sonucu oluşan sinkrotron ışınımıdır. Böyle termal olmayan sinkrotron ışınımının şiddeti,  $I_\nu$  (erg/cm<sup>2</sup>/Hz/s), güç kanunuyla geniş bir frekans aralığında iyi bir şekilde temsil edilir,

$$I_\nu \propto \nu^{\alpha} \quad (2.1)$$

burada  $\alpha_r$  radyo spektral indekstir. Tipik galaksi dışı radyo kaynakları için  $\alpha_r \sim 0.8$ 'dir. Galaksi kümelerinde gözlenen radyo ışınımının büyük bölümü, üye galaksilerden gelir. Radyo ışınımı yapan bu galaksilerin çoğu, çekirdekleriyle ilişkili olan yoğun radyo kaynaklarıdır. Radyo ışınımı genel olarak, galaksiden iki tarafa doğru uzanan radyo lopları biçimindedir (Şekil 2.25). Çift loplulu bu radyo galaksiler, simetrik olmaktan uzak karmaşık bir radyo yapıya sahiptir. Bu galaksilerin lopları ile radyo ışınım kaynağı olan çekirdekleri aynı yerde değildir. Tüm radyo ışınımı bir kuyruk halinde, galaksinin bir tarafı boyunca uzanır. Galaksinin kendisi kuyruğun baş kısmını meydana getirir. Bu galaksilere baş-kuyruk (head-tail, HD) galaksi adı verilir. Baş-kuyruk yapıya, galaksinin ICM içindeki dinamik hareketi sebep olur. Baş-kuyruk yapı üzerinde kümenin basınç, yoğunluk, vb. özellikleri ile ilgili çalışmalar yapılır. En güçlü radyo kaynakları galaksi kümelerinin merkezleri civarında bulunmuştur. Bu radyo kaynakları genellikle optik ışınımın baskın olduğu galaksilerle ilişkilidir, bu galaksilerin çoğu birden fazla çekirdeğe ve cD galaksiye sahiptir (McHardy, 1979).



Şekil 2.25: M87 galaksisinin çeşitli görüntüleri (XMM-Newton 2000a, XMM-Newton First Science Results). Sol üstteki şekilde M87 galaksisinin XMM-Newton uydusunun PN dedektörü ile elde edilmiş olan görüntüsü (0.5-2 keV) görülmektedir (Böhringer, H., ve diğ., 2000). Bu şekle göre M87 galaksisinin X-ışın halosu, galaksi çekirdeğinde güneybatı ve doğu yönlerinde görülen iki yerel genişleme dışında, hemen hemen küresel simetrik bir görünüşe sahiptir. Sağ üstteki şekilde, M87 galaksisinin asimetrik yayılmış olan X-ışın kolları görülmektedir (Belsole, E., ve diğ., 2000). Bu şekil, XMM-Newton uydusunun MOS dedektörlerinin görüntülerinin birleştirilmesiyle elde edilmiş ve galaksinin X-ışın halosu görüntüden çıkarılmıştır. Alttaki şekilde M87 galaksisinin X-ışın orta enerji seviye haritası görülmektedir (Belsole, E., ve diğ., 2000). Bu şekil M87 galaksisinin, VLA ile (90 cm) elde edilmiş radyo haritası üzerine XMM-Newton uydusunun MOS1 dedektörüyle elde edilmiş olan görüntüsünün çakıştırılmasıyla oluşturulmuştur.

#### 2.4.2.6. Radyo Halo

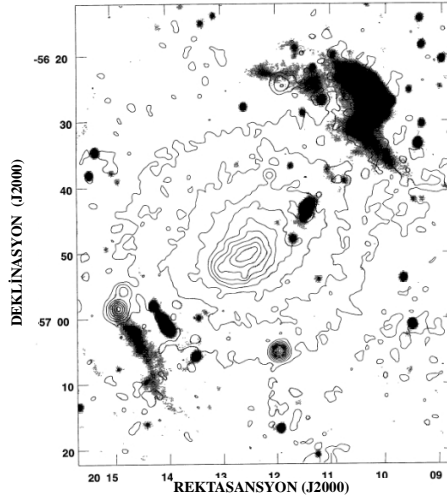
Bazı kümelerin merkezinde radyo halo bulunmaktadır. Radyo halo, küme kor yarıçapından büyük fakat küme boyutlarından küçük olan, zayıf ve yaygın bir radyo kaynağıdır. Radyo halonun özellikleri:

- Tipik büyüklüğü yaklaşık 1 Mpc'tir.
- Birkaç yüz MHz ile birkaç GHz arasında gözlenir.
- Galaksi kümeleri üzerinde çok fazla radyo halo araştırması yapılmasına rağmen ancak birkaç on adet galaksidede radyo halo tespit edilebilmiştir.
- Radyo haloya sahip olan galaksilerin hepsi, zengin galaksilerdir.
- Radyo haloya sahip olan galaksilerde soğuma akışı (cooling flows) görülmez (ya da merkezi parlaklık artışı görülmez).

#### 2.4.2.7. Radyo Kalıntıları

Radyo galaksi ve kuazar kalıntılarına fosil radyo plazması ya da radyo hayaletleri adı verilir. Güçlü radyo galaksilerin jetleri, galaksilerarası ortamdaki (IGM) boşlukları relativistik parçacıklar ve manyetik alanlar ile doldurur. Radyo bölgede meydana gelen sinkrotron ışınımı, GeV mertebesinde elektronların oluşmasına sebep olur. Bu elektronlar 100 Myr mertebesinde ışınım ömrüne sahiptir.

Yakın geçmişte astronomlar, yakındaki herhangi bir galaksi ile ilgisi olmayan zayıf, yaygın radyo ışınımını gözlemişlerdir. Bunlara benzer birkaç esrarengiz nesne daha gözlenmiş ve bunlara radyo kalıntıları adı verilmiştir (Şekil 2.26).



Şekil 2.26: X-ışın ve radyo görüntüleri üst üste çakıştırılmış olan A3667 kümesi (Roettgering ve diğ., 1997). Kontürler, kümenin ROSAT PSPC dedektörüyle alınmış olan X-ışın, siyah kısımlar da ATCA ile alınmış olan radyo (1400 MHz) görüntüleridir.

Radyo kalıntıları galaksi kümelerinin kenarlarına yakın bölgelerde bulunur; keskin emisyon çizgilerine ve güçlü radyo polarizasyonuna sahiptirler. Bazı radyo kalıntılarının buldukları yerlerin, galaksi kümelerinin çarpışmasıyla meydana gelen şok dalgalarının bulunduğu yerler ile çakıştığı da görülmüştür.

### 2.4.3. Süperkümeler

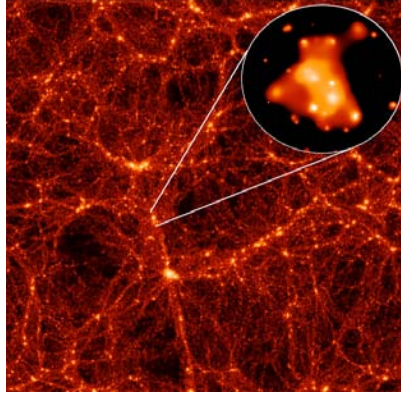
Galaksi kümelerini, galaksi gruplarını ve bazen de izole galaksileri ihtiva eden büyük galaksi topluluklarına süperküme adı verilir. Yaklaşık olarak  $10^{16} M_{\odot}$  kütlesinde olan süperkümeler, birkaç yüz milyon ışık yılı büyüklüğündeki bölgelerde, on binlere varan sayıda galaksiye sahiptir. Süperkümelerin varlığı, galaksilerin evrende düzgün (uniform) olarak dağılmadığının bir göstergesidir. Evrendeki galaksilerin yaklaşık %90'ı bir küme ya da bir süperküme aittir. Samanyolu'nun da üyesi olduğu Yerel Grup, Başak Süperkümesine (ya da Yerel Süperkümesi) dahildir. Başak Süperkümesi 15 Mpc büyüklüğünde göreceli olarak fakir bir süperkümedir. En büyük süperkümeler 100 Mpc büyüklüğe ulaşabilmektedirler. Evrendeki toplam süperküme sayısının 10 milyon olduğu tahmin edilmektedir. Süperkümeler ve daha büyük yapılar gözlenerek, süperkümelerin oluşumu esnasında evrene hangi koşulların hakim olduğu öğrenilmeye çalışılır.

Süperkümelerin arası tamamen boş değildir. Süperkümelerin arasında, görünmeyen hidrojen bulutları vardır. Herbir hidrojen bulutu, uzak kuazarların sürekli spektrumu üzerinde bir Lyman-alfa absorpsiyon çizgisi meydana getirir. Kırmızıya kayma değeri büyük olan kuazarlar ile aramızda çok fazla bulut olduğu için, uzak kuazarların spektrumunda çok fazla absorpsiyon çizgisi görülür. Bu absorpsiyon çizgilerine, Lyman-alfa ormanı adı verilir. Bu absorpsiyon çizgileri, kuazarların görüş alanı boyunca bulunan soğuk gazın yoğunluğu ve dağılımı hakkında bilgiler verir.

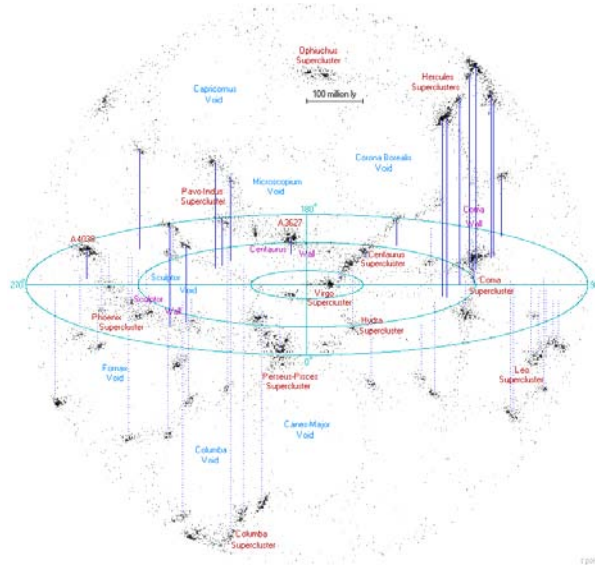
## 2.5. BÜYÜK ÖLÇEKTE YAPILAR

Yeni teleskoplar ve dedektörler sayesinde evrenin üç boyutlu haritası elde edilebilmektedir. Elektromanyetik ışınının çeşitli dalga boylarında (özellikle  $\lambda=21$  cm) yapılan gökyüzü taramaları ve haritalandırmaları sayesinde, evrenin yapısının içeriği ve karakteristiği hakkında birçok bilgi elde edilmiştir. Yakın zamanlarda yapılan çalışmalardan süperkümeler, galaksi kümeleri, kümelerarası gaz ve muhtemelen de

karanlık maddenin evrende rastgele değil, köpük benzeri büyük boşlukların (void) arasındaki kozmik ağ adı verilen uzun ve ince ipliksi yapılar (filament) üzerine dizilmiş bir halde bulunduğu anlaşılmıştır. (Bahcall, 1988). Süperkümeler de, kozmik ağların düğüm (birleşme) noktaları üzerinde bulunurlar (Şekil 2.27). Süperkümeler, 1 milyar ışık yılı büyüklüğünde olan ve büyük boşlukları kuşatan duvar (wall) ya da tabaka (sheet) adı verilen (bazen de süperküme yapısı) daha büyük galaksi topluluklarının parçalarıdır (Şekil 2.28). Büyük ölçekte, boşluklar baskın durumdadır; uzayın %90'ı boşluklarla doludur. Boşluklar yaklaşık 25 Mpc çapa sahiptir, fakat çok daha büyük çapa sahip olan (Bootes boşluğu, 124 Mpc) boşluklar da vardır.



Şekil 2.27: Evren simülasyonu (Jenkins, A., ve diğ., 1998). Şekilde, kozmik ağlar ve bir süperkümenin yakından görünüşü görülmektedir.



Şekil 2.28: Yarıçapı 500 milyon ışık yılı olan küre biçimindeki evren haritası (Powell, 2006). Her siyah nokta bir galaksi topluluğunu temsil eder. Düz çizgiler işaret edilen bölgelerin üst yarıkürede, noktalı çizgiler ise alt yarıkürede olduğunu ifade eder. Bu harita, gözlenebilir evrenin yaklaşık %7'sini göstermektedir.

Evrenin yapısının yıldızlardan, süperkümeler ve filamentlere kadar hiyerarşik bir düzeni takip ettiği görülmektedir. Bundan daha büyük sürekli bir yapının olmadığı görülmektedir ve bu duruma "End of Greatness" denir.

## 2.6. TEZ KONUSU İLE İLGİLİ DAHA ÖNCE YAPILMIŞ ÇALIŞMALAR

Bu çalışmada referans olarak kullanılan Hasinger, G., ve diğerlerinin (2001) "XMM-Newton observation of the Lockman Hole. I. The X-ray data" isimli çalışmasında üç ayrı dalgaboyu aralığında (0.5-2, 2-10, 5-10 keV) çizilen log(N)-log(S) grafikleri, XMM-Newton uydusunun performans test gözlemleri esnasında \*Lockman Boşluğu üzerinde yapılan, ilk X-ışın derin alan taramasının sonuçlarına dayanarak yapılmıştır. Ayrıca bu grafikler, XMM-Newton gözlemleri kullanılarak yapılan ilk log(N)-log(S) grafikleridir. Hasinger, G., ve diğ. (2001) ayrıca üç ayrı dalgaboyu aralığında (0.5-2, 2-10, 5-10 keV) kaynak tespiti yapmıştır. Bu enerji aralıklarında, daha önceki X-ışın uydularıyla yapılan benzer çalışmalar karşılaştırılmıştır.

Bu tez çalışmasıyla ilgili yapılan diğer bir çalışma da Hüdaverdi ve diğerlerinin (2006) "Overdensity of X-ray sources in the field of two nearby clusters of galaxies: XMM-Newton view of A194 and A1060" isimli çalışmasıdır. Hüdaverdi ve diğerlerinin (2006) çalışması ayrıntılı bir çalışmadır, fakat bu tezde yapılanlara benzer olarak yapılanlar arasında; A194 ve A1060 kümelerinin kaynaklarının çok bantlı kaynak tespit tekniği kullanılarak belirlenmesi, A194 ve A1060 kümelerinde tespit edilen kaynakların özelliklerinin XMM-Newton'un PN dedektörünün verilerinin kullanılarak belirlenmesi, A194 ve A1060 kümelerinin kaynaklarının aynı log(N)-log(S) grafiği üzerinde gösterilmesi ve yine aynı grafik üzerine Hasinger ve diğerlerinin (2001) Lockman Boşluğu'ndaki kaynaklar için elde etmiş olduğu eğrinin çizilmek suretiyle A194 ve A1060 kümelerinin kaynakları ile karşılaştırılması gösterilebilir.

---

\* Lockman Boşluğu, Galaksimizde absorpsiyona sebep olan nötral hidrojenin en az bulunduğu bölgedir. Bu nedenle Lockman Boşluğu, radyo dalgalarından gama ışınlarına kadar geniş bir dalgaboyu aralığında, galaksi dışı nesnelere gözlemlerinin en hassas yapılabildiği bölgedir.

### 2.6.1. Tezde Kullanılan Galaksi Kümeleri İle İlgili Bilgiler ve Daha Önce Yapılmış Çalışmalar

2.6.1.1. A194 ( $\alpha=1^h 25^m 33^s.1$ ,  $\delta=-1^\circ 30' 25''$  (J2000.0),  $z=0.018$ )

A194 zenginlik sınıfı "0" olan sönük bir galaksi kümesidir (Abell, 1958). Kümedeki en parlak galaksilerin (NGC 541, NGC 547, NGC 545) kuzeydoğu-güneybatı istikametinde, bir doğru boyunca sıralanmış olması nedeniyle A194 bir doğrusal galaksi kümesidir. Fukazawa ve diğ. (1998) tarafından ASCA verileri kullanılarak yapılan çalışmada kümenin X-ışın morfolojisinin düzensiz olduğu ve ICM sıcaklığının  $kT = 2.6$  keV olduğu tespit edilmiştir. Lazzati ve diğerlerinin (1998) ROSAT gözlemi kullanarak yaptığı çalışmada, küçük ölçekteki kaynakların tespit ve karakterizasyon yöntemi olan wavelet analiz tekniği kullanılarak, 40"lık bölgede 26 adet üye galaksi tespit edilmiştir. Hüdaverdi ve diğerlerinin (2006) XMM-Newton PN dedektörünün verileriyle yaptığı çalışmada, çok bantlı kaynak tespit tekniği kullanılarak kümede 46 adet üye galaksi tespit edilmiştir.

A194 üzerinde yapılan optik çalışmalar daha eski tarihlere dayanır. İlk çalışmalar Zwicky ve Humason (1964), Chincarini ve Rood (1977) tarafından yapılmıştır. Chapman ve diğ. (1988) ve Chincarini ve Rood (1977) kümenin kütle-ışık oranının diğer tipik galaksi kümelerinden daha düşük olduğunu tespit etmişlerdir. Jorgensen ve diğ. (1995) E ve S0 galaksilerinin temel özelliklerini belirlemek için A194 kümesinden 21 galaksi üzerinde inceleme yapmışlardır.

A194 ayrıca güçlü radyo ışıması yapmaktadır. Van Breugel ve diğ. (1985) tarafından yapılan çalışmada, kümenin üyesi olan Minkowski'nin Nesnesi adındaki özel galakside optik dalgaboylarında görülen parlak ve sürekli emisyon çizgilerine, NGC 541 eliptik galaksisinden kaynaklanan güçlü radyo jetlerinin sebep olduğu ifade edilmiştir. Minkowski'nin Nesnesi bir yıldız oluşum bölgesidir. NGC 541 galaksisinden kaynaklanan radyo jetlerin Minkowski'nin Nesnesi'nde yıldız oluşumunu tetiklediği sonucuna varılmıştır. Brodie ve diğ. (1985) tarafından yapılan benzer çalışmada da, NGC 541 galaksisinden kaynaklanan jetin, yolu üzerinde bulunan Minkowski'nin Nesnesi'ne ait bulutu sıkıştırması sonucu Minkowski'nin Nesnesi'nde yüksek oranda yıldız oluşumunun başladığı belirtilmiştir. Bu olay Croft ve diğerlerinin (2006) yaptığı çalışmada, farklı dalga boylarında da incelenerek, güçlü bir şekilde kanıtlanmıştır.



Sakelliou ve diğerlerinin (2008) yaptığı çalışmada, kümenin kor bölgesinde bulunan ve kuyruklu radyo galaksi olduğu düşünülen iki parlak galaksinin, kümenin oluşum ve evrim modeliyle tutarlılığı test edilmiştir.

2.6.1.2. *A1056* ( $\alpha=10^h 37^m 55^s.1$ ,  $\delta=41^\circ 48' 24''$  (J2000.0),  $z=0.08$ )

1. zenginlik sınıfından bir galaksi kümesidir (Abell, 1958). Literatürde, özel olarak A1056 üzerine yapılmış bir çalışma yoktur. Ancak, kümelerin değişik özelliklerine göre yapılan araştırmalarda A1056 kullanılmıştır. Örneğin değişik enerji değerlerindeki yaygın X-ışın ardalan ışınımının, galaksi kümelerinin ışınımına katkısının hesaplanabileceği bir ilişkinin elde edilmesinde (Kowalski ve diğ., 1984), cD galaksilerin büyüklüğünün uzayın eğriliği ile olan ilgisinin açıklanmasında (Soucek, 1986) ve galaksi kümelerinin değişik özelliklerine göre oluşturulan galaksi kümesi kataloglarının (Einasto ve diğ., 2001; Miller ve diğ., 2002; Lopes ve diğ., 2004; Burenin ve diğ., 2007) oluşturulmasında A1056'dan yararlanılmıştır.

2.6.1.3. *A1674* ( $\alpha=13^h 3^m 31^s.9$ ,  $\delta=67^\circ 29' 55''$  (J2000.0),  $z=0.1066$ )

A1674, 3. zenginlik sınıfından bir galaksi kümesidir (Abell, 1958). Takai ve diğ. (1998) tarafından ROSAT gözlemi kullanılarak yapılan çalışmada kümenin 0.5-2.5 keV enerji aralığındaki lüminozitesi  $L_x = 5.9 \times 10^{43}$  erg/s, 0.5-10 keV enerji aralığındaki lüminozitesi  $L_x = 1.25 \times 10^{44}$  erg/s bulunmuştur. Yine aynı çalışmada Raymond-Smith modeli kullanılarak yapılan X-ışın spektral analiz (hidrojen kolon yoğunluğu  $N_H = 1.9 \times 10^{22}$  cm<sup>-2</sup> değerine sabitlenerek) sonucunda küme gazının sıcaklığı  $kT = 3.62$  (-0.50, +0.62) keV, metal bolluğu  $Z = 0^{+0.20} Z_\odot$  bulunmuştur. Bu metal bolluğu değeri, galaksi kümelerinde gözlenen tipik metal bolluğu değerinden ( $Z = 0.3 Z_\odot$ ) düşüktür. İki ayrı sıcaklık modeli ve farklı absorpsiyon değerleri kullanılarak spektral analiz yapılmasına rağmen aynı metal bolluk değeri elde edilmiştir.

Hashimoto ve diğerlerinin (2000), ASCA gözlemlerini kullanarak yaptığı çalışmada, kümenin nispeten zengin bir küme olmasına rağmen düşük lüminoziteye sahip olmasından bahsedilmiştir. İnce termal plazma modeli kullanılarak yapılan X-ışın spektral analizi sonucunda küme gazının sıcaklığı  $kT = 3$  keV, metal bolluğu ise üst limit olarak  $Z = 0.2 Z_\odot$  bulunmuştur. Yeterince çok sayıda metal kaynağına (galaksi) sahip olan bir kümenin bu kadar düşük metal bolluğuna sahip olmasının tuhaflığından bahsedilmiştir. Ayrıca bu çalışmada kümedeki toplam gazın, galaksilerin ve kütleçekimsel maddenin kütlesi hesaplanmış ve sonuç olarak kümenin, diğer galaksi

kümelerine göre yüksek galaksi/kütleçekimsel kütle oranına ve düşük gaz/kütleçekimsel kütle oranına sahip olduğu bulunmuştur. Ayrıca ASCA gözlemlerinden, kümenin X-ışın emisyonunun kuzeydoğu-güneybatı doğrultusunda uzamış olduğunu görülmüştür.

Katayama ve diğ. (2005) tarafından, XMM-Newton gözlemleri kullanılarak, kümenin düşük metal bolluğu üzerine bir çalışma yapılmıştır. Bu çalışmada kümenin X-ışın emisyonu kuzeydoğu, merkez ve batı olmak üzere üç kısımda ele alınmıştır. Kümenin merkez bölgesindeki termal plazmanın sıcaklığı  $kT = 2.8$  (-0.3, +0.4) keV ve metal bolluğu  $Z = 0.07$  (<0.2)  $Z_{\odot}$  olarak tespit edilmiştir. Merkez bölgedeki metal bolluğunun düşük olmasına sebep olarak, üye galaksilerden galaksilerarası ortama yeterli miktarda ağır metal atımı olmaması gösterilmiştir. Ayrıca kümedeki gaz oranının %1 olduğu tespit edilmiş ve düşük metal bolluğu ile birlikte düşük gaz oranından kümenin, evrimin henüz başlangıç aşamalarında olduğu sonucu çıkarılmıştır.

2.6.1.4. A1882 ( $\alpha=14^h 14^m 39^s.9$ ,  $\delta=-0^{\circ} 19' 57''$  (J2000.0),  $z=0.1367$ )

A1882, 3. zenginlik sınıfından bir galaksi kümesidir (Abell, 1958). A1882 kümesi üzerinde özel olarak yapılmış bir çalışma yoktur. Ancak, Katayama ve diğ. (2005) tarafından X-Ray Universe 2005 Konferansı'nda sunulan bir poster çalışmasında A1882'nin küme içi gazının sıcaklığı  $kT = 3.6$  (+0.9, -0.7) keV ve metal bolluğu  $Z = 0.3$  (+0.4, -0.3)  $Z_{\odot}$  elde edilmiştir.

2.6.1.5. A2638 ( $\alpha=23^h 40^m 29^s$ ,  $\delta=-11^{\circ} 42' 22''$  (J2000.0),  $z=0.0825$ )

A2638, 2. zenginlik sınıfından bir galaksi kümesidir (Abell, 1958). Katayama ve diğ. (2005) tarafından X-Ray Universe 2005 Konferansı'nda yapılan bir poster çalışmasında A2638'in ICM sıcaklığı  $kT = 2.1$  (+0.2, -0.2) keV ve metal bolluğu  $Z = 0.00$  (<0.05)  $Z_{\odot}$  elde edilmiştir.

### 3. MALZEME VE YÖNTEM

#### 3.1 XMM-NEWTON UYDUSU'NUN GENEL TANITIMI

##### 3.1.1. Genel Özellikler

3800 kg ağırlığa ve 10 m uzunluğa sahip olan XMM-Newton, ESA tarafından yörüngeye oturtulan en büyük bilimsel uydudur (Şekil 3.1). ESA'nın tek X-ışın uzay gözlemevi olan XMM-Newton, Horizon 2000 bilimsel programı dahilinde 10 Aralık 1999 tarihinde Fransız Guyanası'ndan fırlatılmıştır. Uyduya, bilim adamı Isaac NEWTON anısına XMM-Newton adı verilmiştir. 0.2-12 keV enerji aralığına duyarlı olan ve yüksek toplama alanına (toplam 4300 cm<sup>2</sup>) sahip olan uydudaki, kozmik X-ışın kaynaklarını spektroskopik olarak incelemek amacıyla dizayn edilmiştir.



Şekil 3.1: XMM-Newton (XMM-Newton 2000b, XMM-Newton and Earth).

XMM-Newton'da üç adet Wolter-I tipi X-ışın teleskobu bulunmaktadır. Bu teleskopların aynaları, şimdiye kadar yapılmış olan tüm X-ışın teleskoplarının aynalarından daha gelişmiştir. Teleskopların herbirinde bulunan 58 adet ayna sayesinde,

daha çok X-ışın fotonu toplanabilmektedir. XMM-Newton'da ayrıca, bir adet 30 cm'lik Ritchey-Chrétien optik/morötesi teleskobu (OM) bulunmaktadır. İlk defa XMM-Newton sayesinde tek bir platformda, aynı anda X-ışın ve optik/morötesi dalgaboyu bölgelerinde gözlem yapma olanağı sağlanmıştır.

XMM-Newton projesi 1984 yılında teklif edilmiş, 1985 yılında proje kabul edilmiş, proje ekibi 1993 yılında kurulmuş, uydunun yapım ve geliştirme çalışmalarına 1996 yılında başlanmıştır. Mart 1997'den Eylül 1999'a kadar da uydunun yapım ve test aşaması devam etmiştir. XMM-Newton fırlatıldığında görev süresinin iki yıl olacağı beyan edilmişti fakat, uydunun en azından 2018'e kadar gözlemlere devam edeceği öngörülmektedir (Parmar ve diğ., 2008).

XMM-Newton gözlem yönetim merkezi ve gözlem arşivi İspanya Villafranca'daki ESAC'tadır. Veri analizi için yazılım geliştirme ve keşfedilen kaynakların kataloglanması işlemi, merkezi Leicester Üniversitesi'nde bulunan SSC'de yapılmaktadır.

Karadeliklere madde aktarımı sırasında yayınlanan X-ışınları, patlayan yıldızların özellikleri, egzotik maddenin doğası ve gama ışın patlaması gözlemleri XMM-Newton'un belli başlı başarılarıdır. XMM-Newton ile ayrıca kütle aktarım diski vasıtasıyla karadeliklere aktarılan gazlar, çok güçlü manyetik alana sahip yıldızlar, şok dalgalarıyla kuşatılmış kuyruklyıldızlar, gezegenlerin etrafındaki kutup ışıkları, nötron yıldızı ve beyaz cüceler gibi yoğun nesnelere ve ölen yıldızlardan arta kalan parlayan bulutsu gözlemleri de yapılmaktadır. Ayrıca XMM-Newton, esrarengiz karadeliklerden evrenin orijinine kadar birkaç kozmik sırrı çözme konusunda da bilim adamlarına yardımcı olmaktadır.

### 3.1.2. XMM-Newton'un Bilimsel Aletleri ve Özellikleri

- EPIC Dedektörler:

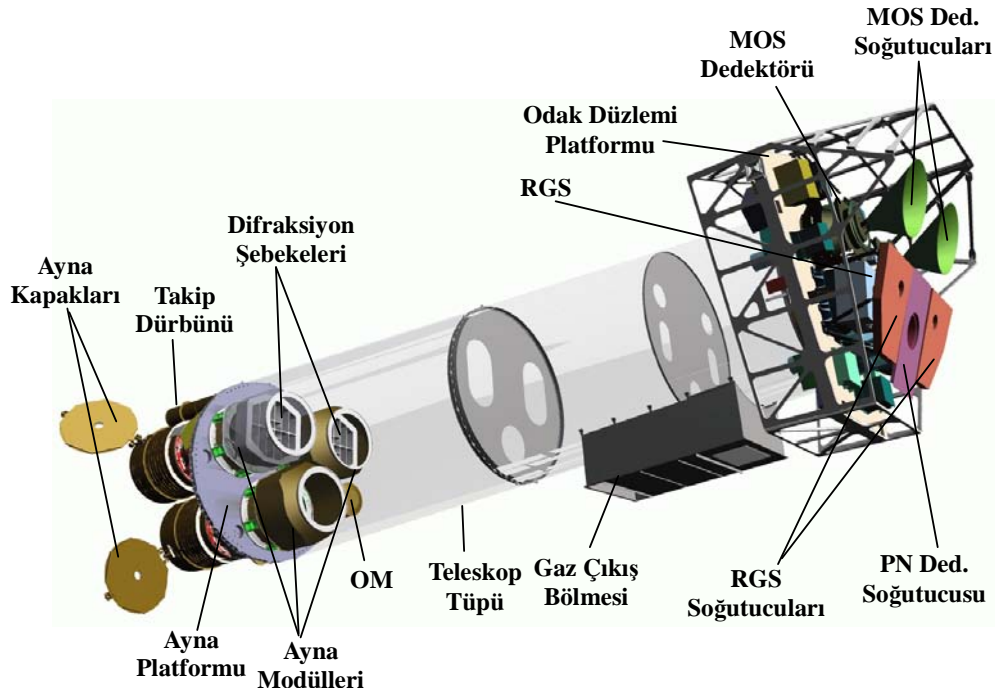
İki adet EPIC MOS ve bir adet EPIC PN tipi CCD dedektör bulunmaktadır. Bu dedektörler X-ışınlarında görüntü elde etme, orta çözünürlükte spektroskopi ve X-ışın fotometri özelliklerine sahiptir.

- RGS Spektrometreleri:  
Yüksek çözünürlükte X-ışın spektroskopisi ve spektrofotometrisi özelliklerine sahip, özdeş iki adet spektrometre bulunmaktadır.
- Optik Monitör Dedektörü:  
Optik/morötesi dalgaboylarında görüntü elde etme ve grism spektroskopisi özelliklerine sahip bir CCD dedektördür.

EPIC dedektörleri ve RGS spektrometreleri odak düzleminde yer almaktadır. Optik monitör dedektörü ise ayna platformunda bulunan, optik/morötesi teleskobun içindedir. Yukarıda sayılan altı bilimsel aletin hepsi de, birbirlerinden farklı veri elde etme modunda çalışabilir.

### 3.1.3. XMM-Newton'un Bileşenleri

XMM-Newton'u meydana getiren temel elemanlar Şekil 3.2'de gösterilmiştir.

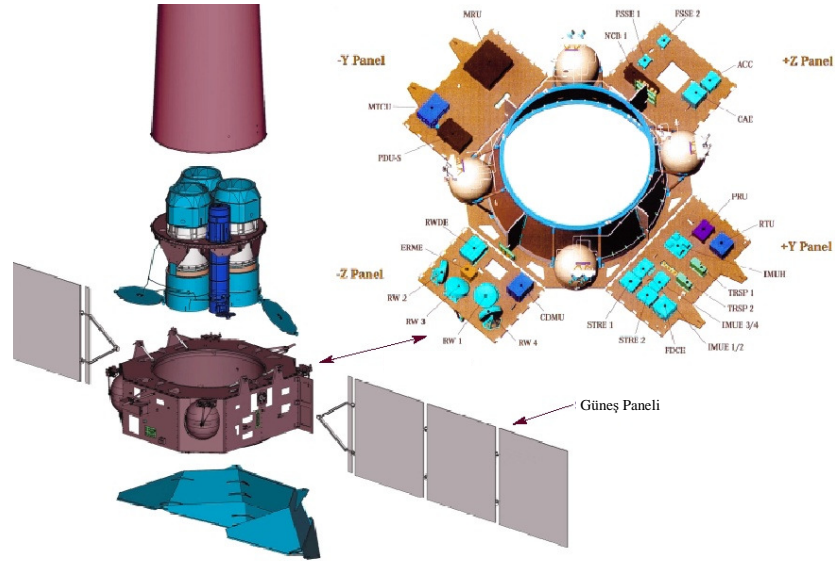


Şekil 3.2: XMM-Newton'un temel elemanları (XMM-Newton 2000c, XMM-Newton payload).

Uydu dört ana bileşenden meydana gelir:

- **Odak düzlemi platformu:** İki adet RGS spektrometresi, bir adet EPIC PN ve iki adet EPIC MOS dedektörü, dedektörler için güç dağıtım ve veri işleme üniteleri, EPIC ve RGS dedektörleri için soğutucu radyatörler bulunur.

- **Teleskop tüpü:** Odak düzlemi platformu ile ayna platformu arasındadır. 6.80 m uzunluğundaki karbon fiber teleskop tüpü, üst ve alt tüp olmak üzere iki kısımdan meydana gelir. Üst tüpte, tersine dönebilen bir gaz çıkış kapağı bulunur.
- **Ayna platformu:** Ayna platformunda X-ışın teleskopları, optik/morötesi teleskop ve iki adet takip dürbünü bulunur.
- **Servis modülü:** Isı kontrol birimi, durum ve yörünge kontrol sistemi, elde edilen verileri dünyaya göndermeye uygun hale getiren kod çözücü sistem, radyo frekans haberleşme sistemi (S-bant) ve uydudaki tüm cihazlar için gereken besleme gerilimini sağlayan elektrik güç birimlerinin bulunduğu kısımdır (Şekil 3.3). Ayrıca servis modülünün dış kısmında güneş kalkanı, iki adet Güneş paneli ve dünya ile haberleşmeyi sağlayan iki adet S-frekans bandı anteni bulunmaktadır.

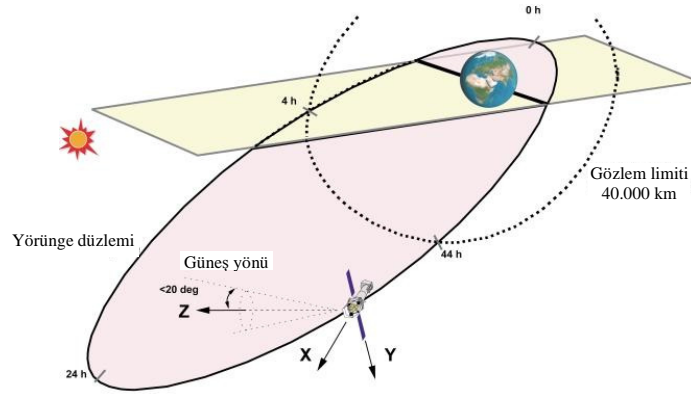


Şekil 3.3: Servis modülü (XMM-Newton 2000d, The Service Module).

### 3.1.4. XMM-Newton'un Temel Özellikleri

- **Tüm bilimsel aletlerin eş zamanlı çalışması:** XMM-Newton'da bulunan altı bilimsel alet, eş zamanlı (gözlenen cismin çok parlak olması gibi mecburi bir kısıtlama olmadıkça) ve birbirinden bağımsız (aletlerin her birinin gözleme başlama ve gözlemi bitirme zamanları aynı olmak zorunda değildir) çalışır.
- **Yüksek duyarlılık:** Her bir X-ışın teleskobunun 1.5 keV'da ayna geometrik etkin alanı  $1.550 \text{ cm}^2$ , yani uydunun toplam etkin alan  $4.650 \text{ cm}^2$  dir.

- **Yüksek ayırma gücü:** Ayna modüllerinin herbirinde bulunan 58 adet ayna sayesinde yüksek hassasiyet sağlanır. FWHM'de PSF'nin değeri 6" mertebesindedir. HEW gözönüne alındığında ise bu değer 15" dir.
- **Orta ve yüksek spektral çözünürlük:** EPIC CCD dedektörleri orta spektral çözünürlüğe sahiptir (spektral çözünürlük gücü değeri,  $E/\Delta E$ , 20-50 arasındadır). RGS spektrometreleri çok yüksek spektral çözünürlüğe sahiptir (spektral çözünürlük gücü değeri,  $E/\Delta E$ , 200-800 arasındadır).
- **Eş zamanlı optik/morötesi gözlemler:** X-ışın teleskopları ile OM teleskobunun eş zamanlı gözlem yapması sayesinde, X-ışın kaynaklarının varsa optik/morötesi bileşenleri de gözlenir ve tanımlanır.
- **Sürekli ve uzun süre gözlem yapabilme:** XMM-Newton'un yörünge dış merkezlik değeri büyük olduğundan, yaklaşık 40 saate kadar kesintisiz gözlem yapabilmektedir (Şekil 3.4). Bu nedenle uydu, değişken kaynak gözlemleri için elverişlidir.



Şekil 3.4: XMM-Newton'un yörüngesinin şematik gösterimi (Barre ve diğ., 1999).

XMM-Newton uydusunun özellikleri, Tablo 3.1'de ayrıntılı olarak verilmiştir.

Tablo: 3.1: XMM-Newton'un özellikleri (Ness ve diğ., 2009a).

Cihaz	EPIC MOS	EPIC PN	RGS	OM
Çalışma aralığı	0.15-12 keV.	0.15-15 keV	0.35-2.5 keV	180-600 nm
Gözlem yapma süresi <sup>(1)</sup>	5-135 ks	5-135 ks	5-135 ks	5-145 ks
Hassasiyet	$\sim 10^{-14}$ <sup>(2)</sup>	$\sim 10^{-14}$ <sup>(2)</sup>	$\sim 8 \times 10^{-5}$ <sup>(3)</sup>	20.7 mag. <sup>(4)</sup>
Görüş alanı	30'	30'	$\sim 5'$	17'
PSF (FWHM/HEW)	5"/14"	6"/15"	N/A	1".4-2".0 <sup>(5)</sup>
Piksel boyutu	40 $\mu\text{m}$ (1.1")	150 $\mu\text{m}$ (4.1")	81 $\mu\text{m}$ ( $9 \times 10^{-3}$ Å) <sup>(6)</sup>	0".476513 <sup>(7)</sup>
Zaman çözünürlüğü <sup>(8)</sup>	1.75 ms	0.03 ms	0.6 s	0.5 s
Spektral ayırma gücü <sup>(9)</sup>	$\sim 70$ eV	$\sim 80$ eV	0.04/0.025 Å	250 <sup>(10)</sup>

## Tablonun açıklamaları:

- 1) XMM-Newton'un verimli (sağlıklı) gözlem yapabilmesi (yörüngesi üzerindeki bir turu esnasında) için minimum 5 ks zamana ihtiyaç vardır.
- 2) Birimi akıdır ( $\text{erg cm}^{-2} \text{s}^{-1}$ ). 0.15-15 keV aralığında geçerlidir.
- 3) RGS'nin hassasiyetini, RGS'nin çizgi radyasyonunu tespit edebilme sınırı belirler. Burada RGS'nin hassasiyetini tespit etmek için OVII'nin 0.57 keV'luk çizgi radyasyon akısı ( $\text{foton cm}^{-2} \text{s}^{-1}$ ) kullanılmış ve 10 ks'lik entegrasyon zamanı ile  $10^{-4}$  foton  $\text{cm}^{-2} \text{s}^{-1} \text{keV}^{-1}$  ardalana koşulları altında RGS'nin hassasiyeti  $\sim 8 \times 10^{-5}$   $\text{erg cm}^{-2} \text{s}^{-1}$  bulunmuştur.
- 4) Bir A0 tipi yıldızın,  $5\sigma$  standart sapma koşulu altında, B filtresi ile 1000 s'lik gözlemi sonucu elde edilen değerdir.
- 5) Kullanılan filtreye bağlı olarak değişir.
- 6) Spektroskopi modu (çip,  $3 \times 3$  piksel olarak gruplandırılmıştır).
- 7) Çip üzerinde  $2 \times 2$  piksel  $1''$ 'ne karşılık gelmektedir, ancak OM'nin büyütücüsü ile daha yüksek çözünürlük elde edilebilir.
- 8) Hızlı veri elde etme modundaki (OM için hızlı mod, EPIC için zamanlama modu, RGS'nin dokuz CCD dedektöründen sadece biri için spektroskopi modu) değerlerdir. EPIC PN dedektörünün zamanlama modunun özel bir çeşidi olan patlatma modu kullanıldığında PN dedektörü ile 7  $\mu\text{s}$ 'lik zaman çözünürlüğü elde edilir, fakat patlatma modunda PN dedektörünün görev çevrimi çok düşüktür (%3).



- 9) Tablodaki değerler 1 keV başına spektrel ayırma gücü değerleridir. EPIC dedektörlerinin, Fe  $K_{\alpha}$  (6.4 keV) çizgisinde enerji ayırma gücü 150 eV'dur.
- 10) Morötesi bölgede, grism kullanılarak elde edilen çözünürlük gücü ( $\lambda/\Delta\lambda$ ) değeridir.

## 3.2. XMM-NEWTON'UN YAPISI

### 3.2.1. XMM-Newton'un Yapımında Kullanılan Malzemeler

XMM-Newton uydusu diğer tüm uydularda olduğu gibi taşınma, test edilme, yörüngeye yerleştirilme vb. gibi durumlarda yapısal bütünlüğü bozulmayacak şekilde dizayn edilmiştir. Uydunun yörüngede iken sıcaklık değişiminden etkilenecek zarar görmemesi için kararlı, termoelastik bir yapıya sahip olması gerekmektedir. Bunun için XMM-Newton'da ana yapı maddesi olarak, düşük termal genleşme katsayısına ve yüksek elastikiyet katsayısına sahip olan karbon-fiber alaşım kullanılmıştır. Karbon-fiber aynı zamanda hafif bir materyaldir.

XMM-Newton'un farklı bölümlerinde, farklı amaçlarla karbon-fiberden faydalanılmıştır. Örneğin teleskop tüpü ve ayna platformu yapımında karbon-fiberin elastik olma özelliğinden, servis modülünün merkez konisinin yapımında ise düşük termal genleşme özelliğinden yararlanılmıştır.

Karmaşık parçalarda, örneğin ayna platformundaki bağlantı yerlerinde, yüksek kararlı termo-elastikiyet sağlamak için, metal oranı azaltılmış karbon-fiber kullanılmıştır. Burada karbon-fiberin sertlik ve dayanıklılık özelliklerinden faydalanılmıştır. Uydunun optik (görme) ile ilgili olmayan kısımlarında, örneğin servis modülünün yan panellerindeki bal peteği yüzeylerde, ısı iletkenliği sağlamak için alüminyum kullanılmıştır. Alüminyum ayrıca, yumuşak ve kolay işlenebilir olduğu için uydunun Güneş kalkanı ve gaz çıkış yerlerinin yapımında da kullanılmıştır.

### 3.2.2 Uygun Termal Kararlılığın Sağlanması

Ayna modülleri içindeki sıcaklık ortalama 20°C olmalıdır. Sıcaklık değişiminden kaynaklanan deformasyonların meydana gelmemesi için, modüllerin içindeki sıcaklık değişimi de maksimum  $\pm 2^{\circ}\text{C}$  olmalıdır. Buna göre ayna modüllerindeki sıcaklık

değişimi,  $\pm 2^{\circ}\text{C}$ 'den az olan sapmalarla birlikte izotermal olmalıdır. Buna rağmen servis modül ekipmanı çok geniş sıcaklık aralığında çalışabilir.

XMM-Newton'un uzun yörünge periyoduna sahip oluşu, Güneş'e göre konumunun az değişmesi ( $\pm 20^{\circ}$ ) ve bulunduğu yükseklik, termal açıdan kararlı olmasını sağlar. Gerçekten de uydu yörüngesinin uzun dönem boyunca yüksek olması sebebiyle, arzın albedosunun ve sıcak kızılötesi radyasyonunun uydu üzerindeki etkileri ihmal edilebilir. Sadece, uydunun yüksekliğinin yaklaşık 7.000 km'ye indiği yerberi geçişi sırasında, uydunun termal dengesi arz nedeniyle çok az miktarda etkilenir.

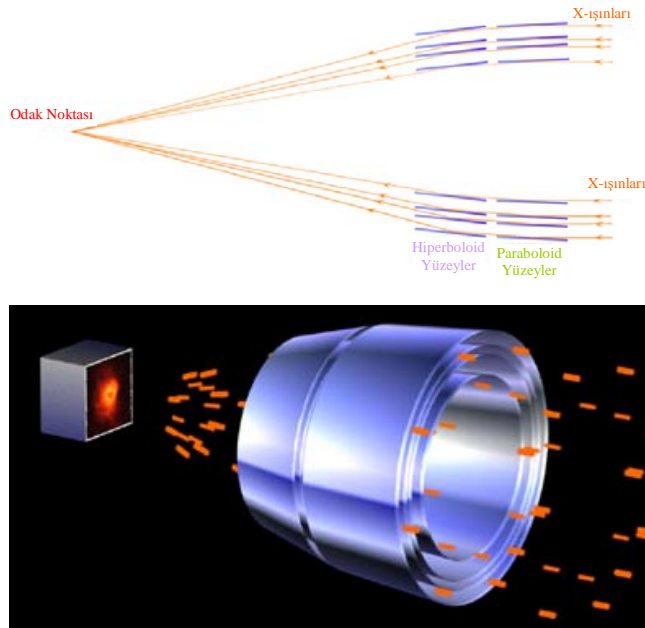
Uydudaki termal düzensizlikler en çok tutulma dönemlerinde meydana gelir. Tutulma dönemleri her zaman, uydunun gözlem yapması için gerekli olan minimum yükseklik değerinin (40.000 km) altında meydana gelir. XMM-Newton'un bir tutulma dönemi periyodu maksimum 1.7 saattir. Bu süre uydunun termal kararlılığını koruyabilmesi için yeterlidir. Aynı zamanda tutulma öncesi ve sonrası çalışan ısıtıcılar da, tutulma esnasında meydana gelen sıcaklık düşüşünü dengelemeye yardımcı olurlar.

Uydunun tüm yörünge düzensizliklerinin ve yükseklik değişimlerinin oluşturduğu sıcaklık değişimlerini engellemek amacıyla teleskop tüpü dış ortamdan tamamen izole edilmiş, ısıtıcılar da oluşan termal düzensizlikleri hemen hemen tamamen yok edecek şekilde çalışmaya ayarlanmıştır.

### **3.2.3. Aynalar ve Optik Dizayn**

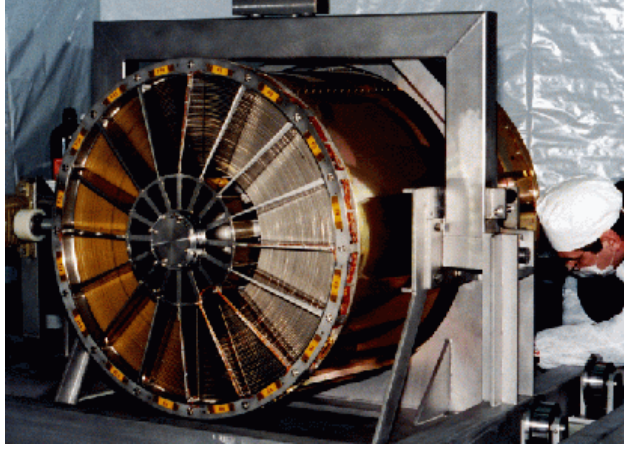
Işık ışınlarının (fotonlar) atomlarla etkileşme kesiti (ya da etkileşme alanı: ışık ışınlarının atomlarla etkileşme ihtimali) ışık ışınlarının dalgaboyuna bağlıdır. Uzun dalgaboyuna sahip olan ışık ışınları büyük etkileşme kesitine sahiptir, yani atomlarla etkileşme ihtimalleri yüksektir ve dolayısıyla sıradan aynalardan kolayca yansıtılabilirler. Kısa dalgaboyuna sahip olan ışık ışınlarının ise atomlarla etkileşme ihtimali düşüktür, dolayısıyla X-ışınları gibi çok kısa dalgaboylu ışınlar, sıradan bir aynanın atomları ile etkileşmeden, atomlar arasındaki boşluklardan kolayca geçerler. Bu nedenle X-ışınları sıradan aynalarla yansıtılamaz. Bu durum, demir parmaklıkların (ayna içindeki atomlar) arasından geçemeyen bir futbol topu (optik foton) ile parmaklıkların arasından geçme olasılığı çok daha fazla olan bir tenis topuna (X-ışını) benzetilebilir.

X-ışınları atomlar arasındaki boşluklardan kolayca geçebildiğine ve dolayısıyla sıradan aynalarla yansıtılamadığına göre, teleskobun odağına nasıl yönlendirilir? Aynalardaki atomların X-ışın fotonlarıyla etkileşme olasılığını arttırmak için aynalar, X-ışınlarının geliş yönüne hemen hemen paralel olacak şekilde (çok küçük yansıtma açısı altında) yerleştirilir (yukarıdaki demir parmaklık örneği gözönüne alınırsa, parmaklıklar tenis topunun geliş yönüne hemen hemen paralel olacak şekilde yerleştirilir). Aynalar bu şekilde yerleştirildiğinde, X-ışın fotonları su üzerinde seken bir taş gibi, aynadaki atomların üzerinde sekerek ilerler. X-ışın teleskoplarında, X-ışınlarını yansıtmak için özel olarak hazırlanan bu aynalara grazing aynalar adı verilir. Bu aynaların işlevi, refraktörlerde kullanılan mercekleşimin işlevini andırır. Grazing yansıma prensibine göre yüzeye dik gelen bir X-ışını yansıtılmaz, absorblanır. Bununla beraber eğer X-ışınları bu yüzeye neredeyse paralel, grazing bir aynaya rastlarırsa, yansiyabilirler. Bir X-ışını reflektörünün aynası, yavaş yavaş daraltılan bir koninin iç yüzeyindedir. Bu yüzeyin dış kısmı bir paraboloid, iç kısmı ise bir hiperboloiddir (Şekil 3.5). Işınlar her iki yüzey tarafından da yansıtılarak, bir odak düzleminde toplanır. Paraboloid aynaya çok küçük bir açıyla gelen radyasyon, hiperboloid bir ayna üzerine ve oradan da odak noktasına yansıtılır. Pratikte, radyasyonu ortak bir odakta toplamak için iç içe birkaç ayna kullanılır (Tektunalı, 1990).



Şekil 3.5: Grazing aynaların konfigürasyonu (CXC 2009, Telescope System: Telescope schematic illustrations). Şekilde dört aynadan oluşan bir grazing ayna konfigürasyonu görülmektedir. XMM-Newton'da ise bu aynalardan 58 adet bulunmaktadır.

X-ışın gözlemlerinde en karmaşık kısım, aynaların yapımıdır. Işınları teleskobun odağına yönlendirebilmek, aynalardaki en büyük problemdir. Gelen ışınların çoğu aynaların arasından geçip gider, ışınların çok az bir kısmı odağa yönlendirilebilir. XMM-Newton'daki X-ışın teleskoplarında bu problemi çözebilmek için, içiçe sarılmış 58 adet altın kaplama Wolter I tipi grazing aynadan oluşan, özdeş ayna modülleri (Şekil 3.6) kullanılmıştır. Modül içindeki aynaların herbiri, bir parabolit ve bununla ilişkili bir hiperbolit aynadan meydana gelir. Bu ayna yapısı, aynaların modül içerisine yerleştirilmesinde kolaylık sağlar.



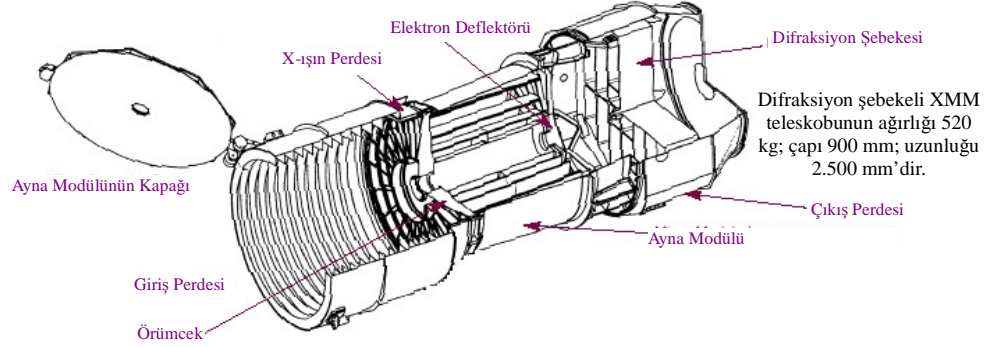
Şekil 3.6: XMM-Newton X-ışın ayna modülü (MSSL 1999a, XMM-Newton instruments).

Grazing optiğinde etkin alanı arttırmak için açıklığın önüne mümkün olduğu kadar çok ayna yerleştirilir. Ayna modülünün verimi aynaların kalınlığına ve aynaların modül içerisine yerleştirme (düşük yansıma açısı altında) ve entegrasyon işlemleri esnasında gerekli olan, iki ayna arasındaki minimum radyal mesafeye bağlıdır. Toplama alanının büyük olması için ince ve dar aynalar kullanılır.

XMM-Newton'un X-ışın teleskoplarında kullanılan en ince aynanın kalınlığı 0.47 mm ve çapı 306 mm'dir. Aynaların çapı arttırıldıkça, kırılmaya karşı dirençli olabilmesi için, kalınlıkları da arttırılır. 700 mm çapındaki aynanın kalınlığı 1.07 mm'dir. İki komşu ayna arasındaki minimum radyal mesafe 1 mm'dir. Ayna modülündeki ayna sayısının arttırılması, toplama alanının veriminin düşmesine sebep olur. XMM-Newton'un ayna modüllerinin yeterliliği, Belçika'daki Centre Spatial de Liege (uzay teknolojileri araştırma ve test merkezi)'de, uç morötesi bölgede test edilmiştir.

### 3.2.4. XMM-Newton'un X-ışın Teleskoplarının Yapısı

XMM-Newton'un X-ışın teleskopları Carl Zeiss (Oberkochen, Almanya), Kayser-Threde (Münih, Almanya) ve Medea Lario (Bosisio Parini, İtalya) firmalarının katkılarıyla yapılmıştır. Difraksiyon şebekeli bir XMM-Newton X-ışın teleskobunun yapısı Şekil 3.7'de görülmektedir.



Şekil 3.7: Difraksiyon şebekeli XMM-Newton X-ışın teleskobunun yapısı (XMM-Newton 2000e, The Telescopes of XMM-Newton: Telescope configuration).

XMM-Newton X-ışın teleskoplarının her birinde;

- uydunun entegrasyonu, fırlatılması ve yörüngeye yerleştirilmesi esnasında teleskop ve aynaları koruyan kapak,
- 47°'den büyük açılarla gelen dağınık optik ışınları engelleyen giriş perdesi,
- X-ışın perdesi,
- ayna modülü,
- dairesel bir manyetik alan oluşturarak, düşük enerjili elektronların dedektöre ulaşmasına engel olan bir elektron deflektörü,
- teleskopların ikisinde difraksiyon şebekesi,
- termal dengeyi sağlayan çıkış perdesi

bulunur. X-ışın teleskoplarının eksen ve odak uzaklıkları birbirinin aynıdır. Teleskoplar geniş bir enerji aralığında (özellikle 7 keV ve civarı) mümkün en büyük alanı gözleyecek şekilde dizayn edilmiştir. Bu amaçla, aynaların yüksek enerjilerde yeterli yansıtma sağlayabilmesi için 30"lık oldukça küçük grazing yansıma açısı kullanılmıştır. Uydunun fırlatıcı roketin taşıyıcısına sığabilmesi için, teleskopların odak uzaklığı 7.5 m ve en büyük aynanın çapı da 70 cm olarak yapılmıştır. X-ışın teleskoplarının özellikleri toplu halde Tablo 3.2'de verilmiştir.

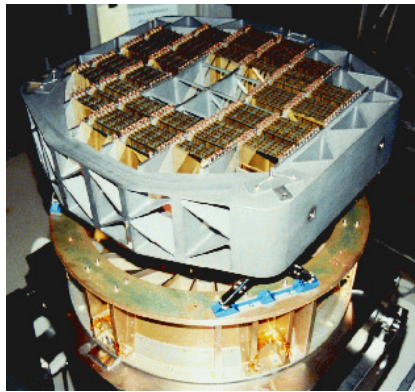
Tablo 3.2: XMM-Newton'un X-ışın teleskoplarının özellikleri (XMM-Newton 2000f, The Telescopes of XMM-Newton: Optical design).

Odak uzaklığı	7500 mm
Ayna sayısı	58
Dış ayna yarıçapı	350 mm
İç ayna yarıçapı	153 mm
Eksenel ayna uzunluğu	600 mm
Dış aynanın kalınlığı	1.07 mm
İç aynanın kalınlığı	0.47 mm
Aynalar arasındaki minimum mesafe	1 mm
Ayna alt tabaka malzemesi	Nikel
Yansıtıcı tabaka	Altın

X-ışın teleskoplarının performansı genel olarak görüntü kalitesi, toplama alanının büyüklüğü ve dağınık X-ışınlarını engelleme özellikleriyle karakterize edilir.

### 3.2.5. Difraksiyon Şebekesi

Bir difraksiyon şebekesi, bir ayna ve ayna üzerinde bulunan kontrol edilebilen oluklardan meydana gelir (Şekil 3.8). RGS'de kullanılan difraksiyon şebekesinde, her mm'de yaklaşık 600 oluk bulunur (insan saç teli 15 oluğa karşılık gelir). X-ışınları olukların üzerinde ve iç kısımlarında yansiyarak birbirlerine karışır ve değişik dalgalı boylarındaki X-ışın radyasyonu çok küçük açılarda yansır, bu sayede bir spektral görüntü meydana gelir. XMM-Newton'da bulunan difraksiyon şebekelerinin her birinde 182 adet difraksiyon düzeneği (grating plates) vardır. Herbir düzenek ince ( $\lambda = 2000 \text{ \AA}$ ) altın film tabakasıyla kaplanmış silikon karpit substrattan oluşur. Difraksiyon düzeneğinin boyutları  $10 \times 20 \text{ cm}$ 'dir, mekanik kuralları dahilinde çoğaltım işlevleri ile üretilmiştir, arka tarafları sertleştirilmiştir.



Şekil 3.8: Difraksiyon şebekesi (MSSL 1999b, XMM-Newton instruments). Gri çerçeveli yapı difraksiyon şebekesi ve bunun altındaki altın sarısı silindirik yapı ise ayna modülüdür.

### 3.2.6. Görüntü Kalitesi

XMM-Newton fırlatılmadan önce, uydunun X-ışın test işlemi MPE’de bulunan PANTER X-ışın test cihazı ile yapılmıştır. Bu cihaz ile X-ışın teleskoplarının PSF ve etkin alanları tespit edilmiştir. Uydunun yörüngedeki çalışma koşulları Dünya’da gerçekleştirilerek başlangıç kalibrasyon veritabanı oluşturulmuş ve böylece ayna sisteminin kapsamlı bir nümerik modeli yapılmıştır.

XMM-Newton yörüngeye oturtulduktan sonra ilk gözlem 19 Ocak 2000 tarihinde FM2 (PN) teleskobu ile yapılmıştır, iki gün sonra da FM3 (MOS1) ve FM4 (MOS2) teleskoplarıyla ilk gözlemler yapılmıştır. Bundan sonra teleskopların görüntü performansını tespit etmek için bir dizi gözlem yapılmış ve bu gözlemler sonucunda, teleskopların nokta kaynak gözlemlerinden elde edilen sonuçların, Dünya’da yapılan (kalibrasyon ölçümleri esnasında) nokta kaynak gözlem sonuçları ile temelde aynı olduğu bulunmuştur (Tablo 3.3). Özellikle yaygın kaynakların, teleskobun görüş alanının merkezinde 5"lik ayırma gücü ile gözlenebildiği tespit edilmiştir.

Merkezde (on-axis) gözlemlerinde yüksek enerjili fotonların, ayna modülünün iç kısımları yardımıyla, çoğu zaman odaklanabildiği tespit edilmiştir. Buradan, ayna modülünün iç kısımlarının fotonların daha iyi odaklanmasını sağladığı anlaşılmaktadır.

Tablo 3.3: XMM-Newton X-ışın teleskoplarının ayırma gücü (PSF, merkezde) değerleri (XMM-Newton 2000g, The Telescopes of XMM-Newton: Image quality).

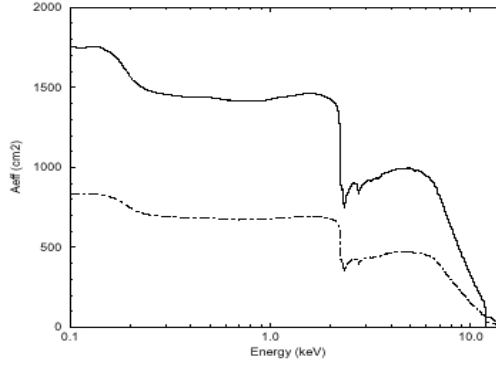
Ayna Modül Numarası	2 (pn)		3 (MOS1 + RGS1)		4 (MOS2 + RGS2)	
	1.5 keV	8 keV	1.5 keV	8 keV	1.5 keV	8 keV
FWHM (yay saniyesi)	6.6	6.6	6.0	5.1	4.5	4.2
HEW (yay saniyesi)	15.1	14.8	13.6	12.5	12.8	12.2

### 3.2.7. Etkin Alan

Etkin alan, aynaların değişik enerjilerdeki fotonları toplama kabiliyetidir. Etkin alan, merkez-dışı (off-axis) açısının bir fonksiyonudur. Merkez-dışı açısının artmasıyla teleskobun odak düzlemine daha az sayıda foton gelir. Buna vignetting etkisi adı verilir.

XMM-Newton'daki X-ışın teleskopları, maksimum etkin alanları 2 keV ve civarında olacak şekilde dizayn edilmiştir. Aynaların verimli olduğu enerji aralığı 0.1–10 keV olmakla birlikte maksimum verim 1.5–2 keV arasında sağlanır. XMM-Newton X-ışın teleskoplarının, toplama alanları 150 eV'a kadar  $1900 \text{ cm}^2$ , 2 keV'ta  $1500 \text{ cm}^2$ , 7 keV'ta  $900 \text{ cm}^2$  ve 10 keV'ta da  $350 \text{ cm}^2$ 'dir.

XMM-Newton X-ışın teleskoplarının etkin alan ölçümü, PANTER X-ışın test cihazı ile yapılmıştır (Şekil 3.9). Etkin alan ölçümü için teleskopların açıklığı, 0.28-10 keV enerji aralığındaki çizgi radyasyonu ile aydınlatılmış ve dedektör olarak da ROSAT uydusunda kullanılan PSPC'nin bir kopyası kullanılmıştır.

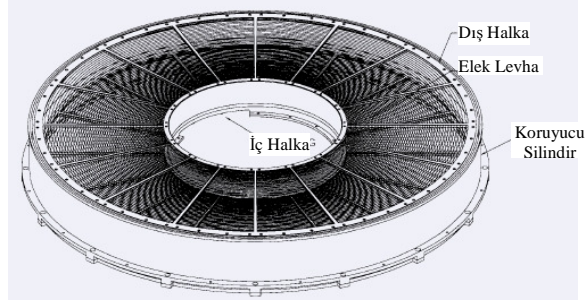


Şekil 3.9: XMM-Newton X-ışın teleskoplarının merkezde etkin alan grafikleri (Jansen, F., ve diğ., 2001). Düz çizgi, X-ışın teleskoplarının difraksiyon şebekesi kullanılmadan, kesikli çizgi difraksiyon şebekesi kullanılarak elde edilmiş olan etkin alan grafiklerini göstermektedir.

### 3.2.8. Dağınık X-ışınlarının Engellenmesi

Ayna modüllerinin önünde bulunan X-ışın perdeleri (Şekil 3.10) kolimatör gibi davranarak, dedektörün görüş alanındaki dağınık ışınları azaltır. X-ışın perdesi dairesel, elek benzeri iki levhadan yapılmıştır. Bu levhaların herbiri, üzerinde 16 adet radyal çubuk (örümcek) bulunan 1 mm kalınlığında ve disk şeklinde 59 adet plakadan meydana gelir. Bu iki elek şeklindeki dairesel levhanın ayna modülünden uzaklıkları sırasıyla 385 mm, ve 439 mm'dir. Levhalar ayna modülünün önüne koaksiyel, aynı hizada ve tek yansımali ışınları engelleyecek çift yansımali ışınları engellemeyecek şekilde monte edilmiştir.





Şekil 3.10: X-ışın perdesinin üç boyutlu görüntüsü (de Chambure, D., ve diğ., 1999).

Ayna modülü önünde X-ışın perdesi bulunmadığı takdirde, dedektörün görüş alanının (30°) dışında kalan kaynaklar tarafından üretilen dağınık X-ışınları, hiperbol aynadan tek yansıma yaparak dedektöre ulaşır. Işınlar dedektöre, odak noktasına yönelmiş olarak değil, gelişigüzel (dağınık) gider.

X-ışın perdesinin yapısı, merkezde ışınları engellemeyecek şekildedir. EPIC dedektörlerin dağınık ışın toplama alanı merkez-dışı açısının bir fonksiyonudur. X-ışın perdesinin, odak düzleminin pozisyonuna bağlı olarak, dağınık ışınların seviyesini 5 ile 10 kat arasında azalttığı tespit edilmiştir. Teleskoba büyük merkez-dışı açısıyla gelen ışınların çoğu vignetting etkisine uğrar ve hiperbol aynadan tek yansıma yolu ile dedektöre gidemezler.

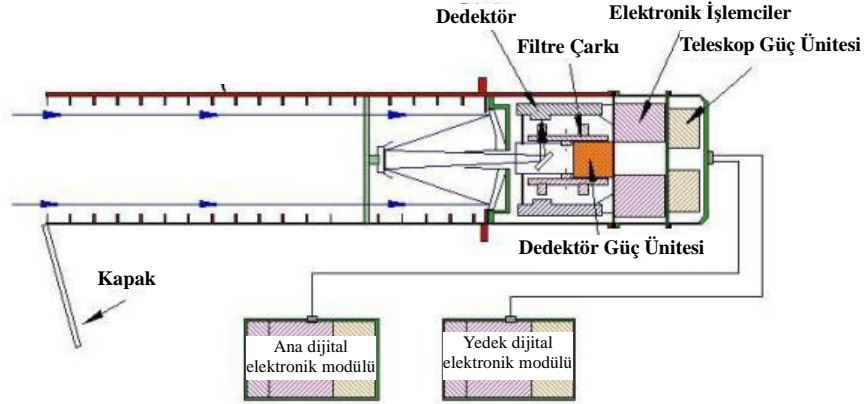
### 3.2.9. OM ve Özellikleri

180-600 nm dalgaboyu aralığına duyarlı olan OM teleskobunun dedektörleri ve metal tüpü MSSL İngiltere’de, güç birimleri ve veri işleme üniteleri ise sırasıyla Belçika ve ABD’de yapılmıştır.

Keith Mason liderliğindeki A 15 bilimsel araştırma grubu 1989 yılında XMM-Newton projesinde çalışmaya başladı. Bu grubun amacı XMM-Newton’un aynı anda X-ışın, optik ve morötesi bölgelerde gözlem yapabilmesini sağlamaktır. Böylece ilk defa bir X-ışın uydusuyla aynı anda X-ışın, optik ve morötesi elektromanyetik spektrum gözlem yapılabilecekti. X-ışın hedeflerini aynı anda optik ve morötesi dalgaboylarında gözleyebilmek, evren hakkındaki bilgilerimizde muazzam artış sağlar.

OM, X-ışın teleskoplarının da bulunduğu ayna platformuna monte edilmiştir. OM, bir teleskop modülü ve biri yedek olmak üzere iki adet dijital elektronik modülden

meydana gelir (Şekil 3.11). Teleskop modülünde teleskop optik gereçleri, biri yedek olmak üzere iki adet dedektör, elektronik dedektör işlemcileri ve güç kaynağı bulunmaktadır. Dijital elektronik modüllerde ise uydunun Dünya ile iletişimini sağlayan ve aletleri kumanda eden alet kontrol birimi ile veriler arza iletilmeden önce verilere ön işlem uygulayan veri işleme birimi bulunur.



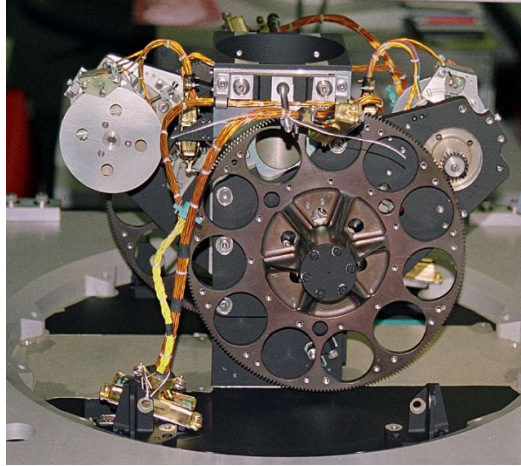
Şekil 3.11: Optik monitörün şematik gösterimi (MSSL 1999c, XMM-Newton instruments).

OM, objektif çapı 30 cm ve açıklık oranı  $f/12.7$  (odak uzaklığı 3.8 m) olan geliştirilmiş Ritchey-Chrétien tipi bir teleskoptur. Teleskop tüpü 2 m uzunluğundadır. OM, boyutları küçük olmasına rağmen, Dünya'daki 4 m'lik bir teleskobun hassasiyetine sahiptir. Çünkü bulunduğu ortamda atmosferin sönmüleyici etkisi, kırınım ve ardalan yoktur. Teleskoba giren ışınlar önce birincil aynaya düşer ve birincil aynadan da hiperbolit ikincil aynaya yansır, buradan da birincil aynanın gerisinde bulunan ve dedektör ile arasında  $45^\circ$  açı bulunan düzlem aynaya yansır, ışınlar bu aynadan sonra filtre çarkındaki filtreden geçerek, dedektöre yansır. Saniyede 100 görüntü alabilen silikon dedektör (CCD) üzerine düşen sinyaller, MCP'ler tarafından  $10^5$  kat yükseltilir. Veriler son olarak, Dünya'daki istasyona gönderilmeden önce, işlenir ve sıkıştırılır. OM ile X-ışın kaynaklarının optik bileşenlerinin düşük çözünürlüklü grism spektrumu ya da yüksek zaman çözünürlüklü fotometrisi elde edilir.

OM, görüntüleme modu ve hızlı mod olmak üzere iki ayrı modda çalışabilir. Bu modlar sırasıyla görüntü alma veya hızlı fotometride kullanılır. Uydunun ilgili bölümünün toplam hafıza kapasitesi ve verilerin arza iletim oranı aşılmadıkça her iki mod birden kullanılabilir. Görüntüleme modunda iki boyutlu görüntü elde edilir ve bu işlem 800

s'den daha uzun zaman alır. Hızlı modda iki boyutlu görüntüler oluşturulmaz, bunun yerine X-ışın teleskoplarında olduğu gibi olay listeleri oluşturulur. Hızlı mod, blazarlar ve kütle aktarım diskine sahip çift yıldız sistemleri gibi hızlı değişim gösteren kaynakların gözlemi için faydalıdır.

OM dedektörlerinin önünde birer filtre çarkı bulunmaktadır (Şekil 3.12). Filtre çarkında 11 adet yuva bulunur. Bu yuvalarda gözlenen kaynak hakkında spektrel bilgi elde etmeyi sağlayan geniş bant filtreleri (U, B, V, UVW1, UVM2 ve UVW2), bir adet beyaz filtre, yüksek çözünürlüklü spektroskopi elde etmek için bir adet büyütücü (bir görüntünün merkezi bölgesini 4 kat büyütme mümkündür), düşük çözünürlüklü spektroskopi için iki adet grism (morötesi ve optik) bulunur ve bir yuva da boştur.



Şekil 3.12: Filtre çarkı, filtreler monte edilmemiş halde (MSSL 1999d, XMM Optical Monitor (OM): The filter wheel).

### 3.2.10. ERM Deneyi

XMM-Newton'da ERM deneyi, uydunun ve uydudaki bilimsel aletlerin maruz kaldığı aralan radyasyonunun miktarını ve bu radyasyon ile ilgili temel spektrel bilgileri kaydeder. Bu işlem sadece bilimsel gözlemler sırasında değil, uydunun yaşamı boyunca devam eder. Aynı zamanda bu bilgiler, gelecek uzay çalışmaları için referans olarak saklanır. ERM deneyinin tespit ettiği radyasyon değeri belli bir limiti aştığı zaman, gerekli önlemin alınması için, ERM tarafından uydu operatörüne sinyal gönderilir.

XMM-Newton'da biri yedek olmak üzere iki adet ERM cihazı bulunur. ERM cihazında düşük ve yüksek enerji için ayrı ayrı olmak üzere iki adet silikon dedektör vardır. ERM

cihazı üç bölümden meydana gelir:

1. Silikon dedektörler ve dedektörlerin termal koruyucuları
2. Veri işleme ve uydu arayüzü için elektronik devreler
3. Dedektör ve elektronik devreler arasındaki donanım

### **3.3. XMM-NEWTON'DA KULLANILAN DEDEKTÖRLER**

#### **3.3.1. EPIC Dedektörler**

EPIC konsorsiyumu İngiltere, İtalya, Fransa ve Almanya'daki toplam on enstitüden oluşur. EPIC dedektörlerinin ana araştırma merkezi Leicester Üniversitesi'ndedir.

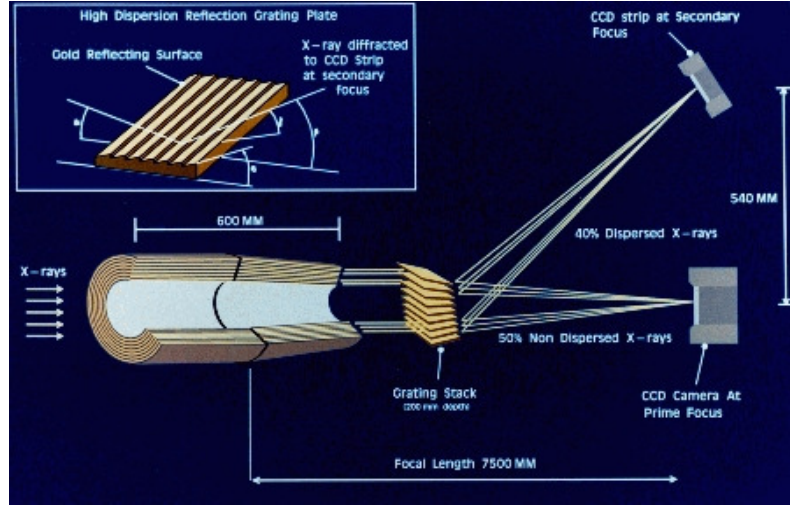
EPIC CCD dedektörler hakkında bilgi vermeden önce, CCD dedektörlere kısaca değinmekte yarar vardır: CCD'ler, astronominin ilk zamanlarında kullanılan elektromanyetik ışınımaya duyarlı foton detektörlerinin yerine kullanılan aletlerdir. CCD'ler bir nevi katı hal dedektörüdür. CCD ile ilk görüntü 1974 yılında Fairchild tarafından 100×100 piksellik 8" teleskopla çekilen Ay resmiydi.

CCD'lerin çalışmasında ilk işlem, ışık kaynağından gelen fotonların yakalanmasıdır. CCD'ler fotoelektrik olayın bir uygulamasıdır. CCD'lere gelen elektronlar cell denilen hücrelerde toplanır, hücrelerde toplanan elektronlar transfer edilir. Elektronlar analog sayısal birimde sayılır. Elde edilen değerler koordinatlar ile birlikte saklanır. Bundan sonrası, bu verilerin işlenmesidir.

Her cihaz gibi CCD'lerin de çeşitli problemleri vardır. Bu problemlerden biri kara akım (dark current) adı verilen, CCD yüzeyine ışık düşmediği zaman CCD'nin boşta ürettiği sinyallerdir. Kara akım, kaliteli elektronik elemanlar ve soğutucular yardımıyla azaltılabilir. İkinci önemli problem ise, düz alan (flat field) adı verilen, CCD piksellerinin aynı ışık şiddetine karşı duyarlıklarının eşit olmamasından kaynaklanan problemdir.

XMM-Newton'un X-ışın teleskoplarının ikisinde EPIC MOS, diğerinde EPIC PN tipi X-ışın CCD dedektörü bulunur. MOS dedektörlerinin bulunduğu teleskoplarda ayrıca difraksiyon şebekesi bulunur. Difraksiyon şebekesi, ayna modülünden çıkarak odak

düzleminde bulunan MOS dedektörüne yönelen ışığın yaklaşık yarısını RGS spektrometresine gönderir (Şekil 3.13). PN dedektörünün bulunduğu teleskopta dedektöre gelen ışınlar bölünmez, ayna modülünden çıkan ışınların tümü odak düzlemindeki PN dedektörüne yönelir.



Şekil 3.13: Difraksiyon şebekesi olan teleskoaplarda ışığın yolu (XMM-Newton 2008e, The Telescopes of XMM-Newton: Telescope configuration).

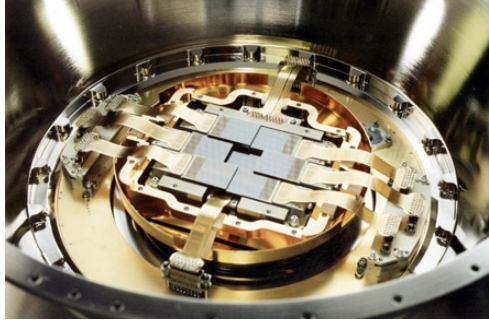
EPIC dedektörleri ile X-ışınlarının dedektöre varış zamanı, X-ışınlarının dedektörün hangi algılayıcı kısmına çarptığı ve gelen X-ışınlarının enerjisi tespit edilir. Tüm EPIC CCD'leri foton sayım modunda çalışır. EPIC CCD'ler olay listeleri oluşturur. Her elde edilen olay başına bir girdi satırı oluşturulur. Olay listelerinde cisimlerin gözleendiği andaki konumu, geliş zamanları ve enerjileri gibi bilgiler bulunur. MOS ve PN dedektörleri arasında birçok fark vardır, örneğin; CCD'lerin düzeni, dedektörün dizaynı, veriyi okuma süresi vb. EPIC dedektörlerinin özellikleri için Tablo 3.1'e bakınız.

Sert X-ışınlarında CCD'lerin verimli olduğu ASCA uydusunda kanıtlanmıştı ve yine ASCA uydusunda, CCD'lerin radyasyona karşı ne denli dayanıksız olduğu da görülmüştü. Bu nedenle XMM-Newton'da, EPIC dedektörlerin üçü de radyasyona karşı 3 cm kalınlığında alüminyum parça ile muhafaza edilmiştir. CCD'lerin çalışma sıcaklığı  $-100^{\circ}\text{C}$  olduğundan CCD'leri soğutmak için tüm dedektörlerde büyük soğutucu radyatörler bulunur.

### 3.3.2. MOS Dedektörü ve Özellikleri

Asıl adı MOS EEV CCD22 olan MOS dedektörleri Leicester Üniversitesi liderliğinde, Leicester Üniversitesi ve EEV (Chelmsford, İngiltere) Şirketi işbirliğiyle geliştirilmiştir. Dedektörlerin soğutucu sistemi Birmingham Üniversitesi, kontrol sistemi ve verilerin işlendiği elektronik kısımlar CEN Service d'Astrophysique Saclay tarafından yapılmıştır.

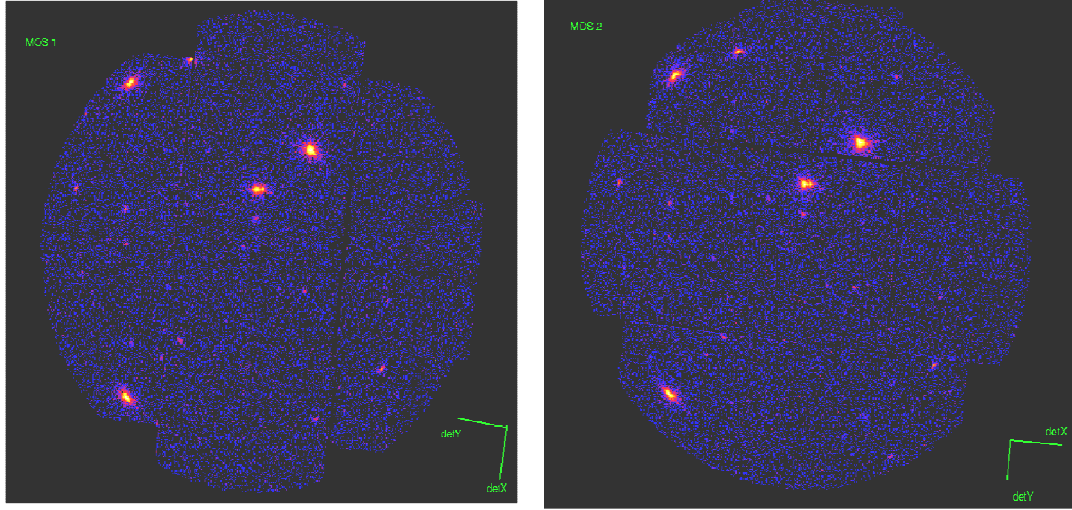
MOS dedektörleri yedi adet özdeş CCD çipten meydana gelir (Şekil 3.14). Bu CCD'ler önden-aydınlatmalı (front-illuminated) tip, açık elektrotlu, yüksek özdirençli ve plastik kaplı silikon yapıdaki üç fazlı veri aktarım cihazlarıdır. Her bir CCD  $\sim 2.5 \text{ cm} \times 2.5 \text{ cm}$  (600×600 piksel) boyutlarındadır. CCD'ler üzerindeki 1 pikselin boyutu  $40 \mu\text{m}^2$  (1".1 lik görüş alanı)'dir. Her bir CCD birkaç saniye içinde veri elde eder. Elde edilen veriler uydu ile yeryüzü arasındaki haberleşme ağına uygun hale gelecek şekilde işlenir ve sonra Dünya'ya gönderilir.



Şekil 3.14: Kriostat içindeki MOS CCD çipleri (XMM-Newton 2009, The European Photon Imaging Camera (EPIC) onboard XMM-Newton- Chip Geometry- MOS CCDs ).

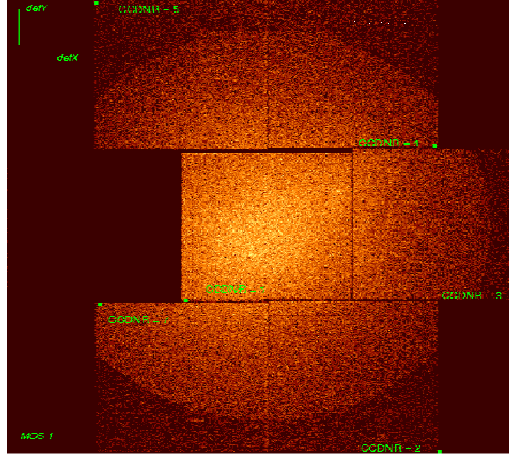
MOS CCD'leri genel olarak 0.2-10 keV enerji aralığında iyi kuantum verimine sahiptir, ancak MOS CCD'lerinin çözünürlüğü yumuşak X-ışınlarında daha iyidir. MOS CCD'leri, sadece 40 mikronluk silikon derinliğine sahip olmaları nedeniyle, sert X-ışınlarına karşı daha az duyarlıdır. MOS CCD'leri, düşük enerjilerdeki kuantum verimini arttırmak amacıyla, açık elektrotlu yapıda imal edilmiştir. Sıradan önden-aydınlatmalı tip CCD'ler, elektrot yapısından kaynaklanan absorpsiyon nedeniyle, 700 eV'un altındaki enerji değerlerine duyarlı değildir. MOS CCD'leriyle düşük enerjilerde (270 eV civarında), kuantum veriminde yaklaşık %30 artış sağlanmıştır. MOS CCD'lerinin yüksek enerjilerdeki verimini plastik kaplanmış olan silikonun özdirenci (400 Ohm-cm civarı) belirler. Plastik kaplanmış tabakanın kalınlığı 80 mikrondur.

CCD'lerin dedektör içindeki yerleşim düzeni Şekil 3.14'te görüldüğü gibidir. Merkezdeki CCD, merkez-dışı kaynakların daha iyi odaklanmasını sağlamak amacıyla, diğer CCD'lerden yaklaşık 5 mm geriye yerleştirilmiştir. CCD'ler arasında boşluk kalmaması için birbirlerine komşu olan CCD'lerin kenarları, birbirlerinin üzerine 1 mm bindirilmiştir. CCD'lerin kenarlarında oluşan görüntü kayıplarına engel olmak için MOS1 ve MOS2 dedektörleri birbirlerine göre 90° döndürülmüş şekilde konumlandırılmıştır (Şekil 3.15).



Şekil 3.15: MOS1 ve MOS2 dedektörlerinin çip konfigürasyonu (Ness ve diğ., 2009b).

XMM-Newton'un yörüngesindeki 961. turu (09 Mart 2005, 01:30 UT) esnasında, MOS1 dedektörünün bulunduğu teleskobun odak düzlemine mikrometeorit girmesi sonucu oluşan ani ışık parlaması neticesinde, MOS1 dedektörünün altıncı CCD'si (CCD6) kullanılamaz hale gelmiştir (Şekil 3.16). MOS1 dedektöründeki bozuk CCD'nin XMM-Newton'un bilimsel gözlemlerine çok büyük olumsuz etkisi olmamıştır. Mikrometeoritin CCD6'ya verdiği hasarın yanı sıra, CCD1'de de birkaç sıcak pikselin meydana gelmesine sebep olmuştur. Bu sıcak piksellerin gözlemlere olan olumsuz etkilerini bertaraf etmek için gereken düzenlemeler yapılmıştır.

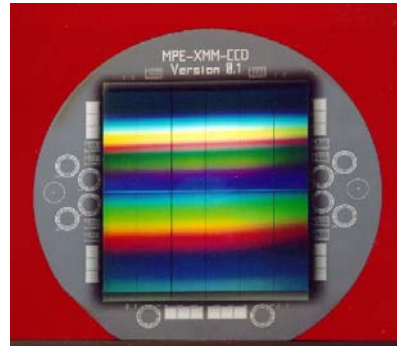
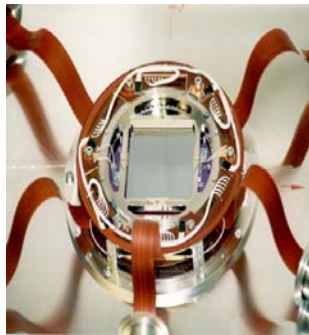


Şekil 3.16: MOS1 dedektöründe bozuk olan CCD6 (Ness ve diğ., 2009c).

### 3.3.3. PN Dedektörü ve Özellikleri

PN dedektörü, MPE yarı iletken laboratuvarında yedi yıllık bir çalışmayla geliştirilmiştir. Dedektörün entegrasyon ve test işlemleri için de fazladan iki yıl harcanmıştır. PN dedektörünün elektronik devresi ve yazılımı CNR IFCTR, Milan ve işbirliğindeki enstitüler tarafından geliştirilmiştir.

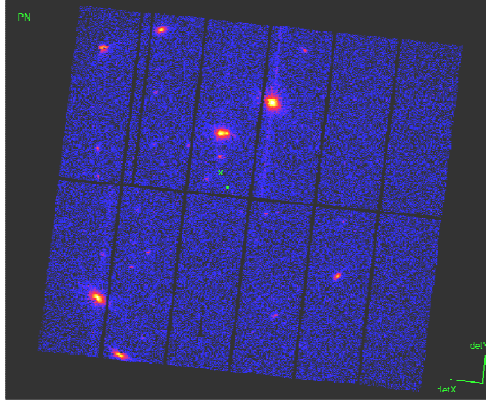
PN dedektörü, tek bir silikon yonga üzerine yerleştirilmiş  $1 \text{ cm} \times 3 \text{ cm}$  ( $64 \times 200$  piksel) boyutlarında olan 12 adet özdeş CCD çipten meydana gelir (Şekil 3.17). CCD'ler üzerindeki 1 piksel  $150 \mu\text{m}^2$  ( $4'' \cdot 1$ )'dir. Dedektörün toplam alanı  $6 \text{ cm} \times 6 \text{ cm}$  ( $400 \times 400$  piksel) dir. Toplam  $36 \text{ cm}^2$  lik hassasiyet alanı ile PN dedektörü şimdiye kadar yapılmış en büyük X-ışın CCD dedektördür.



Şekil 3.17: PN dedektörünün görüntüleri. Soldaki şekilde (MPE 2010, XMM-Newton EPIC PN-CCD Camera–Gallery) PN dedektörü ön amplifikatöre bağlanmış halde, sağdaki şekilde (MSSL 1999e, XMM-Newton instruments) ise sadece PN dedektörü görülmektedir.



PN CCD'leri arkadan aydınlatmalı (back-illuminated) tip yüksek dirence sahip, 300 mikron kalınlığında çift yüzü işlenmiş son derece hassas silikon dedektörlerdir. Bu özellikleri sayesinde PN dedektörü yüksek enerjiye duyarlıdır. Dedektörün 0.5-10 keV enerji aralığında verimi son derece yüksek ve homojendir. 768 adet bağımsız paralel veri çıkış kanalı, dedektörün 80 ms gibi kısa bir sürede görüntü elde etmesini sağlar. PN dedektörüyle alınmış bir görüntü Şekil 3.18'de verilmiştir.



Şekil 3.18: PN dedektörüyle alınmış bir görüntü (Ness ve diğ., 2009b).

### 3.3.4. EPIC Dedektörlerin Çalışma Modları

EPIC dedektörleri birkaç farklı yöntemle veri elde etme özelliğine sahiptir. MOS dedektörünün merkez CCD'si dışındaki diğer altı CCD tam ekran modunda çalışırken, merkez CCD farklı bir modda çalışabilir. PN dedektöründeki CCD'lerin hepsi birlikte tam ekran, genişletilmiş tam ekran veya büyük pencere modunda çalışabilir ya da dedektördeki sadece tek bir CCD küçük pencere, zamanlama veya patlatma modunda çalışabilir.

1. Tam ekran ve genişletilmiş tam ekran (sadece PN): Bu modlarda MOS ve PN dedektörlerindeki tüm CCD'ler çalışır.
2. Bölümlü pencere:
  - a) MOS: MOS dedektörlerinin merkez CCD'leri küçük pencere ve büyük pencere modunda çalışabilir. Küçük pencere modunda merkez CCD'lerin veri toplama alanı 100×100 piksel iken, büyük pencere modunda 300×300 pikseldir.
  - b) PN: Büyük pencere modunda, dedektörün kapladığı alanın yarısı kadar bir alan veri toplar, oysa küçük pencere modunda sadece CCD4 veri toplar.

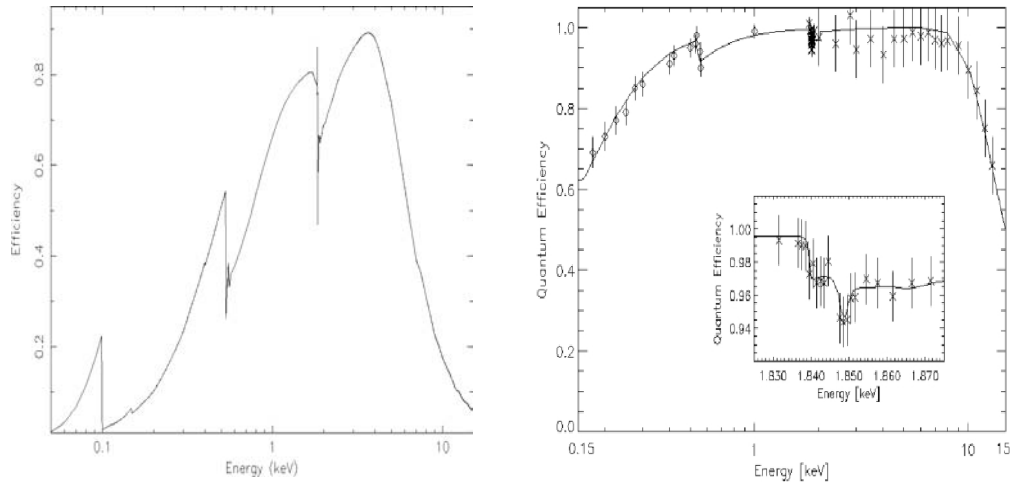
### 3. Zamanlama:

a) MOS + PN: Bu modda görüntü alma işlemi sadece tek boyutta yapılır. Bu nedenle veri elde etme süresi çok kısadır. MOS dedektörlerinde önceden belirlenmiş olan bir sütun ekseni (RAWX) veya bir satır ekseni (RAWY) boyunca görüntü elde edilir. MOS dedektörlerinin CCD konfigürasyonları arasında  $90^\circ$  fark olduğundan, dedektörlerin CCD konfigürasyonları arasında uyum sağlamak için, CCD çip üzerinde hem sütun hem de satırdan söz edilmiştir.

b) Sadece PN: PN dedektörünün zamanlama modunun özel bir çeşidi olan patlatma modu çok yüksek zaman çözünürlüğü sunmasına rağmen, bu modda PN dedektörünün görev çevrimi çok düşüktür (%3).

### 3.3.5. EPIC Dedektörlerin Kuantum Verimi

EPIC dedektörlerinin etkin alanı tespit edilirken gözönüne alınacak hususlardan biri de dedektörlerin kuantum verimidir. MOS dedektörleri yüksek enerjilere çok fazla duyarlı değil iken, PN dedektörü 15 keV'a kadar olan fotonları tespit edebilir (Şekil 3.19).



Şekil 3.19: EPIC dedektörlerin kuantum verimi. Soldaki grafikte MOS dedektörlerinin Orsay sinkrotron test cihazıyla ve yörüngede yapılan ölçümler sonucu elde edilen kuantum verimi (Turner ve diğ., 2000), sağdaki grafikte PN dedektörlerinin PTB (BESSY) ve LURE test cihazlarıyla yapılan mutlak kuantum verim kalibrasyon sonucu gösterilmiştir (Strüder, L., ve diğ., 2001).

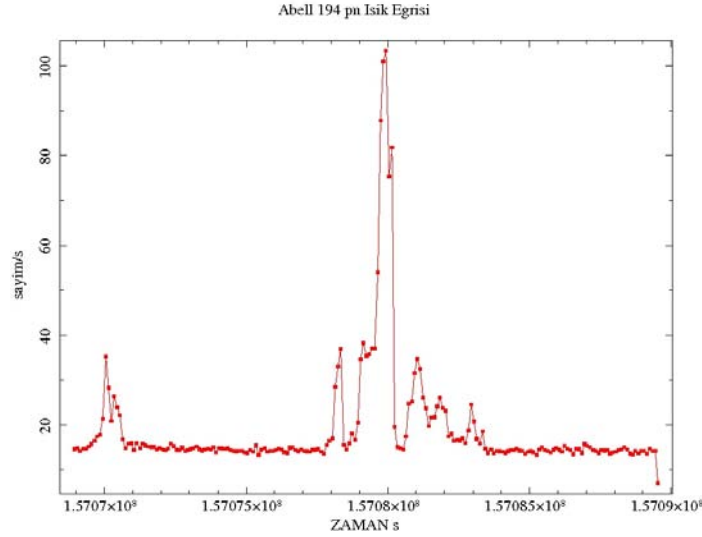
### 3.3.6. EPIC Dedektörlerin Ardalanı

EPIC dedektörlerinin ardalanı, aletsel ardalan ve kozmik X-ışın ardalanı olmak üzere ikiye ayrılır. Aletsel ardalan da, dedektör gürültü ardalanı (300 eV'un altında) ve parçacıkların dedektörün dış kısmıyla etkileşmesinden kaynaklanan ardalan olmak

üzere ikiye ayrılır. Aletsel ardalın düz spektrum ile karakterize edilir ve yüksek enerji değerlerinde, özellikle birkaç keV'un üzerinde, önemlidir. Kozmik X-ışın ardalını da, dedektör ile ilgili olan durağan ardalın ve Güneş parlamalarından kaynaklanan parlama (flare) ardalını olmak üzere ikiye ayrılır. Durağan ardalın, birkaç 100 MeV'un üzerindeki yüksek enerjili parçacıkların dedektörün dış kısmı ile etkileşmesinden ve muhtemelen de dedektörün kendisinden kaynaklanır.

Parlama ardalını güçlüdür ve sık sık aniden yok olup tekrar ortaya çıkar. Güneş parlamaları, Güneş atmosferinde biriken manyetik enerjinin bir patlama sonucu ansızın ortaya çıkması ile meydana gelir. Güneş parlamalarının meydana gelmesine sebep olan manyetik enerji elektron, proton ve ağır iyonların birkaç on keV ile GeV arasında değişen enerjilerde ve ışık hızına yakın hızlarda Güneş atmosferinden fırlatılmasına neden olur. Bu parçacıklar elektromanyetik spektrumun tüm bölgelerinde radyasyon yayınlr. XMM-Newton dedektörleri kabaca yumuşak X-ışını (0.3-10 keV) bölgesine duyarlı olduğu için, güneş parlamalarının yumuşak X-ışını bölgesinde bulunan yumuşak protonlar XMM-Newton gözlemlerine karışır. Son zamanlarda elde edilen bilgilere göre yumuşak protonlar büyük ihtimalle Dünya'nın manyetosferinde, bulutlar halinde gruplar oluşturmaktadır. Bu bulutlar XMM-Newton'un yörüngesi, XMM-Newton'un manyetosfere göre pozisyonu ve Güneş aktivitesinin büyüklüğü gibi değişen ihtimallerle XMM-Newton ile çarpışır ve bu esnada yumuşak protonlar teleskopların aynalarından bir huniden akarcasına geçerek dedektörlere ulaşır.

Yumuşak proton parlamaları değişkendir ve parlamanın şiddeti ile parlama spektrumunun şekli arasında net bir ilişki yoktur. XMM-Newton ile yapılan gözlemler gözönüne alındığında, genel olarak, bir kaynağın gerçek ışınımının sayım/s değeri 50'den azdır. Ancak gözlem sırasında yumuşak protonlar uyduya girerse sayım/s değeri 100'e kadar çıkabilir (Şekil 3.20). MOS1 ve MOS2 dedektörlerinin ışık eğrilerindeki parlama ardalın değerleri hemen hemen özdeşdir. PN dedektörünün ışık eğrisindeki bazı parlama ardalın değerleri MOS dedektörlerinin ardalın değerlerinden çok daha şiddetli olabilmektedir.



Şekil 3.20: Güneş parlamalarının sebep olduğu ardalan.

2005 yılında XMM-Newton EPIC ardalan çalışma grubu kurulmuştur. Bu grubun amacı kullanıcılara EPIC dedektörlerinin ardalanı hakkında doğru bilgiler sağlamak, ardalan için SAS kullanımını daha iyi hale getirmek, ardalan için oluşturulan çeşitli senaryoları incelemek ve bunları doğru hale getirmektir. Ardalan çalışma grubu tarafından, XMM-Newton'un resmi internet sitesinde<sup>†</sup>, ardalan analiz sayfası (EPIC bölümü) adında bir sayfa açılmıştır. Bu sitede tüm kaynakların ardalan analizi ve modellenmesi için bir genel açıklama ve EPIC konsorsiyumu tarafından tavsiye edilen ardalan iyileştirmeleri bulunmaktadır. Ayrıca, yaygın kaynak analizindeki son gelişmeler de liste halinde verilmiştir.

### 3.3.7. XMM-Newton EPIC Dedektörlerinde Kullanılan Filtreler

X-ışın teleskoplarının etkin alanını (özellikle düşük X-ışın enerji aralığında) etkileyen faktörlerden biri de doğru optik filtrelerin seçimidir. EPIC dedektörleri sadece X-ışınlarına değil aynı zamanda kırmızıötesi, optik ve morötesi dalgaboylarına da duyarlıdır. Eğer gözlenen kaynak optikte yüksek akıya sahipse, kaynağın X-ışın sinyaline muhtemelen optik fotonlar da karışacaktır. X-ışın sinyaline optik fotonların karışmasını engellemek için dedektörlerde filtre kullanılır, ayrıca optik ışınının değişmeyen (sabit) etkisini ve diğer sistematik değişimleri çıkarmak için bir netleştirme (offset) tablosu bulunmaktadır. Optik olarak parlak bir X-ışın kaynağı merkez-dışı olarak gözleendiğinde, bu kaynaktan elde edilen X-ışınları gerçeği yansıtmaz.

<sup>†</sup> <http://xmm.esac.esa.int/>

EPIC dedektörler tarafından algılanan optik fotonlar, veri analizini aşağıdaki dört sebepten dolayı olumsuz etkiler:

1. Optik fotonların dedektörlere çarpması, tüm sistemin gürültüsünü artırır ve bu da düşük enerji çözünürlüğü anlamına gelir. X-ışın spektrel analizi yapılırken, kalibrasyon dosyaları gözlenenden daha dar spektrel çizgileri gözönüne alacağından, spektrel analiz doğru olmayacaktır.
2. X-ışın sinyali olmayan bir sinyal de grafikte görüneceğinden enerji skalası hatalı olur. Her optik foton, enerji skalasında 3.6 eV'luk sapmaya neden olur.
3. Aşırı sinyal ve gürültüdeki dalgalanmalar, tek bir piksele gelmekte olan X-ışın sinyalinin komşu piksellere de dağılmasına neden olur.
4. Optik fotonlar, CCD'lerin elektron yakalama işleminin doymasına yol açar, bu da yük transfer kaybına sebep olur. Yukarıdaki diğer üç maddeden farklı olarak, dördüncü madde optik fotonlardan veya dedektörün özelliğinden kaynaklanır.

Eğer tüm filtreleme işlemleri uygulanırsa yukarıda anlatılan problemler en aza indirgenir. XMM-Newton'daki her EPIC dedektör kalın, orta ve ince filtreler ile donatılmıştır. Bu filtrelerden hangisinin kullanılacağı, hangisinin daha verimli olacağı gözlenen kaynağın özelliğine göre seçilir. XMM-Newton EPIC dedektörlerinin her birinde, çapları 76 mm olan iki adet ince, bir adet orta ve bir adet de kalın filtre bulunmaktadır:

**Kalın filtre:** Kalın filtrenin bir yüzü 3300 Å kalın polipropilen ile 1100 Å buharlaştırılmış alüminyum ve 450 Å buharlaştırılmış kalay film tabakaları ile kaplıdır. Gözlenen kaynağın görünen parlaklığı, kaynağın X-ışın enerji skalasında ve dedektörün çözünürlüğünde azalmaya sebep olduğu izlenimi yaratıyorsa kalın filtre kullanılır. Kalın filtre, MOS'lar için görünen parlaklıkları 1 ile 4 kadir arasında olan nokta kaynaklarda, PN için -2 ile 1 kadir arasında olan nokta kaynaklarda oldukça verimlidir.

**Orta filtre:** Orta filtrenin bir yüzü 1600 Å poli-imit film ile 800 Å buharlaştırılmış alüminyum tabaka ile kaplıdır. Orta filtre, kalın filtrenin 1/1000'i oranında optik ışınımı engeller. Görünen parlaklığı 6 ile 9 kadir arasında olan nokta kaynaklar için uygun bir filtredir.

**İnce filtre:** İnce filtre, orta filtre ile aynı materyalden yapılmıştır fakat alüminyum tabakanın kalınlığı 400 Å'dür. İnce filtre, orta filtrenin 1/100'ü oranında optik ışınımı engeller. İnce filtre, kalın filtrede MOS ve PN dedektörleri için verilen sınırlamalardan 12 kadir daha zayıf olan kaynaklar için uygundur.

Filtrelerde ayrıca, kapalı (1.05 mm alüminyum) ve açık olmak üzere iki konum vardır. Kapalı konum, CCD'leri yumuşak protonlardan korumak amacıyla kullanılır. Açık konum, gözlem yapılan kaynağın akısının çok zayıf olduğu ve bu nedenle filtreye gereksinimin olmadığı durumlarda kullanılır.

### 3.3.8. X-ışın Spektrografisi ve RGS Spektrometresi

Astrofiziksel kaynakların spektrumlarındaki piklerin pozisyonu ve büyüklüğünden kaynakta bulunan değişik elementlerin sırasıyla sıcaklık ve bolluk değerleri elde edilir. Ayrıca gözlem verilerinden, emisyon yapan gazın yoğunluğu hakkında bilgiler de elde edilebilir.

RGS'nin duyarlı olduğu dalgaboyu bandında (5-35 Å) oksijen, neon, magnezyum, alüminyum, silikon elementlerinin K-kabuk geçişi ve demir elementinin L-kabuk geçişi tespit edilebilir. Her zaman bu atomlarda bu geçişlerden biri, foton formunda enerji emisyonu vasıtasıyla meydana gelir. Farklı atomik geçişler farklı enerjilere sahip fotonlar yaratır. Bu da elementlerin X-ışın spektrumunda değişik spektrel çizgilerin oluşmasına neden olur. Bu spektrel özellikler üzerinde yapılan detaylı çalışmalar, emisyon yapan bölge ve çevresinin fiziksel karakteristiğinin (yoğunluk, sıcaklık, iyonizasyon durumu, element bollukları, kütle hareketleri ve kırmızıya kayma) anlaşılmasını sağlar. XMM-Newton yıldızların koronası, çift yıldız sistemleri, süpernova kalıntıları, galaksi kümeleri ve uzak aktif galaksi çekirdekleri gibi birçok astrofiziksel nesnenin spektrel özelliklerinin çalışılmasına olanak sağlar.

Gama ışın patlamalarında X-ışınları da gözlemlendiğinden, X-ışın spektroskopisi gama ışın çalışmaları için de faydalı olabilir. BeppoSAX uydusu gama ışın patlamalarının ardıl ışınımlarını gözlediği gibi XMM-Newton da bu olağanüstü ve gizemli gama ışın patlamalarının doğasının anlaşılmasına yardımcı olabilir.

### 3.3.9. RGS Spektrometresinin Yapısı ve Özellikleri

İlk yapılan X-ışın uydularında Bragg-crystal spektrometreleri kullanılıyordu, daha sonraları transmission gratings (EXOSAT-1983) spektrometreleri kullanılmaya başlandı. Günümüzdeki X-ışın uydularının çok önemli ve heyecan verici bazı bilimsel sonuçlar elde etmesi, bu uydulara ayrı ayrı yerleştirilmiş olan yüksek spektrel çözünürlüğe sahip spektrometreler sayesinde olmaktadır. XMM-Newton, elektromanyetik spektrumun X-

ışın bandında çalışan RGS tipi spektrometreye sahip ilk uydudur. XMM-Newton'daki X-ışın teleskoplarının büyük toplama alanına ve RGS spektrometrelerinin yüksek spektrel çözünürlüğe sahip olması, RGS spektrometrelerini yıldızlardan aktif galaksilere kadar zayıf ve uzak kaynaklar üzerinde detaylı spektroskopik araştırmalar yapmak için ideal bir alet haline getirmiştir.

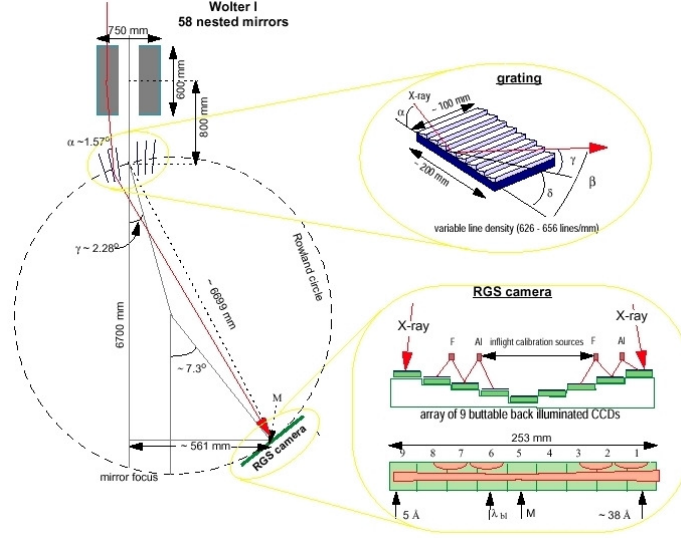
XMM-Newton'da iki adet özdeş RGS spektrometresi bulunur (Şekil 3.21). XMM-Newton'un bilimsel aletleri içerisinde en yüksek spektrel çözünürlüğe sahip olan alet RGS spektrometresidir. Spektrometrenin etkin alanı  $15 \text{ \AA}$ 'de (0.83 keV) maksimuma ulaşır (iki spektrometre için toplam etkin alan yaklaşık  $150 \text{ cm}^2$ 'dir). RGS spektrometresi bir difraksiyon şebekesi, dokuz adet arkadan aydınlatmalı tip MOS CCD'den oluşan bir dedektör, dedektör soğutucusu, bir adet analog elektronik ünite, iki adet dijital elektronik ünite ve farklı birimler arasında bağlantı sağlayan bir üniteden meydana gelir.



Şekil 3.21: Soğutucusuyla birlikte RGS spektrometresi (MSSL 1999f, XMM-Newton instruments). Işıklar alt taraftan girer.

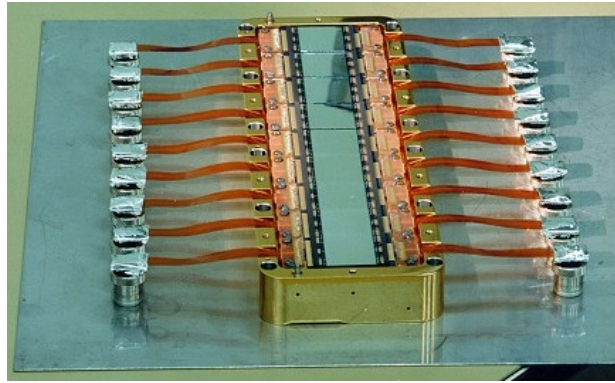
RGS spektrometreleri, MOS dedektörlerinin bulunduğu teleskoplarda bulunur. RGS spektrometresi bulunan teleskopların ayna modüllerinin çıkışında difraksiyon şebekesi bulunmaktadır. Teleskobun ayna modülünden çıkan ışık ışınlarının kabaca yarısı, difraksiyon şebekesi tarafından RGS spektrometresine gönderilir (Şekil 3.22). Geriye kalan ışınlar da, difraksiyon şebekesi tarafından hiçbir sapmaya uğratılmadan teleskobun odağında bulunan MOS dedektörüne gider. Görüntünün aberasyona uğramaması için difraksiyon şebekesi, teleskop odağı ve RGS dedektör dizisi 3.3 m

yarıçaplı Rowland dairesinin içinde bulunurlar (Rowland dairesi kırılan ışınları lensler yardımıyla odaklayarak ışık kaybına engel olur ve ışığı da gerektiği kadar yükseltir).



Şekil 3.22: RGS'nin şematik düzeni (Brinkman, A., ve diğ., 1998).

RGS spektrometre dedektörü dokuz adet uzunlamasına dizilmiş arkadan aydınlatmalı tip MOS CCD'den meydana gelir (Şekil 3.23). Düşük enerjilerde yüksek verim elde etmek amacıyla arkadan aydınlatmalı tip CCD dedektör kullanılmıştır. Optik ve morötesi dalgaboylarını engellemek için dedektör alüminyumla kaplanmıştır. Dedektörün, çalışma sıcaklığı  $-80^{\circ}\text{C}$  ile  $-120^{\circ}\text{C}$  arasındadır (ardalan gürültüsünü azaltmak amacıyla). Bu sıcaklık değerleri, dedektörün dış kısmında bulunan pasif soğutucular vasıtasıyla sağlanır (Şekil 3.22). Her bir MOS CCD  $1024 \times 768$  pikselden ( $27 \mu\text{m} \times 27 \mu\text{m}$  alan) meydana gelir. Her MOS CCD'nin toplam alanının yarısı ( $1024 \times 384$  piksel) veri alma, diğer yarısı da veri depolama işleminde kullanılır.



Şekil 3.23: RGS spektrometre dedektörü (XMM-Newton 2008h, The Reflection Grating Spectrometer (RGS) onboard XMM-Newton: Focal plane camera (RFC)).



Uydu çalışmaya başladıktan bir hafta sonra, RGS2 dedektörünün dördüncü CCD'sinde (CCD4) bir elektronik arıza (clock driver) meydana gelmiş ve bunun sonucunda RGS2'nin dördüncü CCD'si kullanılamaz hale gelmiştir ve dolayısıyla CCD4'ün çalışma aralığı olan 20.0–24.1 Å dalgaboyu aralığındaki OVII, He benzeri tripletler RGS2 dedektörü ile tespit edilemez olmuştur. Benzer bir problem de 2000 yılı Eylül ayı başlarında RGS1 CCD7'de meydana gelmiştir. Bu tarihten sonra da RGS1 dedektörü ile, CCD7'nin duyarlı olduğu enerji aralığında bulunan Ne çizgileri tespit edilemez hale gelmiştir. RGS1 ve RGS2 spektrometre CCD'lerinin duyarlık aralıkları Tablo 3.4'te verilmiştir.

Tablo 3.4: RGS1 ve RGS2 spektrometre CCD'lerinin (merkezde) duyarlık aralıkları (Ness ve diğ., 2009d). Çiplerin kenarlarında meydana gelen saçılmalar gözönüne alınmamıştır. Parantez ile yazılmış ifadeler, çalışmayan çipleri belirtmektedir.

Çip	RGS1		RGS2	
	Enerji (keV)	Dalgaboyu (Å)	Enerji (keV)	Dalgaboyu (Å)
1	0.32 - 0.37	33.6 - 38.2	0.33 - 0.38	32.7 - 37.3
2	0.37 - 0.43	29.0 - 33.5	0.38 - 0.44	28.2 - 32.6
3	0.43 - 0.50	24.8 - 28.9	0.44 - 0.52	24.1 - 28.1
4	0.50 - 0.59	20.9 - 24.7	(0.52 - 0.62)	(20.0 - 24.1)
5	0.60 - 0.72	17.2 - 20.8	0.62 - 0.75	16.5 - 20.0
6	0.73 - 0.90	13.8 - 17.1	0.76 - 0.94	13.2 - 16.4
7	(0.90 - 1.18)	(10.6 - 13.8)	0.95 - 1.23	10.0 - 13.1
8	1.18 - 1.60	7.8 - 10.6	1.24 - 1.71	7.2 - 10.0
9	1.61 - 2.41	5.2 - 7.7	1.73 - 2.64	4.7 - 7.2

RGS spektrometreleri Sensor Technology Development group at SRON Utrecht güdümü altında EEV Chelmsford tarafından geliştirilmiştir. Spektrometrelerin dijital elektronik kısımları ve uydu üzerinde bulunan veri işleme yazılımı MSSL, İngiltere tarafından, RGS spektrometrelerinin yapısı ve termal dizaynı the PSI Villigen sorumluluğu altında Contraves Space şirketi tarafından yapılmıştır. Difraksiyon şebekeleri Columbia Üniversitesi tarafından yapılmıştır. Difraksiyon şebekeleri ve dedektörleri ile birlikte bunlarla ilgili tüm elektronik cihazlar MPE'de bulunan "the PANTER long beam X-ray" test merkezinde test edilmiştir.

### 3.3.10. OM Dedektörleri

OM, 24. kadir gibi oldukça sönük kaynakları gözleyebilecek şekilde tasarlanmıştır. Bu derece zayıf kaynakları gözleyebilmek için, son derece hassas, MIC tipi dedektörler kullanılmıştır. MIC dedektörleri, CCD'lerin önünde bulunan iki adet MCP'den meydana gelir. MCP'ler kaynaktan gelen ışının şiddetini  $10^5$  kat artırırlar. MIC dedektörleri

çok hassas olduğundan, parlak kaynak gözlemlerinde kullanılamaz. Parlak kaynaklar dedektörlerde kalıcı hasara sebep olur. OM ile maksimum 7.4 kadir parlaklığında A0 tipi bir yıldız (V filtresi ile) gözlenebilir (gözlenebilecek maksimum parlaklık değeri, kullanılan filtreye göre değişir).

Dedektördeki her bir CCD'nin boyutu  $384 \times 288$  pikseldir, ancak bunun  $256 \times 256$  piksellik kısmı bilimsel gözlemlerde kullanılabilir. 1 piksel  $0''.476 \times 0''.476$  görüş alanına karşılık gelir. OM'nin dedektöründe centroiding tekniği kullanılmıştır, şöyle ki; dedektör, boyutu  $256 \times 256$  piksel (bilimsel gözlemlerde kullanılabilen) olan CCD'lerin  $8 \times 8$  şeklinde dizilmesi ile oluşturulmuştur. Buna göre OM dedektörü  $2048 \times 2048$  pikselden meydana gelir, bu da  $17'$  görüş alanı demektir.

### 3.4. GÖZLEMLER

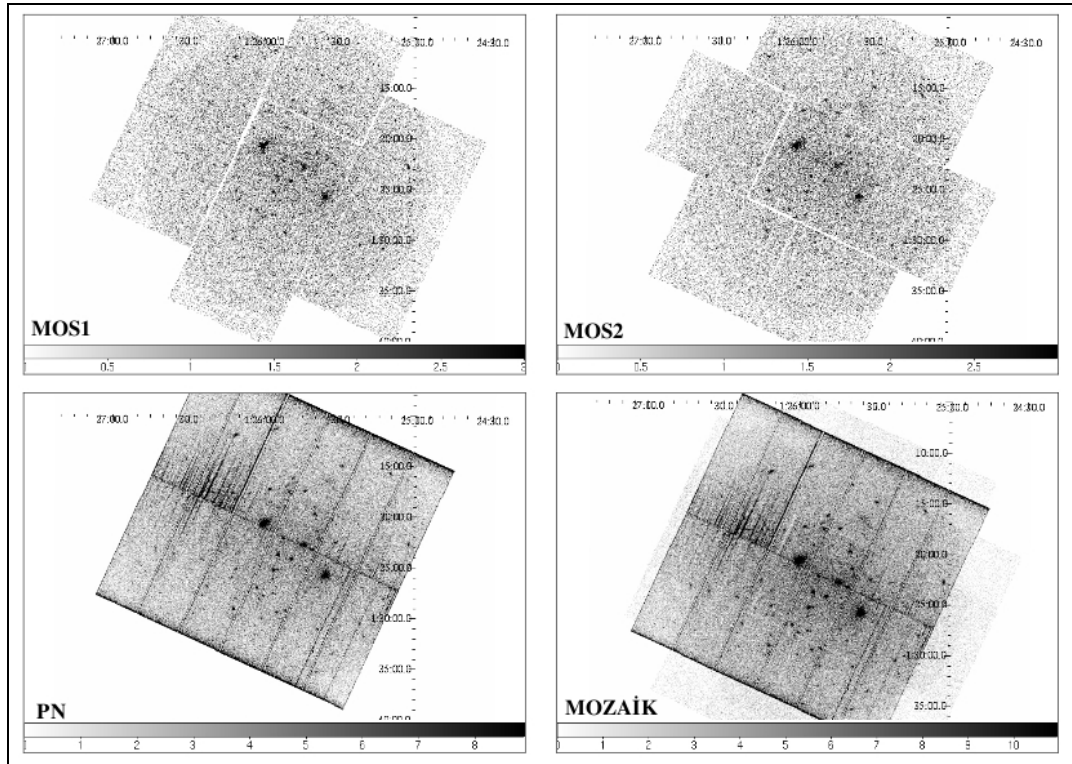
EPIC dedektörlerin sahip olduğu yaklaşık  $30''$ lık görüş alanı (Tablo 3.1), incelenen kümelerin hemen hemen tüm emisyonunu kapsar. Bu çalışmada kullanılan gözlemler Tablo 3.5'te verilmiştir (galaktik koordinatlar  $(l, b)$  J2000.0'e göredir).

Tablo 3.5: Gözlemler.

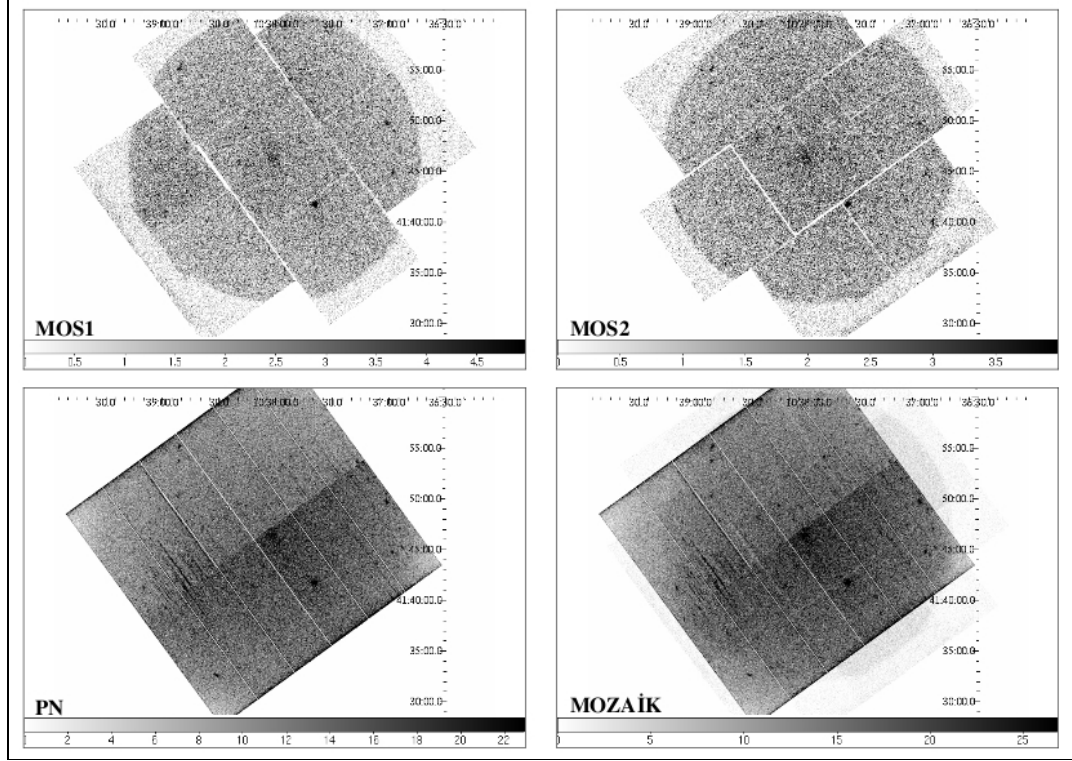
Kaynak	$l$ (derece)	$b$ (derece)	Gözlem no	Tarih	Süre (s)	Filtre
A194	21.3878	-1.5069	0136340101	2002-12-23	22515	İnce
A1056	159.4798	41.8066	0206180101	2004-04-24	23911	Orta, İnce (PN)
A1674	195.8832	67.4987	0136000101	2002-04-17	28866	İnce
A1882	213.6663	-0.3326	0145480101	2003-02-08	23567	Orta
A2638	355.1210	-11.7061	0152200101	2002-12-21	53961	Orta

### 3.5. VERİ İNDİRGEME VE ANALİZE GİRİŞ

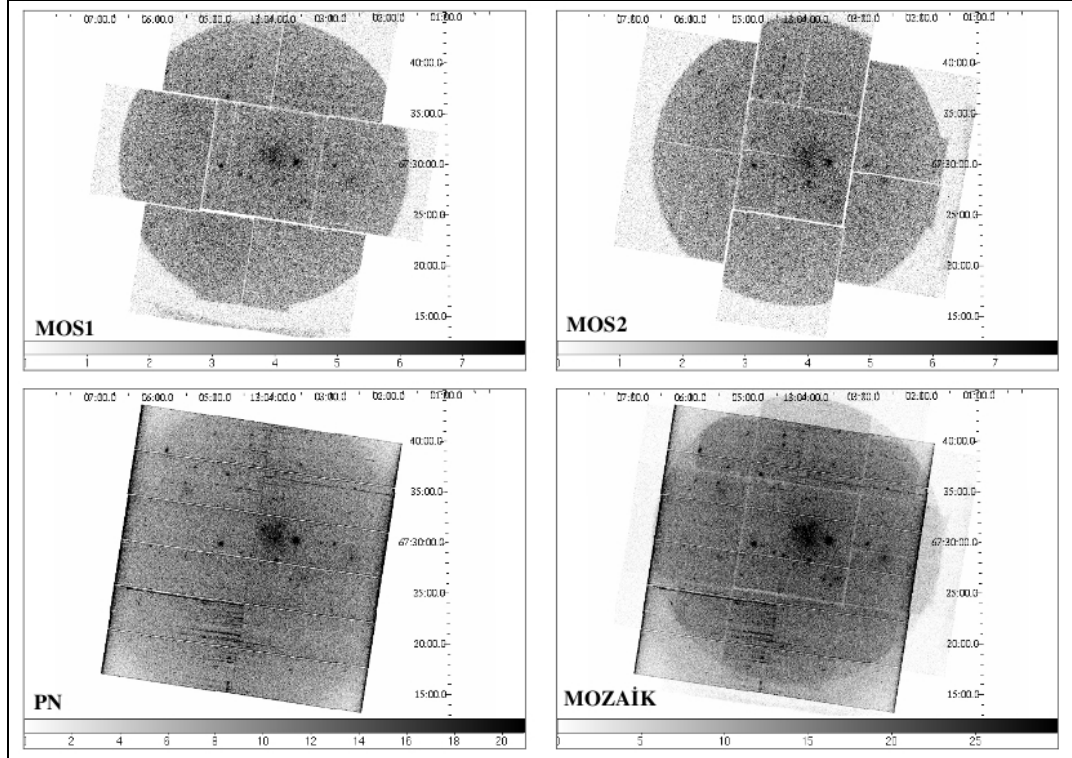
Gözlem veri dosyaları (ODF), SAS 7.1.0 XMM-Newton veri analiz programıyla analiz edilmiştir. Kümelerin gözlem verileri, NASA'nın Yüksek Enerji Astrofiziği Bilim Arşiv Araştırma Merkezi'nin (HEASARC) internet sitesinden indirilmiştir. Önce MOS1, MOS2 ve PN dedektörlerinin gözlem verileri SAS programıyla analiz edilecek şekilde kalibre edilmiştir (EMCHAIN, EPCHAIN). Daha sonra kümelerin gürültüden (Güneş parlamaları, vs.) arındırılmamış, ham görüntüleri (Şekil 3.24, Şekil 3.25, Şekil 3.26, Şekil 3.27, Şekil 3.28) ve ışık eğrileri (Şekil 3.29) oluşturulmuştur. Şekil 3.24, Şekil 3.25, Şekil 3.26, Şekil 3.27, Şekil 3.28'de kümelerin MOS1, MOS2 ve PN dedektörleriyle elde edilmiş ham görüntüleri ve bu üç dedektörün görüntülerinin birleştirilmesiyle oluşturulmuş olan mozaik görüntüler görülmektedir. Bu görüntülerde yatay eksen rektasansyonu, dikey eksen deklinasyonu ve görüntülerin altındaki renk barı da foton sayımlarını (sayım/piksel<sup>2</sup>) göstermektedir.



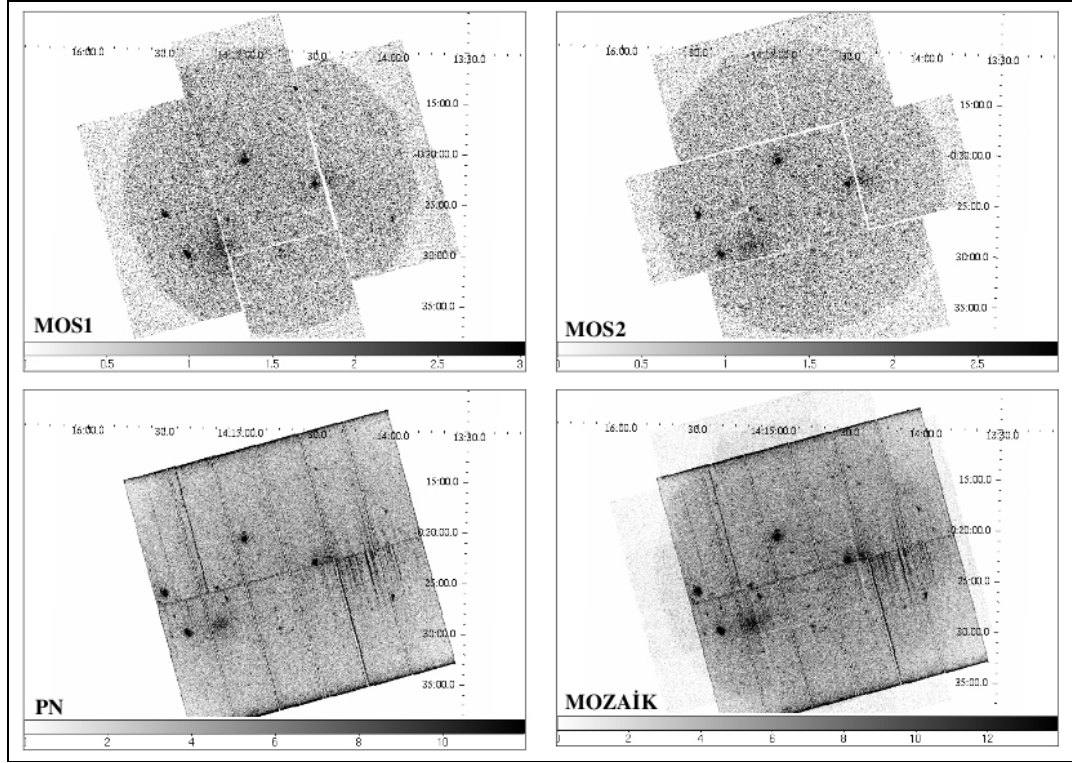
Şekil 3.24: A194'ün EPIC dedektörleri ile elde edilmiş ham görüntüleri.



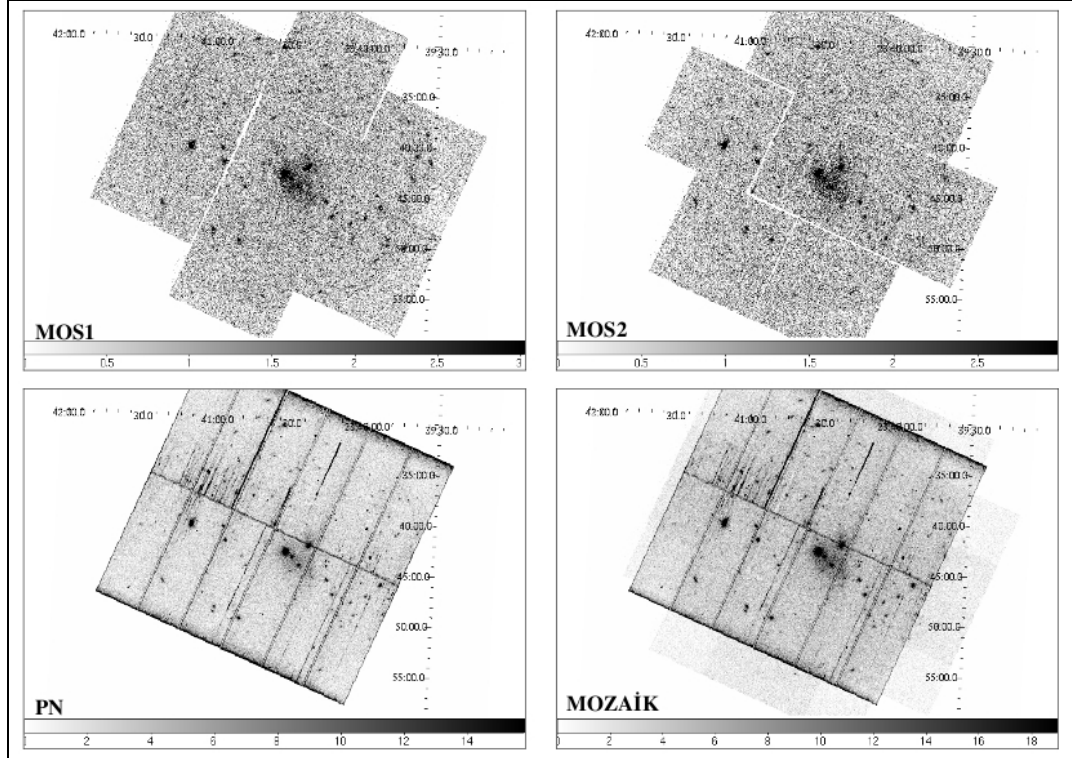
Şekil 3.25: A1056'nın EPIC dedektörleri ile elde edilmiş ham görüntüleri.



Şekil 3.26: A1674'ün EPIC dedektörleri ile elde edilmiş ham görüntüleri.



Şekil 3.27: A1882'nin EPIC dedektörleri ile elde edilmiş ham görüntüleri.



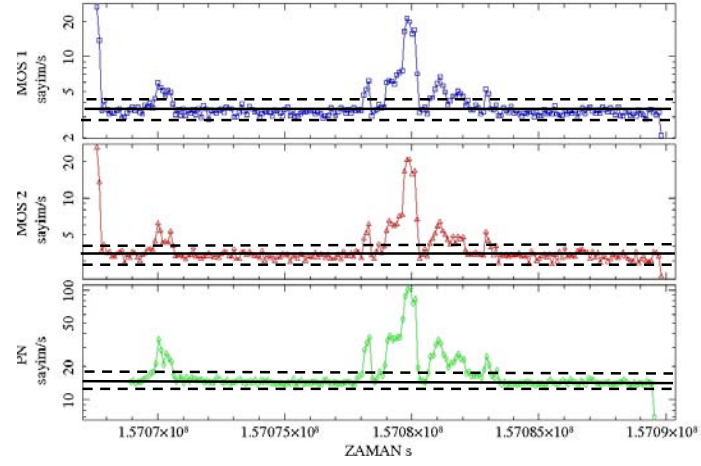
Şekil 3.28: A2638'in EPIC dedektörleri ile elde edilmiş ham görüntüleri.

Gözlem verileri gürültüden arındırıldıktan sonra esas analiz işlemine geçilmiştir. Kümelerin gözlem verilerini gürültüden arındırmak, ortalama sayım/s değerlerini (gerçek gözlem verilerini) elde etmek için, kümelerin ışık eğri verileri üzerinde Gaussian fit yapılmıştır. Böylece kümelerin ortalama sayım/s değerleri elde edilmiş ve  $2.7 \sigma$  standart sapması içinde kalan sayımlar, kümelerin temizlenmiş gözlem verileri (GTI) olarak belirlenerek analizlerde kullanılmıştır (Tablo 3.6).

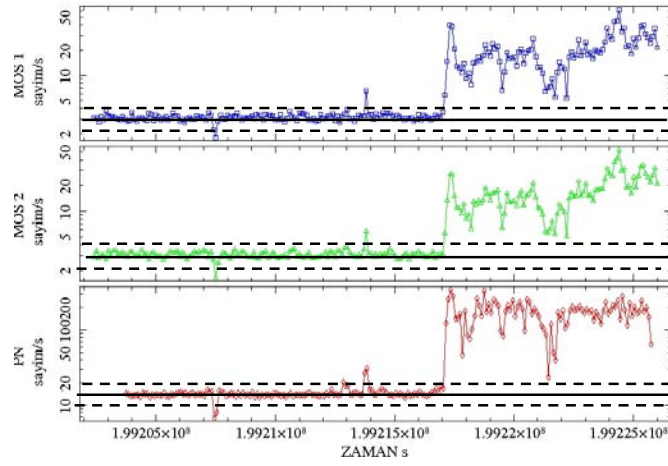
Tablo 3.6: Kümelerin analizinde kullanılan, Güneş parlamalarından arındırılmış sayım/s aralıkları. Tablodaki değerlerde ilk rakam ortalama sayım/s, ikinci rakam standart sapma ( $2.7 \sigma$ ) değeridir.

<b>Küme</b>	<b>MOS1</b>	<b>MOS2</b>	<b>PN</b>
A194	$3.30 \pm 0.70$	$3.30 \pm 0.70$	$14.60 \pm 1.40$
A1056	$3.00 \pm 1.00$	$3.00 \pm 1.00$	$14.00 \pm 2.00$
A1674	$3.50 \pm 1.50$	$3.50 \pm 1.50$	$15.85 \pm 3.15$
A1882	$3.30 \pm 0.60$	$3.20 \pm 0.50$	$14.00 \pm 2.00$
A2638	$2.75 \pm 0.35$	$2.75 \pm 0.35$	$10.50 \pm 2.00$

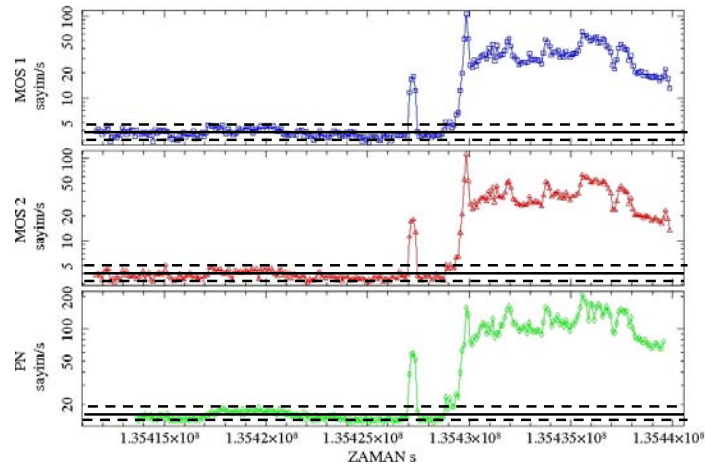
ABELL 194 ISIK EGRISI

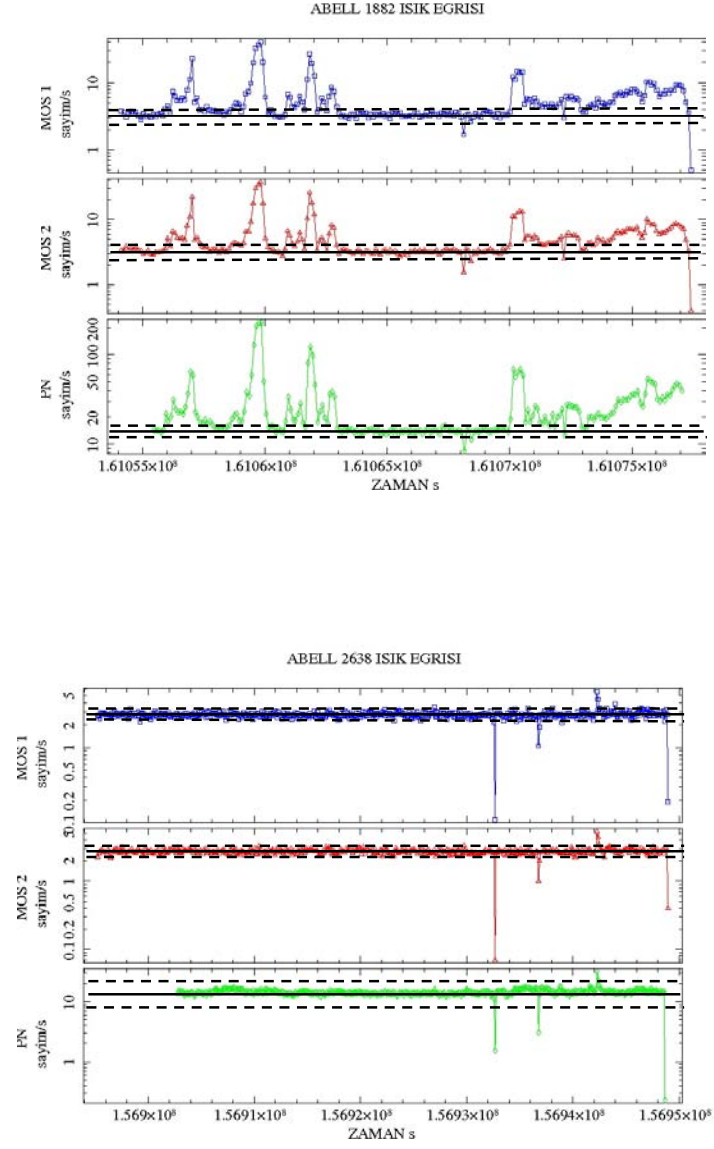


ABELL 1056 ISIK EGRISI



ABELL 1674 ISIK EGRISI





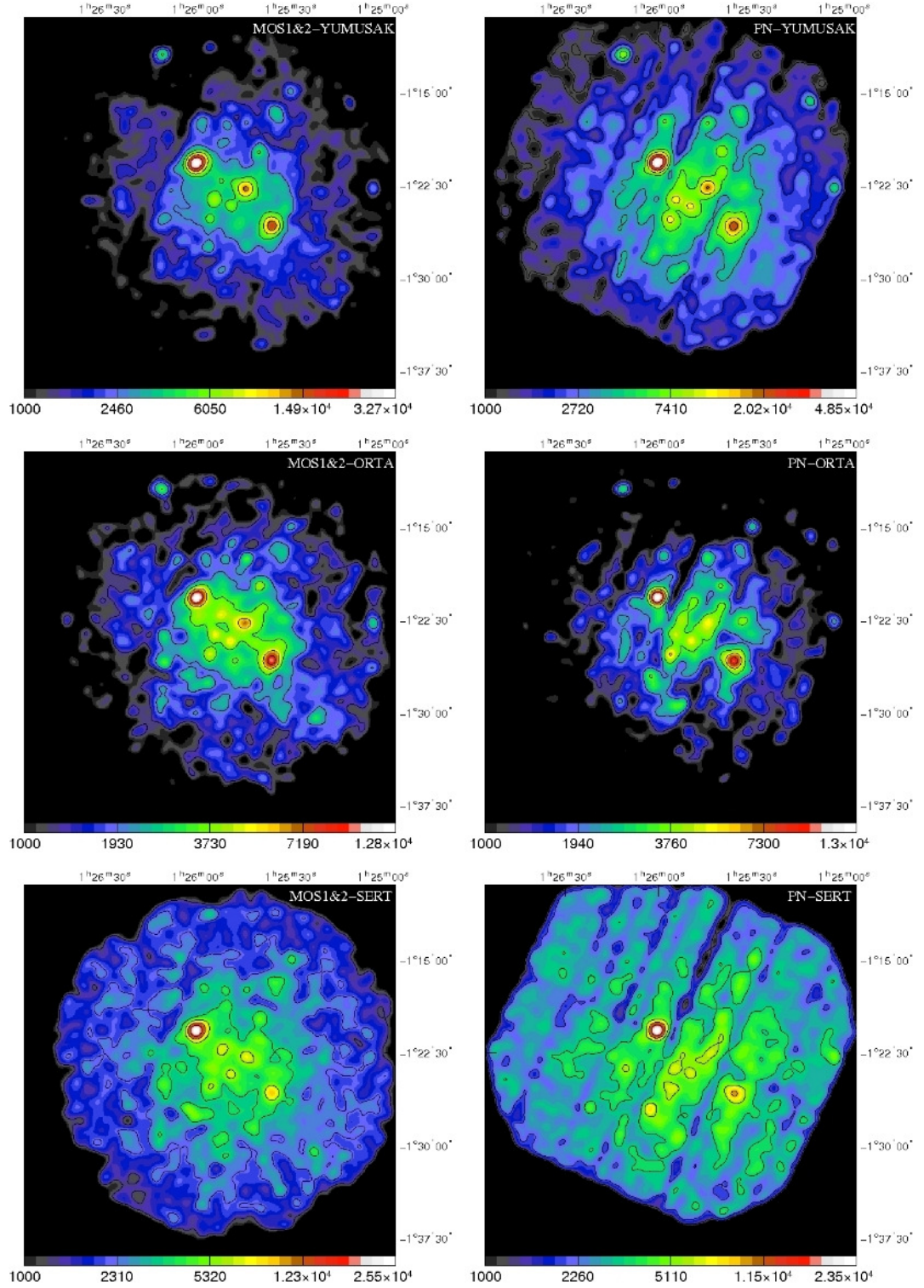
Şekil 3.29: Kümelerin ışık eğrileri ve temizlenmiş gözlem veri aralıkları. Düz çizgiler ortalama sayım/s, kesikli çizgiler standart sapmadır ( $2.7 \sigma$ ). Eğrilerde görülen saçılmalar, Güneş parlamalarından kaynaklanan gürültüdür. Yatay eksen, XMM-Newton uydusunun çalışmaya başladığı ilk andan, gözlemin yapıldığı ana kadar geçen süreyi göstermektedir.



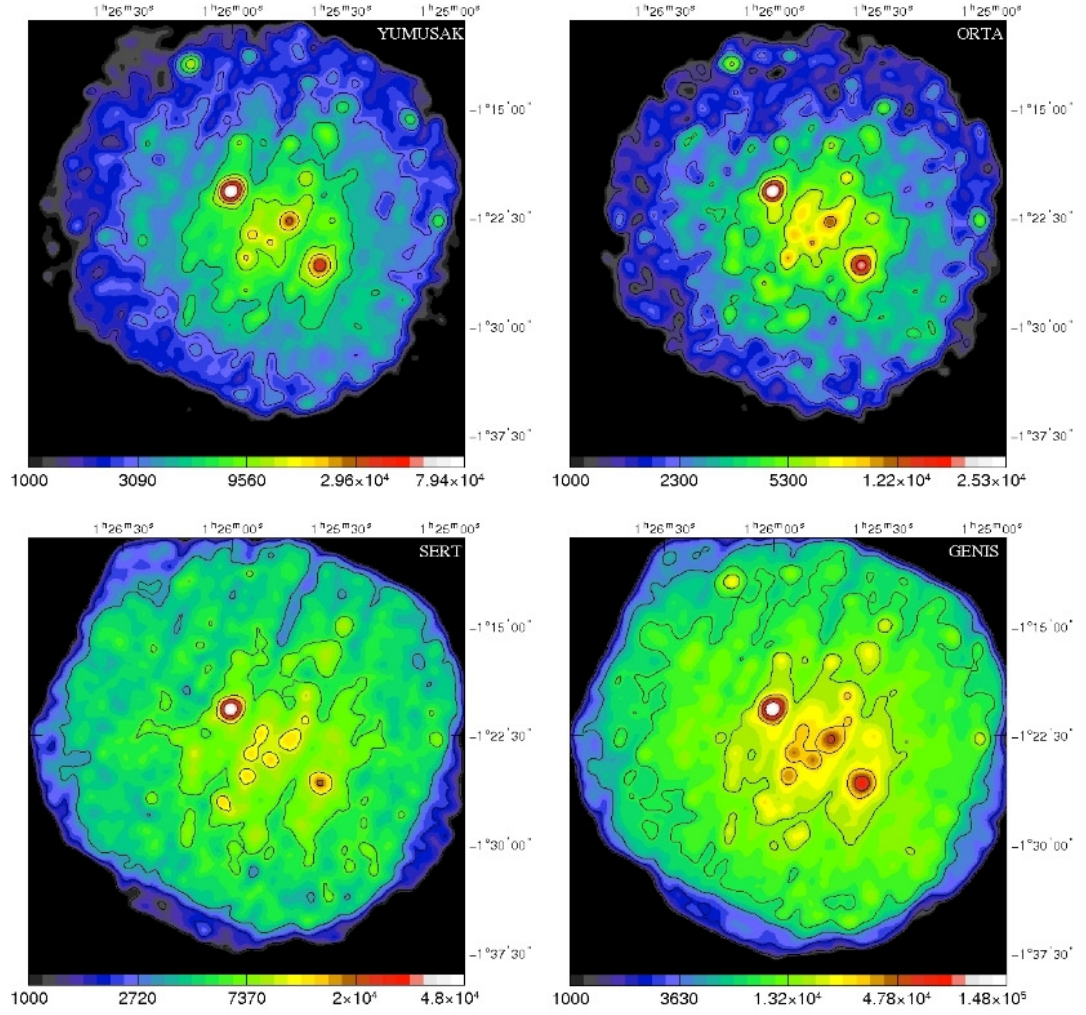
### 3.6. TEMİZLENMİŞ VE RENKLENDİRİLMİŞ X-IŞIN GÖRÜNTÜLERİ

X-ışın çalışmalarında X-ışın görüntüleri büyük öneme sahiptir. Bazı durumlarda X-ışın görüntüleri, yapılan çalışma ile ilgili önemli ipuçları sağlayabilmektedir. Örneğin küme dinamiği çalışmalarında X-ışın görüntüleri faydalı bilgiler sağlar. Şöyle ki; X-ışın emisyonu yapan ICM gazı, kümenin kütleçekimsel potansiyeli ile hidrostatik dengededir. Eğer bu denge herhangi bir sebepten dolayı bozulmuşsa kümenin bazı bölgelerinde sıcaklık artışı, metal bolluğu artışı gibi farklılıklar (düzensizlikler) meydana gelebilir. Bu gibi durumlar galaksi kümelerinin görüntüleri üzerinde yapılan sıcaklık, metal bolluğu haritaları ile tespit edilebilir. Buna göre de, küme içinde istenilen bölge ya da bölgeler üzerinde daha ayrıntılı çalışmalar yapılabilir.

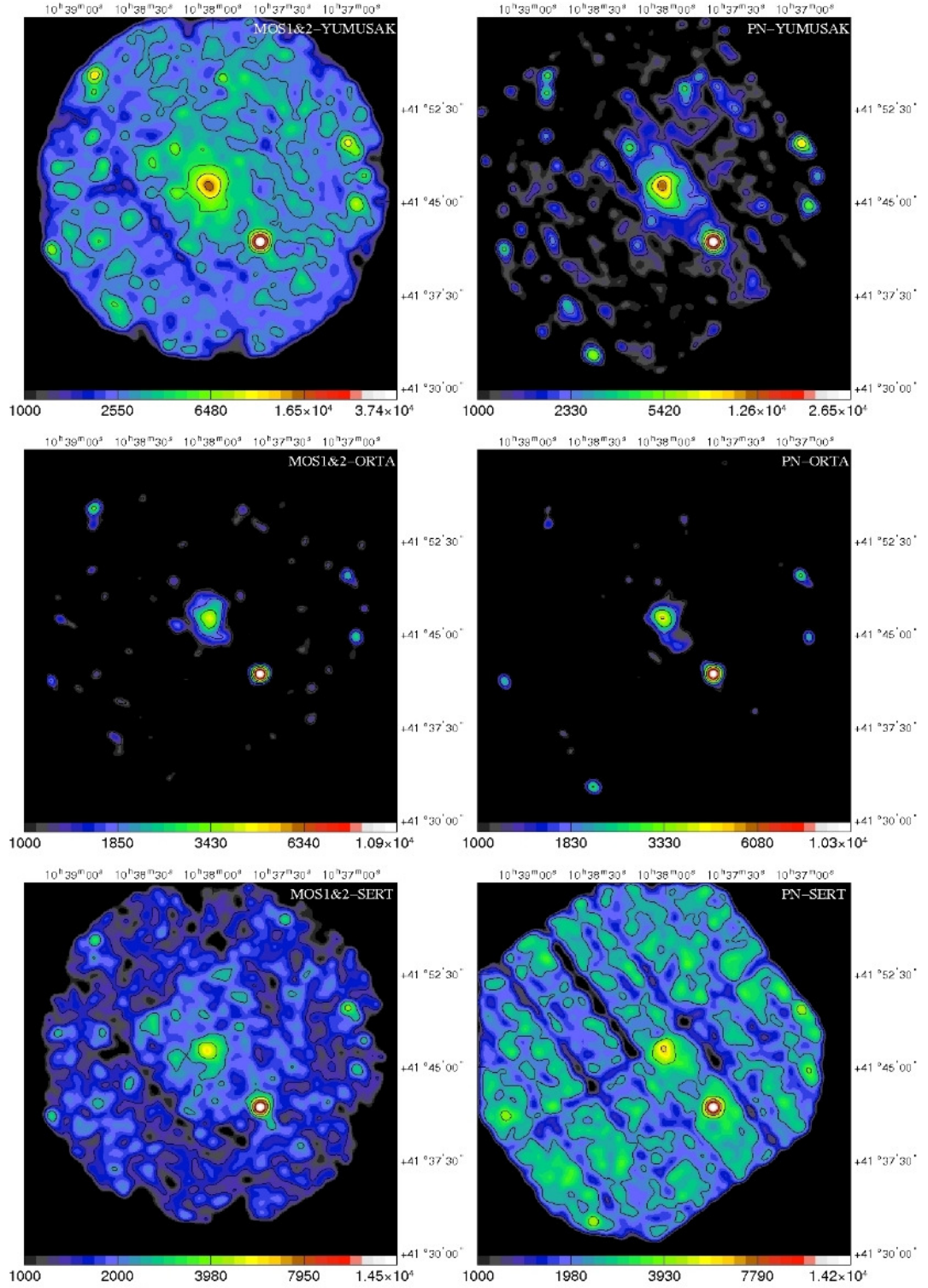
Bu çalışmada, XMM-Newton'un EPIC dedektörleri ile galaksi kümelerinin dört ayrı enerji aralığında (yumuşak [0.3-1 keV], orta [1-1.6 keV], sert [1.6-10 keV], geniş [0.3-10 keV]) X-ışın görüntüleri oluşturulmuştur. Bu görüntülerde, daha ayrıntılı görsel tespit yapılabilmesi için değişik renkler kullanılmıştır. Farklı enerji aralıklarında görüntülerin oluşturulma sebebi, kaynakların bu enerji aralıklarındaki özelliklerini belirlemektir. Genellikle, kaynakların iç absorpsiyonunu (intrinsic absorption-örneğin spiral bir galakside kolların, galaksinin kendi ışınımını absorblaması) ve güç kanunu emisyonunu araştırmak amacıyla kümeler farklı enerji aralıklarında incelenir. Kaynaklardan gelen sayımların farklı enerji aralıklarında, düzenli bir şekilde bölünerek incelenmesi, istatistiksel çalışmalar açısından da faydalıdır (Hüdaverdi ve diğ., 2006). Şekil 3.30, Şekil 3.32, Şekil 3.34, Şekil 3.36 ve Şekil 3.38'de MOS1&2 (MOS1 + MOS2) ve PN dedektörlerinin bahsedilen enerji aralıklarındaki görüntüleri ayrı ayrı verilmiştir. Şekil 3.31, Şekil 3.33, Şekil 3.35, Şekil 3.37 ve Şekil 3.39'daki görüntülerin tümü, bahsedilen enerji aralıklarında MOS1, MOS2 ve PN dedektörlerinin görüntülerinin birleştirilmesiyle oluşturulmuştur.



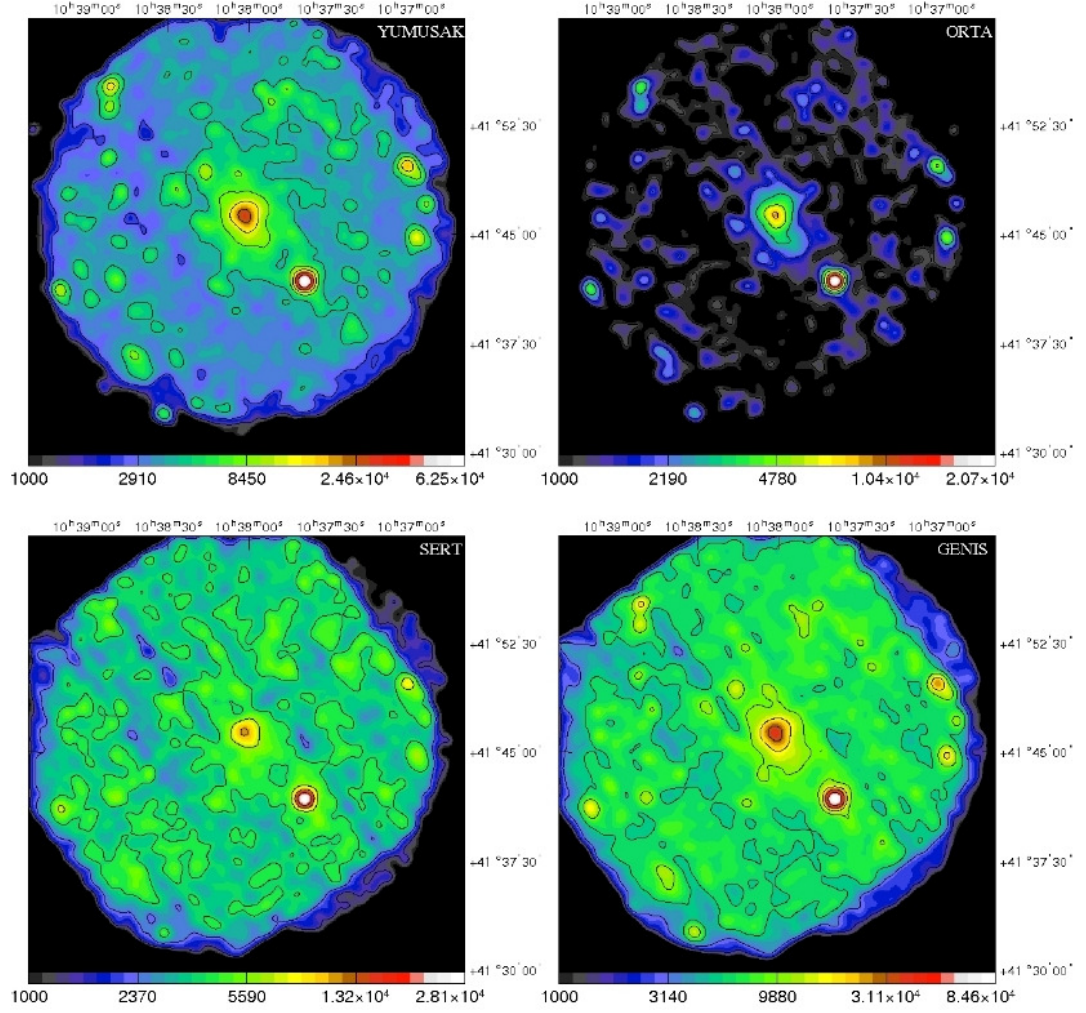
Şekil 3.30: A194'ün yumuşak (0.3-1 keV), orta (1-1.6 keV) ve sert (1.6-10 keV) enerji aralıklarındaki görüntüleri. MOS1&2 görüntüleri, MOS1 ve MOS2 dedektörlerinin görüntülerinin birleştirilmesiyle oluşturulmuştur.



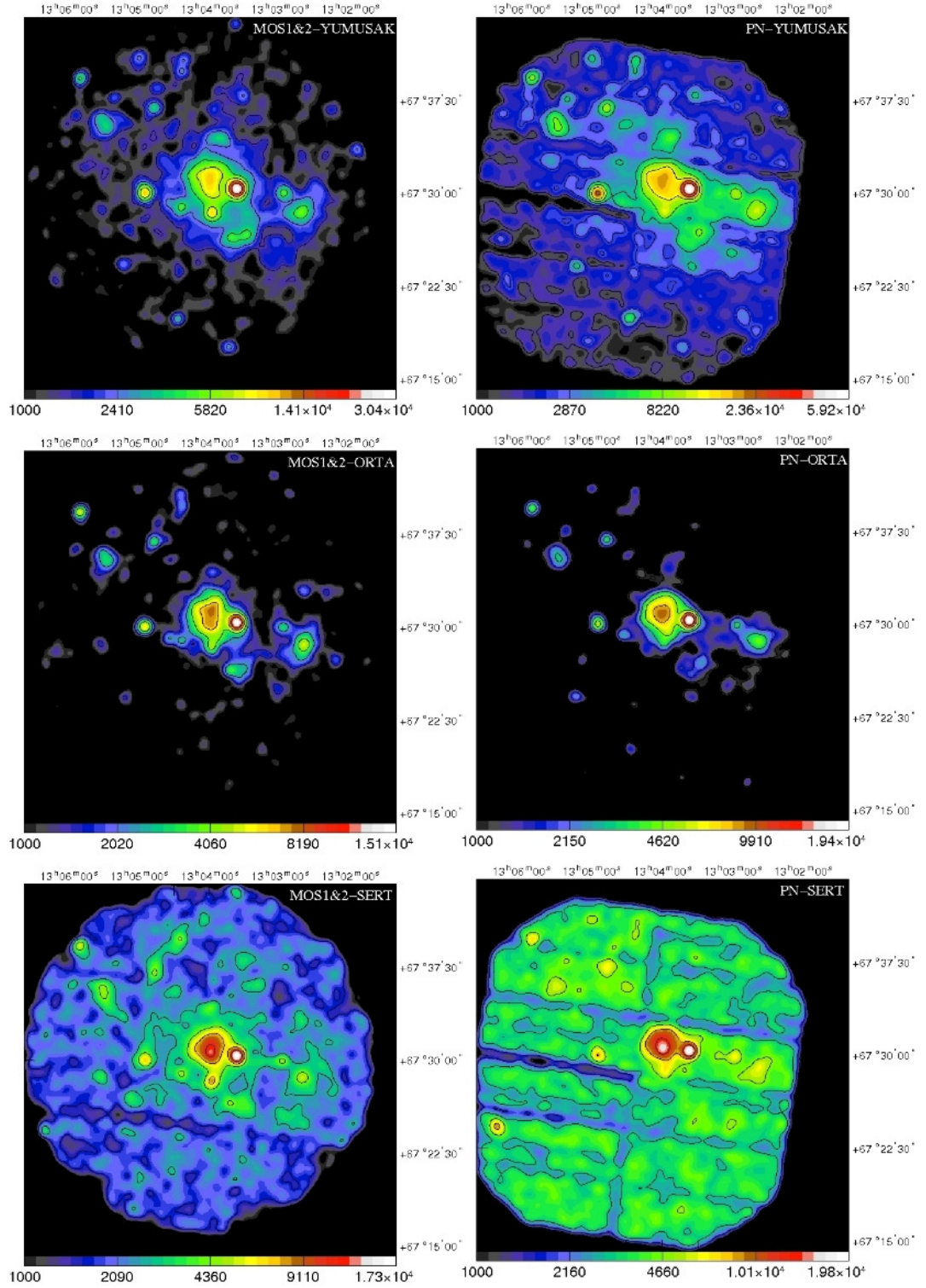
Şekil 3.31: Belirtilen enerji aralıklarında MOS1, MOS2 ve PN dedektörlerinin görüntülerinin birleştirilmesiyle oluşturulmuş A194 görüntüleri.



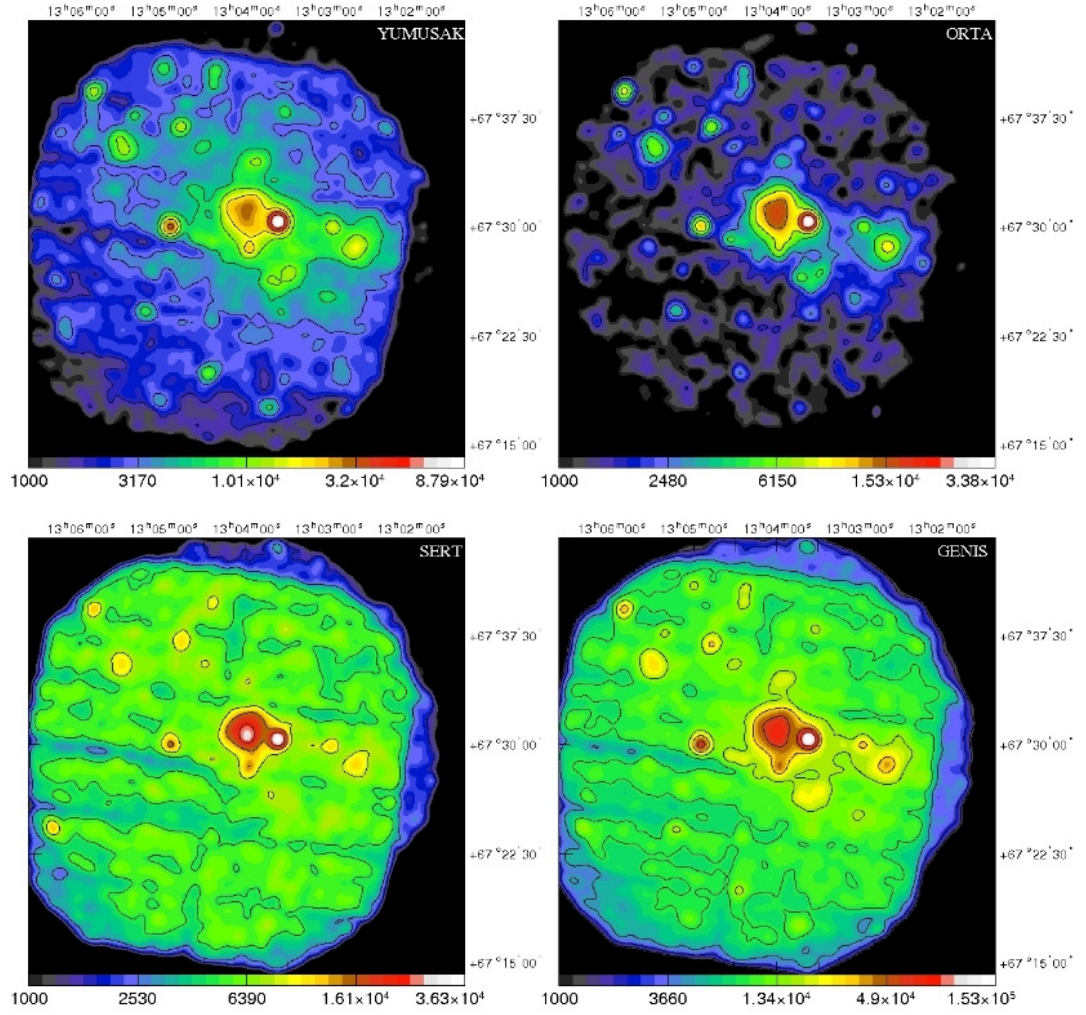
Şekil 3.32: A1056'nın yumuşak (0.3-1 keV), orta (1-1.6 keV) ve sert (1.6-10 keV) enerji aralıklarındaki görüntüleri. MOS1&2 görüntüleri, MOS1 ve MOS2 dedektörlerinin görüntülerinin birleştirilmesiyle oluşturulmuştur.



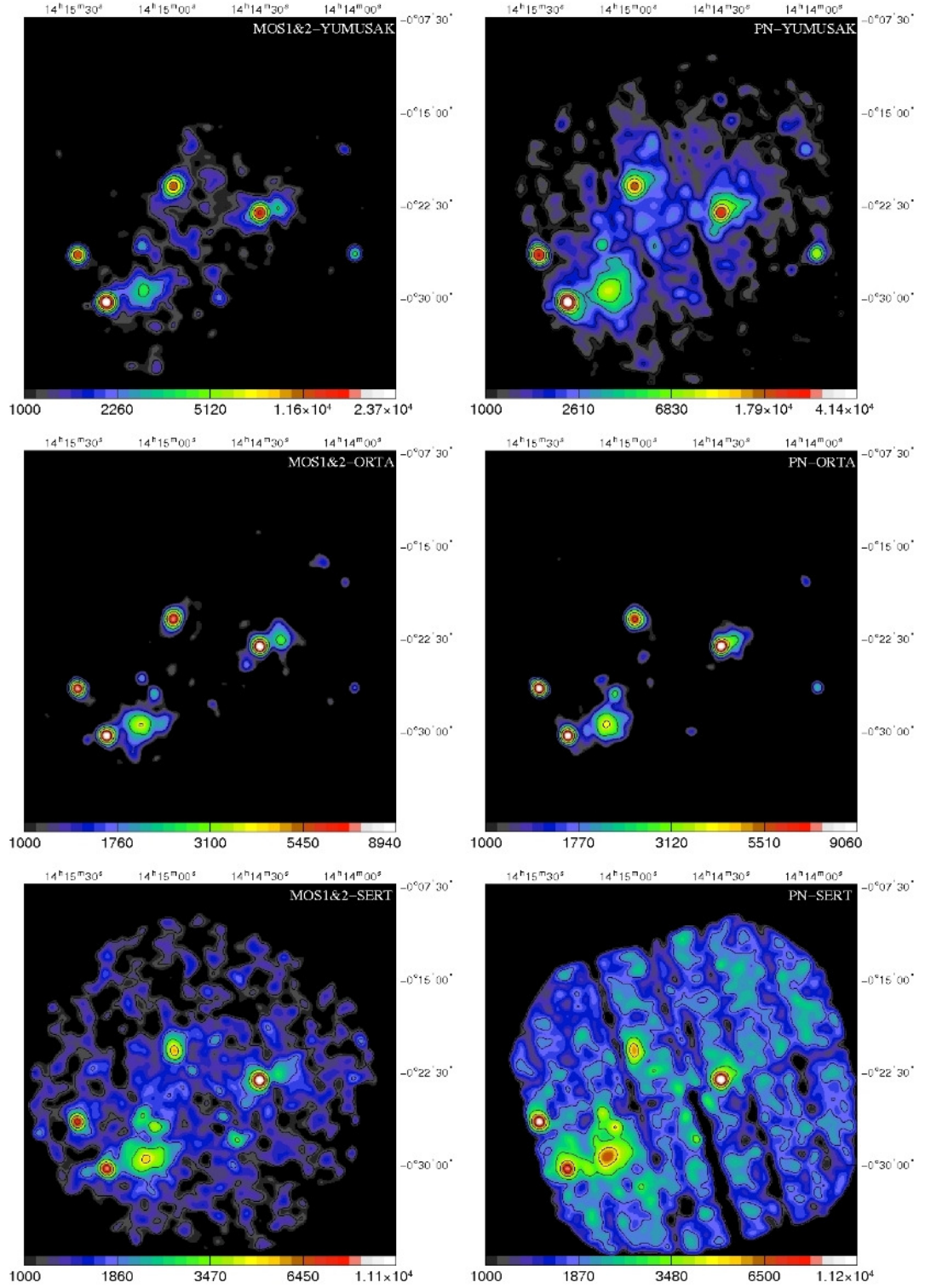
Şekil 3.33: Belirtilen enerji aralıklarında MOS1, MOS2 ve PN dedektörlerinin görüntülerinin birleştirilmesiyle oluşturulmuş A1056 görüntüleri.



Şekil 3.34: A1674'ün yumuşak (0.3-1 keV), orta (1-1.6 keV) ve sert (1.6-10 keV) enerji aralıklarındaki görüntüleri. MOS1&2 görüntüleri, MOS1 ve MOS2 dedektörlerinin görüntülerinin birleştirilmesiyle oluşturulmuştur.

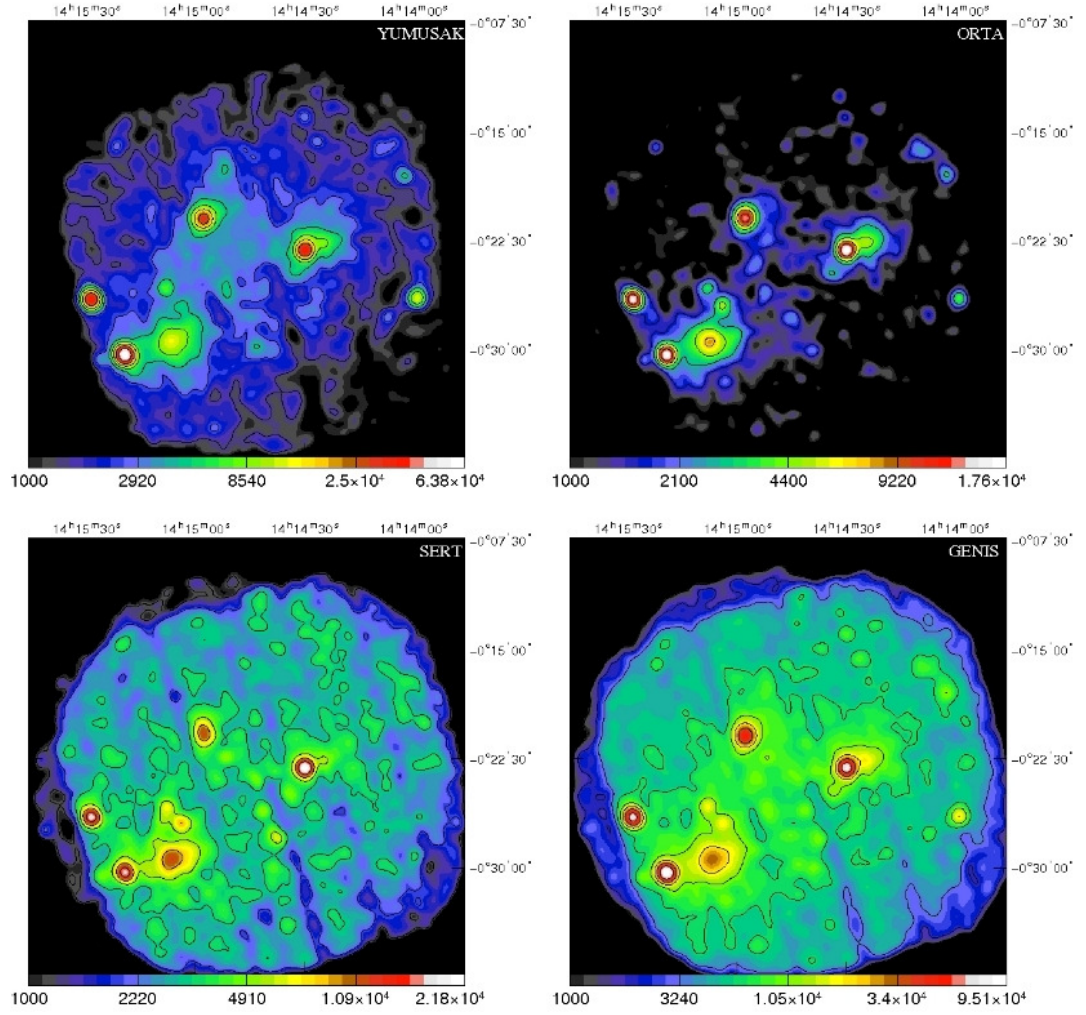


Şekil 3.35: Belirtilen enerji aralıklarında MOS1, MOS2 ve PN dedektörlerinin görüntülerinin birleştirilmesiyle oluşturulmuş A1674 görüntüleri.

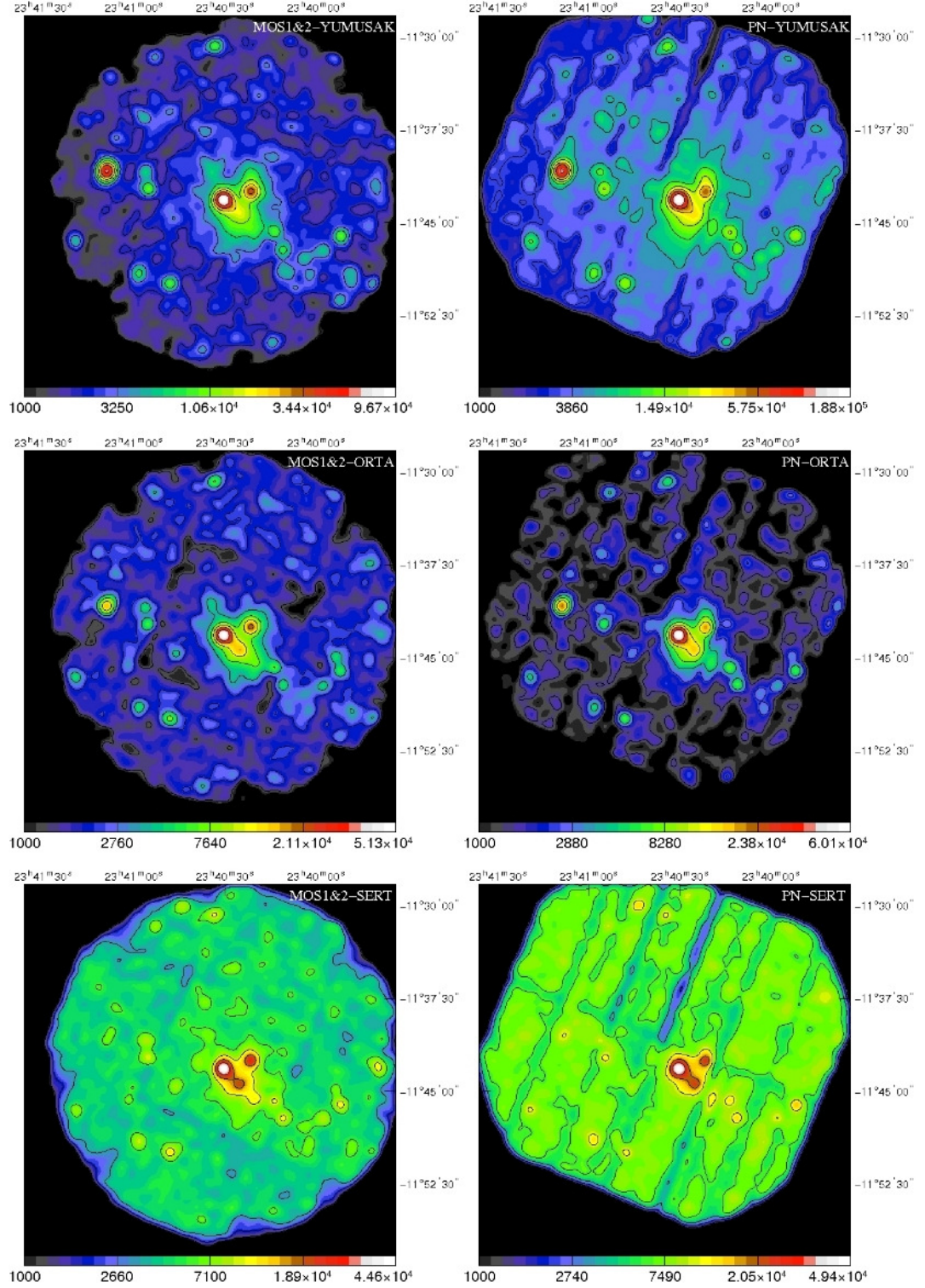


Şekil 3.36: A1882'nin yumuşak (0.3-1 keV), orta (1-1.6 keV) ve sert (1.6-10 keV) enerji aralıklarındaki görüntüleri. MOS1&2 görüntüleri, MOS1 ve MOS2 dedektörlerinin görüntülerinin birleştirilmesiyle oluşturulmuştur.

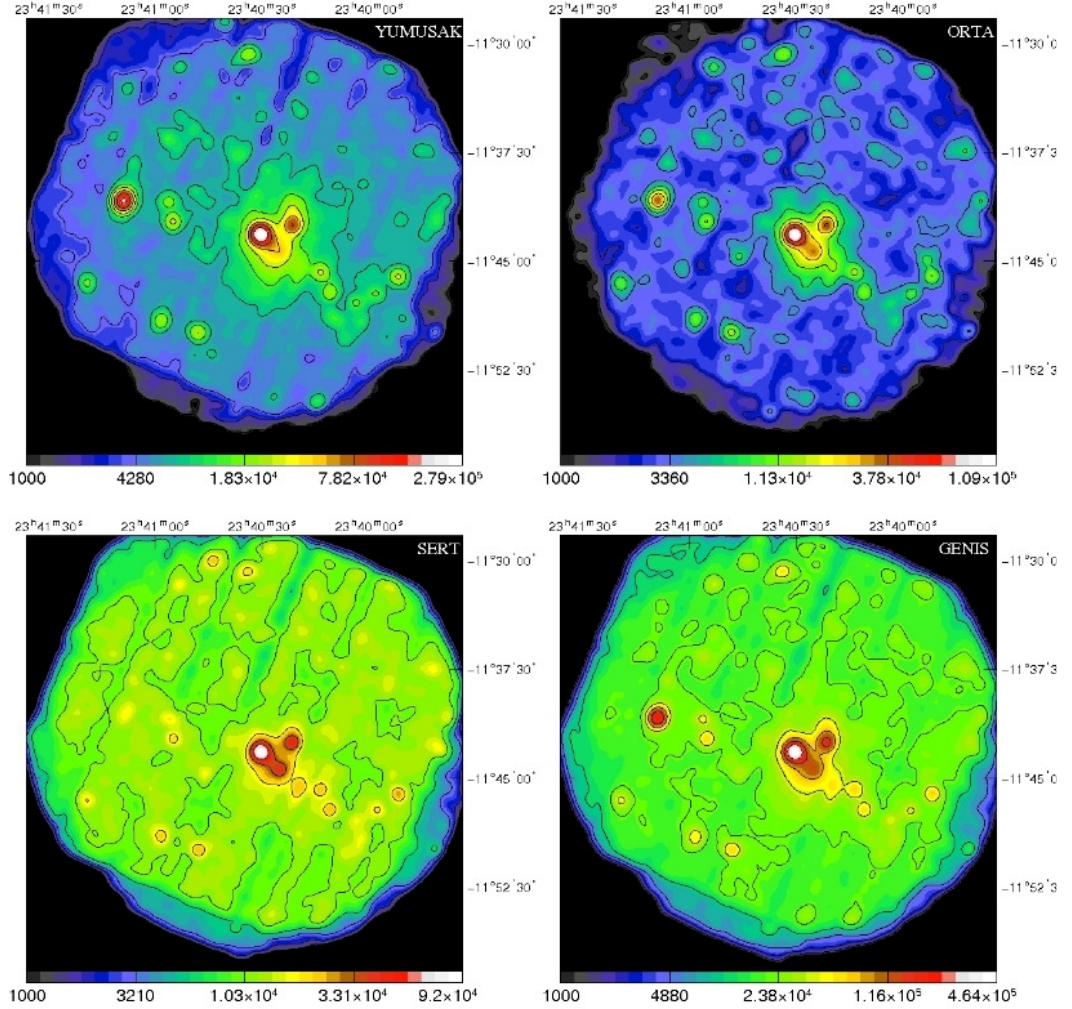




Şekil 3.37: Belirtilen enerji aralıklarında MOS1, MOS2 ve PN dedektörlerinin görüntülerinin birleştirilmesiyle oluşturulmuş A1882 görüntüleri.



Şekil 3.38: A2638'in yumuşak (0.3-1 keV), orta (1-1.6 keV) ve sert (1.6-10 keV) enerji aralıklarındaki görüntüleri. MOS1&2 görüntüleri, MOS1 ve MOS2 dedektörlerinin görüntülerinin birleştirilmesiyle oluşturulmuştur.



Şekil 3.39: Belirtilen enerji aralıklarında MOS1, MOS2 ve PN dedektörlerinin görüntülerinin birleştirilmesiyle oluşturulmuş A2638 görüntüleri.

### 3.7. SPEKTREL ANALİZDE KULLANILAN PROGRAM VE MODELLER

Spektral analizler, XSPEC 11.3.2 versiyonu ile yapılmıştır. XSPEC, komutlarla çalışan, etkileşimli, bir X-ışın spektral analiz programıdır. XSPEC programında, X-ışın spektrum analizinde karşılaşılan hemen her astrofiziksel ortam için yapılmış bir model bulunmaktadır. Hangi astrofiziksel ortam üzerinde çalışma yapılıyorsa, o ortam için yapılmış olan modele gereken parametreler girilerek spektral analiz yapılır. XSPEC programı herhangi bir dedektöre bağlı olmaksızın, tamamen bağımsız yapılmış bir programdır. Bu nedenle her X-ışın dedektörü veya spektrometresinde kullanılabilir. XSPEC programı şimdiye kadar HEAO-1 A2, Einstein Observatory, EXOSAT, Ginga, ROSAT, BBXRT, ASCA, CGRO, IUE, RXTE, Chandra,

XMM-Newton, INTEGRAL/SPI, Swift ve Suzaku uydularının verilerinin spektrum analizinde kullanılmıştır (Arnaud ve diğ., 2009a).

### 3.7.1. Nokta Kaynakların Spektrel Analizinde Kullanılan Modeller

İncelenen kümeler uzak olduğundan, kümelerin üye galaksilerinin spiral kollarından gelen termal ışıma görünmez veya galaksiler küme içi aktiviteler nedeniyle kollarını kaybetmiştir. Bu nedenle bu galaksilerden, galaksi merkezindeki aktif çekirdekten (AGN) gelen yüksek enerjiye sahip, güç kanunu (power law) dağılımına uyan termal olmayan ışıma gelir. Kümelerdeki nokta kaynakların spektrel analizinde, ışınım mekanizması güç kanunu modeline uyan fotonlar için yapılmış olan, POWERLAW modeli kullanılmıştır. POWERLAW modelinin formülü;

$$A(E) = KE^{-\alpha} \quad (3.1)$$

dır. Formülde,  $\alpha$  (birimsiz) güç kanununun foton indeksi ve aynı zamanda POWERLAW modelinin parametresidir, K (foton  $\text{keV}^{-1}\text{cm}^{-2}\text{s}^{-1}$ ) modelin normudur (Arnaud ve diğ., 2009b).

İncelenen kümelerdeki kaynakların birkaçında, hem termal hem de termal olmayan ışımaya rastlanmıştır. Bu kaynakların spektrel analizinde MEKA + POWERLAW kullanılmıştır (MEKA modeli için bakınız 3.7.2.). Nokta kaynakların spektrel analizinde kullanılan modellerin parametrelerinin tayininde ki-kare istatistiği kullanılmıştır.

### 3.7.2. ICM'nin Spektrel Analizinde Kullanılan Modeller

Bu çalışmada incelenen kümelerden A2638'in spektrel analizinde MEKA + MEKA (çift MEKA) modeli, diğer kümelerin spektrel analizinde MEKA modeli kullanılmıştır.

MEKA modeli, sıcak yaygın bir gazdan gelen emisyon spektrumu için yapılmış bir modeldir ve ICM'nin spektrel analizi için uygundur. MEKA modelinin hesaplamaları Mewe ve diğerleri (1985) tarafından yapılmış, Kaastra (1992a) tarafından da geliştirilmiştir (Arnaud ve diğ., 2009c). MEKA modelinin normu;

$$\frac{10^{-14}}{4\pi[D_A(1+z)]^2} \int n_e n_H dV \quad (3.2)$$

şeklindedir. Burada,  $D_A$  (cm) kaynağın açısal çap aralığı,  $n_e$  ve  $n_H$  sırasıyla elektron ve hidrojen yoğunluğudur ( $\text{cm}^{-3}$ ). MEKA modelinin parametreleri ise plazma sıcaklığı  $kT$  (keV), hidrojen yoğunluğu  $n_H$  ( $\text{cm}^{-3}$ ), metal bolluğu ve kırmızıya kaymadır. ICM'nin spektrel analizinde kullanılan modellerin parametrelerinin tayininde ki-kare istatistiği kullanılmıştır.

## 4. BULGULAR

### 4.1. NOKTA KAYNAK TESPİTİ VE ANALİZİ

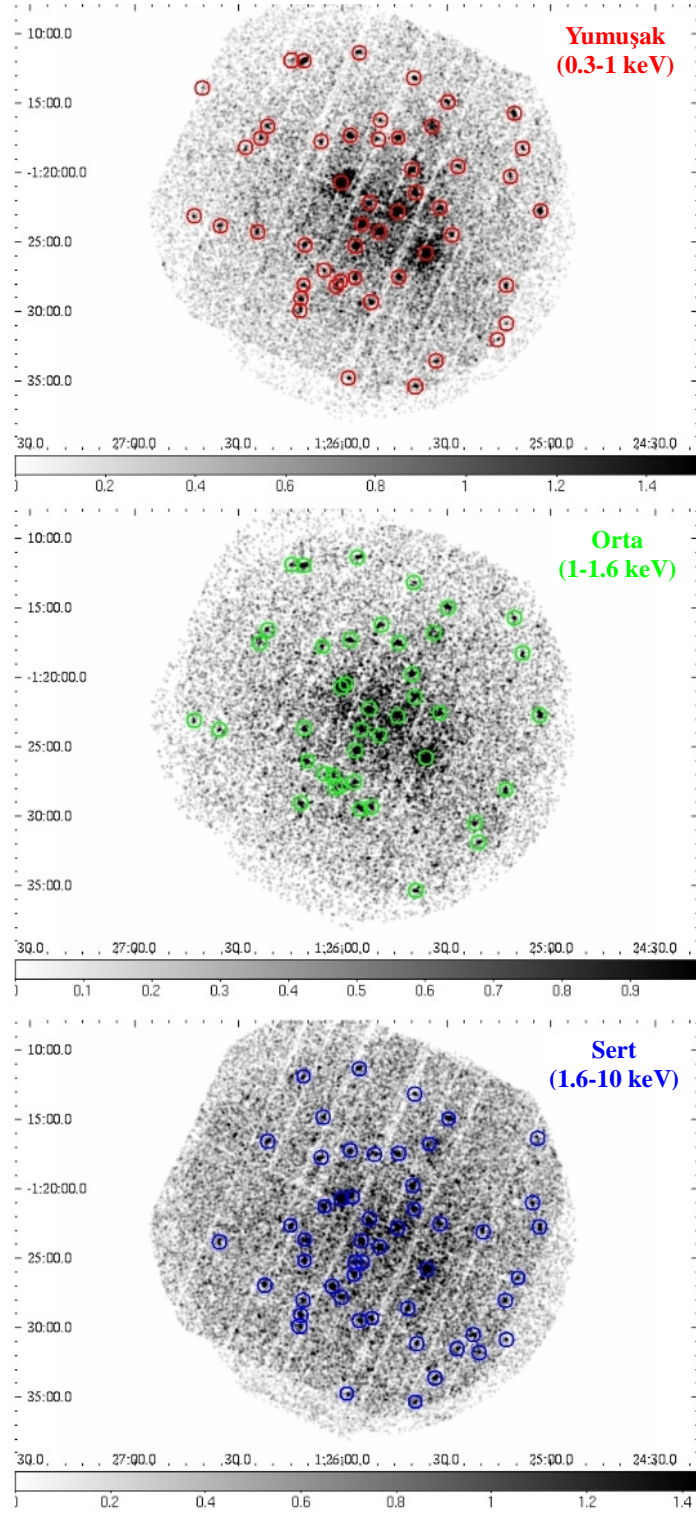
#### 4.1.1. Nokta Kaynak Tespiti

EPIC dedektörlerinin görüntüleri üzerinde çok bantlı (yumuşak [0.3-1 keV], orta [1-1.6 keV], sert [1.6-10 keV]) kaynak tespiti yapılmıştır (Şekil 4.1, Şekil 4.2, Şekil 4.3, Şekil 4.4, Şekil 4.5). Kaynaklar üzerinde farklı enerji aralıklarında çalışma yapılmasının nedeni ve öneminden 3.6. TEMİZLENMİŞ VE RENKLENDİRİLMİŞ X-IŞIN GÖRÜNTÜLERİ başlığı altında bahsedilmiştir.

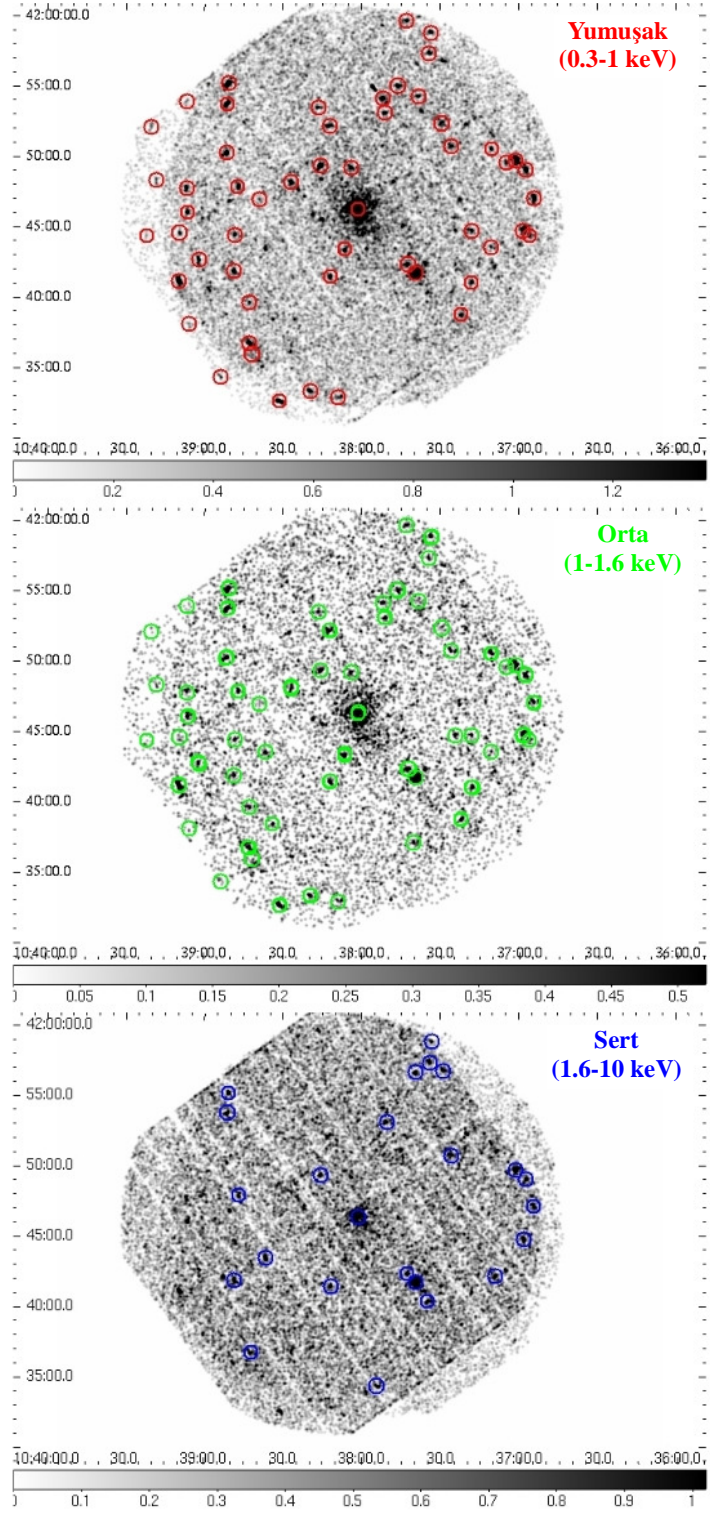
Bu çalışmada kaynak tespiti, Bruner ve diğerleri (1996) tarafından SAS programına uygulanan, Maximum Likelihood (Cash, 1979) yöntemiyle yapılmıştır (EMLDETECT). Bu yöntemde EPIC dedektörlerin görüntüleri taranır. Sinyal/gürültü oranı, belirlenen eşik değerinden yüksek olan bölgeler kaynak olarak tanımlanır. Bu çalışmada, Maximum Likelihood değeri 10'un üzerinde olan bölgeler kaynak olarak tanımlanmıştır. Maximum Likelihood (L) ile Gaussian dağılım (P) arasında  $L = -\ln P$  bağıntısı vardır.  $L=10$  için  $P \sim 3.2 \times 10^{-5}$ 'tir. Bu değer de yaklaşık olarak, sinyal/gürültü oranının Gaussian dağılımının  $4\sigma$  standart sapmasına denk gelmektedir ( $P \sim 3.2 \times 10^{-5} \sim 4\sigma$ ). Bu koşullara göre kümelerin herbirinde yumuşak, orta ve sert enerji aralıklarında tespit edilen kaynak sayıları Tablo 4.1'de verilmiştir.

Tablo 4.1: Kümelerde yumuşak, orta ve sert enerji aralıklarında tespit edilen kaynak sayıları.

Küme	Yumuşak (0.3-1 keV)	Orta (1-1.6 keV)	Sert (1.6-10 keV)
<b>A194</b>	50	42	52
<b>A1056</b>	54	35	24
<b>A1674</b>	50	42	41
<b>A1882</b>	32	29	20
<b>A2638</b>	88	68	68

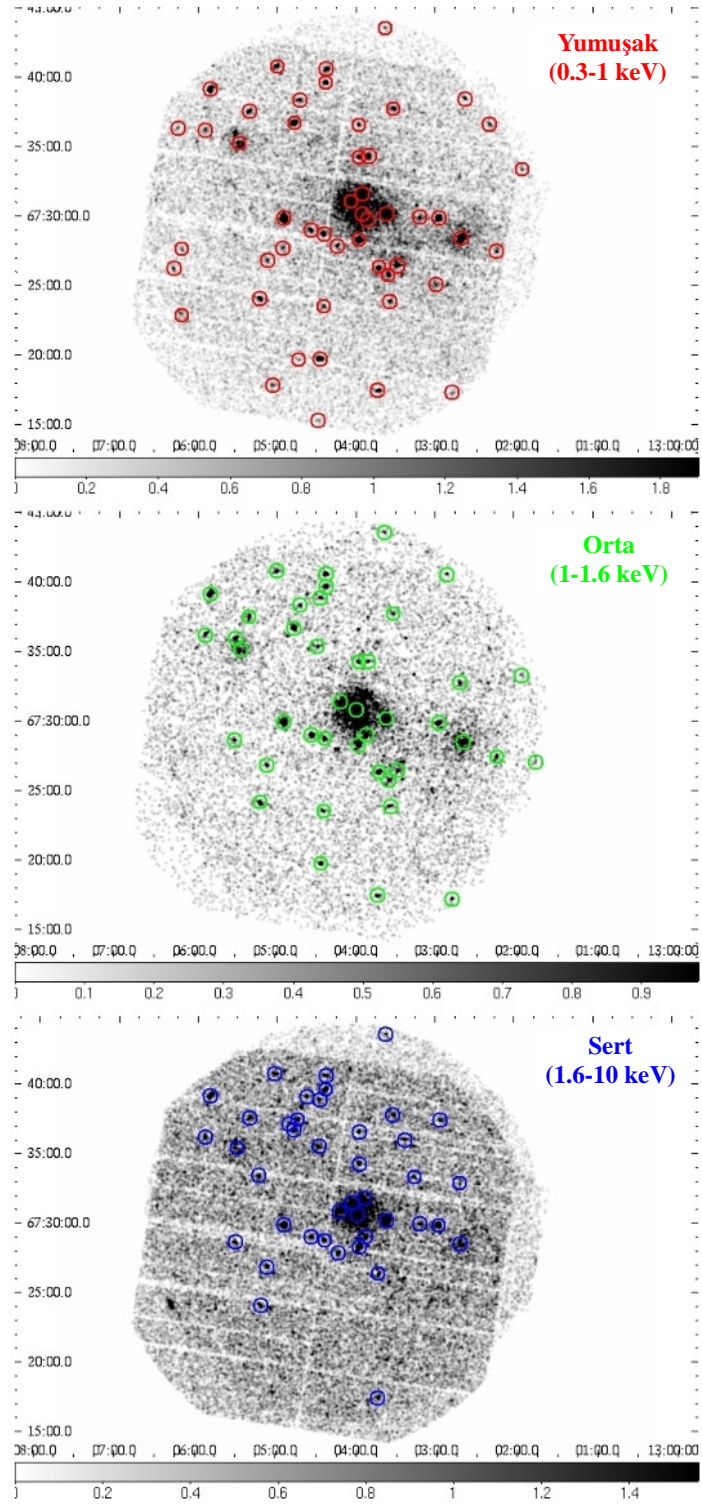


Şekil 4.1: A194'ün Maximum Likelihood ( $L = 10$ ) yöntemiyle yumuşak, orta ve sert enerji aralıklarında tespit edilen kaynakları. 50 yumuşak, 42 orta ve 52 adet sert kaynak tespit edilmiştir.

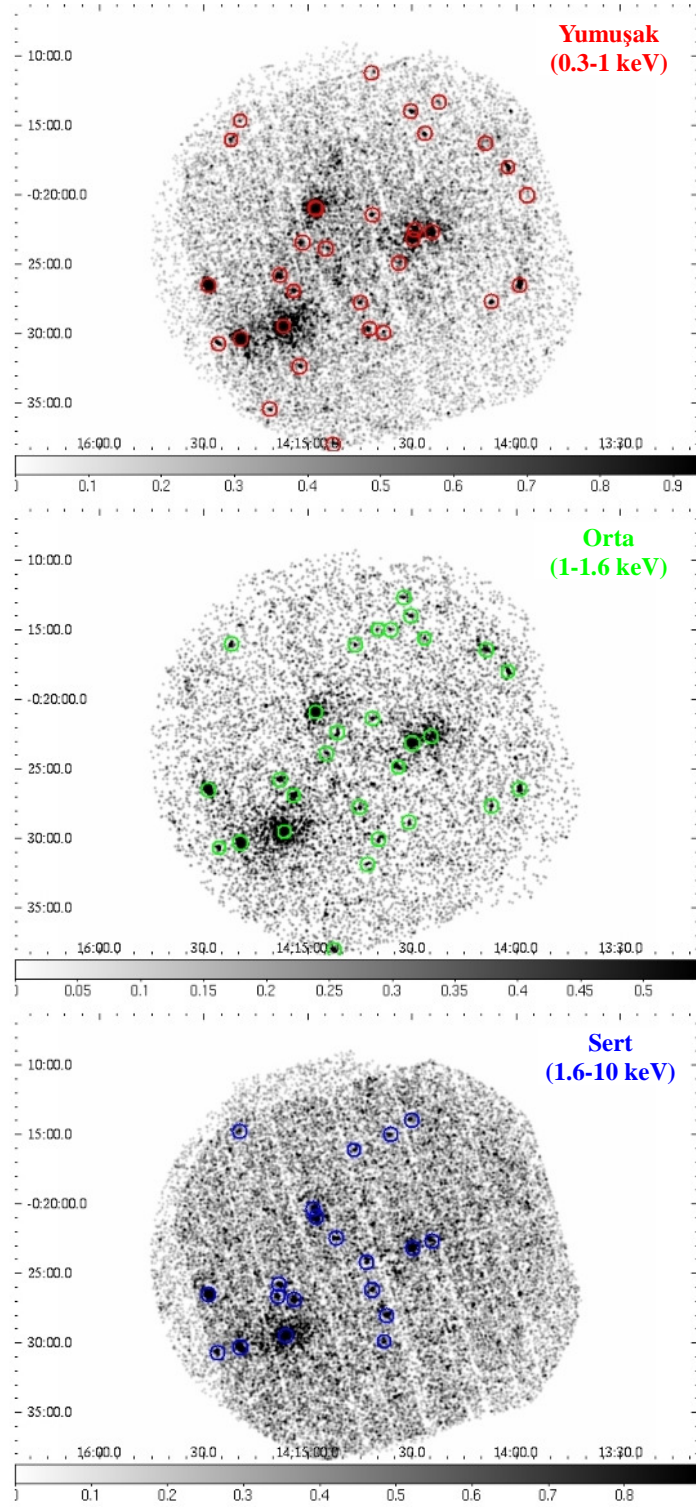


Şekil 4.2: A1056'nın Maximum Likelihood ( $L = 10$ ) yöntemiyle yumuşak, orta ve sert enerji aralıklarında tespit edilen kaynakları. 54 yumuşak, 35 orta ve 24 adet sert kaynak tespit edilmiştir.

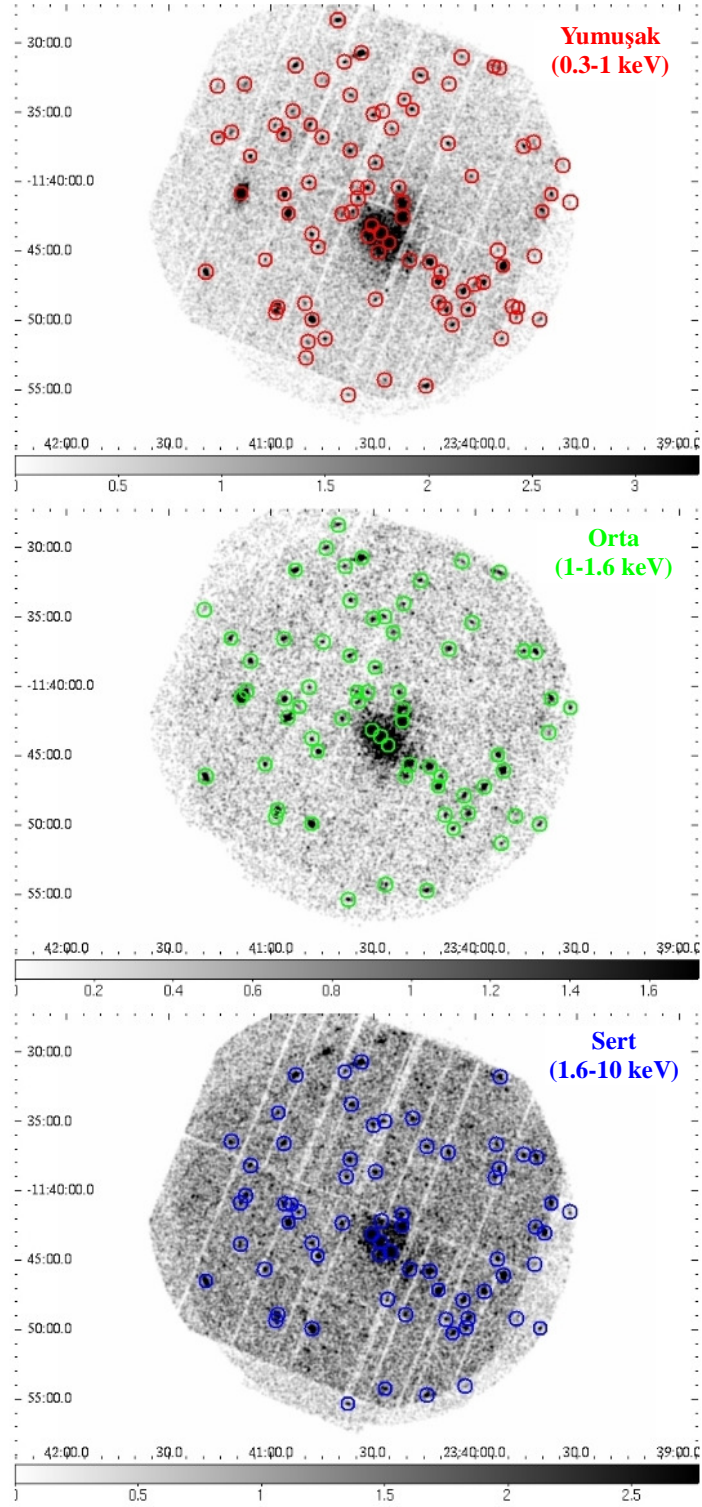




Şekil 4.3: A1674'ün Maximum Likelihood ( $L = 10$ ) yöntemiyle yumuşak, orta ve sert enerji aralıklarında tespit edilen kaynakları. 50 yumuşak, 42 orta ve 41 adet sert kaynak tespit edilmiştir.



Şekil 4.4: A1882'nin Maximum Likelihood ( $L = 10$ ) yöntemiyle yumuşak, orta ve sert enerji aralıklarında tespit edilen kaynakları. 32 yumuşak, 29 orta ve 20 adet sert kaynak tespit edilmiştir.



Şekil 4.5: A2638'in Maximum Likelihood ( $L = 10$ ) yöntemiyle yumuşak, orta ve sert enerji aralıklarında tespit edilen kaynakları. 88 yumuşak, 68 orta ve 68 adet sert kaynak tespit edilmiştir.

#### 4.1.2. Nokta Kaynak Analizi

Kümelerin nokta kaynakları tespit edildikten sonra, kümelerde parlak olan nokta kaynaklar seçilmiş ve bu parlak nokta kaynakların PN dedektörünün verilerine dayanan spektrel analizi, uygun model (POWERLAW, MEKA + POWERLAW veya MEKA) kullanılarak yapılmıştır (bakınız 3.7.1. ve 3.7.2.). Böylece kaynakların foton indeksi ( $\Gamma$ ), MEKA modeli kullanılmışsa sıcaklığı (kT), akı ( $F_X$ ) ve lüminozite ( $L_X$ ) değerleri tayin edilmiştir (Tablo 4.2, Tablo 4.3, Tablo 4.4, Tablo 4.5, Tablo 4.6). Burada  $n_H$ , kaynağın birim alandaki hidrojen kolon yoğunluğu, iç absorpsiyondur (intrinsic column density).

Tablo 4.2: A194'ün seçilen kaynakları için en iyi spektrel fit parametreleri (PN dedektörünün verileri kullanılmıştır).

Kaynak no	$\alpha$ - $\delta$ (J2000.0)	$\Gamma$	$n_H$ ( $\times 10^{22}$ cm $^{-2}$ )	kT (keV)	Log( $F_X$ ) (erg cm $^{-2}$ s $^{-1}$ ) [2-10 keV]	Log( $L_X$ ) (erg s $^{-1}$ ) [2-10 keV]
1	J012600.1-012044	$\begin{matrix} 2.35 \\ 1.62 \\ 1.11 \end{matrix}$	$\begin{matrix} 4.38 \\ 2.16 \\ 1.08 \end{matrix}$	$\begin{matrix} 0.58 \\ 0.55 \\ 0.51 \end{matrix}$	-12.49	41.36
2	J012535.9-012549	$\begin{matrix} 1.77 \\ 1.55 \\ 1.33 \end{matrix}$	...	$\begin{matrix} 0.85 \\ 0.75 \\ 0.68 \end{matrix}$	-13.34	40.51
3	J012558.7-012024	$\begin{matrix} 1.20 \\ 0.89 \\ 0.65 \end{matrix}$	...	$\begin{matrix} 0.62 \\ 0.57 \\ 0.51 \end{matrix}$	-12.98	40.86
4	J012543.9-012237	$\begin{matrix} 1.82 \\ 0.36 \\ -1.58 \end{matrix}$	...	$\begin{matrix} 0.56 \\ 0.49 \\ 0.41 \end{matrix}$	-13.57	40.27
5	J012539.9-011945	$\begin{matrix} 2.38 \\ 1.68 \\ 1.12 \end{matrix}$	...	...	-13.70	40.14
6	J012539.2-012124	$\begin{matrix} 3.22 \\ 2.31 \\ 1.73 \end{matrix}$	...	...	-14.23	39.63
7	J012531.9-012230	$\begin{matrix} 2.97 \\ 2.12 \\ 1.50 \end{matrix}$	...	...	-14.21	39.65
8	J012552.4-012217	$\begin{matrix} 2.47 \\ 1.75 \\ 1.22 \end{matrix}$	...	...	-13.84	40.01
9	J012554.5-012344	$\begin{matrix} 2.86 \\ 2.29 \\ 1.85 \end{matrix}$	...	...	-13.97	39.89
10	J012549.2-012413	$\begin{matrix} 2.62 \\ 2.13 \\ 1.74 \end{matrix}$	...	...	-13.82	40.00
11	J012556.2-012515	$\begin{matrix} 2.72 \\ 2.32 \\ 1.99 \end{matrix}$	...	...	-13.91	39.94

Tablo 4.3: A1056'nın seçilen kaynakları için en iyi spektral fit parametreleri (PN dedektörünün verileri kullanılmıştır).

Kaynak no	$\alpha$ - $\delta$ (J2000.0)	$\Gamma$	$n_H$ ( $\times 10^{22} \text{ cm}^{-2}$ )	kT (keV)	$\text{Log}(F_X)$ ( $\text{erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1}$ ) [2-10 keV]	$\text{Log}(L_X)$ ( $\text{erg s}^{-1}$ ) [2-10 keV]
1	J103739.6+414147	$1.75^{1.84}_{1.66}$	...	...	-12.73	42.46
2	J103701.4+414944	$2.12^{2.43}_{1.86}$	...	...	-13.41	41.78
3	J103658.5+414448	$1.98^{2.40}_{1.63}$	...	...	-13.53	41.65
4	J103909.6+414113	$1.75^{2.08}_{1.47}$	...	...	-13.17	42.00
5	J103831.2+413239	$1.86^{2.15}_{1.60}$	...	...	-13.09	42.07

Tablo 4.4: A1674'ün seçilen kaynakları için en iyi spektral fit parametreleri (PN dedektörünün verileri kullanılmıştır).

Kaynak no	$\alpha$ - $\delta$ (J2000.0)	$\Gamma$	$n_H$ ( $\times 10^{22} \text{ cm}^{-2}$ )	kT (keV)	$\text{Log}(F_X)$ ( $\text{erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1}$ ) [2-10 keV]	$\text{Log}(L_X)$ ( $\text{erg s}^{-1}$ ) [2-10 keV]
1	J130336.7+673025	$2.16^{2.24}_{2.09}$	...	...	-12.89	42.56
2	J130454.2+673005	$2.58^{2.70}_{2.40}$	...	...	-13.64	41.84
3	J130446.8+673656	$2.22^{2.54}_{1.94}$	...	...	-13.76	41.70
4	J130257.6+673005	$1.78^{2.09}_{1.50}$	...	...	-13.49	41.95
5	J130357.6+672835	$2.30^{2.74}_{1.93}$	...	...	-13.98	41.49
6	J130550.4+673922	$1.52^{1.72}_{1.32}$	...	...	-12.86	42.57
7	J130511.7+672416	$2.08^{2.49}_{1.73}$	...	...	-13.78	41.68

Tablo 4.5: A1882'nin seçilen kaynakları için en iyi spektral fit parametreleri (PN dedektörünün verileri kullanılmıştır).

Kaynak no	$\alpha$ - $\delta$ (J2000.0)	$\Gamma$	$n_H$ ( $\times 10^{22} \text{ cm}^{-2}$ )	kT (keV)	$\text{Log}(F_X)$ ( $\text{erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1}$ ) [2-10 keV]	$\text{Log}(L_X)$ ( $\text{erg s}^{-1}$ ) [2-10 keV]
1	J141528.8-002630	$2.23^{2.34}_{2.10}$	...	...	-12.76	42.94
2	J141519.4-003019	$2.78^{2.89}_{2.67}$	...	...	-13.00	42.73
3	J141457.8-002058	...	...	0.98	-14.05	41.77
4	J141430-002305	$2.03^{2.16}_{1.90}$	...	...	-12.87	42.82
5	J141508.1-002545	$2.31^{3.17}_{1.69}$	...	...	-13.99	41.72
6	J141504-002654	2.00 (sabit)	...	...	-13.83	41.88
7	J141358.7-002623	2.00 (sabit)	...	...	-13.27	42.46

Tablo 4.6: A2638'in seçilen kaynakları için en iyi spektral fit parametreleri (PN dedektörünün verileri kullanılmıştır).

Kaynak no	$\alpha$ - $\delta$ (J2000.0)	$\Gamma$	$n_H$ ( $\times 10^{22} \text{ cm}^{-2}$ )	kT (keV)	$\text{Log}(F_X)$ ( $\text{erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1}$ ) [2-10 keV]	$\text{Log}(L_X)$ ( $\text{erg s}^{-1}$ ) [2-10 keV]
1	J234030.2-114310	$2.46^{2.50}_{2.41}$	...	...	-13.05	42.17
2	J234024.7-114426	$1.39^{1.57}_{1.21}$	...	...	-13.48	41.72
3	J234021.3-114238	$2.16^{2.27}_{2.06}$	...	...	-13.47	41.75
4	J233951.6-114603	$1.91^{2.08}_{1.75}$	...	...	-13.49	41.72
5	J234108.8-114051	...	...	$0.59^{0.60}_{0.57}$	-14.37	40.96
6	J234033.6-113043	$2.05^{2.24}_{1.86}$	...	...	-13.51	41.71
7	J234010.8-114712	$1.66^{1.87}_{1.47}$	...	...	-13.61	41.59
8	J234048-114955	$1.95^{2.12}_{1.78}$	...	...	-13.58	41.63
9	J234054.9-114217	$2.24^{2.44}_{2.05}$	...	...	-13.82	41.39

## 4.2. KÜMELERİN GENEL SPEKTREL ÖZELLİKLERİNİN TAYİNİ

İncelenen kümelerin spektrel özelliklerini genel olarak (global) tayin etmek için her kümenin, küme merkezi civarında 5' yarıçaplı bir bölge seçilmiştir. Bu bölgedeki nokta kaynaklar görüntüden çıkarılmış ve geriye kalan galaksilerarası sıcak plazmanın (ICM) spektrel analizi, uygun model (bakınız 3.7.2) kullanılarak yapılmıştır. Her kümenin ICM'sinin spektrel analizi sonucunda kümelerin spektrumları elde edilmiş, sıcaklık (kT) ve metal bollukları ( $Z$ ) tayin edilmiştir (Tablo 4.7).

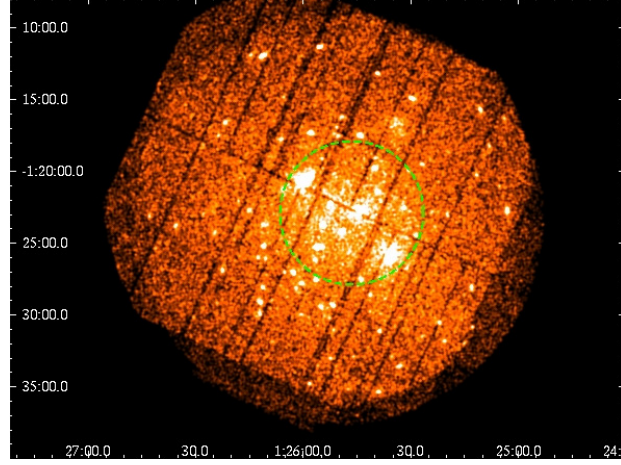
Tablo 4.7: Kümelerin genel spektrel özellikleri. Her kümenin, küme merkezi civarındaki 5' yarıçaplı bir bölgenin ICM'sinin spektrel analizi ile bulunmuş sonuçlardır.

	A194	A1056	A1674	A1882	A2638
<b>kT</b> (keV)	$2.56^{+0.28}_{-0.25}$	$3.34^{+0.49}_{-0.65}$	$2.83^{+0.09}_{-0.60}$	$3.53^{+0.65}_{-0.68}$	(kT) <sub>1</sub> = 0.21 (kT) <sub>2</sub> = 3.28
<b>Z</b> ( $Z_{\odot}$ )	$0.13^{+0.22}_{-0.06}$	0.30 (Sabit)	0.30 (Sabit)	$0.48^{+1.13}_{-0.10}$	0.30 (Sabit)

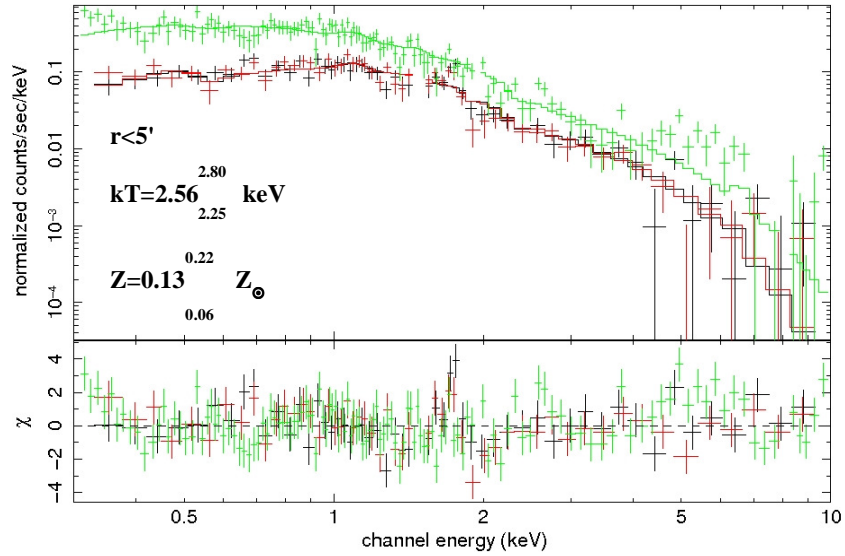
Kümelerin genel spektrel özelliklerinin tayin edilmesinde kullanılan bölgeler ve kümelerin spektrumları 4.2.1., 4.2.2., 4.2.3., 4.2.4., 4.2.5. başlıkları altında verilmiştir. Kümelerin spektrumlarının bulunduğu şekiller (Şekil 4.7, Şekil 4.9, Şekil 4.11, Şekil 4.13, Şekil 4.15) incelendiğinde, her dedektörün spektrum eğrisinde belirli enerji aralığında (MOS1 ve MOS2: 1.35-1.6 keV, PN: 7.8-9.0 keV) kesilmeler görülmektedir. Bu enerji aralıklarında aletsel olarak meydana gelen floresans emisyonları (Al-K: 1487 eV, Ni-K: 7477 eV, Cu-K: 8047 eV), spektrumda saçılmalara neden olur. Bu saçılmalar, spektrumun iyi fit edilememiş gibi kötü görünmesine neden olmaktadır. Bu nedenle, yukarıda belirtilen enerji aralıklarında, ilgili dedektörün spektrumu kesilmiştir (Hüdaverdi ve diğ., 2005; Pointecouteau ve diğ., 2004).

#### 4.2.1. A194 Kümesinin Genel Spektrel Özellikleri

Şekil 4.6'da A194 kümesinin spektrumunun, sıcaklığının ve metal bolluğunun MEKA modeli uygulanarak belirlendiği 5' yarıçaplı bölge görülmektedir. Bu bölgeden elde edilen A194 kümesinin spektrumu ile sıcaklık ve metal bolluğu değerleri Şekil 4.7'de görülmektedir.



Şekil 4.6: A194'ün genel spektrel özelliklerinin tayin edildiği 5' yarıçaplı bölge.

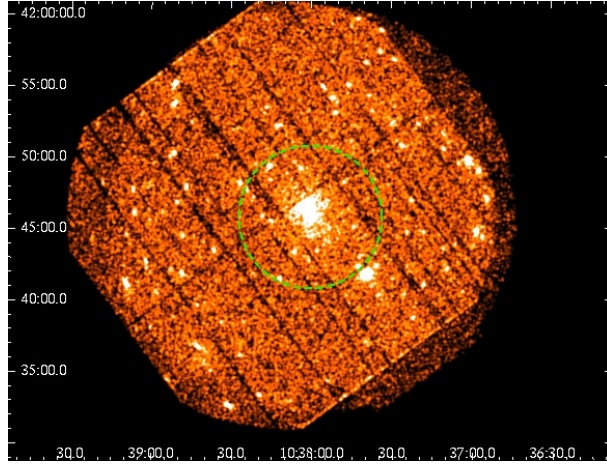


Şekil 4.7: A194'ün ICM spektrumu. Siyah MOS1, kırmızı MOS2, yeşil PN dedektörünün spektrumunu temsil etmektedir.

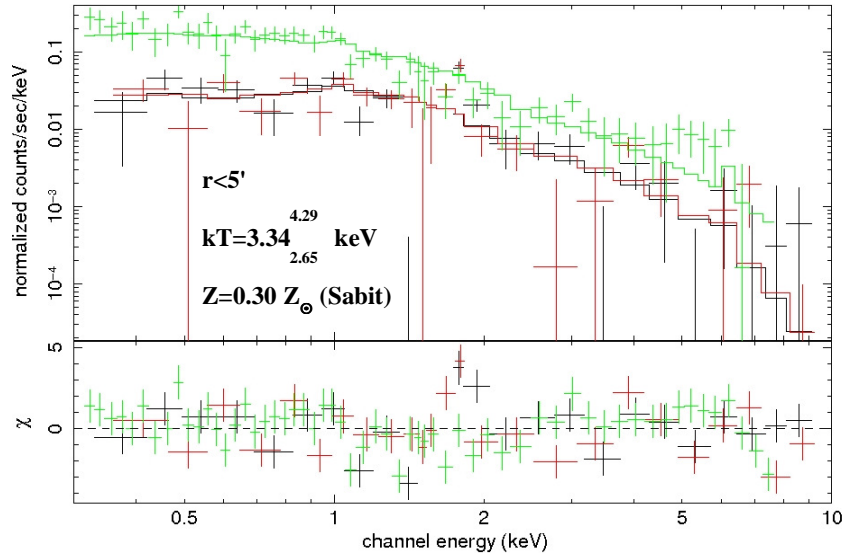


#### 4.2.2. A1056 Kümesinin Genel Spektrel Özellikleri

Şekil 4.8’de A1056 kümesinin spektrumunun, sıcaklığının ve metal bolluğunun MEKA modeli uygulanarak belirlendiği, 5' yarıçaplı bölge görülmektedir. Bu bölgeden elde edilen A1056 kümesinin spektrumu ile sıcaklık ve metal bolluğu değerleri Şekil 4.9’da görülmektedir. Önce model parametreleri serbest bırakılarak yapılan spektrel fit sonucunda metal bolluğu değeri, galaksi kümelerinde kabul edilemeyecek derecede düşük çıkmıştır. Bu nedenle, galaksi kümelerinde genel olarak kabul edilen ortalama metal bolluk değeri olan  $0.3 Z_{\odot}$  sabit alınarak spektrel fit yapılmıştır.



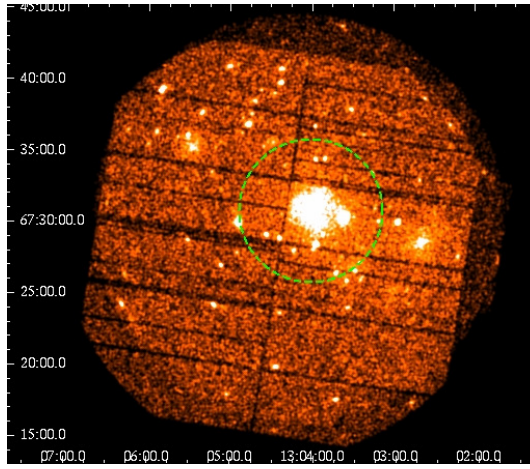
Şekil 4.8: A1056'nın genel spektrel özelliklerinin tayin edildiği 5' yarıçaplı bölge.



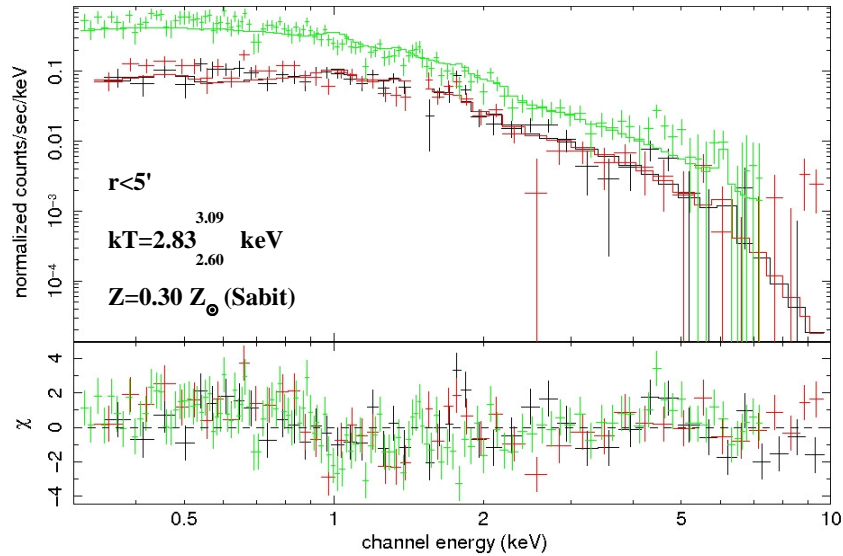
Şekil 4.9: A1056'nın ICM spektrumu. Siyah MOS1, kırmızı MOS2, yeşil PN dedektörünün spektrumunu temsil etmektedir.

### 4.2.3. A1674 Kümesinin Genel Spektrel Özellikleri

Şekil 4.10'da A1674 kümesinin spektrumunun, sıcaklığının ve metal bolluğunun MEKA modeli uygulanarak belirlendiği, 5' yarıçaplı bölge görülmektedir. Bu bölgeden elde edilen A1674 kümesinin spektrumu ile sıcaklık ve metal bolluğu değerleri Şekil 4.11'de görülmektedir. Önce model parametreleri serbest bırakılarak yapılan spektrel fit sonucunda metal bolluğu değeri, galaksi kümelerinde kabul edilemeyecek derecede düşük çıkmıştır. Bu nedenle, galaksi kümelerinde genel olarak kabul edilen ortalama metal bolluk değeri olan  $0.3 Z_{\odot}$  sabit alınarak spektrel fit yapılmıştır.



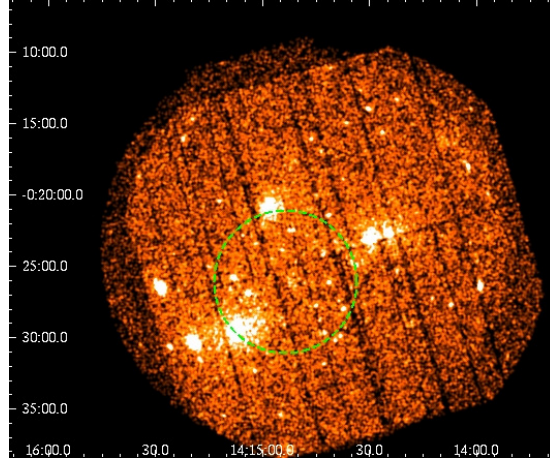
Şekil 4.10: A1674'ün genel spektrel özelliklerinin tayin edildiği 5' yarıçaplı bölge.



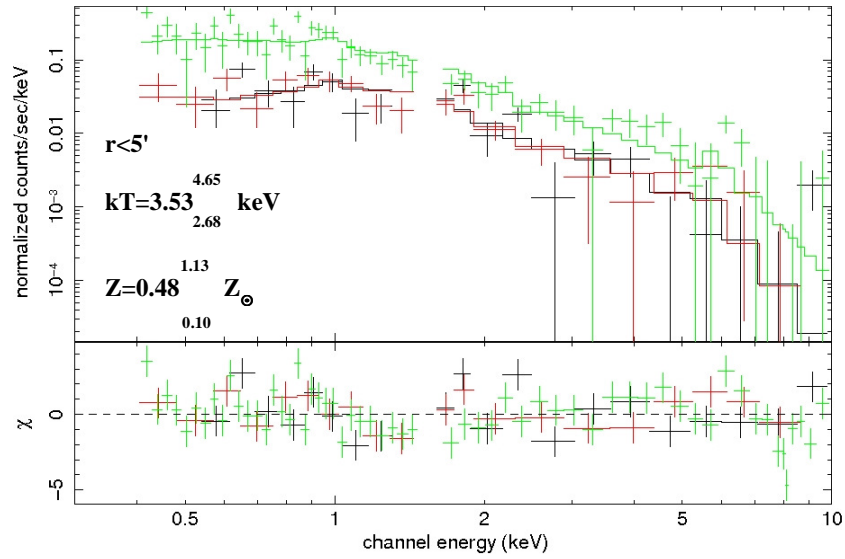
Şekil 4.11: A1674'ün ICM spektrumu. Siyah MOS1, kırmızı MOS2, yeşil PN dedektörünün spektrumunu temsil etmektedir.

#### 4.2.4. A1882 Kümesinin Genel Spektrel Özellikleri

Şekil 4.12’de A1882 kümesinin spektrumunun, sıcaklığının ve metal bolluğunun MEKA modeli uygulanarak belirlendiği, 5' yarıçaplı bölge görülmektedir. Bu bölgeden elde edilen A1882 kümesinin spektrumu ile sıcaklık ve metal bolluğu değerleri Şekil 4.13’te görülmektedir.



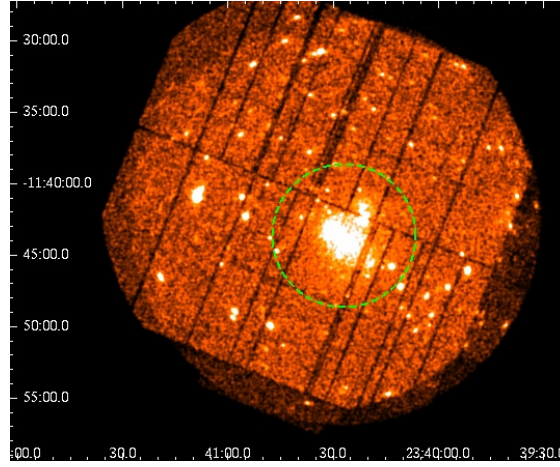
Şekil 4.12: A1882’nin genel spektrel özelliklerinin tayin edildiği 5' yarıçaplı bölge.



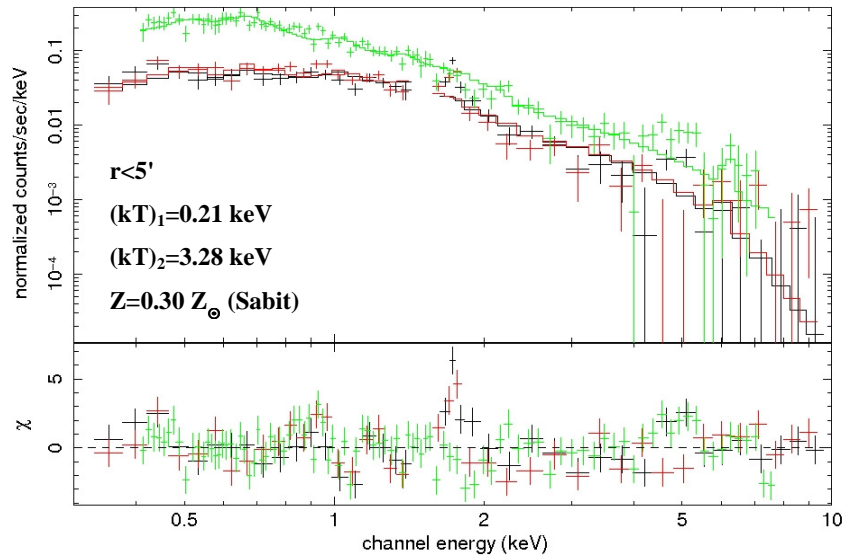
Şekil 4.13: A1882’nin ICM spektrumu. Siyah MOS1, kırmızı MOS2, yeşil PN dedektörünün spektrumunu temsil etmektedir.

#### 4.2.5. A2638 Kümesinin Genel Spektrel Özellikleri

Şekil 4.14'te A2638 kümesinin spektrumunun, sıcaklığının ve metal bolluğunun MEKA+MEKA modeli (çift sıcaklıklı model) uygulanarak belirlendiği, 5' yarıçaplı bölge görülmektedir. Bu bölgeden elde edilen A2638 kümesinin spektrumu ile sıcaklık ve metal bolluğu değerleri Şekil 4.15'te görülmektedir. Önce model parametreleri serbest bırakılarak yapılan spektrel fit sonucunda metal bolluğu değeri, galaksi kümelerinde kabul edilemeyecek derecede düşük çıkmıştır. Bu nedenle, galaksi kümelerinde genel olarak kabul edilen ortalama metal bolluk değeri olan  $0.3 Z_{\odot}$  sabit alınarak spektrel fit yapılmıştır.



Şekil 4.14: A2638'in genel spektrel özelliklerinin tayin edildiği 5' yarıçaplı bölge.

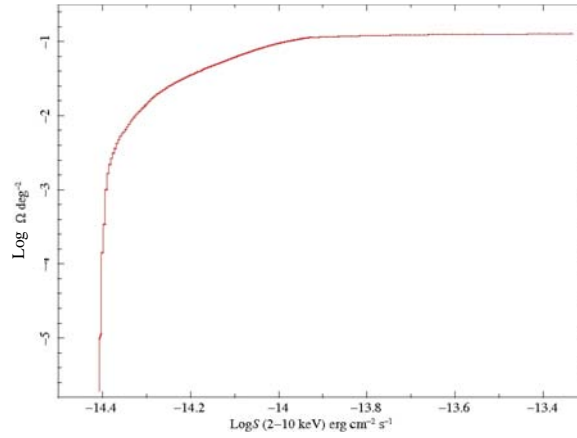


Şekil 4.15: A2638'in ICM spektrumu. Siyah MOS1, kırmızı MOS2, yeşil PN dedektörünün spektrumunu temsil etmektedir.

### 4.3. LOG(N)-LOG(S): BİRİM ALANDA, AKI DEĞERLERİ BELLİ BİR AKI DEĞERİNDEN DAHA FAZLA OLAN GALAKSİ SAYISI GRAFİĞİ

#### 4.3.1. Katı Açısal İnceleme

Kümelerde göz önüne alınan kaynakların uzaysal ve lüminozite dağılımları üzerinde inceleme ve araştırma yapmak için gözlemlerde kullanılan dedektörün limit akı değerlerinin tespit edilmesi gereklidir. Akı, bir kaynağın gökyüzündeki bir konumunun fonksiyonu olarak güvenilir bir şekilde ölçülebilir. Enerji akısı değerleri genel olarak, uygun enerji dönüşüm faktörleri (ECF) vasıtasıyla foton sayılarından hesaplanabilir. Şekil 4.16'da, incelenen kümelerde göz önüne alınan kaynaklara göre PN dedektörü için elde edilen Gözlem Alanı-Akı Hassasiyet Limiti grafiği görülmektedir. Grafiğe göre  $10^{-14}$  den küçük akı değerlerinde görüntüler kesin olmamaya başlar, doğrulanmaları gerekir.



Şekil 4.16: Gözlem Alanı-Akı Hassasiyet Limiti grafiği.

#### 4.3.2. Akı Dağılımı

Birim alanda ( $\text{deg}^2$ ) kümelenmiş halde bulunan nokta kaynak sayısı, (4.1) formülüne göre, akının bir fonksiyonu olarak grafiğe yerleştirilmiştir:

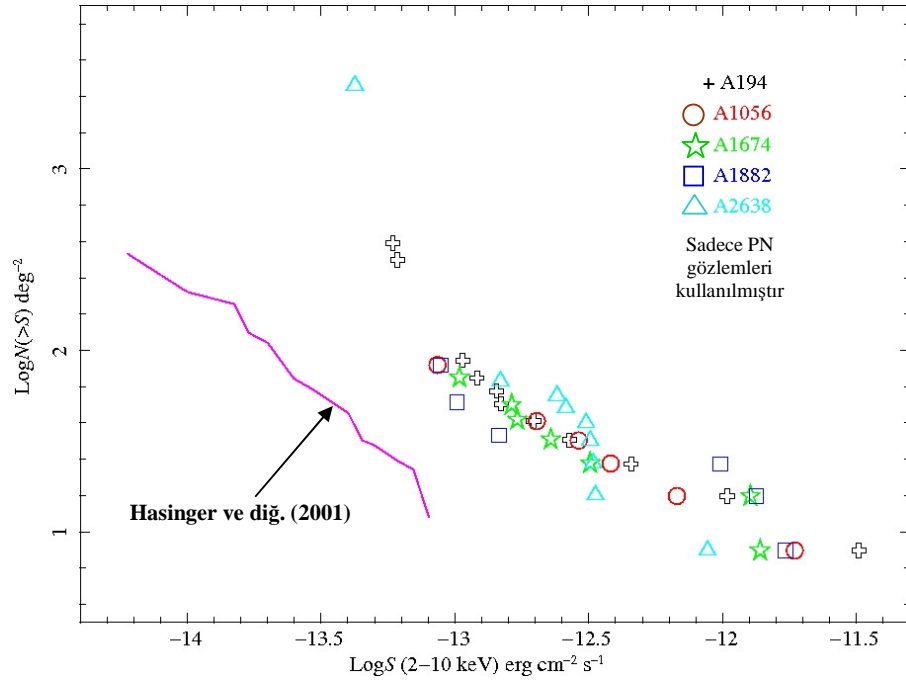
$$N(>S) = \sum_{i=1}^n \frac{1}{\Omega_i} \quad (4.1)$$

burada n tespit edilen alınan nokta kaynak sayısı,  $\Omega_i$  i. kaynağın akısının gökyüzünde kapladığı alan ( $\text{deg}^2$ ),  $N(>S)$  S akı değerinden daha büyük olan nokta kaynak sayısını

(ya da  $S$  akı değerinden daha büyük olan her bir kaynağın gökyüzünde kapladığı alanların çarpıma göre terslerinin toplamı) göstermektedir ( $\text{deg}^{-2}$ ).  $\log(N)$ - $\log(S)$  grafiği, 2-10 keV enerji aralığında (4.1) formülüne göre çizilmiştir. (4.1) formülü, incelenen her küme için uygulanmış ve tüm kümelerden elde edilen sonuçlar aynı  $\log(N)$ - $\log(S)$  grafiğinde gösterilmiştir (Şekil 4.17). Sadece PN dedektörünün gözlemleri kullanılmıştır.

#### 4.3.3. $\log(N)$ - $\log(S)$ Grafiği ve Bu Grafikten Elde Edilen Sonuçlar

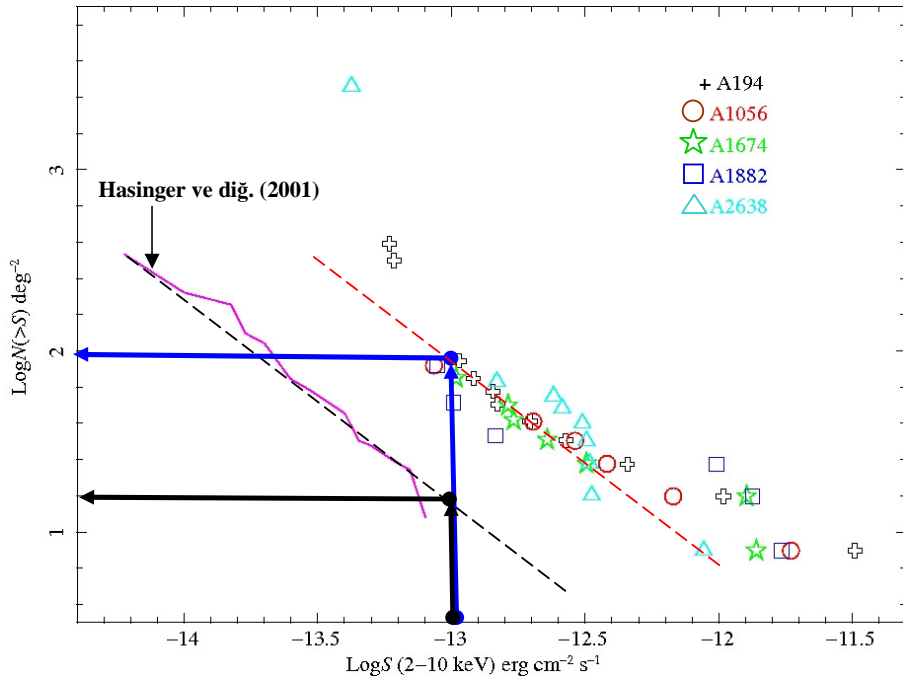
İncelenen kümelerde göz önüne alınan parlak nokta kaynakların PN dedektörü gözlemlerinden elde edilen akı değerleri (bakınız 4.1.2.) kullanılarak, herbir küme için  $\log(N)$ - $\log(S)$  grafiği verisi elde edilmiş ve elde edilen veriler aynı  $\log(N)$ - $\log(S)$  grafiğinde gösterilmiştir. Elde edilen grafik, Hasinger ve diğerlerinin (2001) bir kümeye ait olmayan, bir alanda (Lockman Boşluğu) bulunan galaksiler için yapmış olduğu benzer grafik ile karşılaştırılmıştır (Şekil 4.17). Dolayısıyla, alanlarda bulunan galaksiler ile kümelerde bulunan galaksilerin  $\log(N)$ - $\log(S)$  grafiği verileri karşılaştırılmıştır.  $\log(N)$ - $\log(S)$  grafiği, birim alanda belli bir akı ( $S$ ) değerinden daha fazla olan galaksi sayısını ( $N(>S)$ ) gösterir.



Şekil 4.17:  $\log(N)$ - $\log(S)$  grafiği. İncelenen kümelerde göz önüne alınan galaksilerle, Hasinger ve diğerlerinin (2001) Lockman Boşluğu'ndaki galaksiler için yaptığı çalışmadan elde ettiği eğrinin karşılaştırılması.

Şekil 4.17 incelendiğinde, bu çalışmadaki  $\log(N)$ - $\log(S)$  grafiğinden elde edilen verilerle Hasinger ve diğerlerinin (2001)  $\log(N)$ - $\log(S)$  grafiğinden elde edilen verilerin hemen hemen birbirine paralel olarak dağıldığı görülmektedir.

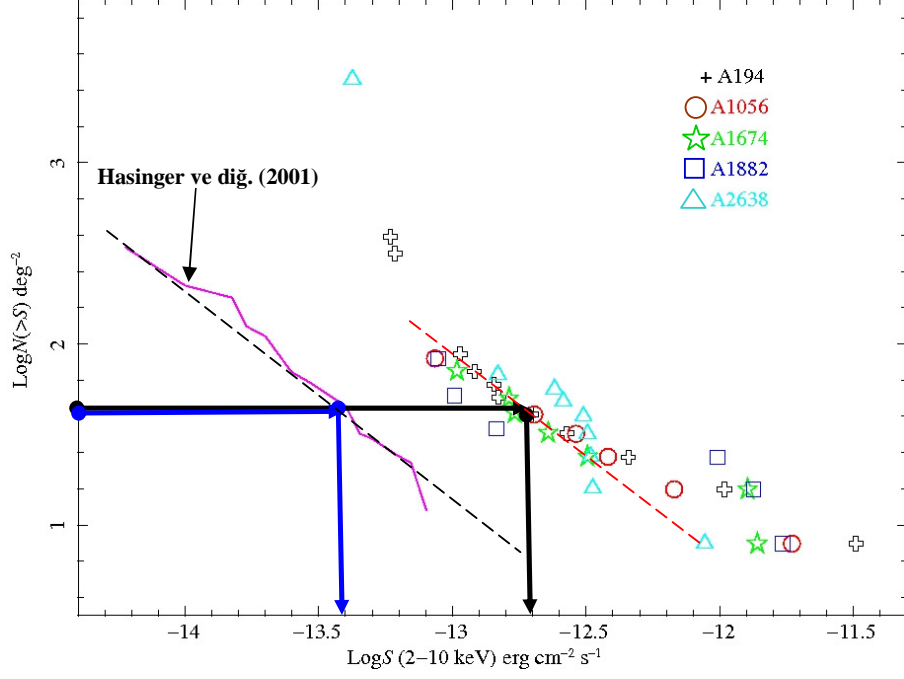
Şekil 4.17'ye göre aynı akı değerinde, kümelerde birim alanda bulunan galaksi sayısı yoğunluğuyla, alanlarda birim alanda bulunan galaksi sayısı yoğunluğu karşılaştırıldığında kümelerde, alanlarda bulunan galaksilerden yaklaşık 6.3 kat daha fazla galaksi bulunduğu görülmüştür. Örneğin, akı değeri  $10^{-13}$   $\text{erg cm}^{-2} \text{s}^{-1}$  den büyük olan galaksiler göz önüne alınsın (Şekil 4.18). Hasinger'in eğrisine göre alanlarda, akı değeri  $10^{-13}$   $\text{erg cm}^{-2} \text{s}^{-1}$  den büyük olan 15.84 adet galaksi var iken, bu çalışmada elde edilen verilere göre kümelerde akı değeri  $10^{-13}$   $\text{erg cm}^{-2} \text{s}^{-1}$  den büyük olan 100 adet galaksi vardır.



Şekil 4.18: Aynı akı değerinde kümelerde ve alanlarda, birim alanda bulunan galaksi sayısı yoğunluklarının karşılaştırılmasına bir örnek.

Şekil 4.17, birim alandaki galaksi sayısı yoğunluğuna göre incelendiğinde; birim alanda aynı sayıda bulunan küme galaksileri ile alan galaksilerinin akı değerleri karşılaştırıldığında, küme galaksilerinin yaklaşık 5 kat daha parlak olduğu görülmüştür. Buradan, alandan küme ortamına giren galaksilerin parlaklığının 5 kat artacağı sonucu çıkarılmıştır. Örneğin, küme galaksilerinde ve alan galaksilerinde birim alanda yaklaşık

40 galaksi bulunsun (Şekil 4.19). Birim alanda 40 galaksiye sahip olan küme ve alan galaksilerinin akı değerleri incelendiğinde, küme galaksilerinin alan galaksilerinden yaklaşık 5 kat daha parlak olduğu görülmüştür.



Şekil 4.19: Birim alanda aynı sayı yoğunluğunda bulunan küme galaksileri ile alan galaksilerinin akı değerlerinin karşılaştırılmasına bir örnek.



## 5. TARTIŞMA VE SONUÇ

Bu çalışmada XMM-Newton EPIC MOS ve PN dedektörlerinin gözlemleri kullanılarak A194, A1056, A1674, A1882 ve A2638 galaksi kümelerinin ICM ve nokta kaynak analizi yapılmıştır. Ayrıca bu kümelerdeki parlak nokta kaynakların, PN dedektörüyle yapılan gözleminden elde edilen akı değerleri kullanılarak bir  $\log(N)$ - $\log(S)$  grafiği çizilmiştir.

### 5.1. KÜMELERİN GENEL SPEKTREL ÖZELLİKLERİNİN DAHA ÖNCE YAPILMIŞ OLAN ÇALIŞMALARLA KARŞILAŞTIRILMASI

A2638 haricindeki diğer kümelerin tayin edilen sıcaklık ve metal bolluğu değerlerinin, daha önce yapılmış çalışmalarda tayin edilen sıcaklık ve metal bolluğu değerleriyle, Gaussian hata dağılımının  $2.7 \sigma$ 'lık standart sapma aralığı içinde, uyumlu olduğu görülmüştür (Tablo 5.1, Tablo 5.2, Tablo 5.3, Tablo 5.4). Literatürde A1056 kümesinin sıcaklık ve metal bolluğunun tayin edilmiş olduğu herhangi bir çalışma tespit edilememiştir.

Tablo 5.1: A194'ün sıcaklık ve metal bolluğu değerlerinin, daha önce yapılmış çalışmalarda tayin edilen sıcaklık ve metal bolluğu değerleriyle karşılaştırılması.

	A194		
<b>kT</b> (keV)	$^{2.80}_{2.56}_{2.25}$ (Bu çalışmada)	$^{2.80}_{2.68}_{2.56}$ (Hüdaverdi, 2006)	2.60 (Fukazawa ve diğ., 1998)
<b>Z</b> ( $Z_{\odot}$ )	$^{0.22}_{0.13}_{0.06}$ (Bu çalışmada)	$^{0.33}_{0.27}_{0.21}$ (Hüdaverdi, 2006)	...

Tablo 5.2: A1674'ün sıcaklık ve metal bolluğu değerlerinin, daha önce yapılmış çalışmalarda tayin edilen sıcaklık ve metal bolluğu değerleriyle karşılaştırılması.

	A1674		
<b>kT</b> (keV)	<sup>3.09</sup> 2.83 <sub>2.60</sub> (Bu çalışmada)	<sup>3.12</sup> 2.80 <sub>2.50</sub> (Katayama ve diğ., 2005)	3.00 (Hashimoto-dani ve diğ., 2000)
<b>Z</b> (Z <sub>⊙</sub> )	0.30 (Sabit) (Bu çalışmada)	0.07 (Katayama ve diğ., 2005)	0.20 (Hashimoto-dani ve diğ., 2000)

Tablo 5.3: A1882'nin sıcaklık ve metal bolluğu değerlerinin, daha önce yapılmış çalışmalarda tayin edilen sıcaklık ve metal bolluğu değerleriyle karşılaştırılması.

	A1882	
<b>kT</b> (keV)	<sup>4.65</sup> 3.53 <sub>2.68</sub> (Bu çalışmada)	<sup>4.50</sup> 3.60 <sub>2.90</sub> (Katayama ve diğ., 2005)
<b>Z</b> (Z <sub>⊙</sub> )	<sup>1.13</sup> 0.48 <sub>0.10</sub> (Bu çalışmada)	<sup>0.70</sup> 0.30 <sub>0.00</sub> (Katayama ve diğ., 2005)

Tablo 5.4: A2638'in sıcaklık ve metal bolluğu değerlerinin, daha önce yapılmış çalışmalarda tayin edilen sıcaklık ve metal bolluğu değerleriyle karşılaştırılması.

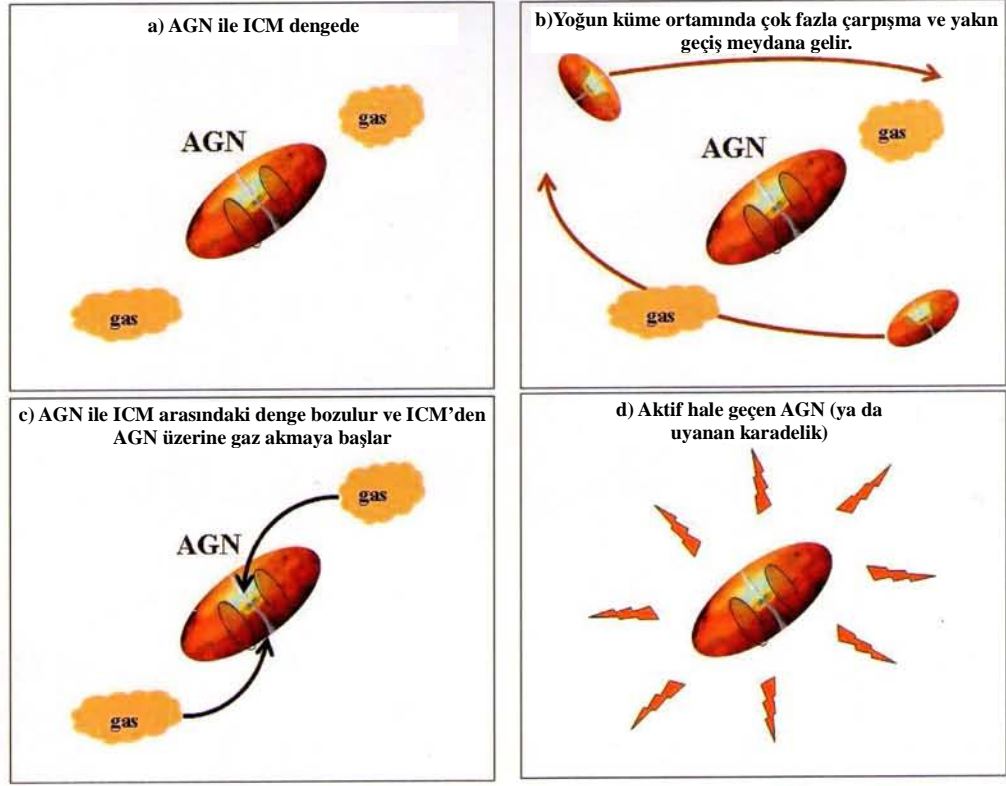
	A2638	
<b>kT</b> (keV)	(kT) <sub>1</sub> = 0.21 (kT) <sub>2</sub> = 3.28 (Bu çalışmada)	<sup>2.30</sup> 2.10 <sub>1.90</sub> (Katayama ve diğ., 2005)
<b>Z</b> (Z <sub>⊙</sub> )	0.30 (Sabit) (Bu çalışmada)	0.00 (Katayama ve diğ., 2005)

## 5.2. KÜME VE ALAN GALAKSİLERİNİN LOG(N)-LOG(S) GRAFİKLERİNİN KARŞILAŞTIRILMASINDAN ELDE EDİLEN SONUÇLAR

Bu çalışmada, incelenen kümelerdeki parlak galaksiler kullanılarak elde edilen log(N)-log(S) grafiği, Hasinger ve diğerlerinin (2001) alan galaksilerini (Lockman Boşluğu) kullanarak elde ettiği log(N)-log(S) grafiği ile karşılaştırılmıştır. Karşılaştırma, her iki

$\log(N)$ - $\log(S)$  grafiğinin verilerinin tek bir  $\log(N)$ - $\log(S)$  grafiğı üzerinde gösterilerek incelenmesiyle yapılmıştır. Bu karşılaştırma,  $\log(N)$ - $\log(S)$  grafiğinin yatay eksenindeki değerlerin (akı) küme ve alan galaksileri için aynı kabul edilip, dikey eksenindeki değerlerin (birim alandaki ( $\text{deg}^2$ ) galaksi sayı yoğunluğu) küme ve alan galaksilerinde nasıl değıştiğı ile dikey eksenindeki değerlerin (birim alandaki ( $\text{deg}^2$ ) galaksi sayı yoğunluğu) küme ve alan galaksileri için aynı kabul edilip, yatay eksenindeki değerlerin (akı) küme ve alan galaksilerinde nasıl değıştiğı şeklinde iki türlü yapılmıştır. Akı değerleri aynı kabul edildiğinde, küme galaksilerinin birim alandaki sayı yoğunluğunun, alanlarda birim alanda bulunan galaksi sayı yoğunluğundan yaklaşık 6.3 kat fazla olduğı tespit edilmiştir. Birim alandaki sayı yoğunlukları aynı kabul edildiğinde, küme galaksilerinin alan galaksilerinden yaklaşık 5 kat daha parlak olduğı tespit edilmiştir. Her iki tespit de, yoğun küme ortamında bulunan galaksilerin ve alanlardan küme ortamına giren galaksilerin parlaklığının arttığı sonucuna götürür.

Günümüzde, sıradan (normal) galaksilerde aktif olmayan süperkütleli karadeliğlerin (ölü ya da uyuyan karadeliğ) bulunmaya başlanmış olması, tüm galaksilerde olmasa bile galaksilerin çoğunun merkezinde bir karadeliğın var olduğı görüşünü doğurmuştur. Bu karadeliğlerin çoğı aktif değıildir; üzerlerine madde aktarımı olmaz. Normal şartlarda, galaksi kümesinde bulunan bir galaksi, etrafını kuşatan gaz (ICM) ile dengededir. Ancak, galaksi kümeleri yoğun ortamlar olduğından, küme içinde bulunan galaksilerin birbirleri arasında çarpışma ve yakın geçişte bulunma ihtimalleri oldukça yüksektir. Galaksi kümelerinde meydana gelen bu olaylar, galaksi ile galaksiyi kuşatan gaz arasındaki dengenin bozulmasına ve galaksi merkezinde bulunan, uyuyan karadeliğın tedirgin edilmesine sebep olur. Tedirgin edilen karadeliğın beslenme mekanizması (fueling) tetiklenir ve galaksi etrafındaki gazdan karadeliğe madde aktarımı başlar, dolayısıyla AGN aktif hale geçmiş olur (Şekil 5.1). Herhangi bir kümeye ait olmayan, çevresi ile dengede olan sıradan bir alan galaksisi, bir kümenin kütleçekim etkisi altına girerek kümeye dahil olduğıunda, yukarıda anlatılan olaylar gerçekleşir. Yukarıda bahsedilen  $\log(N)$ - $\log(S)$  grafiğinden elde edilen iki sonucun ortaya çıkma sebebi de, yoğun küme ortamının sebep olduğı galaksilerarası etkileşimlerdir.



Şekil 5.1: Çevresi ile dengede olan AGN'nin tetiklenerek aktif hale geçmesi.

### 5.3. BU TEZ KONUSU İLE İLGİLİ İLERİDE YAPILACAK ÇALIŞMALAR İÇİN ÖNERİ

Bu çalışmada kullanılan galaksi kümelerinin, ışınımları zayıftır. Dolayısıyla, kümelerden ve üye galaksilerden elde edilen veriler de zayıftır. Veriler zayıf olduğu için, yapılan analizin istatistiği düşük çıkmıştır. Yani, kümeden veya üye galaksilerden yeterli veri gelmediği için çok sağlıklı analiz yapılamaz. Çalışmayı geliştirilebilmek, daha kesin sonuçlar elde edebilmek için daha fazla galaksi kümesi kullanılmalıdır.

## KAYNAKLAR

ABELL, G. O., 1958, The distribution of rich clusters of galaxies, *The Astrophysical Journal Supplement Series*, 3, 211-288.

ABELL, G. O., 1965, Clustering of galaxies, *Annual Review of Astronomy and Astrophysics*, 3, 1-22.

ABELL, G. O., 1975, *Exploration of the universe*, Holt Rinehart and Winston, New York, 0030069467.

ABELL, G. O., CORWIN, H. G., JR., OLOWIN, R. P., 1989, A catalog of rich clusters of galaxies, *The Astrophysical Journal Supplement Series*, 70, 1-138.

ADAMS, M. T., STROM, K. M., & STROM, S. E., 1980, Linear Clusters of Galaxies, *Astrophysical Journal*, 238 (1), 445-457.

ALLEN, S. W., SCHMIDT, R. W., EBELING, H., FABIAN, A. C., VAN SPEYBROECK, L., 2008, *More images of galaxy clusters and dark energy concepts* [online], (2008), Harvard-Smithsonian Center for Astrophysics, Cambridge MA, <http://chandra.harvard.edu/photo/2004/darkenergy/more.html> [Ziyaret Tarihi: 16 Ocak 2010].

ARNAUD, K., DORMAN, B., GORDON, C., 2009a, *An X-Ray spectral fitting package user's guide for version 12.5.1* [online], (2009), HEASARC Astrophysics Science Division NASA/GSFC, Greenbelt MD, <http://heasarc.nasa.gov/docs/xanadu/xspec/manual/manual.html> [Ziyaret Tarihi: 10 Aralık 2009].

ARNAUD, K., DORMAN, B., GORDON, C., 2009b, *An X-Ray spectral fitting package user's guide for version 12.5.1* [online], (2009), HEASARC Astrophysics Science Division NASA/GSFC, Greenbelt MD, <http://heasarc.nasa.gov/docs/xanadu/xspec/manual/XSmodelPowerlaw.html> [Ziyaret Tarihi: 22 Ocak 2010].

ARNAUD, K., DORMAN, B., GORDON, C., 2009c, *An X-Ray spectral fitting package user's guide for version 12.5.1* [online], (2009), HEASARC Astrophysics Science Division NASA/GSFC, Greenbelt MD, <http://heasarc.nasa.gov/docs/xanadu/xspec/manual/XSmodelMeka.html> [Ziyaret Tarihi: 23 Ocak 2010].

BAHCALL, J., DISNEY, M., 1996, *Hubble surveys the "homes" of quasars* [online], (STScI-PRC1996-35a, STScI-PRC1996-35b), Baltimore MD, STScI, <http://hubblesite.org/newscenter/archive/releases/1996/35/text/> [Ziyaret Tarihi: 15 Ocak 2010].

BAHCALL, N. A., 1977, X-ray clusters of galaxies - Correlations with optical morphology and galaxy density, *The Astrophysical Journal, Part 2 - Letters to the Editor*, 217, L77-L82.

BAHCALL, N. A., 1988, Large-scale structure in the universe indicated by galaxy clusters, *Annual Review of Astronomy and Astrophysics*, 26, 631-686.

BARRE, H., NYE, H., JANIN, G., 1999, An overview of the XMM Observatory System, *esa bulletin*, 100.

BAUTZ, L. P., MORGAN, W. W., 1970, On the classification of the forms of clusters of galaxies, *The Astrophysical Journal*, 162, L149-L153.

BEICHMAN, C. A., NEUGEBAUER, G., HABING, H. J., CLEGG, P. E., CHESTER, T. J., 1988, Explanatory supplement, *Infrared astronomical satellite (IRAS) catalogs and atlases*, 1, 2-451

BELSOLE, E., VE DIĀ., 2000, An XMM-Newton study of the sub-structure in the M87's halo, *Astronomy & Astrophysics*, astro-ph/0011357, 1-7.

BINNEY, J., MERRIFIELD, M., 1998, *Galactic astronomy*, Princeton University Press, Princeton, 9780691025650.

BIRETTA, J. A., SPARKS, W. B., MACCHETTO, F. D., PERLMAN, E. S., 2000, *A cosmic searchlight* [online], (STScI-PRC2000-20), Baltimore MD, STScI, <http://hubblesite.org/newscenter/archive/releases/2000/20/image/a/> [Ziyaret Tarihi: 9 Ocak 2010].

BOURNAUD, F., COMBES, F., 2002, Gas Accretion on Spiral Galaxies: Bar formation and renewal, *Astronomy & Astrophysics*, 392, 83-102.

BÖHRINGER, H., VE DIĀ., 2000, XMM-Newton observations of M87 and its X-ray halo, *Astronomy & Astrophysics*, astro-ph/0011459, 1-7.

BRINKMAN, A., VE DIĀ., 1998, *The reflection grating spectrometer on board XMM* [online], XMM-Newton Science Operations Centre, Madrid, [http://xmm.esac.esa.int/external/xmm\\_science/workshops/1st\\_workshop/procs/brinkmanb.pdf](http://xmm.esac.esa.int/external/xmm_science/workshops/1st_workshop/procs/brinkmanb.pdf) [Ziyaret Tarihi: 21 Ocak 2010].

BRODIE, J.P., BOWYER, S., MCCARTHY, P., 1985, A radio and optical study of a jet/cloud interaction in the galaxy cluster A194, *The Astrophysical Journal, Part 2 - Letters to the Editor*, 293, L59-L63.

- BRUNER, M. E., NITTA, N., WUELSER, J. P., HARVEY, K., HANDY, B., DAME, L., 1996, Simultaneous UV and X-ray observations of coronal bright points, *Bulletin of the American Astronomical Society*, 28, 964.
- BURENIN, R. A., VIKHLININ, A., HORNSTRUP, A., EBELING, H., QUINTANA H., MESCHERYAKOV, A., 2007, The 400 Square Degree ROSAT PSPC Galaxy Cluster Survey: Catalog and Statistical Calibration, *The Astrophysical Journal Supplement Series*, 172 (2), 561-582.
- CAROLL, B. W., OSTLIE, D. A., 2007, *An introduction to modern astrophysics*, Addison-Wesley, 0805303472.
- CAROLLO, M. VE HUBBLE HERITAGE TAKIMI, 2002, *Tightly wound arms of dust encircle nucleus of galaxy NGC 2787* [online], (STSci-PRC2002-07), Baltimore MD, STSci, <http://hubblesite.org/newscenter/archive/releases/2002/07/image/a/> [Ziyaret Tarihi: 10 Ocak 2009].
- CASH, W., 1979, Parameter estimation in astronomy through application of the likelihood ratio, *The Astrophysical Journal*, 1 (228), 939-947.
- CHAPMAN, G. N. F., GELLER, M. J., HUCHRA, J. P., 1988, Linear clusters of galaxies - A194, *Astronomical Journal*, 95, 999-1022.
- CHINCARINI, G., ROOD, H. J., 1977, The structure of the galaxy cluster A 194, *The Astrophysical Journal*, 214, 351-358.
- CROFT, S., VE DİĞ., 2006, Minkowski's Object: A starburst triggered by a radio jet, Revisited, *The Astrophysical Journal*, 647 (2), 1040-1055.
- CXC, 2008, *Starburst galaxies* [online], (2008), Harvard-Smithsonian Center for Astrophysics, Cambridge MA, [http://chandra.harvard.edu/xray\\_sources/starburst.html](http://chandra.harvard.edu/xray_sources/starburst.html) [Ziyaret Tarihi: 12 Ocak 2009].
- CXC, 2009, *Telescope System: Telescope schematic illustrations* [online], (2009), Harvard-Smithsonian Center for Astrophysics, Cambridge MA, <http://chandra.harvard.edu/resources/illustrations/teleSchem.html> [Ziyaret Tarihi: 20 Ocak 2009].
- DE CHAMBURE, D., VE DİĞ., 1999, X-ray Baffle of the XMM Telescope: development and results, *Proc. SPIE*, 3737, 396-408.
- DE VAUCOULEURS, G., 1948, Recherches sur les nebuleuses extragalactiques, *Annales d'Astrophysique*, 11, 247-287.
- DEGRAAFF, R. B., BLAKESLEE, J. P., MEURER, G. R., PUTMAN, M. E., 2007, A Galaxy in Transition: Structure, globular clusters, and distance of the star-forming S0 galaxy NGC 1533 in Dorado, *The Astrophysical Journal*, 671 (2), 1624-1639.

DOUGLAS, J. N., 1987, The Texas Survey of Discrete Radio Sources: Accuracy and completeness, *Bulletin of the American Astronomical Society*, 19, 1048.

DRESSLER, A., 1980, Galaxy Morphology in Rich Clusters: Implications for the formation and evolution of galaxies, *The Astrophysical Journal*, 236, 351-365.

DREYER, J. L. E., 1888, A New General Catalogue of Nebulae and Clusters of Stars, being the catalogue of the late Sir John F.W. Herschel, Bart., revised, corrected, and enlarged, *Memoirs of the Royal Astronomical Society*, 49, 1-237.

DREYER, J. L. E., 1895, Index Catalogue of Nebulae found in the years 1888 to 1894, with notes and corrections to the New General Catalogue, *Memoirs of the Royal Astronomical Society*, 51, 185-228.

DREYER, J. L. E., 1908, Index Catalogue of Nebulae and Clusters of Stars, containing objects found in the years 1895 to 1907; with notes and corrections to the New General Catalogue and to the Index Catalogue for 1888-94, *Memoirs of the Royal Astronomical Society*, 59, 105-198.

DUBINSKI, J., 1998, The origin of the Brightest Cluster Galaxies, *The Astrophysical Journal*, 502, 141-149.

EINASTO, M., EINASTO, J., TAGO, E., MULLER, V., ANDERNACH, H., 2001, Optical and X-Ray Clusters as Tracers of the Supercluster-Void Network. I. Superclusters of Abell and X-Ray Clusters, *The Astronomical Journal*, 122 (5), 2222-2242.

ESKRIDGE, P. B., FROGEL, J. A., 1999, What is the true fraction of barred spiral galaxies?, *Astrophysics and Space Science*, 269/270, 427-430.

FINLEY, D., AGUILAR, D., 2005, *Astronomers get closest look yet at Milky Way's mysterious core* [online], National Radio Astronomy Observatory, <http://www.nrao.edu/pr/2005/sagastar/> [Ziyaret Tarihi: 11 Eylül 2009].

FREEDMAN, W., 1999, *Magnificent details in a dusty spiral galaxy* [online], (STScI-PRC1999-25), Baltimore MD, STScI, <http://hubblesite.org/newscenter/archive/releases/1999/25/image/a/> [Ziyaret Tarihi: 10 Ocak 2010].

FUKAZAWA, Y., MAKISHIMA, K., TAMURA, T., EZAWA, H., XU, H., IKEBE, Y., KIKUCHI, K., OHASHI, T., 1998, ASCA measurements of silicon and iron abundances in the intracluster medium, *Publications of the Astronomical Society of Japan*, 50, 187-193.

GERBER, R. A., LAMB, S. A., BALSARA, D. S., 1994, Ring galaxy evolution as a function of "intruder" mass, *184th AAS Meeting*, 29 May-2 June 1994 Minneapolis, American Astronomical Society, 26, 911.



GILMAN, D., 2006, *The Galaxies: Islands of stars* [online], Washington, <http://www.hq.nasa.gov/office/pao/History/EP-177/ch4-7.html> [Ziyaret Tarihi: 7 Eylül 2009].

HASHIMOTODANI, K., HAYASHIDA, K., TAKAI, T., KAWASAKI, W., TAKEUCHI, T. T., 2000, ASCA observation of A1674, *Advances in Space Research*, 25 (3-4), 611-615.

HASINGER, G., VE DIĞ., 2001, XMM-Newton observation of the Lockman Hole. I. The X-ray data, *Astronomy & Astrophysics*, 365, L45-L50.

HECKMAN, T. M., 1980, An Optical and Radio Survey of the Nuclei of Bright Galaxies-Activity in normal galactic nuclei, *Astronomy & Astrophysics*, 87 (1-2), 152-164.

HERSCHEL, J. F. W., 1864, Catalogue of nebulae and clusters of stars, *Philosophical Transactions of the Royal Society of London*, 154, 1-137.

HEYDON-DUMBLETON, N. H., COLLINS, C. A., MACGILLIVRAY, H. T., 1988, The Edinburgh/Durham Galaxy Survey, *Large-scale structures in the Universe. Observational and analytical methods*, 71 – 89.

HO, L. C., FILIPPENKO, A. V., SARGENT, W. L. W., 1993, A reevaluation of the excitation mechanism of LINERs, *The Astrophysical Journal*, 417, 63-81.

HO, L. C., FILIPPENKO, A. V., SARGENT, W. L. W., 1997, A Search for “Dwarf” Seyfert Nuclei. V. Demographics of nuclear activity in nearby galaxies, *The Astrophysical Journal*, 487, 568-578.

HUBBLE, E., 1934, The distribution of extra-galactic nebulae, *The Astrophysical Journal*, 79, 8-76.

HUBBLE, E., 1936, *The realm of the nebulae*, Oxford University Press, Londra, ark:/13960/t1cj8869c.

HUPP, E., ROY, S., WATZKE, M., 2006, *NASA finds direct proof of dark matter* [online], NASA press releases, [http://www.nasa.gov/home/hqnews/2006/aug/HQ\\_06297\\_CHANDRA\\_Dark\\_Matter.html](http://www.nasa.gov/home/hqnews/2006/aug/HQ_06297_CHANDRA_Dark_Matter.html) [Ziyaret Tarihi: 8 Eylül 2009].

HÜDAVERDİ, M., YAMASHITA, K., FURUZAWA, A., 2005, Study of the structure of abell 3571: An XMM-Newton view, *Advances in Space Research*, 36, 4, 643-649.

HÜDAVERDİ, M., 2006, *Nature of X-ray sources in nearby poor cluster of galaxies*, Thesis (PhD), Nagoya University.

- HÚDAVERDÍ, M., KUNIEDA, H., TANAKA, T., HABA, Y., FURUZAWA, A., TAWARA, Y., ERCAN, E. N., 2006, Overdensity of X-ray Sources in the Field of Two Nearby Clusters of Galaxies: XMM-Newton view of A194 and A1060, *Publications of the Astronomical Society of Japan*, 58 (6), 931-943.
- JAFFE, W., FORD, H. C., 1992, *NASA's Hubble Space Telescope Discovers a Disk Fueling a Possible Black Hole: Dust disk fuels black hole in giant elliptical galaxy NGC 4261* [online], (STScI-PRC1992-27b), Baltimore MD, STScI, <http://hubblesite.org/newscenter/archive/releases/1992/27/image/b/> [Ziyaret Tarihi: 13 Ocak 2010].
- JANSEN, F., VE DİĞ., 2001, XMM-Newton observatory. I. The spacecraft and operations, *Astronomy & Astrophysics*, 365, L1-L6.
- JENKINS, A., VE DİĞ., 1998, Evolution of structure in cold dark matter universes, *The Astrophysical Journal*, 499, 20.
- JONES, C., FORMAN, W., 1999, Einstein Observatory images of clusters of galaxies, *The Astrophysical Journal*, 511 (1), 65-83.
- JONES, M. H., LAMBOURNE, R. J., ADAMS, D. J., 2004, *An introduction to galaxies and cosmology*, Cambridge University Press, Cambridge, 0521546230
- JORGENSEN, I., FRANX, M., KJAERGAARD, P., 1995, The fundamental plane for cluster E and S0 galaxies, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 276, 1341.
- KAASTRA, J. S., 1992a, An X-Ray spectral code for optically thin plasmas, *Internal SRON-Leiden Report, updated version 2.0*.
- KAASTRA, J. S., 1992b, Soft and Hard X-ray Variability in 3C282, *Frontiers Science Series Proceedings of the Yamada Conference XXVIII*, 8-12 April 1991 Aichi Sangyou Boueki Kaikan (Aichi Trade Center), Universal Academy Press Tokyo Japonya, 533.
- KALBERLA, P. M. W., 2003, Dark Matter in The Milky Way. I. The isothermal disk approximation, *The Astrophysical Journal*, 588, 805–823.
- KAPLAN, S. A., PIKEL'NER, S. B., 1974, Large-scale dynamics of the interstellar medium, *Annual Review Astronomy and Astrophysics*, 12, 113-133.
- KATAYAMA, H., HAYASHIDA, K., NISHINO, Y., 2005, XMM-Newton observation of the low-metallicity galaxy cluster A1674, *Advances in Space Research*, 36 (4), 689-693.
- KEEL, W. C., 1982, *Low-ionization emission regions in the nuclei of spiral galaxies*, Thesis (Ph.D.), California University, Santa Cruz.

KEEL, W. C., 2000, *Introducing active galactic nuclei* [online], The University of Alabama, <http://www.astr.ua.edu/keel/galaxies/agnintro.html> [Ziyaret Tarihi: 11 Eylül 2009].

KENNICUTT, R. C. Jr., LEE, J. C., FUNES, J. G., SAKAI, S., AKIYAMA, S., 2005., Demographics and host galaxies of starbursts, *Astrophysics & Space Sciences Library*, 329, Dordrecht: Springer, p.187.

KHACHIKIAN, E. Y., WEEDMAN, D. W., 1974, An Atlas of Seyfert Galaxies, *The Astrophysical Journal*, 192, 581-589.

KNAPEN, J. H., PEREZ-RAMIREZ, D., LAINE, S., 2002, Circumnuclear regions in barred spiral galaxies – II. Relations to host galaxies, *Monthly Notice of the Royal Astronomical Society*, 337 (3), 808-828.

KOUPELIS, T., KUHN, K. F., 2007, *In quest of the universe*, Jones & Bartlett Publishers, Massachusetts, 9780763743871.

KOWALSKI M.P., CRUDDACE R.G., WOOD K.S., ULMER M.P., 1984, An X-ray Survey of Clusters of Galaxies. IV - A survey of southern clusters and a compilation of upper limits for both Abell and southern clusters, *Astrophysical Journal Supplement Series*, 56, 403-506.

LAZZATI, D., CAMPANA, S., ROSATI, P., CHINCARINI, G., GIACCONI, R., 1998, Search and analysis of small scale structures in two X-ray clusters of galaxies, *Astronomy and Astrophysics*, 331, 41-51.

LIN, C. C., SHU, F. H., 1964, on the spiral structure of disk galaxies, *The Astrophysical Journal*, 140, 646-655.

LOBANOV, A. P., ROLAND, J., 2005, A supermassive binary black hole in the quasar 3C 345, *Astronomy & Astrophysics*, 431 (3), 831-846.

LOCHNER, J., GIBB. M., 2006, *Monster in the middle* [online], NASA, [http://imagine.gsfc.nasa.gov/docs/science/known\\_12/active\\_galaxies.html](http://imagine.gsfc.nasa.gov/docs/science/known_12/active_galaxies.html) [Ziyaret Tarihi: 11 Eylül 2009].

LOPES, P. A. A., DE CARVALHO, R. R., GAL, R. R., DJORGOVSKI, S. G., ODEWAHN, S. C., MAHABAL, A. A., BRUNNER, R. J., 2004, The Northern Sky Optical Cluster Survey. IV. An Intermediate-Redshift Galaxy Cluster Catalog and the Comparison of Two Detection Algorithms, *The Astronomical Journal*, 128 (3), 1017-1045.

LOVEDAY, J., 1996, The APM Bright Galaxy Catalogue, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 278, 1025-1048.

LUCAS, R. A., 2002, *A wheel within a wheel* [online], (STScI-PRC2002-21), Baltimore MD, STScI, <http://hubblesite.org/newscenter/archive/releases/2002/21/image/a/> [Ziyaret Tarihi: 11 Ocak 2010].

- MACKIE, G., 2002, *to see the universe in a grain of Taranaki Sand* [online], Melbourne, <http://astronomy.swin.edu.au/~gmackie/billions.html> [Ziyaret Tarihi: 7 Eylül 2009].
- MADDOX, S. J., EFSTATHIOU, G., SUTHERLAND, W. J., LOVEDAY, J., 1990, The APM galaxy survey. I - APM measurements and star-galaxy separation, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 243, 692-712.
- MALIN, D., 1984-2002, *The Large Magellanic Cloud (wide field)* [online], Epping NSW, AAO, <http://www.aao.gov.au/images/captions/uks014.html> [Ziyaret Tarihi: 10 Ocak 2010].
- MALIN, D., 1987-2002, *A giant elliptical galaxy, M87 (NGC 4486)* [online], Epping NSW, AAO, <http://www.aao.gov.au/images/captions/aat060.html> [Ziyaret Tarihi: 9 Ocak 2010].
- MASAI, K., 1984, Structure of X-ray irradiated stellar wind, *Astrophysics and Space Science (ISSN 0004-640X)*, 106 (2), 391-407.
- MATHIS, H., 2000, *NGC 1300 in Eridanus* [online], Tucson AZ, NOAO/AURA/NSF, [http://www.noao.edu/image\\_gallery/html/im0681.html](http://www.noao.edu/image_gallery/html/im0681.html) [Ziyaret Tarihi: 10 Ocak 2010].
- MATTHEWS, T. A., MORGAN, W.W., SCHMIDT, M., 1964, A discussion of galaxies identified with radio sources, *The Astrophysical Journal*, 140, 35-49.
- McHARDY, I. M., 1979, 4C radio sources in clusters of galaxies. III, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 188, 495-523.
- MEWE, R., GRONENSCHILD, E. H. B. M., VAN DEN OORD, G. H. J., 1985, Calculated X-radiation from optically thin plasmas. V, *Astronomy & Astrophysics Supplement Series (ISSN 0365-0138)*, 62, 197-254.
- MEWE, R., LEMEN, J. R., VAN DEN OORD, G. H. J., 1986, Calculated X-radiation from optically thin plasmas. VI - Improved calculations for continuum emission and approximation formulae for nonrelativistic average Gaunt factors, *Astronomy and Astrophysics Supplement Series (ISSN 0365-0138)*, 65 (3), 511-536.
- MILLER, CHRISTOPHER J., KRUGHOFF, K. SIMON., BATUSKI, DAVID J., HILL, JOHN M., 2002, The MX Northern Abell Cluster Survey II: The Abell/ACO Cluster Redshifts and Spatial Analyses, *The Astronomical Journal*, 124 (4), 1918-1933.
- MINKOWSKI, R. L., ABELL, G. O., 1963, The National Geographic Society-Palomar Observatory Sky Survey, *Basic Astronomical Data: Stars and stellar systems*, University of Chicago Press, Chicago, 481.
- MORGAN, W. W., 1961, The classification of clusters of galaxies, *Proceedings of the National Academy of Sciences of the United States of America*, 47 (7), 905-906.

MPE, 2010, XMM-Newton EPIC PN-CCD Camera-Gallery, MPE, Garching Almanya, [http://www.mpe.mpg.de/xray/wave/xmm/epic/images/image\\_10.php](http://www.mpe.mpg.de/xray/wave/xmm/epic/images/image_10.php) [Ziyaret Tarihi: 21 Ocak 2010].

MSSL, 1999a, *XMM-Newton instruments*, (1999), MSSL, Dorking Surrey İngiltere, [http://www.mssl.ucl.ac.uk/www\\_xmm/ukos/instruments/mirr\\_mod\\_small.gif](http://www.mssl.ucl.ac.uk/www_xmm/ukos/instruments/mirr_mod_small.gif) [Ziyaret Tarihi: 20 Ocak 2010].

MSSL, 1999b, *XMM-Newton instruments*, (1999), MSSL, Dorking Surrey İngiltere, [http://www.mssl.ucl.ac.uk/www\\_xmm/ukos/instruments/RGS\\_rga\\_small.gif](http://www.mssl.ucl.ac.uk/www_xmm/ukos/instruments/RGS_rga_small.gif) [Ziyaret Tarihi: 20 Ocak 2010].

MSSL, 1999c, *XMM-Newton instruments*, (1999), MSSL, Dorking Surrey İngiltere, [http://www.mssl.ucl.ac.uk/www\\_xmm/ukos/instruments/om\\_schematic.gif](http://www.mssl.ucl.ac.uk/www_xmm/ukos/instruments/om_schematic.gif) [Ziyaret Tarihi: 20 Ocak 2010].

MSSL, 1999d, *XMM Optical Monitor (OM): The filter wheel*, (1999), MSSL, Dorking Surrey İngiltere, [http://www.mssl.ucl.ac.uk/www\\_xmm/ukos/instruments/om.html](http://www.mssl.ucl.ac.uk/www_xmm/ukos/instruments/om.html) [Ziyaret Tarihi: 20 Ocak 2010].

MSSL, 1999e, *XMM-Newton instruments*, (1999), MSSL, Dorking Surrey İngiltere, [http://www.mssl.ucl.ac.uk/www\\_xmm/ukos/instruments/pn\\_ccd1.jpg](http://www.mssl.ucl.ac.uk/www_xmm/ukos/instruments/pn_ccd1.jpg) [Ziyaret Tarihi: 21 Ocak 2010].

MSSL, 1999f, *XMM-Newton instruments*, (1999), MSSL, Dorking Surrey İngiltere, [http://www.mssl.ucl.ac.uk/www\\_xmm/ukos/instruments/rgs\\_unit1.gif](http://www.mssl.ucl.ac.uk/www_xmm/ukos/instruments/rgs_unit1.gif) [Ziyaret Tarihi: 21 Ocak 2010].

NASA'S IMAGINE THE UNIVERSE, 2008a, *Active galaxies and quasars* [online], (2008), Goddard Space Flight Center, MD, [http://imagine.gsfc.nasa.gov/docs/science/know\\_11/active\\_galaxies.html](http://imagine.gsfc.nasa.gov/docs/science/know_11/active_galaxies.html) [Ziyaret Tarihi: 13 Ocak 2010].

NASA'S IMAGINE THE UNIVERSE, 2008b, *Active Galaxies and Quasars: A monster in the middle* [online], (2008), Goddard Space Flight Center, MD, [http://imagine.gsfc.nasa.gov/docs/science/know\\_12/active\\_galaxies.html](http://imagine.gsfc.nasa.gov/docs/science/know_12/active_galaxies.html) [Ziyaret Tarihi: 13 Ocak 2010].

NEMIROFF, R. J., FTACLAS, C., STRUBLE, M. F., 1985, A survey of galaxies in the field of A194, *Astronomical Journal*, 90, 163-168.

NESS, J.-U., EHLE, M., GONZÁLEZ RIESTRA, R., GUAINAZZI, M., RODRIGUEZ, P., TALAVERA, A., DE LA CALLE, I., 2009a, *XMM-Newton Users Handbook: 3.1 Basic characteristics* [online], (Issue 2.7), XMM-Newton Science Operations Centre, Madrid, <http://heasarc.nasa.gov/docs/xmm/uhb/node14.html#3056> [Ziyaret Tarihi: 20 Ocak 2010].

NESS, J.-U., EHLE, M., GONZÁLEZ Riestra, R., GUAINAZZI, M., RODRIGUEZ, P., TALAVERA, A., DE LA CALLE, I., 2009b, *XMM-Newton Users Handbook: 3.3 European Photon Imaging Camera (EPIC)* [online], (Issue 2.7), XMM-Newton Science Operations Centre, Madrid, <http://heasarc.nasa.gov/docs/xmm/uhb/node24.html#3076> [Ziyaret Tarihi: 21 Ocak 2010].

NESS, J.-U., EHLE, M., GONZÁLEZ Riestra, R., GUAINAZZI, M., RODRIGUEZ, P., TALAVERA, A., DE LA CALLE, I., 2009c, *XMM-Newton Users Handbook: 3.3.1.1 EPIC MOS chip geometry* [online], (Issue 2.7), XMM-Newton Science Operations Centre, Madrid, [http://xmm.esac.esa.int/external/xmm\\_user\\_support/documentation/uhb/node26.html](http://xmm.esac.esa.int/external/xmm_user_support/documentation/uhb/node26.html) [Ziyaret Tarihi: 21 Ocak 2010].

NESS, J.-U., EHLE, M., GONZÁLEZ Riestra, R., GUAINAZZI, M., RODRIGUEZ, P., TALAVERA, A., DE LA CALLE, I., 2009d, *XMM-Newton Users Handbook: 3.4.2 RFC chip arrays* [online], (Issue 2.7), XMM-Newton Science Operations Centre, Madrid, [http://xmm.esac.esa.int/external/xmm\\_user\\_support/documentation/uhb/node48.html](http://xmm.esac.esa.int/external/xmm_user_support/documentation/uhb/node48.html) [Ziyaret Tarihi: 21 Ocak 2010].

OEMLER, A., JR., 1974, The Systematic Properties of Clusters of Galaxies. Photometry of 15 clusters, *The Astrophysical Journal*, 194, 1-20.

PARMAR, A. N., HEGER, D., METCALFE, L., MUNOZ, R., SCHARTEL, N., 2008, XMM-Newton operations beyond the 10-year design lifetime, *Astronomische Nachrichten*, 329 (2), 114-117.

PHILIPS, S., 2005, *The structure & evolution of galaxies*, Wiley, 9780470855065.

POINTECOUTEAU, E., ARNAUD, M., KAASTRA, J., DE PLAA, J., 2004, XMM-Newton observation of the relaxed cluster A478: Gas and dark matter distribution from 0.01R<sub>200</sub> to 0.5R<sub>200</sub>, *Astronomy & Astrophysics*, 423, 33-47.

POWELL, R., 2006, *The Nearest Superclusters* [online], (2006), İngiltere, <http://www.atlasoftheuniverse.com/nearsc.html> [Ziyaret Tarihi: 19 Ocak 2010].

REINMUTH, K., 1916-1940, Heidelberg Nebular List, *Astronomische Nachrichten*.

RICKER, P., 2008, *When galaxy clusters collide* [online], San Diego Supercomputer Center, <http://www.sdsc.edu/pub/envision/v15.2/ricker.html> [Ziyaret Tarihi: 11 Eylül 2009].

ROOD, H. J., SASTRY, G. N., 1971, Tuning fork classification of rich clusters of galaxies, *Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, 83, 313-319.

ROTTGERING, H. J. A., WIERINGA, M. H., HUNSTEAD, R. W., EKERS, R. D., 1997, The extended radio emission in the luminous X-ray cluster A3667, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 290, 4, 577-584.

ROYAS, R. R., VOGLEY, M. S., HOYLE, F., BRINKMANN, J., 2005, Spectroscopic properties of void galaxies in the Sloan Digital Sky Survey, *The Astrophysical Journal*, 624, 571-585.

RUDNICKI, K., DWORAK, T. Z., FLIN, P., BARANOWSKI, B., SENDRAKOWSKI, A., 1973, A catalogue of 15650 galaxies in the Jagellonian Field, *Acta Cosmologica, Zesz.*, 1, 6-164.

SAKELLIU, I., HARDCASTLE, M. J., JETHA, N. N., 2008, 3C40 in Abell194: can tail radio galaxies exist in a quiescent cluster?, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 384 (1), 87-93.

SARAZIN, C. L., 1988, *X-ray emission from clusters of galaxies*, Cambridge University Press, Cambridge, 0521329574.

SCHNEIDER, P., 2006, *Extragalactic astronomy and cosmology*, Springer, Leipzig, 9783540331742.

SCOVILLE, N. Z., POLLETTA, M., EWALD, S., STOLOVY, S. R., THOMPSON, R., RIEKE, M., 2001, *Hubble reveals the heart of the Whirlpool Galaxy* [online], (STScI-PRC2001-10), Baltimore MD, STScI, <http://hubblesite.org/newscenter/archive/releases/2001/10/image/a/> [Ziyaret Tarihi: 10 Ocak 2010].

SEYFERT, C. K., 1943, Nuclear Emission in Spiral Nebulae, *The Astrophysical Journal*, 97, 28-40.

SHANE, C. D., WIRTANEN, C. A., 1967, *Publication of Lick Observatory*, 22 (1).

SHIELDS, J. C., 1992, Normal O stars in dense media generate LINERs, *The Astrophysical Journal*, 399 (1), L27-L30.

SHUKUROV, A., 2009, ICTP School on Astrophysical Turbulence and Dynamos, *Galaxies and the universe*, 20-30 April 2009 Trieste, [http://cdsagenda5.ictp.trieste.it/askArchive.php?base=agenda&categ=a08150&id=a08150s1t6/lecture\\_notes](http://cdsagenda5.ictp.trieste.it/askArchive.php?base=agenda&categ=a08150&id=a08150s1t6/lecture_notes) [Ziyaret Tarihi: 6 Eylül 2009].

SMITH, H. E. (GENE), 2000a, *Gene Smith's astronomy tutorial-galaxies-the spiral nebulae* [online], University of California San Diego Center for Astrophysics and Space Sciences, <http://casswww.ucsd.edu/public/tutorial/Galaxies.html> [Ziyaret Tarihi: 11 Ocak 2010].

SMITH, H. E. (GENE), 2000b, *Gene Smith's astronomy tutorial-starbursts & colliding galaxies* [online], University of California San Diego Center for Astrophysics and Space Sciences, <http://cass.ucsd.edu/public/tutorial/Starbursts.html> [Ziyaret Tarihi: 10 Eylül 2009].

SOFUE, Y., TUTUI, Y., HONMA, M., TOMITA, A., TAKAMIYA, T., KODA, J., TAKEDA, Y., 1999, Central rotation curves of spiral galaxies, *The Astrophysical Journal*, 523, 1, 136-146.

SOUCEK J., 1986, CD galaxies of apparent supergiant sizes due to the curvature of space, *Astrophysics and Space Science*, 121 (1), 161-191.

SPARKE, L. S., GALLAGHER III, J. S., 2000, *Galaxies in the Universe: An introduction*, Cambridge University Press, New York, 0521592410.

STRUBLE, M. F., ROOD, H. J., 1982, Morphological classification (revised RS) of Abell clusters in  $D \leq 4$  and an analysis of observed correlations, *The Astrophysical Journal*, 87, 7-46.

STRUBLE, M. F., ROOD, H. J., 1984, Morphological classification (revised RS) of Abell clusters in  $D=5$  and an analysis of observed correlations, *The Astrophysical Journal*, 89, 1487-1513.

STROBEL, N., 2007a, *Power source for active galaxies and quasars* [online], (2007), Bakersfield CA, <http://www.astronomynotes.com/galaxy/s14.htm> [Ziyaret Tarihi: 15 Ocak 2010].

STROBEL, N., 2007b, *Active galaxies* [online], (2007), Bakersfield CA, <http://www.astronomynotes.com/galaxy/s13.htm> [Ziyaret Tarihi: 19 Ocak 2010].

STRÜDER, L., VE DİĞ., 2001, The European Photon Imaging Camera on XMM-Newton: The pn-CCD camera, *Astronomy & Astrophysics*, 365, L18-L26.

SUMMERS, F., MIHOS, C., HERNQUIST, L., 2002, *Galaxy collision by Summers, Mihos, and Hernquist* [online], Baltimore MD, STScI, <http://terpsichore.stsci.edu/~summers/viz/mhs/> [Ziyaret Tarihi: 11 Ocak 2010].

TAKAI, T., HAYASHIDA, K., HASHIMOTODANI, K., KAWASAKI, W., 1998, ASCA observation of A1674, *The Hot Universe. Proceedings of IAU Symposium #188. Dordrecht: Kluwer Academic 1998*, 323.

TAMURA, T., PETERSON, J., 2006, *XMM-Newton first science results* [online], (2006), XMM-Newton Science Operations Centre, Madrid, [http://xmm.vilspa.esa.es/external/xmm\\_science/1st\\_results/index.shtml#CLUSTER\\_II](http://xmm.vilspa.esa.es/external/xmm_science/1st_results/index.shtml#CLUSTER_II) [Ziyaret Tarihi: 17 Ocak 2010].

TEKTUNALI, G. H., 1990, *Astrofiziğe giriş I*, İ. Ü. Fen Fakültesi Basımevi, İstanbul, 975-404-133-4.

TERLEVICH, R., MELNICK, J., 1985, Warmers-The missing link between starburst and Seyfert galaxies, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 213, 841-856.



TURNER, M. J. L., FERRANDO, P., REPPIN, C., SHORT, A. D. T., VILLA, G. E., EPIC COLLABORATION, 2000, Galactic and extra-galactic X-ray sources observed with the EPIC instrument on XMM-Newton, *American Astronomical Society, HEAD Meeting #5, #12.01, Bulletin of the American Astronomical Society*, 32, 1198.

USON, J., DALE, D., BOUGHN, S., KUHN, J., 1998, *More images of galaxy clusters and dark energy concepts* [online], (2008), Harvard-Smithsonian Center for Astrophysics, Cambridge MA  
<http://chandra.harvard.edu/photo/2004/darkenergy/more.html> [Ziyaret Tarihi: 16 Ocak 2010].

VAN BREUGEL, W., FILIPPENKO, A. V., HECKMAN, T., MILEY, G., 1985, Minkowski's object - A starburst triggered by a radio jet, *The Astrophysical Journal*, 293 (1), 83-93.

VOIT, G. M., 2005, Tracing cosmic evolution with clusters of galaxies, *Reviews of Modern Physics*, 77 (1), 207-258.

WIKIPEDIA, 2009, *Active galactic nucleus* [online], (2009),  
[http://en.wikipedia.org/wiki/Active\\_galactic\\_nucleus](http://en.wikipedia.org/wiki/Active_galactic_nucleus) [Ziyaret Tarihi: 15 Ocak 2010].

WOLF, M., 1901-1916, Heidelberg Nebular List, *Astronomische Nachrichten*.

XMM-NEWTON, 2008a, *XMM-Newton First Science Results* [online], (2006), XMM-Newton Science Operations Centre, Madrid,  
[http://xmm.vilspa.esa.es/external/xmm\\_science/1st\\_results/index.shtml](http://xmm.vilspa.esa.es/external/xmm_science/1st_results/index.shtml) [Ziyaret Tarihi: 18 Ocak 2010].

XMM-NEWTON, 2008b, *XMM-Newton and Earth* [online], (2008), XMM-Newton Science Operations Centre, Madrid,  
[http://xmm.esac.esa.int/external/xmm\\_science/gallery/public/level3.php?id=276](http://xmm.esac.esa.int/external/xmm_science/gallery/public/level3.php?id=276)  
 [Ziyaret Tarihi: 19 Ocak 2010].

XMM-NEWTON, 2008c, *XMM-Newton payload* [online], (2008), XMM-Newton Science Operations Centre, Madrid,  
[http://xmm.esac.esa.int/external/xmm\\_science/gallery/public/level3.php?id=72](http://xmm.esac.esa.int/external/xmm_science/gallery/public/level3.php?id=72) [Ziyaret Tarihi: 19 Ocak 2010].

XMM-NEWTON, 2008d, *The Service Module* [online], (2008), XMM-Newton Science Operations Centre, Madrid,  
[http://xmm.esac.esa.int/external/xmm\\_user\\_support/documentation/technical/Spacecraft/xmm\\_SVM.shtml](http://xmm.esac.esa.int/external/xmm_user_support/documentation/technical/Spacecraft/xmm_SVM.shtml) [Ziyaret Tarihi: 19 Ocak 2010].

XMM-NEWTON, 2008e, *The Telescopes of XMM-Newton: Telescope configuration* [online], (2008), XMM-Newton Science Operations Centre, Madrid,  
[http://xmm.esac.esa.int/external/xmm\\_user\\_support/documentation/technical/Mirrors/index.shtml](http://xmm.esac.esa.int/external/xmm_user_support/documentation/technical/Mirrors/index.shtml) [Ziyaret Tarihi: 20 Ocak 2010].

XMM-NEWTON, 2008f, *The Telescopes of XMM-Newton: Optical design* [online], (2008), XMM-Newton Science Operations Centre, Madrid, [http://xmm.esac.esa.int/external/xmm\\_user\\_support/documentation/technical/Mirrors/index.shtml](http://xmm.esac.esa.int/external/xmm_user_support/documentation/technical/Mirrors/index.shtml) [Ziyaret Tarihi: 20 Ocak 2010].

XMM-NEWTON, 2008g, *The Telescopes of XMM-Newton: Image quality* [online], (2008), XMM-Newton Science Operations Centre, Madrid, [http://xmm.esac.esa.int/external/xmm\\_user\\_support/documentation/technical/Mirrors/index.shtml](http://xmm.esac.esa.int/external/xmm_user_support/documentation/technical/Mirrors/index.shtml) [Ziyaret Tarihi: 20 Ocak 2010].

XMM-NEWTON, 2008h, *The Reflection Grating Spectrometer (RGS) onboard XMM-Newton: Focal plane camera (RFC)* [online], (2008), XMM-Newton Science Operations Centre, Madrid, [http://xmm.esac.esa.int/external/xmm\\_user\\_support/documentation/technical/RGS/index.shtml](http://xmm.esac.esa.int/external/xmm_user_support/documentation/technical/RGS/index.shtml) [Ziyaret Tarihi: 21 Ocak 2010].

XMM-NEWTON, 2009, *The European Photon Imaging Camera (EPIC) onboard XMM-Newton- Chip Geometry- MOS CCDs* [online], (2009), XMM-Newton Science Operations Centre, Madrid, [http://xmm.esac.esa.int/external/xmm\\_user\\_support/documentation/technical/EPIC/index.shtml](http://xmm.esac.esa.int/external/xmm_user_support/documentation/technical/EPIC/index.shtml) [Ziyaret Tarihi: 21 Ocak 2010].

ZWICKY, F., VE DIĞ., 1961-1968, Catalogue of galaxies and of clusters of galaxies, *Pasadena: California Institute of Technology (CIT), 1961-1968.*

ZWICKY, F., HUMASON, M. L., 1964, Spectra and other characteristics of interconnected galaxies and of galaxies in groups and in clusters. III, *The Astrophysical Journal*, 139, 269-283.

## ÖZGEÇMİŞ

### Adnan ERKURT

**Doğum Tarihi:** 26.05.1975

**Doğum Yeri:** Silistre

**Yabancı dil:** İngilizce

**e-posta:** adnanerkurt@hotmail.com

### Öğrenim:

**Lisans:** İstanbul Üniversitesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü (1994-2000)

**Lise:** Avcılar Teknik Lisesi (Bilgisayar)

**İlköğrenim:** Yeşilova İlkokulu

### Poster Çalışmaları:

- Dynamics of Faint Clusters of Galaxies, XV. National Conference of Astronomers of Serbia, 2-5 Ekim 2008, Belgrad-Sırbistan
- Proto Galaksi Kümelerinin Morfolojisi, XVI. Ulusal Astronomi Kongresi, 8-12 Eylül 2008, Çanakkale
- Dynamical Histories of Six Clusters of Galaxies by XMM-Newton, The X-Ray Universe 2008, 27-30 Mayıs 2008, Granada-İspanya

### Katıldığı kısa süreli kurslar:

- 3<sup>rd</sup> MCCT-SKADS Training School, Towards the SKA: increasing the evolution rate in radio astronomy, 24-28 Ağustos 2009, Paris-Fransa
- School on Astrophysical Turbulence and Dynamos, ICTP, 20-30 Nisan 2009, Trieste-İtalya
- 2<sup>nd</sup> MCCT-SKADS Training School, Radio Astronomy: Fundamentals and the new instruments, 26 Ağustos - 4 Eylül 2008, Sigüenza-İspanya
- VI. Temel Bilimler Lisansüstü Yaz Okulu: IRAF & Tayfsal İndirgeme, İstanbul Kültür Üniversitesi, 11-17 Ağustos 2008, İstanbul
- Yüksek Enerji Astrofiziği Lisansüstü Yaz Okulu, Boğaziçi Üniversitesi, 4-13 Ağustos 2008, İstanbul
- Urbino 2008: High Energy Astrophysics Summer School, 28 Temmuz-1 Ağustos 2008, Urbino-İtalya
- 30<sup>th</sup> International School for Young Astronomers (ISYA), 1-21 Temmuz 2008, İstanbul
- Astrofizikte Alternatif Çözümler-II, Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi, 10-19 Eylül 2007, Çanakkale