

博 士 論 文

X線による楕円銀河 M86 周辺の広がった放射の研究

(X-ray study of extended emission around the elliptical galaxy M86)

金沢大学大学院自然科学研究科

数物科学専攻

学籍番号 1424012008

氏名 菱 右京

主任指導教員 藤本 龍一

提出年月 2017年4月

概要

銀河の多くは銀河団に重力的に束縛されており、銀河団ガスなど周囲の環境によって様々な相互作用を受ける。特に、銀河団中を銀河が移動する際に受ける動圧による効果は、銀河団ガス中に含まれる重元素の一部を説明することができ、さらに銀河自身の形態進化に大きな影響を及ぼすため、銀河や銀河団の進化を考えるうえで重要なプロセスである。

本研究では、おとめ座銀河団の中心近くに位置する巨大楕円銀河であり、銀河団ガスとの相互作用による剥ぎ取りによる構造が顕著に見られる M86 を対象とする。Suzaku 衛星による低バックグラウンドの観測データを用いることで、これまでの X 線天文衛星による観測では評価が不十分であった、M86 中心から大きく広がった X 線放射領域を含めた剥ぎ取りの影響を評価することを目的とする。

まず、剥ぎ取りによる歪な構造が見られる北西方向を除く全ての方位角方向での輝度分布が、 $\beta \sim 0.5$ の β モデルで良く再現できることを示した。次に、スペクトル解析により M86 中心が 0.9 keV と 0.6 keV の 2 温度モデル、北西で明るい Plume 領域と、さらに北西に伸びた Tail 領域が中心より高い温度を持った 1 温度プラズマで説明できることを示した。また、これら 3 領域では O, Mg, Si, S の Fe に対する元素組成比が概ね 1 太陽組成であり、Ne のみ 3 太陽組成を示すことを見出した。これはスペクトルの共通性を示す結果であり、中心部と Plume 領域、Tail 領域の高温プラズマが同一起源であることを強く支持する。ただし、Ne のみ太陽組成比より大きいことを超新星爆発のモデルで説明することは難しく、プラズマモデルの不定性による系統的誤差が原因ではないかと考えられる。

M86 から大きく広がった X 線放射領域を連続的な領域に区切ったスペクトル解析では、中心から ~ 50 kpc まで正の温度勾配を持つことを示し、銀河の速度分散を超えたエネルギーが重力ポテンシャルとして広がっていることが示唆された。X 線放射領域が 100 kpc 以上にまで広がっていることなどからも、この X 線放射成分は M86 周囲に広がった重力ポテンシャルに束縛されたプラズマ成分であると考えた。また、元素組成は 50 kpc を超える外縁部で低下することを示し、これらの領域では未だに重元素汚染の少ないガスが分布していることが示された。クーロン散乱を考えたときに動圧剥ぎ取りの時間スケールが中心と外縁部で同程度であり、一度銀河団を通過することで十分に ISM の剥ぎ取りが起きることを示した。

これらの結果より、M86 の中心においてもハローにおいても、銀河団ガスとの相互作用によって、銀河・グループのガスがその重力ポテンシャルから剥ぎ取られている最中であると考えられる。

目次

概要	i
第1章 はじめに	1
第2章 Review	3
2.1 銀河と銀河団	3
2.1.1 銀河	3
2.1.2 銀河団	4
2.1.3 銀河団ガス	4
2.1.4 銀河団の進化	5
2.1.5 銀河の形態と環境効果	6
2.2 星間ガスと銀河団ガスの相互作用	7
2.2.1 動圧剥ぎ取り	7
2.3 銀河団・楕円銀河からの X 線放射	8
2.3.1 光学的に薄いプラズマからの放射	8
2.3.2 質量分布	10
2.3.3 輝度分布と密度分布, β モデル	11
2.3.4 楕円銀河からの X 線放射	12
2.4 おとめ座銀河団	13
2.5 M86	14
第3章 X 線天文衛星すざく	19
3.1 概要	19
3.2 X 線望遠鏡 (XRT)	20
3.2.1 反射鏡	20
3.2.2 前置コリメーター	21
3.2.3 熱シールド	21
3.2.4 XRT の軌道上での性能	21
3.3 X-ray Imaging Spectrometer (XIS)	26
3.3.1 概要	26
3.3.2 イベント検出	28
3.3.3 非 X 線バックグラウンド	28

第4章 観測とデータリダクション	31
第5章 イメージ解析と結果	33
5.1 XIS イメージ	33
5.2 表面輝度分布	36
第6章 スペクトル解析と結果	41
6.1 スペクトルを抽出する領域の定義	41
6.2 バックグラウンド領域	42
6.2.1 領域 SE6	42
6.2.2 領域 S	43
6.3 領域 Center と領域 SE1-5	44
6.3.1 1 温度モデルと 2 温度モデル	44
6.3.2 前景放射による不定性	54
6.3.3 領域 EX	56
6.3.4 温度・元素組成の空間分布	59
6.3.5 2 温度同時フィット	61
6.4 Plume, Tail 領域	64
6.4.1 1 温度・2 温度モデル	64
第7章 議論	67
7.1 Plume, Tail 形成の起源	67
7.1.1 アバundanceパターンと重元素合成	68
7.2 広がった X 線放射	70
7.2.1 質量分布	70
7.2.2 温度構造	73
7.2.3 質量光度比	74
7.2.4 銀河群としての M86	75
7.3 動圧剥ぎ取りによる銀河団ガスとの相互作用	77
第8章 まとめ	81
付録 A M86 から NGC4438 にかけての温度構造	83

表 目 次

3.1	XRT のサイズと性能 [Serlemitsos et al., 2007].	20
3.2	XIS の基本性能	27
3.3	NXB に見られる主なライン [Tawa et al., 2008].	30
4.1	観測データログのまとめ.	31
5.1	表面輝度分布を作成した領域.	36
5.2	Sector 1–10 までを単一の β モデル, または β モデル + 定数モデルでフィットした結果得られたベストフィットパラメータ.	38
6.1	領域 SE6 のスペクトル解析の結果得られたベストフィットパラメータ.	43
6.2	領域 S のスペクトル解析の結果得られたベストフィットパラメータ.	44
6.3	領域 Center と領域 SE1–5 の 1 温度モデルによるスペクトルフィット結果.	46
6.4	領域 Center, 領域 SE1–5 の 1 温度モデルによるスペクトルフィット結果. Ne 以外の元素を Fe の値にリンクした場合.	49
6.5	領域 Center, 領域 SE1–5 の 2 温度モデルによるスペクトルフィット結果.	51
6.6	領域 Center と SE 領域 1–5 の 2 温度モデルによるスペクトルフィット結果. O, Ne, Mg, Si, S は Fe の値にリンクしている.	53
6.7	領域 SE5 の 1 温度モデルを用いたスペクトル解析結果に対して, LHB の規格化定数を 2 桁小さくする, もしくは MWH の規格化定数を 1 桁小さくした場合の結果.	55
6.8	領域 EX1–3 の 1 温度・2 温度モデルによるスペクトルフィット結果.	57
6.9	領域 Center と領域 SE1–6 を同時に 2 温度モデルでフィットした結果. 高温成分の元素組成を Fe の値にリンクした場合.	62
6.10	領域 Plume と領域 Tail を 1 温度モデルでフィットした結果.	64
6.11	元素組成を Fe の値にリンクした場合と, Ne のみを個別のフリーパラメータとした場合に, 領域 Plume と領域 Tail を 1 温度モデルでフィットした結果.	66
7.1	領域 Center を Cie モデル (左) と vAPEC モデル (右) でフィットした結果得られた, ベストフィットパラメータ.	71
7.2	M86 の中心と外縁部での密度に対するクーロン散乱の平均自由行程. 数密度から質量密度への換算は $\rho = \mu_H m_H n_H$, $\mu_H \simeq 1.4$ としている.	79
A.1	2 温度モデルによって得られた各領域でのベストフィットパラメータ.	84

目 次

2.1	Kormendy and Bender [1996] による銀河形態の分類 (修正されたハッブル図).	3
2.2	ROSAT によるかみのけ座銀河団の X 線画像 (0.5–2 keV). 色は X 線の強度に対応している. 銀河団全体に X 線放射が広がっていることがわかる. (Credit: S. L. Snowden, USRA, NASA/GSFC)	5
2.3	冷却関数の温度依存性 [Gehrels and Williams, 1993].	9
2.4	様々な温度の場合に推定される, 光学的に薄いプラズマからの X 線スペクトル. アバングダンスが 0.3 solar とした場合の APEC モデルを用いた.	10
2.5	酸素質量光度比 ($0.1r_{180}$ における Oxygen Mass-to-Light Ratio) と鉄質量光度比 (Iron Mass-to-Light Ratio) と温度の関係 [Hayashi et al., 2009].	13
2.6	おとめ座銀河団の X 線イメージ (左) と温度分布 (右)[Shibata et al., 2001].	14
2.7	Chandra 衛星による M86 のイメージ (左) と推定される軌道の一例 (右) [Randall et al., 2008].	15
2.8	左図: XMM-Newton 衛星による M86 のイメージ (0.3–1.0 keV). Core, Plume, Tail の他, 大きく広がった X 線放射が見られる. 右図: 可視光 (R-band) のイメージに X 線コントアを重ねた図. [Ehlert et al., 2013].	16
2.9	XMM-Newton 衛星による M86 の温度マップ (左) と重元素マップ (右). [Ehlert et al., 2013].	16
3.1	Suzaku 衛星の外観 [Mitsuda et al., 2007].	19
3.2	結像性能	22
3.3	かに星雲の観測によって得られた光軸位置 (The Suzaku Technical Description より). 結像位置のずれは XIS 間で $0.3'$ 以下に収まっている. 点線は中心から $30''$ 間隔になっており, 光軸位置のばらつきは最大 $1.3'$ である.	23
3.4	レイ・トレーシング法によるシミュレーションで得た XRT-I の Vignetting 曲線と, かに星雲のオフセット観測の比較 [Serlemitsos et al., 2007].	24
3.5	左図はシミュレーションで $(\text{DETX}, \text{DETY}) = (-20', 0')$ に点源を置いたときのプリコリメータなしのイメージ, 中図はプリコリメータありのイメージである [Serlemitsos et al., 2007]. 右図は同位置でかに星雲を実際に観測したイメージ (2.5–5.5 keV) である. 右図でバックグラウンドを含めたイメージ内のカウントレートは $0.78 \pm 0.01 \text{ cts s}^{-1}$ であり, これは XIS ノミナル位置で観測したときのカウントレート $458 \pm 3 \text{ cts s}^{-1}$ (XIS3, 2.5–5.5 keV) の 0.17% に抑えられている.	25

3.6	1.5 keV と 4.5 keV における XRT-I の角度応答 (The Suzaku Technical Description より). 有効面積は 0 度入射に対して規格化し, 積分領域は XIS の検出器面積 (17.8 分角 × 17.8 分角) と一致させている.	26
3.7	CCD の略図. CCD は 4 つの部分 (Segment A–D) と, それぞれに専用の読み出しノードで構成されている [Koyama et al., 2007].	27
3.8	グレードの分類. グレード 0, 2, 3, 4, 6 が X 線信号として認識される [Yamaguchi et al., 2006].	28
3.9	XIS0 と XIS1 で得られた NXB のスペクトル [Tawa et al., 2008].	29
4.1	すざく衛星の観測視野 (緑) を, ROSAT All-Sky Survey のイメージに重ねて示す.	32
4.2	各観測データをデータスクリーニングした後の 0.5–5 keV 帯でのライトカーブ.	32
5.1	XIS のイメージを 0.8–1.2 keV 帯を用いて, 3 つの観測データを合成したモザイクイメージ. $\sigma = 3$ のガウシアンでスムージングを行った. NXB は差し引いてあり, Vignetting 効果は補正してある. カラーバーの単位は $\text{counts sec}^{-1} \text{ arcmin}^{-2}$ である. 下段には可視光イメージに X 線イメージのコントラストを重ねた図を示す.	35
5.2	X 線表面輝度分布を作成した Sector 1–10. コントラストは 0.8–1.2 keV のイメージを示す. 灰色の破線は, M86 の X 線輝度中心から 5, 10, 15, 20, 25 arcmin の位置を示す.	36
5.3	領域 Sector 1–10 から得られた X 線表面輝度分布. 各プロットの色は, 図 5.2 に対応する.	37
5.4	Sector 1–10 までを単一の β モデルでフィットした結果.	39
5.5	Sector 1–10 までを β モデル + 定数でフィットした結果.	40
6.1	スペクトルを抽出した領域.	41
6.2	領域 SE6 の FI(黒) と BI(赤) のスペクトル. 黒と赤の線は FI と BI スペクトルそれぞれに対するベストフィットモデルを示す. 緑線は高温成分の APEC モデル, 青線は低温成分の APEC モデルを示す. 灰色の線は LHB, MWH, CXB をそれぞれ示す.	42
6.3	領域 S の FI(黒) と BI(赤) のスペクトル. 黒と赤の線は FI と BI スペクトルそれぞれに対するベストフィットモデルを示す. 緑線は高温成分の APEC モデル, 青線は低温成分の APEC モデルを示す. 灰色の線は LHB, MWH, CXB をそれぞれ示す.	44
6.4	領域 Center と領域 SE1–5 を 1 温度モデルでフィットした結果得られた, 各領域のスペクトル. 黒と赤の線は FI と BI スペクトルそれぞれに対するベストフィットモデルを示す. 青線は v APEC モデル, 黄色は POW_{LMXB} 成分, 緑色の線は ICM 成分を示す. 灰色の線は LHB, MWH, CXB をそれぞれ示す.	47
6.5	領域 Center と領域 SE1–5 の 1 温度モデルで得られた ICM 成分として用いた APEC モデルの規格化定数の分布.	48
6.6	Center, SE 領域 1–5 の 1 温度モデルによるスペクトルフィット結果より得られた元素毎の元素組成 (左) と Fe に対する比率 (右). プロット点は左から Center(黒), SE1(赤), SE2(緑), SE3(青), SE4(水色), SE5(マゼンタ) を示す.	48

- 6.7 領域 Center と領域 SE1-4 の Fe と Ne のコントアマップ. 1 温度モデルによるスペクトル解析で, O, Mg, Si, S と Fe の元素組成と共通のパラメータとし, Ne のみ個別のパラメータとしている. 黒, 赤, 緑の実線はそれぞれ 68%, 90%, 99% 信頼区間を示す. 50
- 6.8 領域 Center と領域 SE1-5 を 2 温度モデルでフィットした結果得られた, 各領域のスペクトル. 黒と赤の線は FI と BI スペクトルそれぞれに対するベストフィットモデルを示す. 青線は $vAPEC_1$ モデル, 水色線が $vAPEC_2$ モデル黄色は POW_{LMXB} 成分, 緑色の線は ICM 成分を示す. 灰色の線は LHB, MWH, CXB をそれぞれ示す. 52
- 6.9 Simionescu et al. [2015] が行った, ROSAT 衛星による観測データを用いたおとめ座銀河団周辺の前景放射成分の解析領域 [Simionescu et al., 2015]. 赤丸で示された領域がスペクトルを抽出した領域であり, 東西南北の各方角で 3 領域ずつ選択されている. 白の破線はおとめ座銀河団のビリアル半径 (r_{200}) を示す. 54
- 6.10 領域 SE を拡張して新たに定義した領域 EX1-3. 56
- 6.11 領域 EX1-3 を 1 温度モデルもしくは 2 温度モデルでフィットした結果得られた, 各領域のスペクトル. 黒と赤の線は FI と BI スペクトルそれぞれに対するベストフィットモデルを示す. 青線は $vAPEC_1$ モデル, 水色線が $vAPEC_2$ モデル黄色は POW_{LMXB} 成分, 緑色の線は ICM 成分を示す. 灰色の線は LHB, MWH, CXB をそれぞれ示す. 58
- 6.12 1 温度モデルによる領域 Center と領域 SE1-6 のスペクトルフィットの結果得られた温度 (左) と規格化定数 (右) の動径分布. 59
- 6.13 1 温度・2 温度モデルによるスペクトルフィットの結果得られた, 領域 Center と領域 EX1-3 の α 元素の動径分布. 赤のプロットが 1 温度モデル, 緑のプロットが 2 温度モデルで得られた結果である. 黒のプロットは, 領域 SE1-5 の 1 温度モデルで得られた結果である. 60
- 6.14 高温成分の元素組成を Fe の値にリンクした場合に領域 Center と領域 SE1-6 を同時に 2 温度モデルでフィットした結果得られた各領域のスペクトル. 黒と赤の線は FI と BI スペクトルそれぞれに対するベストフィットモデルを示す. 青線は高温成分の $vAPEC$ モデル, 水色線は低温成分の $vAPEC$ モデル, 黄色は POW_{LMXB} 成分, 緑色の線は ICM 成分を示す. 灰色の線は LHB, MWH, CXB をそれぞれ示す. 63
- 6.15 領域 Plume と領域 Tail を 1 温度モデルでフィットした結果得られた各領域のスペクトル. 黒と赤の線は FI と BI スペクトルそれぞれに対するベストフィットモデルを示す. 水色線は $vAPEC$ モデル, 黄色は POW_{LMXB} 成分, 緑色の線は ICM 成分を示す. 灰色の線は LHB, MWH, CXB をそれぞれ示す. 65
- 6.16 領域 Tail の 1 温度モデルによる解析において, ICM の規格化定数と kT をフリーパラメータとした場合に得られる kT_{ICM} と $Norm_{ICM}$ に対する Fe のコントアマップ. 65
- 7.1 早期型銀河のガス温度に対する, Ne/Fe の数比 [Konami et al., 2014]. 黒の実線と破線はそれぞれ, Lodders [2003] により与えられた太陽組成比を用いた場合に, Ne が Fe に対して 1, 2 solar であることを示す. 68
- 7.2 AtomDB より得た, 1022 ± 20 eV のエネルギー帯での $Ne_X Ly\alpha$ 輝線と Fe L 輝線の放射率の温度依存性. 69

7.3	領域 Center の XIS1 スペクトルを Cie モデル (左) と vAPEC モデル (右) でフィットした結果.	70
7.4	旧対称に広がったガスを観測した場合の, 中心から 3 次的に広がる密度分布と視線方向の奥行きとの関係.	72
7.5	M86 から広がるガスが $R = 100, 150, 200$ kpc まで広がっている場合に観測される表面輝度分布の計算値 (赤) と実際に観測された Sector 2 の表面輝度分布 (緑).	72
7.6	β モデルより求めた密度 2 乗分布 (左) と密度 2 乗を中心から動径方向への線に沿って積分した値 (右). 密度 2 乗値の分布は, 中心の密度が 1 となるようにスケールした.	72
7.7	重力質量とガス質量の分布. 緑線は Sector 2, 3, 4, 6 の表面輝度分布より得られた分布, 赤線は領域 Center と領域 SE1-6 を 1 温度モデルでスペクトル解析した結果得られた規格化定数の分布から得られた分布.	74
7.8	ガス質量と元素組成の動径分布から得られた, O と Fe の質量 (左) と質量光度比 (右) の動径分布.	75
7.9	平均的なプラズマ温度と質量光度比. Hayashi et al. [2009] の図 12 に本研究で得られた O(赤) と Fe(緑) の質量光度比の結果を重ねてプロットした.	76
7.10	M86 周囲に位置する銀河のうち, 視線速度が負である銀河の分布.	77
7.11	M86 周囲に位置する銀河の視線速度のヒストグラム. 黒の実線は 2 つのガウス関数でヒストグラムをフィットした結果を示す. 灰色の実線は, 各々のガウス関数を示す. 黒の破線はそれぞれ M86 の視線速度とおとめ座銀河団の視線速度を示す.	77
7.12	r_{2500} (左) と r_{500} (右) 内における重力質量とガス質量の割合を, ガス温度の関数として示している [Lovisari et al., 2015]. 青のプロットは銀河群を示しており, 重力質量に対するガス質量の割合は 0.02-0.1 程度である.	80
A.1	定義した領域と 2 温度モデルによって得られた低温成分の温度マップ. 黒コントラストは左図イメージのもの.	84
A.2	2 温度モデルによって得られた各領域のスペクトルフィット結果.	85

第1章 はじめに

銀河の多くは銀河団や銀河群に重力的に束縛されている。このような環境に置かれた銀河は、朝夕力など様々な相互作用を受けることで、自身の進化に大きな影響を与える。特に、銀河団に属するメンバー銀河は銀河間ガス (Interstellar medium; ISM) と銀河団ガス (Intracluster medium; ICM) とが流体としての相互作用を及ぼし合う。このようなプロセスは、銀河が銀河団中を移動する際に ICM から受ける動圧によって生じるため、ICM の密度が高い銀河団の中心部で顕著に見られる。またその結果、重元素を含む ISM が ICM 中に放出されることで、銀河団の化学進化が進む。ICM に含まれる重元素の一部を説明するためには、このプロセスは非常に重要であり、銀河団の化学進化を明らかにする手がかりとなる。実際に動圧剥ぎ取りによるプロセスを考えることで、ICM 中の重元素の一部を説明することができる。同時に、ISM の一部を失った銀河自身の形態にも影響を及ぼすため、銀河の進化過程の解明につながる。

動圧剥ぎ取りのプロセスは非常に複雑であり、衝撃波の発生やコールドフロントの形成ほど、多様なプロセスを伴っている。それらの特徴的なプロセスはこれまでにいくつも観測されており、動圧剥ぎ取りの観測的な証拠となっている。例えば、Abell3627 中の銀河 ESO137-001 では 70 kpc に及ぶ X 線の尾と、それに重なる H α の尾が 40 kpc まで続いている様子が観測されている [Sun et al., 2010]。これら動圧剥ぎ取りによるプロセスは、銀河が銀河団ガスに突入したときより始まる。動圧の大きさは密度に比例するため、ガス密度の高い銀河団中心ほどその影響が大きくなると考えられる。実際に、銀河周辺の ICM による外圧が高いほどに銀河ガスの質量損失が大きく、動圧剥ぎ取りの影響がより顕著であることが分かっている [Iizuka et al., 2010]。

おとめ座銀河団のほぼ中心には巨大楕円銀河 M86 が X 線波長で非常に明るく輝いている。M86 の視線方向速度は -254 km/s であり [Cappellari et al., 2011]、おとめ座銀河団との相対速度は ICM の音速を超える ~ 1500 km/s にもなる。周囲を取り巻く ICM の密度も高く、動圧剥ぎ取りの影響が顕著に現れることが期待される。実際に、これまでに動圧剥ぎ取りの証拠となる観測結果が多数報告されている。

可視光、赤外線での観測により、動圧による剥ぎ取りが顕著に見られており、これまでの X 線観測でも M86 の中心部と剥ぎ取りと考えられる構造について、観測的な研究が行われてきた。最近では、Chandra 衛星によって M86 周辺の X 線放射領域の構造が高い角分解能で正確に観測されており [Randall et al., 2008]、さらに広い視野の観測によって、北西方向に Plume を超えて ~ 380 kpc にまで広がって尾を引いた構造が捉えられている。さらに Randall et al. [2008] らは、このような M86 からの X 線放射領域の構造から M86 の軌道を予測した。しかしながら、これまでの観測では M86 中心と北西に伸びた Plume, Tail などの際立った構造については議論されてきたが、M86 から広がった X 線放射領域については、あまり議論されてこなかった。さらに、M86 と周囲を取り巻く環境についての完全な理解は未だ得られていない。

本研究では、楕円銀河 M86 を対象とする、低バックグラウンドで広がった X 線放射に高い感度と、優れたエネルギー分解能を持つ Suzaku 衛星の観測データを用いることで、M86 の周囲を取り巻く X 線放

射領域に迫ることを主題とする。これまでに注目されていた、M86 中心部での観測事実を踏まえながら、X 線で薄く広がった領域まで拡張し、そのような領域での銀河団との相互作用についても解明することを目指す。

第2章 Review

2.1 銀河と銀河団

本節では銀河と銀河団について述べる¹.

2.1.1 銀河

銀河 (galaxy) は 10^6 個から 10^{12} 個程度の恒星が自己重力系をなしている天体で、宇宙のもっとも基本的な構成単位である。銀河は恒星だけでなく星間ガスを含んでおり、ダークマターが付随している。銀河の大きさや形態はさまざまであり、分類方法もいろいろなものが存在するが、大きくは滑らかな楕円形の形状を持つ楕円銀河 (elliptical galaxy)、円盤構造を持つ円盤銀河 (disk galaxy)、明確な構造が見られない不規則銀河 (irregular galaxy) に分類される。円盤銀河はその形態からさらに渦巻銀河 (spiral galaxy) と棒渦巻銀河 (barred spiral galaxy) に分類される (図 2.1)。天の川銀河は棒渦巻銀河であると考えられている。

楕円銀河は3次元的な膨らみを持ち、主として恒星のランダムな運動 (速度分散) によって支えられている。楕円銀河には一般に低温のガスや塵はほとんど存在せず、恒星の出す光が主成分となる。楕円銀河を構成している星は太陽質量以下の軽い星であることから、楕円銀河は誕生の時期に星の形成を終えてしまった古い銀河であると考えられる。X線波長域では高温の電離ガスが大量に観測される場合があるが、その主な起源は恒星の質量放出であると考えられている。

円盤銀河は、広がった円盤と、バルジ (bulge) と呼ばれる中心の回転楕円体状の成分からなる。円盤では回転運動が卓越しているが、バルジではランダムな運動が卓越している。円盤にはガスや塵が多く存在し、星生成活動が活発である。ガスと塵、生まれたばかりの若い星は円盤の赤道面の薄い層に集中

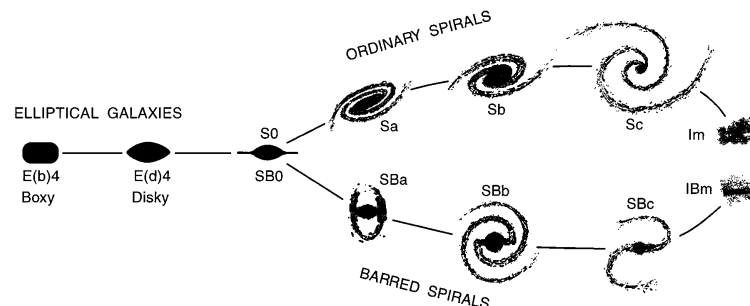


図 2.1: Kormendy and Bender [1996] による銀河形態の分類 (修正されたハッブル図).

¹本節は「シリーズ現代の天文学 4 銀河 I」(日本評論社)を参考にした。

し、渦巻腕を構成する。また、円盤よりもさらに遠くまで広がった密度の低い球状に分布している成分があり、ハロー (halo) と呼ばれる。ハローの星もランダムな運動をしている。バルジとハローはどちらも比較的古い星が主体となっている。

楕円銀河と円盤銀河の中間に位置する銀河として、S0 銀河が存在する。S0 銀河はレンズ状銀河 (lenticular galaxy) と呼ばれる。S0 銀河は回転運動で支えられる円盤を持つが、円盤内に渦巻腕が見られない銀河であり、楕円銀河と同様、ガスや塵をほとんど含まず、星生成が不活発で、古い星の種族からなるものが多い。

円盤銀河の回転曲線、楕円銀河の速度分散、銀河ハローに存在する高温ガスの分布等から、銀河の全質量を推定することができる。このように力学的な手法で求められる質量を力学質量 (dynamical mass) あるいは重力質量 (gravitational mass) と呼ぶ。力学質量は一般に星の全質量より大きく、ダークマターの証拠となっている。

2.1.2 銀河団

数10個以下の銀河の集団を銀河群 (galaxy group)、それよりも大きな銀河集団を銀河団 (galaxy cluster) と呼ぶ。それに対して、単独で存在している銀河を孤立銀河 (isolated galaxy) もしくは散在銀河 (field galaxy) と呼ぶ。銀河群や銀河団はさらに互いに結びついてフィラメント状に分布し、宇宙の大規模構造を形成する。銀河団空間には銀河の質量を上回る大量の高温ガスが存在しており、その温度は数千万 K から1億 K 程度であり、X線を放射している。このガスは銀河団ガス (intracluster medium; ICM) と呼ばれる。

銀河団は力学的な平衡に達した天体としては宇宙で最大であり、その大きさは直径10 Mpc に達するものがある。銀河団の力学質量はおおよそ 10^{14} – $10^{15} M_{\odot}$ である。これは銀河系の力学質量の 10^2 – 10^3 倍である。その構成要素は、質量の寄与の大きい順にダークマター、高温ガス、星であり、その比率はおおよそ 85%、13%、2% と推定されている。星の大部分は銀河の中に存在する。

2.1.3 銀河団ガス

X線による観測では、銀河団全体を覆うように分布した ICM が主に観測される。銀河団ガスの音速は、ICM の温度 T の関数として表すことができ、

$$c_s = \sqrt{\frac{5kT}{3\mu m_p}} \approx 1500 \left(\frac{T}{10^8 \text{ K}} \right)^{0.5} \quad [\text{km s}^{-1}] \quad (2.1)$$

となる。ここで、 k はボルツマン定数、 μ は平均分子量、 m_p は陽子質量である。銀河団のビリアル半径 r_{vir} が銀河団の半径そのものであるとすれば、音速で銀河団を横切る時間は

$$t_s = \frac{2r_{\text{vir}}}{c_s} \approx 1.3 \times 10^9 \left(\frac{r_{\text{vir}}}{1 \text{ Mpc}} \right) \left(\frac{c_s}{1500 \text{ km s}^{-1}} \right)^{-1} \quad [\text{y}] \quad (2.2)$$

となる。銀河団の年齢は宇宙年齢 ($\sim 10^{10}$ y) に匹敵すると考えられるが、音速での横断時間はこれよりも短い。また、X線観測で見られる形状からも、ほとんどの銀河団中にはガスの運動が音速を超えて存

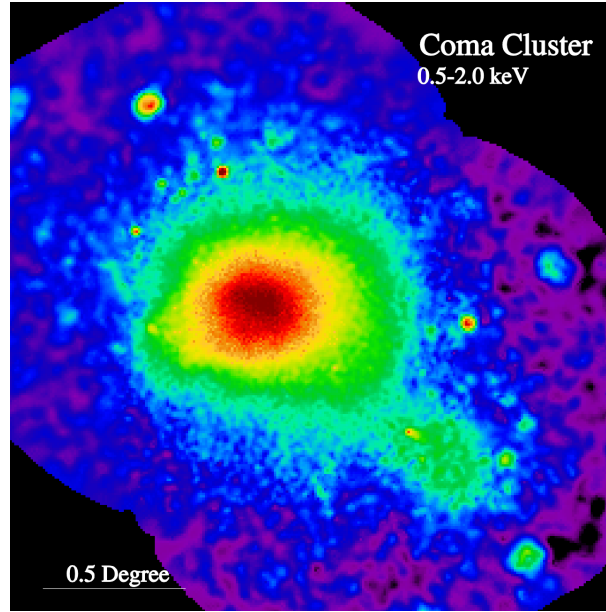


図 2.2: ROSAT によるかみのけ座銀河団の X 線画像 (0.5–2 keV). 色は X 線の強度に対応している. 銀河団全体に X 線放射が広がっていることがわかる. (Credit: S. L. Snowden, USRA, NASA/GSFC)

在していることは無いと考えられる. よって, 銀河団の重力ポテンシャルに対しては, ICM が静水圧平衡であると考えられる. また, 球対称であることを仮定すれば,

$$\frac{dp_{\text{gas}}}{dr} = -\rho_{\text{gas}} \frac{GM(r)}{r^2} \quad (2.3)$$

が成り立つ. ただし, p_{gas} と ρ_{gas} はそれぞれ ICM の圧力と密度であり, $M(r)$ は銀河団中心からの距離 r より内側に含まれている力学質量である. 状態方程式より次の式が成り立つ.

$$p_{\text{gas}} = \frac{\rho_{\text{gas}} kT}{\mu m_{\text{p}}} \quad (2.4)$$

ここで $r = r_{\text{vir}}$ とし, $dp_{\text{gas}}/dr \sim -p_{\text{gas}}/r_{\text{vir}}$ と近似すれば,

$$\frac{kT}{\mu m_{\text{p}}} \sim \frac{GM(r_{\text{vir}})}{r_{\text{vir}}} \quad (2.5)$$

となり, 重力ポテンシャルによって ICM の温度が決まっていることがわかる.

2.1.4 銀河団の進化

球対称で密度 ρ が一様な質量分布を考える. 半径 r の位置に質点を静かに置くと, この質点は単振動し, $r = 0$ までの到達時間は単振動の周期の 1/4, つまり $\sqrt{3\pi/16G\rho}$ となる. このことから, 質量 M , 半径 R のガス球の重力的進化の時間スケール (力学的時間) は

$$t_{\text{dyn}} \sim (G\rho)^{-1/2} \sim \sqrt{\frac{R^3}{GM}} \quad (2.6)$$

で与えられる。銀河団スケールの大きさと質量であれば、

$$t_{\text{dyn}} \sim 4 \times 10^9 \left(\frac{R}{2 \text{ Mpc}} \right)^{\frac{3}{2}} \left(\frac{M}{10^{14} M_{\odot}} \right)^{-\frac{1}{2}} \quad [\text{y}] \quad (2.7)$$

つまり、宇宙年齢よりは短いですがそれに近い時間がかかることがわかる。

我々の宇宙は冷たいダークマターに支配されており、銀河団はボトムアップ的に形成される。すなわち、最初は少数の銀河からなる銀河群が誕生し、それが周囲の銀河を取り込んだり近くの銀河団と合体して小規模な銀河団になり、さらに同様の過程を経てより大きな銀河団へと成長していく。大きな銀河団の形成には、100 億年程度の宇宙年齢に匹敵する時間がかかる。

銀河団ガスには酸素、ケイ素、鉄などのさまざまな重元素が含まれていることが知られている。重元素は宇宙初期の始原ガスには存在せず、恒星内部における核融合や超新星爆発により合成されたものであり、それが銀河から銀河団空間に供給されたことになる。そのプロセスとしては、超新星爆発などによって星間ガスが加熱されて銀河のポテンシャルから吹き出したり(銀河風)、銀河が銀河団ガスの中を運動する際に生じる銀河団ガスの動圧による剥ぎ取りなどが考えられる。銀河団ガスに含まれる重元素の組成は太陽組成の数分の1であるが、銀河団ガスの質量は銀河団内の星の全質量の数倍であるので、銀河団ガスに含まれる重元素の全質量は銀河団中の銀河の星に含まれる重元素の全質量に匹敵する。

2.1.5 銀河の形態と環境効果

銀河団中では楕円銀河が多く存在し、フィールド(密度の低いところ)では円盤銀河が多く分布することが知られている(例えば Binggeli et al. [1988], Dressler [1980])。その原因として、銀河の置かれている環境の違いが考えられる。銀河団コアのような密度の高い領域ではもともと宇宙の初期密度ゆらぎが大きく、いち早く物質が集まり銀河の形成が早く起きるが、密度の低い領域はゆっくりと成長し、銀河の形成・進化のタイムスケールがそもそも環境に依存していることが考えられる(先天的環境効果)。一方、銀河団に落ち込む銀河は 1000 km s^{-1} もの高速で落ちるため、銀河団中にある高温ガスからの動圧によって銀河円盤にあるガスが剥ぎ取られて星生成が止まり、円盤の光度も急速に暗くなって楕円銀河に進化する、ということも考えられる(後天的環境効果)。これは動圧剥ぎ取り(ram-pressure stripping)と呼ばれ、ガス密度がある程度高く、かつ銀河の移動速度が大きいため、銀河団の中心部で特に有効に働くと考えられる。1個の円盤銀河を考えた場合、外側の星間ガスほど銀河の重力が弱いので剥ぎ取られやすいと予想される。実際、銀河団中にある円盤銀河では、中心部に存在する水素分子ガスがほとんど影響を受けていないのに対して、H I 欠乏銀河(H I deficient galaxy)と呼ばれる、もともと銀河の外縁部に分布していたと考えられる中性水素ガスは著しく減少している例が多く観測されており(例えば Chamaroux et al. [1980])、剥ぎ取りの有効な証拠である。別の効果として、銀河同士の相互作用が考えられる。銀河の個数密度が高くなると、銀河同士の近接相互作用や衝突合体が起こるようになり、その際に潮汐力によって銀河のガスが剥ぎ取られたり、衝突に伴うスターバーストによって急激にガスを消費したりすることが考えられる。

2.2 星間ガスと銀河団ガスの相互作用

2.2.1 動圧剥ぎ取り

動圧剥ぎ取りは、銀河や銀河団の進化を考える上で非常に重要となるプロセスの一つである。銀河が銀河団中を移動する際には、周囲に存在する銀河団ガスなどの相互作用を通じて、銀河に付随するガスは離脱する。場合によっては、周囲のガスを取り込むかもしれない。このように銀河に付随したガスが剥ぎ取られることで、その後の銀河の進化に重要な影響を及ぼす。さらに、銀河団や銀河群の ICM 内に存在する重元素の一部はこのプロセスに起因しており、銀河団の化学進化を考える上でも重要である。加えて、銀河の相互作用を完全に理解することが出来たならば、暗黒物質などを含めた銀河の総質量に制限を設けることや、幾つかの銀河により構成されるような、より大きな系を理解する手助けとなる。

動圧剥ぎ取りのプロセスは非常に複雑であり、銀河が ICM 中を音速を超える速度で移動する場合に発生する衝撃波や、それに伴うガスの加熱、コールドフロントの形成の他、剥ぎ取られたガスが銀河の背後に尾を引いて広がり、ICM との混合による加熱、ICM の重元素汚染など、様々なプロセスが発生している。これらの特徴的なプロセスは必ずしも同時に観測されず、個々の銀河によって特徴が異なることも多い。現在では、様々な天体で特徴的な構造を持った銀河が見つかっており、これらは動圧剥ぎ取りの観測的な証拠となっている。

渦巻銀河を例とすると、銀河円盤に存在する H_1 ガスは中心に存在する H_1 ガスより重力ポテンシャルが浅いために剥ぎ取られやすい。よって、銀河が銀河団に落ち込む場合には非常に早い段階で円盤部の H_1 ガスが剥ぎ取られるため、 H_1 ガスの欠乏した銀河はおとめ動圧剥ぎ取りの証拠の一つとされる [Vollmer and Huchtmeier, 2007]。おとめ座銀河団中では、 H_1 による観測によって動圧剥ぎ取りの影響を受けた渦巻き銀河がいくつも発見されている (例えば, Kenney et al. [2004])。おとめ座銀河団の中心付近に位置する NGC4388 では、100 kpc にも及んで中心から H_1 ガスの尾を引いている様子が見つかっており、NGC4388 から剥ぎ取られたものであることを強く示唆している [Oosterloo and van Gorkom, 2005]。

動圧剥ぎ取りの特徴は楕円銀河でも発見されている (例えば, Machacek et al. [2006])。ペルセウス座銀河団に位置する NGC7619 では、周囲の ICM に比べて銀河中心とそこから伸びる尾の中では重元素量を多く含む特徴が X 線観測によって明らかとなっている。これは、X 線で観測される尾の起源が銀河にあることを示しており、剥ぎ取りの証拠となっている [Kim et al., 2008]。

銀河から剥ぎ取られたガスの多くは、そのまま銀河団ガスと混ざり合っただけで拡散すると考えられる。しかし、その一部が加熱されないまま収縮することも十分に起こりえる。Abell3627 中の銀河 ESO137-001 では 70 kpc に及ぶ X 線の尾と、それに重なる $H\alpha$ の尾が 40 kpc まで続いている様子が観測されている。この長く伸びた尾の中には星形成領域が存在しており、剥ぎ取られたガスの一部が冷えて収縮することで星形成が起こることを示している [Sun et al., 2010]。

これらの動圧剥ぎ取りによるプロセスは、銀河が銀河団ガスに突入したときより始まる。動圧の大きさは密度に比例するため、ガス密度の高い銀河団中心ほどその影響が大きくなると考えられる。実際に、銀河周辺の ICM による外圧が高いほどに銀河ガスの質量損失が大きく、動圧剥ぎ取りの影響がより顕著であることが分かっている [Iizuka et al., 2010]。

銀河が ICM を通り抜けるときには動圧が生じるため、外部からの圧力を感じる。この圧力は ICM の密度 ρ_{ICM} と、銀河と銀河団の相対速度に依存している。Gunn and Gott [1972] らはこのようなプロセ

スによって、移動速度の大きな銀河が銀河団ガス中を移動する際に、銀河ガスが銀河団ガスから受ける動圧により剥ぎ取られて失うことを提案した。さらに Gunn and Gott [1972] らは、渦巻銀河の円盤からガスが剥ぎ取られるには、静力学平衡理論より動圧 $P = \rho_g v^2$ が銀河の円盤内の単位面積あたりの重力を上回る必要があると考えた。ここで、 ρ_g は銀河団ガスのガス密度であり、 v は銀河と銀河団の相対速度である。銀河円盤の面積は、円盤の面密度と円盤内の星間ガスの面密度をそれぞれ σ_D , σ_{ISM} とすれば $2\pi G\sigma_D\sigma_{\text{ISM}}$ と表される。銀河団内で、銀河の視線方向の速度分散が σ_r であれば $v^2 = 3\sigma_r^2$ となり、一様な面密度をもった半径 r_D 、質量 M_D の円盤を仮定すれば、剥ぎ取りの起きる状況は以下のように記される。

$$\left(\frac{n_g}{10^{-3} \text{ cm}^{-3}}\right) \left(\frac{\sigma_r}{10^3 \text{ km s}^{-1}}\right)^2 > 3 \left(\frac{M_D}{10^{11} M_\odot}\right) \left(\frac{r_D}{10 \text{ kps}}\right)^{-4} \left(\frac{M_{\text{ISM}}}{10^{-1} M_\odot}\right) \quad (2.8)$$

しかしながら、銀河団に存在する銀河はそのほとんどを S0 銀河と楕円銀河が占めているため、球状に星が分布した場合を考える必要がある。Sarazin [1979] は、基本的には Gunn and Gott [1972] と同様の計算ではあるが、球状に広がった銀河に対して動圧剥ぎ取りの半解析的な扱いを行った。そして、銀河ガスが剥ぎ取られるために必要な動圧が、おおよそ $2GM_{\text{gal}}\sigma_{\text{ISM}}/R^2$ であることを見出した。ここで、 M_{gal} と R はそれぞれ銀河の質量と半径である。さらに、Takeda et al. [1984] らは臨界動圧が $2\sigma_{\text{ISM}}\sigma^2$ となることを、数値流体力学シミュレーションを用いて導出した。実際の動圧が臨界動圧を大きく上回る状態を仮定すれば、銀河から銀河ガスが動圧により剥ぎ取られるタイムスケールは

$$t_r \sim \frac{R}{v} \left(\frac{2\sigma_{\text{ISM}}}{\rho_g}\right)^{1/2} \quad (2.9)$$

$$\sim 3 \times 10^7 \text{ yr} \left(\frac{\sigma_{\text{ISM}}}{\rho_g}\right)^{1/2} \left(\frac{v}{10^3 \text{ kpc}}\right)^{-1} \left(\frac{R}{10 \text{ kpc}}\right) \quad (2.10)$$

となる。

2.3 銀河団・楕円銀河からの X 線放射

2.3.1 光学的に薄いプラズマからの放射

銀河中に分布する星間物質 (Interstellar medium; ISM) や銀河団ガス (Intracluster medium; ICM) のほとんどは光学的に薄い高温プラズマとして存在しているため、X 線放射として検出される。このとき、X 線スペクトルは光学的に薄い高温ガスからの連続的な放射成分と X 線輝線により構成される。つまり、密度の低い ISM ($\sim 10^{-3} \text{ cm}^{-3}$) の電離プラズマから放射された X 線スペクトルは、熱制動放射と重元素からの X 線輝線の足し合わせによって表すことができる。

典型的な早期型銀河の持つ温度帯域 ($kT > 10^6 \text{ K}$) では、重元素量がおおよそ太陽組成を超えない程度の場合には、全放射のほとんどを自由-自由遷移による放射が占めている。自由-自由遷移の場合には、制動放射の放射率は、振動数を ν 、高温プラズマ中の電子の温度を T_g として以下のように書き表せる。

$$\epsilon_\nu^{ff} = \frac{2^5 \pi e^6}{3m_e c^3} \left(\frac{2\pi}{2m_e k}\right)^{1/2} n_e \sum_i Z_i^2 n_i g_{ff}(Z, T_g, \nu) \times T_g^{-1/2} \exp(-h\nu/kT_g) \quad (2.11)$$

$$= \Lambda(T, Z, \nu) n_e^2 \quad (2.12)$$

ここで、 Z_i と n_i はそれぞれイオン i の電荷と数密度である。 n_e は、電子の数密度である (例えば, Rybicki and Lightman [1986]). ガウト因子は量子力学的な補正量であり, おおよそ $g_{ff} \sim 0.9 (n\nu/kT)^{-3}$ である。

$\nu_1 < \nu < \nu_2$ の振動数帯域での放射率は,

$$\epsilon_\nu = \int_{\nu_1}^{\nu_2} \epsilon_\nu^{ff} d\nu \quad (2.13)$$

$$= \Lambda(T, Z) n_e^2 \quad (2.14)$$

である。 $\Lambda(T, Z)$ は冷却関数あり, T と Z はそれぞれプラズマ温度と重元素のアバンダンスである。 図 2.3 に, アバンダンスが宇宙存在比であると仮定した場合の冷却関数をプラズマ温度の関数として示す。 冷却関数に対する制動放射の寄与は $T^{1/2}$ で増加している。

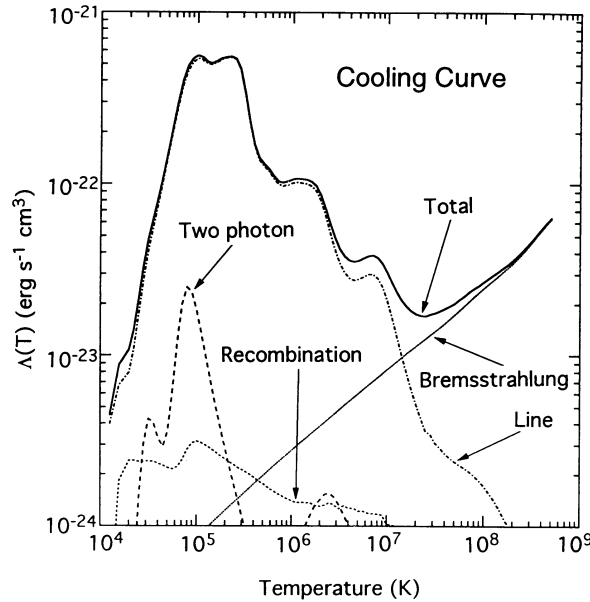


図 2.3: 冷却関数の温度依存性 [Gehrels and Williams, 1993].

全 X 線光度は式 2.14 を積分することで得られ, それを用いてエミッションインテグラルを次のように定義する。

$$EI \equiv \int n_e^2 dV \quad (2.15)$$

ここで V は銀河の体積を表す。 体積 V の中で, ISM の温度とアバンダンスが空間的に一様に分布しており, さらに ISM の密度が天球面上に投影された面積 S において一定であると仮定すれば, X 線光度 L_X は次のように与えられる。

$$L_X = \int \epsilon^{ff} dV \quad (2.16)$$

$$= EI \times \Lambda(T, Z) \quad (2.17)$$

$$= EM \times S \times \Lambda(T, Z) \quad (2.18)$$

また、エミッションメジャー EM は次のように定義される。

$$EM \equiv \int n_e^2 dl \quad (2.19)$$

ここで l はプラズマの視線方向への深さである。エミッションインテグラルはスペクトルの規格化定数によって決めることができ、スペクトルの形状は温度 T とアバundance Z にのみ依存するため、投影された面積 S が既知の値である場合には EM は観測された X 線スペクトルによって求められる。

熱的プラズマの放射は、制動放射に加えて輝線からの寄与も存在する。 $kT \sim 1$ keV のとき、Fe イオンはまだいくつかの電子が束縛されており、非常に複雑に混ざり合った Fe-L 輝線が現れる。その結果、Fe-L 輝線の特徴はモデルによって違うものとなる。図 2.4 に様々な温度の場合について、予測される X 線スペクトルを示す。

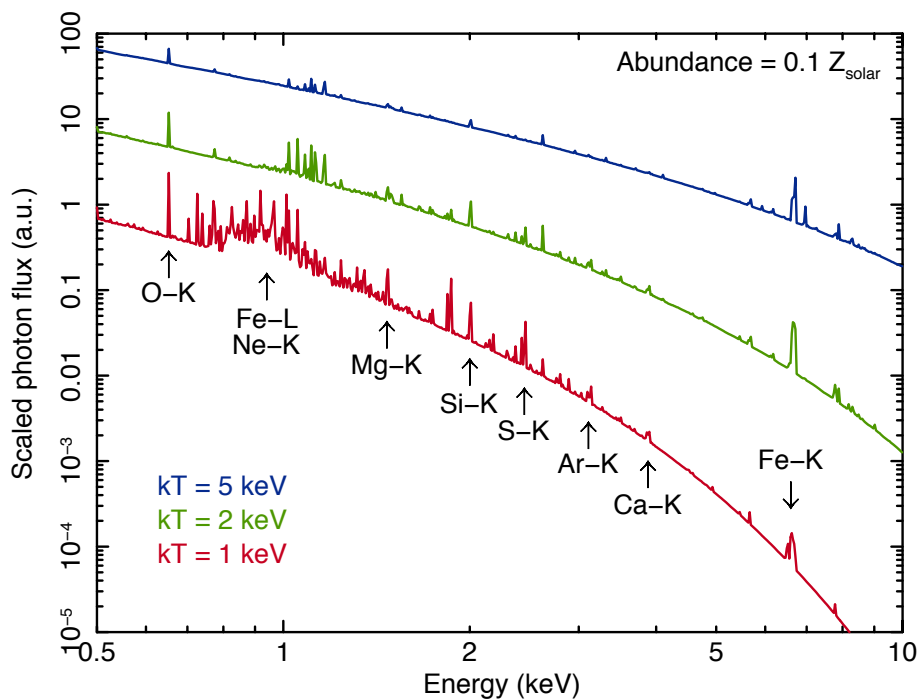


図 2.4: 様々な温度の場合に推定される、光学的に薄いプラズマからの X 線スペクトル。アバundance が 0.3 solar とした場合の APEC モデルを用いた。

電離平衡プラズマからの連続成分と輝線放射については、これまでいくつもの計算がなされてきた (例えば, Smith et al. [2001]). 本論文では, Smith et al. [2001] によって計算されたモデルに基づいて作成された, APEC (Astrophysical Plasma Emission Code) をデータ解析用のパッケージである XSPEC で使用する。

2.3.2 質量分布

銀河や銀河団が球対称であると仮定すれば、X 線観測によって得られたデータから重力質量とその半径方向の分布を求めることができる。重力ポテンシャルを ϕ とすれば、静水圧平衡状態にあるガスの圧

力 P とガスの密度 ρ_g を用いて、以下のようにこれらの間の関係を記述できる。

$$\nabla P = -\rho_g \nabla \phi(r) \quad (2.20)$$

ここで、 r は重力中心からの距離である。中心から球対称であるような系を仮定すると、式 2.20 は

$$\frac{1}{\rho_g} = -\frac{d\phi}{dr} \quad (2.21)$$

$$= -\frac{GM(r)}{r^2} \quad (2.22)$$

のように変換される。ここで、 $M(r)$ は中心から r の位置までの総質量である。状態方程式からガスの圧力 P は、ガスの温度 T_g と平均分子量 μ 、陽子の質量 m_p を用いて

$$P = \frac{\rho_g k T_g}{\mu m_p} \quad (2.23)$$

のように表される。ここで、 k はボルツマン定数である。式 2.20 と 2.23 を用いて、重力質量の半径方向の分布は

$$M(r) = -\frac{k T_g(r) r}{\mu m_p G} \left(\frac{d \ln n_g}{d \ln r} + \frac{d \ln T_g}{d \ln r} \right) \quad (2.24)$$

のように表すことができ、ガスの温度と密度分布を観測から求めることで、全質量分布を得ることができる。

2.3.3 輝度分布と密度分布, β モデル

ISM もしくは ICM の密度分布は X 線の表面輝度から直接的に求めることができ、多くの場合には King モデルや β モデルが経験則として用いられる。銀河の場合には星、星間ガス、暗黒物質からなる自己重力系であるので、等温静水圧平衡かつ球対称の無衝突である自己重力系を仮定すれば、式 2.22 のときと同様に

$$-\sigma_r^2 \frac{d \ln n(r)}{dr} = \frac{d\phi(r)}{dr} \quad (2.25)$$

が得られる。ここで、 σ_r と $n(r)$ はそれぞれ粒子の速度分散と数密度である。無衝突の粒子の質量を m とし、質量密度を $\rho = mn$ とすれば、 $\phi(r)$ と $n(r)$ の関係はポアソン方程式によって以下のように表される。

$$\nabla^2 \phi = 4\pi G \rho \quad (2.26)$$

この 2 つの式は解析的に解くことが出来ないため、King [1962] は密度と重力ポテンシャルを

$$n(r) = n_0 (1 + x^2)^{-3/2} \quad (2.27)$$

$$\phi(r) = -4\pi G n_0 m r_c^2 \frac{\ln \left(1 + (1 + x^2)^{1/2} \right)}{x} \quad (x \equiv r/r_c) \quad (2.28)$$

のように与えることで近似解を得た。

重力ポテンシャル ϕ が式 2.28 によって与えられたとき、ガスの質量分布 $\rho_g(r)$ は式 2.22 を解くことで次のように求まる。

$$\rho_g(r) = \rho_0 \left(1 + \left(\frac{r}{r_c} \right)^2 \right)^{-3\beta/2} \quad (2.29)$$

β は密度の勾配を示すパラメータであり、銀河の比エネルギーとガスの比エネルギーの割合として以下のようにも記述できる。

$$\beta = \frac{\mu m_p \sigma_r^2}{kT_g} \quad (2.30)$$

ISM もしくは ICM からの X 線放射は熱制動放射であることから、その放射率は密度 ρ_g の 2 乗に比例する。よって、2 次元平面に投影された場合には中心からの表面輝度分布は

$$S(r) = S_0 \left(1 + \left(\frac{r}{r_c} \right)^2 \right)^{-3\beta+1/2} \quad (2.31)$$

と表すことができる。このモデルは、標準 β モデルと呼ばれる [Cavaliere and Fusco-Femiano, 1976]。X 線観測から得られた表面輝度分布に β モデルを当てはめることでパラメータ β , r_c を得ることができる。よって、それらのパラメータを用いることで、ガス密度 $\rho_g(r)$ の 3 次元空間での分布を知ることができる。

2.3.4 楕円銀河からの X 線放射

楕円銀河が X 線を放射していることは Einstein 衛星等の観測により明らかになったが、同じ可視光 (B バンド) の光度を持つ楕円銀河でも、X 線で非常に明るいものと暗いものが存在し、その光度が 2 桁にも渡って変化することが謎であったが、その後の研究により、温度 $kT \sim 1$ keV 程度の光学的に薄いプラズマからの放射と、スペクトル形状が温度 $kT \sim 10$ keV の熱制動放射もしくは β が ~ 1.5 のベキ関数でよく表される多数の小質量 X 線連星 (LMXB) からの X 線で構成されることがわかってきた。その上で Matsushita [2001] らは、X 線放射が大きく広がっているものとコンパクトなものに分類でき、X 線で明るいものは広がっていて暗いものはコンパクトであることを示した。コンパクトな楕円銀河の X 線光度は、可視光 (B バンド) の光度と速度分散の積 $L_B \sigma^2$ とよく相関しており、温度 $kT \sim 1$ keV の光学的に薄いプラズマからの放射が、星からの質量損失によるものであると結論づけた。一方、X 線で明るい楕円銀河の広がった放射の温度は速度分散で決まるエネルギーよりも大きく ($\beta_{\text{spec}} \equiv \mu m_p \sigma^2 / kT \sim 0.5$)、中心を分解すれば温度が低い成分が存在することから、楕円銀河のポテンシャル中に存在するやや温度の低い成分と、より広がったグループのポテンシャルに属する温度の高い成分で構成されることを示した。この基本的な関係は、Nagino and Matsushita [2009] らによってもさらに詳細に調べられている。

Hayashi et al. [2009] らはおとめ座銀河団の外縁部に存在する X 線で非常に明るい楕円銀河 NGC 4636 の Suzaku 衛星による観測結果から、重元素の質量と可視光光度の比 (Mass-to-Light Ratio; MLR) を求め、他の銀河団や銀河群などと比較した (図 7.9)。対称性のよい X 線輝度分布を示す NGC 4636, NGC 5504, HCG 62 については若干の正の相関があるように見えるが、これは温度と重力ポテンシャルの深さに相関があり、重力ポテンシャルが深ければ保持できる重元素の量も多くなる、と解釈できる。より大きな

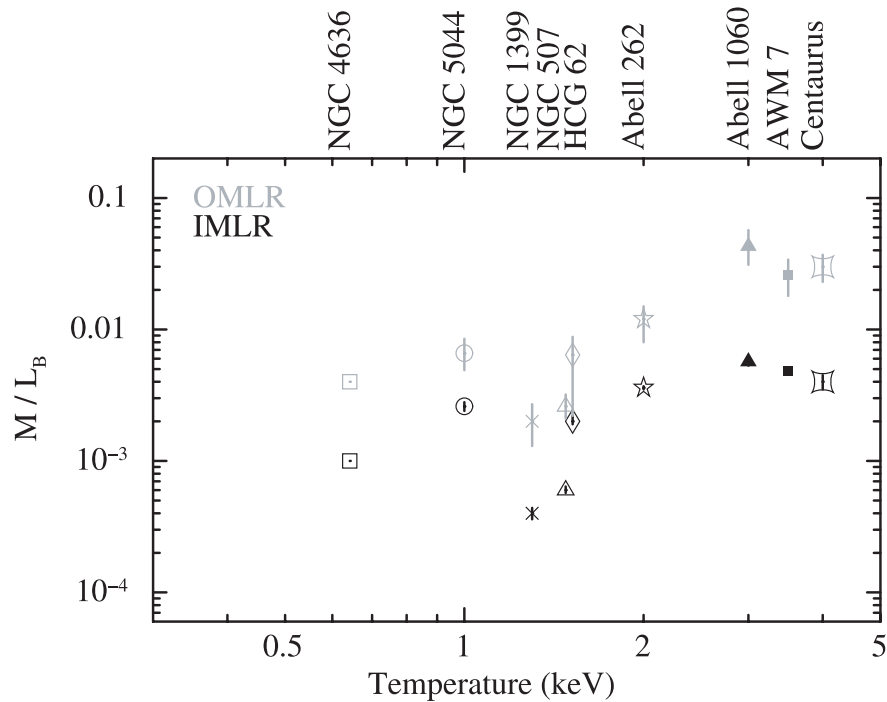


図 2.5: 酸素質量光度比 ($0.1r_{180}$ における Oxygen Mass-to-Light Ratio) と鉄質量光度比 (Iron Mass-to-Light Ratio) と温度の関係 [Hayashi et al., 2009].

重力ポテンシャルを持つ銀河団で、温度と MLR の値がさらに大きくなるもの同様に理解できる。これに対して、X 線の輝度分布に非対称性が見られる NGC 1399 と NGC 507 では MLR が小さく、銀河団のより中心に近いところに存在するこれらの銀河においては頻りに銀河間相互作用が起こって、重元素を多く含んだ星間ガスが広がってしまったのではないかと考えている。

2.4 おとめ座銀河団

おとめ座銀河団は銀河系から最も近くに位置し、適度な大きさを持っているため、銀河団の特性を調べるには理想的な天体である。

ROSAT 衛星や ASCA 衛星による X 線観測では、輝度分布が複雑な形状をしており、いくつかのサブクラスター構造を持っていることが分かっている。例えば、Binggeli et al. [1993] らは、おとめ座銀河団のカタログデータから、矮小楕円銀河の速度分布が非対称であり、M86 のサブクランプが合体中であることを示唆している。Böhringer et al. [1994] らは ROSAT による X 線画像から、中心 (M87) 以外に M86 と M49 付近にも質量の集中が見られ、小さな銀河群が合体中であることを示唆している。おとめ座銀河団の形状については、Schindler et al. [1999] らによって可視光と X 線データに基づいて詳しく調査されている。

おとめ座銀河団全体の高温プラズマは平均的に ~ 2 keV の温度を持っており、一般的な銀河団に比べると温度が低い。そのため、おとめ座銀河団は未だ形成途中であり、銀河団としては若いものであると考えられている [Shibata et al., 2001]。X 線放射は中心付近に位置する M87 とその北西に位置する M86,

中心から南に位置する M49 のそれぞれを中心とする領域に集中している (図 2.6). M87 を中心として楕円銀河が集中する領域がおとめ座銀河団の中心であり, 不規則に分布する渦巻銀河は銀河団中心へ向かって落ち込んでいる途中であると考えられている. 温度構造は ASCA 衛星によって明らかにされており, M87 の周辺 1 度までは比較的等温であるのに対し, それより外側の領域ではばらつきが存在した (図 2.6 右). M87 と M49 の間には周囲の温度より 2 倍も高い温度を持った領域が見つかっており, おとめ座銀河団が動力学進化の途上にあることを明らかにした.

近年では, XMM-Newton 衛星や Suzaku 衛星の観測によって銀河団外縁部までの観測が行われている. これらの観測によって, ビリアル半径まで重元素汚染されており, 元素組成は少なくとも $Z=0.1$ solar であることが明らかとなった. さらに, 銀河団ガス中の Mg, Si, S の Fe に対する比率は中心から 1.4 Mpc にわたる非常に大きな範囲で一定であり, おおむね太陽組成比を示す. これは, 重元素汚染と銀河団ガスの混合が進む初期の段階で, 赤方偏移 2-3 の星形成が活発な時期に Ia 型と II 型超新星爆発の両方が銀河団ガスの重元素合成に寄与していたためであると考えられている.

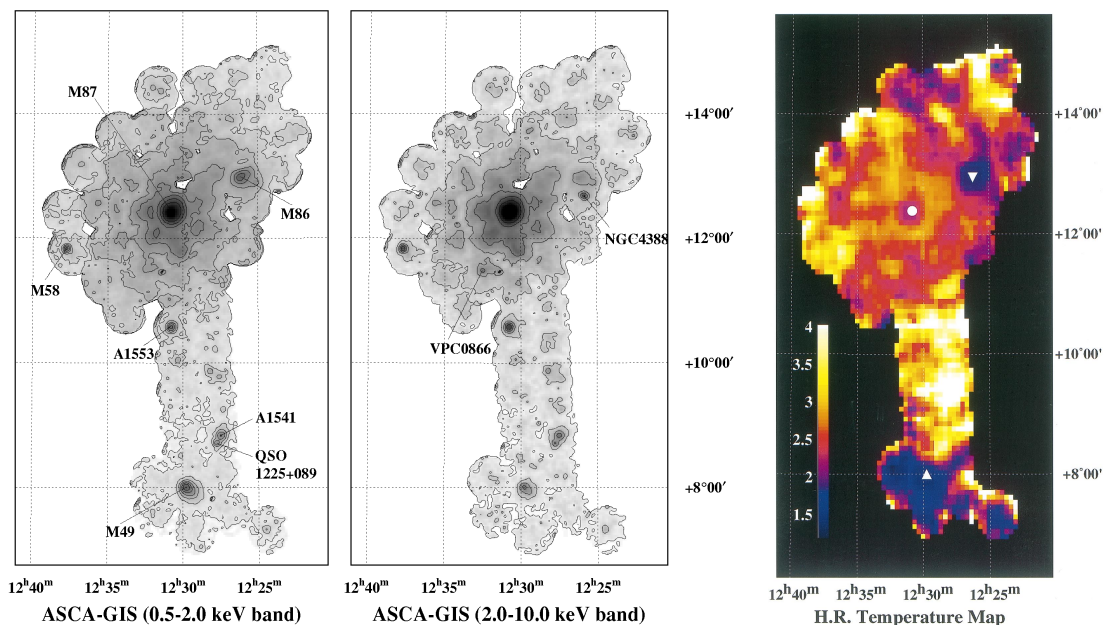


図 2.6: おとめ座銀河団の X 線イメージ (左) と温度分布 (右)[Shibata et al., 2001].

2.5 M86

M86 はおとめ座銀河団のほぼ中心に位置する巨大楕円銀河であり, X 線波長で非常に明るく輝いている. 視線方向には -254 km/s の速度を持っており [Cappellari et al., 2011], 青方偏移している. おとめ座銀河団とは ~ 1500 km/s にもなる相対速度を持ち, これは ICM の音速をも超える. さらに, 銀河団中心からわずか 400 kpc [Mei et al., 2007] しか離れていないことから, 周囲を取り巻く ICM の密度も高く, 動圧剥ぎ取りの影響が顕著に現れるとが期待される. 実際に, これまでに動圧剥ぎ取りの証拠となる観測結果が多く報告されている.

Nulsen and Carter [1987] らは、可視光での観測によって M86 の形状が中心から離れるにつれて歪んでいることを発見した。これは、中心から北北西と東方向への超過成分によるものであり、北北西に位置する超過成分は星生成領域であることを示していると考えられている。また、IRAS 衛星を用いた赤外線による観測でも同様に、北西の領域に中心より熱い ISM が見つかった。これは、動圧剥ぎ取りによって ISM が剥ぎ取られた際に、環境が乱されたことにより加熱されたと考えられている [White et al., 1991].

このような M86 の特徴的な構造は、これまでにいくつもの X 線観測衛星によっても捉えられてきた。Einstein 観測機を用いた X 線観測では、M86 から広がる ~ 1 keV の X 線放射成分と、中心から北西方向に位置する X 線で明るい放射領域 (Plume) が発見された [Forman et al., 1979]. そして、このように銀河団中心近傍のガス密度の高い領域で剥ぎ取られたガスは、銀河団中心の密度をさらに増加させるように働き、銀河団のメンバー銀河が持つガス成分を剥ぎ取る能力をさらに高めるようになると考えられた。Rangarajan et al. [1995] らは ROSAT 衛星を用いた観測によってスペクトル解析を行い、M86 の中心部が 0.8 keV の高温プラズマで満たされていること、さらに Plume と中心部では温度が同じであるが、中心部に対して Plume での元素組成は 2 倍以上の大きいことから、ICM から受ける動圧は周囲の環境をかき乱すことにより、剥ぎ取られたダストはより冷たい Plume へ取り込まれると考えられた。さらに Plume は中心から塊のまま剥ぎ取られた ISM が現在の位置に移動したと考えた。

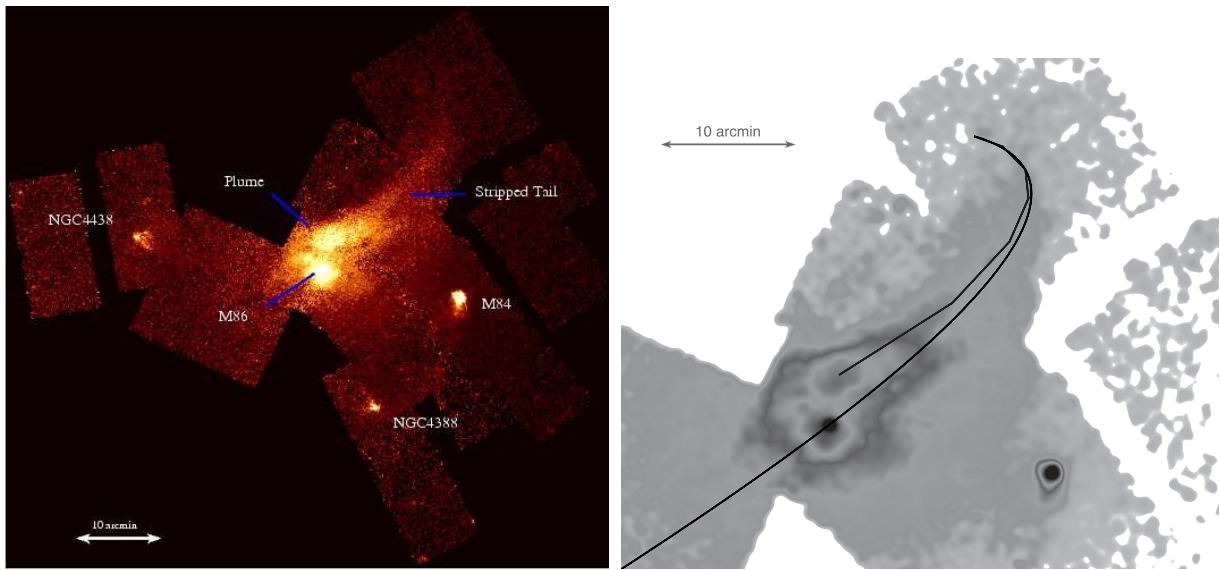


図 2.7: Chandra 衛星による M86 のイメージ (左) と推定される軌道の一例 (右) [Randall et al., 2008].

最近では、Chandra 衛星によって M86 周辺の X 線放射領域の構造が高い角分解能で正確に観測されている [Randall et al., 2008]. その画像を図 2.7 に示す。さらに広い視野の観測によって、北西方向に Plume を超えて ~ 380 kpc にまで広がって尾を引いた構造が捉えられた。さらに、Chandra 衛星によって初めて M86 の進行方向に相当する領域で、X 線輝度の不連続面の存在が示唆された。これは、音速を超えるおとめ座銀河団と M86 の相対速度から生じる動圧により形成される構造であると考えられており、銀河団ガスと銀河の相互作用の現場を直接的に捉えている。Randall et al. [2008] らは、このような X 線放射領域の構造と動力学的な運動を考えることで、その運動は動径方向ではなく、内径 ~ 300 kpc,

外径 $\gtrsim 8.8$ Mpc の弱く束縛された軌道にいると推定した。また、Plume のような大きな塊は、M86 が非対称の重力ポテンシャルを持つことで説明できるとした。

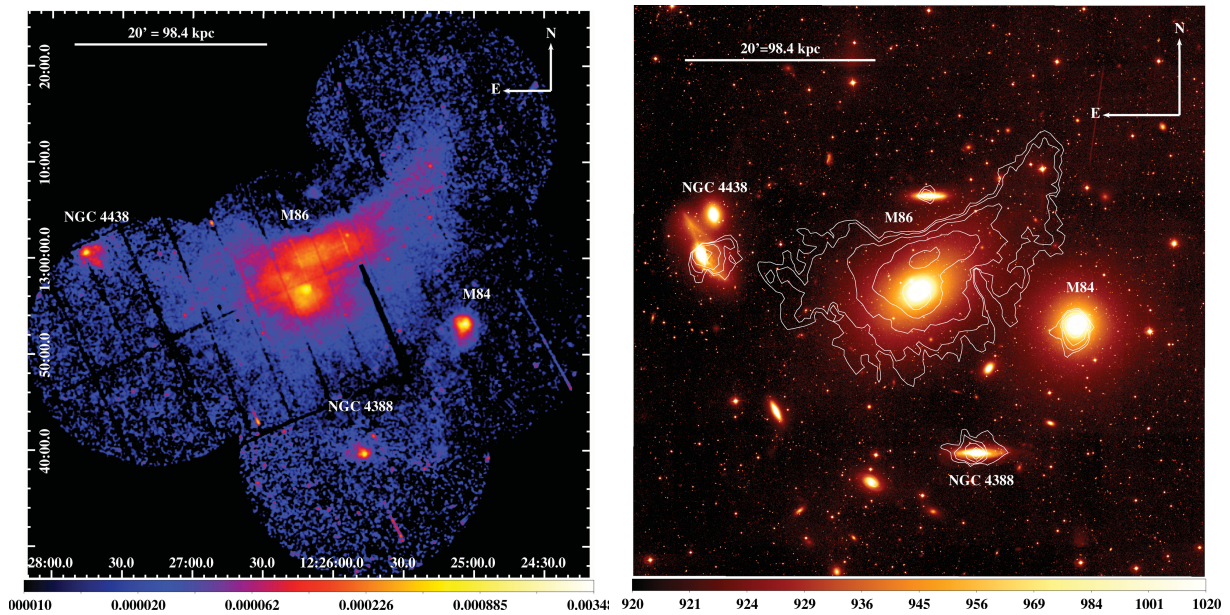


図 2.8: 左図: XMM-Newton 衛星による M86 のイメージ (0.3–1.0 keV). Core, Plume, Tail の他, 大きく広がった X 線放射が見られる. 右図: 可視光 (R-band) のイメージに X 線コントラストを重ねた図. [Ehlert et al., 2013].

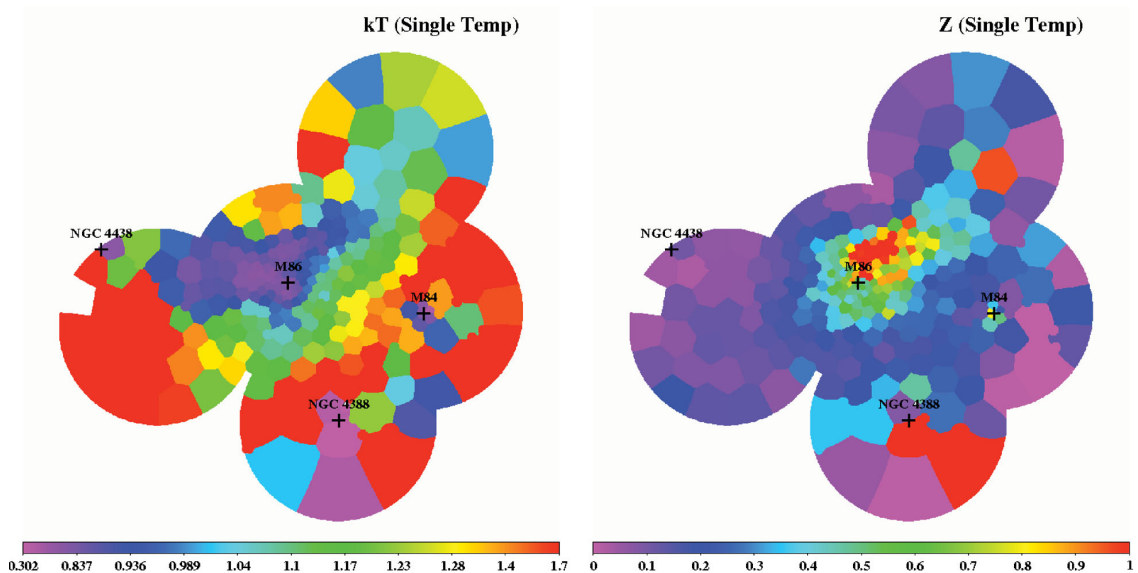


図 2.9: XMM-Newton 衛星による M86 の温度マップ (左) と重元素マップ (右). [Ehlert et al., 2013].

XMM-Newton 衛星による観測によっても、M86 周辺の特徴的な構造が観測されており、M86 と周辺に位置する銀河を含む広い領域に渡って、温度、元素組成の分布が調べられた [Ehlert et al., 2013].

XMM-Newton 衛星による X 線イメージと、X 線のコントラストと可視光のイメージを重ねたものを図 2.8 に示す。Core, Plume, Tail の各構造の他に、大きく広がった X 線放射が受かっていることがわかる。[Ehlert et al., 2013] は温度と元素組成の構造についても詳しく調べている (図 2.9)。それによると、Core, Plume, Tail と、Core から NGC 4438 に至る領域は温度が低く、Plume や Tail では元素組成が大きいことが報告されている。

しかしながら、これまでの観測では M86 中心と北西に伸びた Plume, Tail などの際立った構造については議論されてきたが、M86 から広がった X 線放射領域については、あまり議論されてこなかった。

ベルを持つ。この論文では XIS による観測データのみを使用するため、以下のセクションでは XRT と XIS について詳しく特徴を述べる。

3.2 X線望遠鏡 (XRT)

すざく衛星の望遠鏡である XRT は近接した薄膜フォイルによる反射鏡からなり、小さい視射角で X 線を全反射させる。XRT は円筒型の構造をとっており、以下の層構造からなる。すなわち、1. 一様な温度を保つために入射口に設けた熱シールド、2. 迷光を遮断するために金属リングに固定された前置コリメーター、3. X線反射のための初段反射鏡、4. X線反射のための2段目の反射鏡、5. EOB に接続するための構造部材となるベース・リング、である。ベース・リングを除くすべての構造は90度ごとにセグメント化されており、4つの同じセグメントが隣接セグメントと、さらに上下のリングと結合する構造となっている。筐体は強度と重量を最適化するためにアルミニウムが採用されている。XRT の仕様と性能を表 3.1 にまとめる。

表 3.1: XRT のサイズと性能 [Serlemitsos et al., 2007].

Focal length	4.75 m
Substrate	Al (152 μm)
Reflector	Au (>0.1 μm)
Number of nesting	175
Inner / outer diameter	118 mm / 399 mm
Incident angle	0.°18–0.°60
Geometrical area	873 cm^2
Field of view	20' (@1 keV) / 14' (@7 keV)
Effective	450 cm^2 (@1.5 keV) / 250 cm^2 (@7 keV)
Half Power diameter*	2.°0

* 有効面積が光軸上の光量の 50%を超える領域の直径を示す。

3.2.1 反射鏡

反射鏡はアルミニウムとエポキシ樹脂層からなるコア材に、X線を反射させるための金が表面にコーティングされた構造となっている。反射鏡は178 μm の厚みをもち、円錐を方位角方向に90度切り出した形をしている。円錐の広がり角は、初段の反射鏡に対しては0度入射に対する角度に、2段目の反射鏡に対してはその3倍の角度となるように設計されている。大きさは勾配方向に101.6 mm、半径方向は最小で60 mm、最大で200 mmである。すべての反射鏡は溝の付いたアラインメント用の棒状治具で円周方向を固定することで位置取りがなされる。このアラインメント用の治具は反射鏡1セグメントに対し13個、6.4度ずつ空けて配置されている。

すざく衛星では、円錐を近似する方法としてウォルター I 型の構造が採用されており、この近似が鏡の達成できる角度分解能の原理的な限界を決定している。さらに、鏡を複製するためのマンドレルの形状誤差と熱成形工程での不完全さによって生じる軸方向に対する 4 の製造誤差が、角度分解能を 1 分角に制限している [Misaki et al., 2004].

3.2.2 前置コリメーター

前置コリメーターは、想定より大きな入射角をもつ迷光を遮断するためのものであり、反射鏡と似たアルミフォイルが密集した構造をもつ [Mori et al., 2005]. 前置コリメーターは反射鏡と比べて、22 mm と短く、120 μm と薄い。反射鏡と同じく、溝をもつ 13 個のアルミニウム製治具で位置取りがなされ、反射鏡の前面に設置されている。前置コリメーターは厚みが短いことから、反射鏡自身をもつ開口部からさらに大きく開口率を損なうことはない。前置コリメーターには表面・裏面ともに X 線を反射させるための表面コーティングはされていない。

3.2.3 熱シールド

すざく衛星の XRT 望遠鏡は $20 \pm 7.5^\circ\text{C}$ の熱環境下で動作するように設計されている。熱シールドは 4 mm 厚のアルミニウム製の枠で機械的に固定されている。この枠は、13 個の梁がアラインメント用の治具に沿って伸びている。この上に、ステンレス製のメッシュが取り付けられており、3 mm のピッチ、0.1 mm のメッシュ幅、0.15 mm の厚みをもつ。最後に、ポリエチレンテレフタレート (PET) 製の 0.24 μm のフィルムに 30 nm のアルミニウムがコーティングされたものが、コーティング面を外に向けて置かれている。反射鏡は複雑な構造もち、それぞれが異なる熱膨張係数をもつので、設計外の温度範囲では熱ひずみによって角度分解能が劣化してしまう。熱勾配は望遠鏡を大きなスケールでもゆがめてしまう。太陽遮蔽や他の熱部材は熱環境の維持に重要だが、それでもなお前置コリメーターは XRT の適切な熱制御に必要である。

3.2.4 XRT の軌道上での性能

焦点位置と角度分解能

XRT の撮像性能は 2005 年 11 月 2 日 01:02UT–23:39UT における静穏期の SS Cyg の観測データによって検証されている。全観測時間は 41.3 ks である。SS Cyg は点源であることとそこそこの明るさである (XIS0 から XIS3 でそれぞれ 3.6, 5.9, 3.7, 3.5 cs^{-1}) ことから選定された。この明るさのおかげでパイルアップに対しては特に気にする必要がないようになっている。計数の定数成分は天体からの信号がない隅の領域をバックグラウンドとしてすべてのピクセルで差し引かれ、観測データはスタートラッカーによって位置較正ができていたときのデータのみ使用された。図 3.2 は XRT-I と XIS で得られた像と Point Spread Function (PSF) である。HPD は XIS-I0, 1, 2, 3 に対してそれぞれ 1.8 分角, 2.3 分角, 2.0 分角, 2.0 分角である。この値は地上較正試験における測定値から予測される値とおおよそ無矛盾である。

XIS0

XIS1

XIS2

XIS3

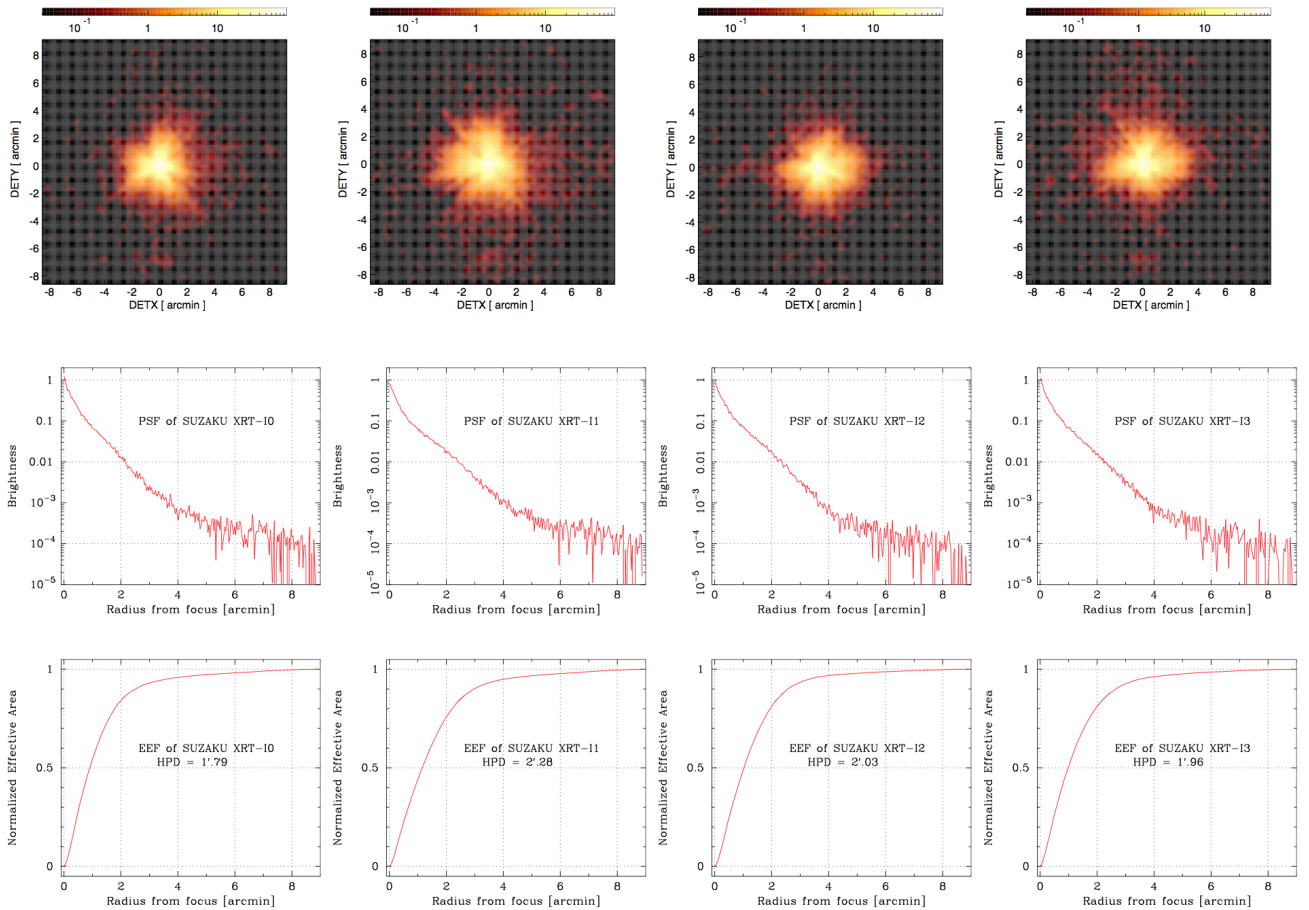


図 3.2: 激変星 SS Cyg の観測結果に基づく XIS 各センサーでの点源のイメージと PSF, EEF[Serlemitsos et al., 2007]. EEF は $17.8'$ を一辺とする正方形内の領域での強度を全面強度として規格化されている。HPD の値は XRT-I0, 1, 2, 3 の順に $1.8'$, $2.3'$, $2.0'$, $2.0'$ である。

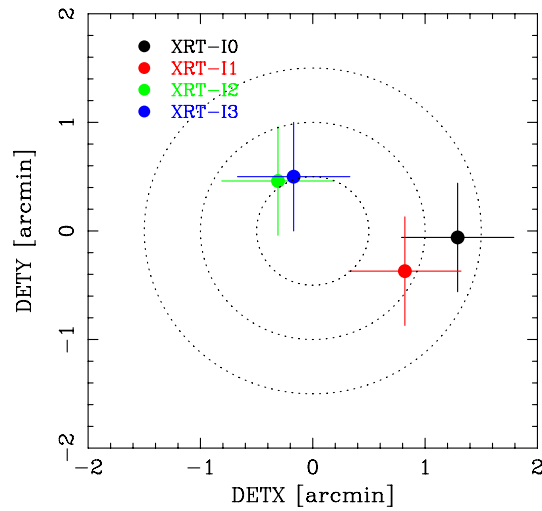


図 3.3: かに星雲の観測によって得られた光軸位置 (The Suzaku Technical Description より). 結像位置のずれは XIS 間で $0.3'$ 以下に収まっている. 点線は中心から $30''$ 間隔になっており, 光軸位置のばらつきは最大 $1.3'$ である.

光軸, 有効面積, Vignetting 関数

光軸などの光学特性を測定するため, かに星雲のオフセット観測が 0 分角, 3.5 分角, 7 分角の条件でなされている. かに星雲の光度はそれぞれの観測条件・検出器で別々に評価し, 最も光量が得られる角度を調べることで, それぞれの望遠鏡で光軸を求めることが出来る. 図 3.3 に示す結果より, 光軸は XIS の正面からおおよそ 0.1 分角以内に位置している. これにより, XRT-I は XIS を天体方向に向けたときに, 10 keV の X 線に対して 97% 以上の効率をもっていることが示されている.

レイ・トレーシング法によるシミュレーションで得た Vignetting 曲線と, かに星雲のオフセット観測の比較を図 3.4 に示す. この図により, XIS の視野全体にわたって有効面積は約 10% 以内に較正されていることが示される.

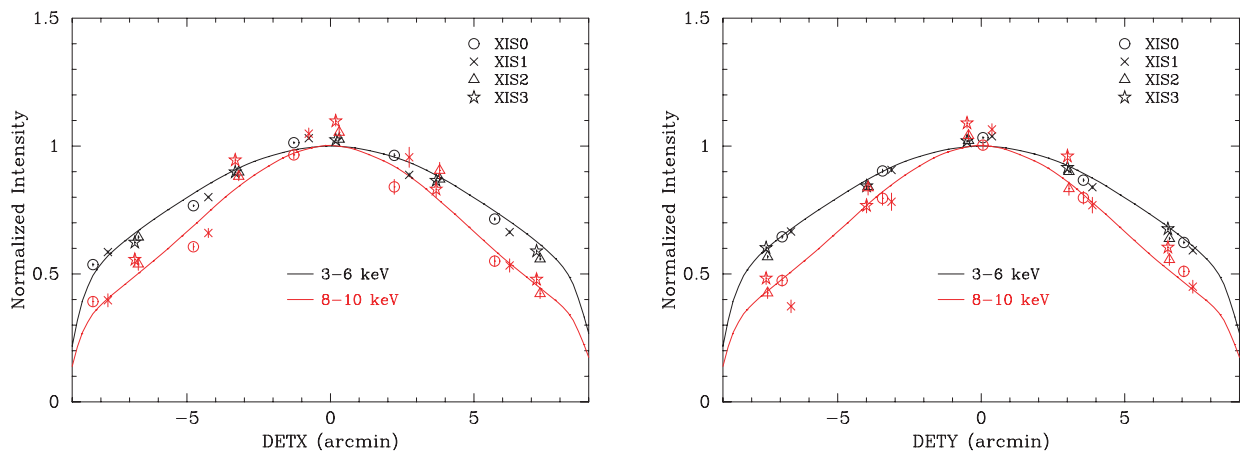


図 3.4: レイ・トレーシング法によるシミュレーションで得た XRT-I の Vignetting 曲線と、かに星雲のオフセット観測の比較 [Serlemitsos et al., 2007].

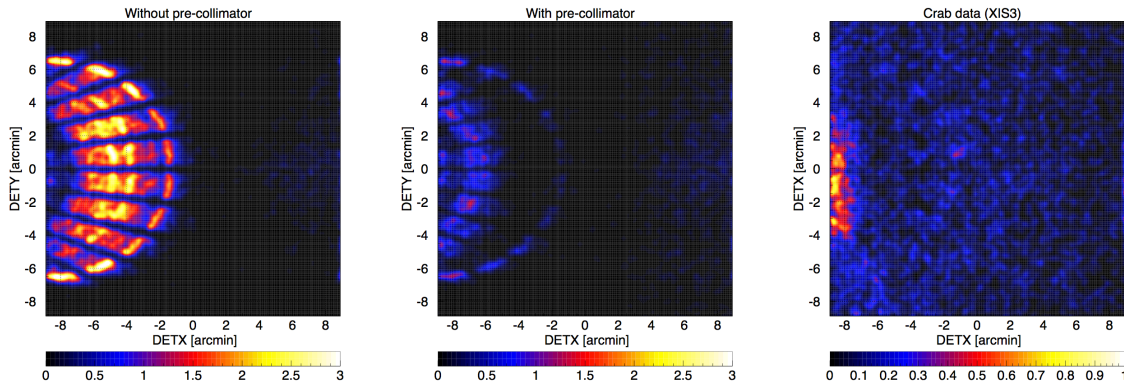


図 3.5: 左図はシミュレーションで $(\text{DETX}, \text{DETY}) = (-20', 0')$ に点源を置いたときのプリコリメータなしのイメージ, 中図はプリコリメータありのイメージである [Serlemitsos et al., 2007]. 右図は同位置でかに星雲を実際に観測したイメージ (2.5–5.5 keV) である. 右図でバックグラウンドを含めたイメージ内のカウントレートは $0.78 \pm 0.01 \text{ cts s}^{-1}$ であり, これは XIS ノミナル位置で観測したときのカウントレート $458 \pm 3 \text{ cts s}^{-1}$ (XIS3, 2.5–5.5 keV) の 0.17% に抑えられている.

迷光

軌道上での迷光観測はかに星雲の 20 分角, 50 分角, 120 分角のオフセット観測によりなされている. 図 3.5 に XRT-I3 の 20 分角オフセット観測を, 前置コリメータ有無のシミュレーション結果と併せて示す. 前置コリメータが軌道上での迷光低減の機能を果たしていることが分かる.

図 3.6 に入射角が 2 度までの 1.5 keV と 4.5 keV における XRT-I の角度応答を示す. 有効面積は 0 度入射に対して規格化してある. 積分領域は XIS の検出器面積 (17.8 分角 \times 17.8 分角) と一致させている. この図は, 銀河団の外縁部などの明るい天体の近くにある拡散した天体や暗い天体を観測に向けて必要な情報となる. 図中の 3 つの実線は異なるパラメーターのレイ・トレーシング法による計算値であり, 十字点はかに星雲の観測で得た規格化された有効面積の観測値である. 例えば, 1.5 keV における迷光の有効面積はオフセット角が 70 分角以下では約 10^{-3} , 70 分角以上では $< 10^{-3}$ である. 測定されている迷光はレイ・トレーシング法による見積もりとオーダーで一致している.

図 3.6: 1.5 keV と 4.5 keV における XRT-I の角度応答 (The Suzaku Technical Description より). 有効面積は 0 度入射に対して規格化し, 積分領域は XIS の検出器面積 (17.8 分角 \times 17.8 分角) と一致させている.

3.3 X-ray Imaging Spectrometer (XIS)

3.3.1 概要

X-ray Imaging Spectrometer (XIS) は X 線光子計数型の CCD カメラであり, XRT と組み合わせて用いることで 0.2–12 keV のエネルギー帯域で撮像と X 線スペクトルの取得を行う. XIS は 4 つの検出器 (X 線 CCD カメラ) で構成されており, XIS0, XIS2, XIS3 は表面照射型 (Front-side Illuminated; FI) であり, XIS1 は裏面照射型 (Back-side Illuminated; BI) の CCD である. XIS2 は 2006 年に突如異変が起きたため, それ以降の科学観測では使用できない状態となった. それぞれの CCD チップは図 3.7 に示すように 1024 \times 1024 ピクセルの撮像領域を持っており, 512 \times 1024 ピクセルのフレームストア領域が 2 つある. 撮像領域のピクセルサイズは 24 μm \times 24 μm であり, フレームストア領域では 21 μm \times 13.5 μm である. CCD には 4 つの読み出しノード (Node A–D) があり, それぞれのノードは CCD チップの 256 列からの信号を読み出すため, 1 つの CCD は 4 つに区切られている (Segment A–D). 撮像領域で生じた光電子は, 一斉にフレームストア領域に転送され, ノードによって順次読み出されてゆく. 例えば光電子を 1 ピクセル分だけ移動するのにかかる転送時間は 0.25 μs である. 軌道上でのエネルギー較正のために, それぞれの検出器は 2 つの ^{55}Fe 較正用線源が筐体の側面壁に取り付けられており, 撮像領域の角 (Segment A, D の上部) を照らしている. CCD は可視光と紫外線に敏感であるため, XIS は撮像領域から 20 mm はなれたところにアルミニウムとポリイミドのフィルムから成る可視光フィルター (Optical Blocking Filters; OBF) を備えている. OBF は可視光に対して低い透過率を持つが, X 線に対しては 0.7 keV 以上のエネルギー帯域で 80% 以上の高い透過率を持つ.

XIS の基本的な性能を表 3.2 にまとめる. CCD の駆動方式には標準モード, バーストモード, P-sum モードの 3 種類ある. 標準モードは CCD 検出器の全ピクセルを順に読み出してイベント処理を行うモー

ドである。全ピクセルを読み出すのに8秒かかるため、露光時間は1フレームにつき8秒となる。バーストモード (Burst mode) は標準モードに比べ露光時間を短くしたモードである。観測時間に対して実効的な観測時間が最大数百分の一にまで短くなってしまいが、観測天体が非常に明るく、パイルアップの影響が深刻になるときに用いられる。P-sum モードは縦方向に向かう各ピクセルでの電荷を、適当に加算した上で読み出しを行うモードであり、X線の位置情報を失なう反面、時間分解能にすぐれている。本論文で用いた観測データは、全て標準モードによって観測されている。

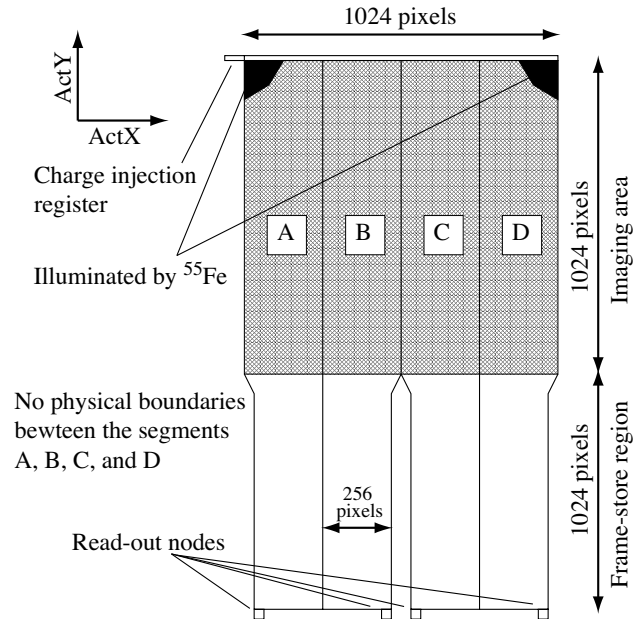


図 3.7: CCD の略図. CCD は4つの部分 (Segment A–D) と、それぞれに専用の読み出しノードで構成されている [Koyama et al., 2007].

表 3.2: XIS の基本性能 [Koyama et al., 2007].

視野	$17'.8 \times 17'.8$
エネルギー帯域	0.2–12 keV
全画素数	1024×1024
画素の大きさ	$24 \mu\text{m} \times 24 \mu\text{m}$
エネルギー分解能	$\sim 130 \text{ eV (FWHM) @6 keV}$
有効面積 (XRT-I 込み)	$340 \text{ cm}^2(\text{FI}), 390 \text{ cm}^2(\text{BI}) @1.5 \text{ keV}$ $350 \text{ cm}^2(\text{FI}), 100 \text{ cm}^2(\text{BI}) @8 \text{ keV}$
時間分解能	8 s (標準モード), 7.8 ms (P-Sum モード)

3.3.2 イベント検出

X線光子がCCDに入射して光電吸収が起きると、光電子が生成される。この光電子は入射X線エネルギーを失うまで徐々にCCDを構成するSi原子との衝突を繰り返し、電子雲を形成する。この電子雲は一般的にはCCDのピクセルサイズよりも小さい。よって、 2×2 ピクセルよりも大きな範囲に渡って電荷が占めることは無い。一方で、荷電粒子はその軌跡に沿って自由電子を励起するため、 2×2 ピクセルよりも大きな電子雲を生成する。そこで、荷電粒子によるイベントを取り除くために、イベントを図3.8に示すような7つのグレードに分類する。下限と上限の間のパルス高さを持ち、かつパルス高さが隣接するピクセルの中で最大値を取るとき、イベントとして認識される。その後、周囲 3×3 ピクセルのパルス高さを判別し、各グレードに分類する。そのうちのグレード0, 2, 3, 4, 6に分類されたイベントがX線信号として認識される。その一方で、 2×2 ピクセルにまたがるイベントは大抵の場合荷電粒子によって生じるイベントであるため、グレード7に分類してバックグラウンドによるイベントと認識する。

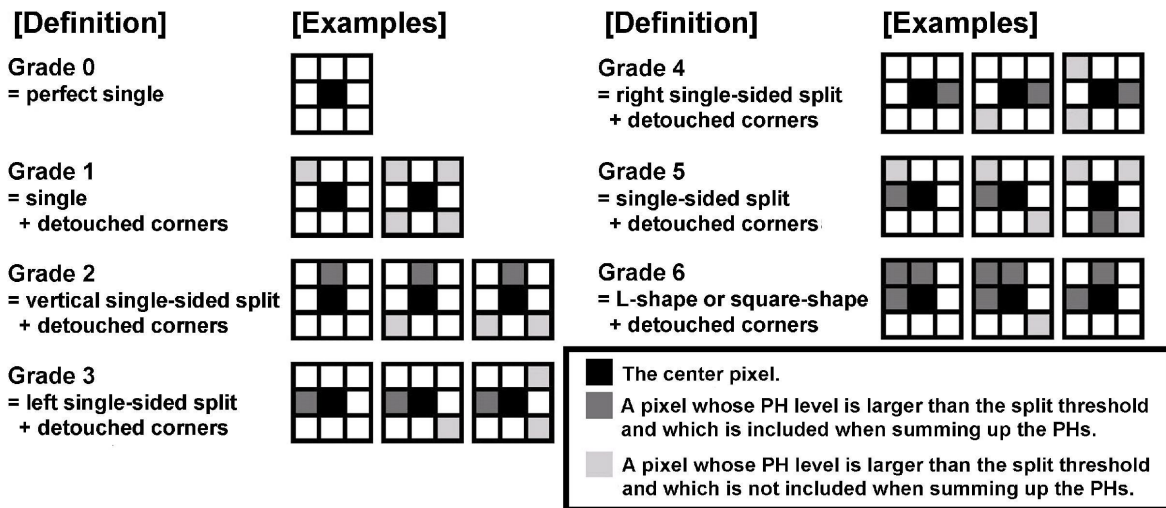


図 3.8: グレードの分類。グレード 0, 2, 3, 4, 6 が X 線信号として認識される [Yamaguchi et al., 2006].

3.3.3 非 X 線バックグラウンド

X線検出器のバックグラウンドは主に荷電粒子による非X線バックグラウンド (Non-X-ray Background; NXB) と宇宙からやってくるX線バックグラウンド (Cosmic X-ray Background; CXB) の2種類に分類できる。ここではNXBについて述べる。

観測方向が地球の夜側 (以下、夜地球と呼ぶ) によって遮られている時、視線方向にはX線を放射するものは何もなく、この間に検出されるイベントはほとんどすべてがNXBである。したがって、視野に夜地球が入っている時の観測データ (以下、夜地球データと呼ぶ) を集めることによって検出器のNXBを知ることが可能であり、検出器チームによってデータベース化が続けられている。図3.9はこのようにして得られたXISの各センサーのNXB(夜地球)のスペクトルである。

いくつかの輝線が見られるがこれらの ID とパラメータを表 3.3 に示す。これらの輝線は検出器本体 (Al, Si, Au, Ni) や X 線望遠鏡 (Au) によるものである。Mn 輝線は較正用の ^{55}Fe 線源から放射されたものが照射領域以外でも検出されていることによるものと考えられる (スペクトル作成にあたって較正用線源の照射領域は除いている)。図から明らかなように Mn 輝線は特に XIS0 で強い。連続成分は、FI-CCD ではエネルギーによらずほぼ一定であるが、BI-CCD では FI-CCD よりも高く、特に ≥ 8 keV で高くなっている。BI-CCD には中性領域がないために電荷の広がり小さく、荷電粒子イベントが X 線イベントと誤認されやすくなるのがバックグラウンドが相対的に高くなる主な原因である。また、BI-CCD の NXB の主な原因となる ~ 1 MeV の電子が CCD に垂直に入射した場合、平均 15 eV 程度のエネルギーをデポジットし、その分布が低エネルギー側にのびていることが高エネルギー側で NXB レベルが高くなっていることの原因であると考えられる。0.4–12 keV での NXB レートは、FI-CCD で $0.1\text{--}0.2$ cts s^{-1} , BI-CCD で $0.3\text{--}0.6$ cts s^{-1} である。

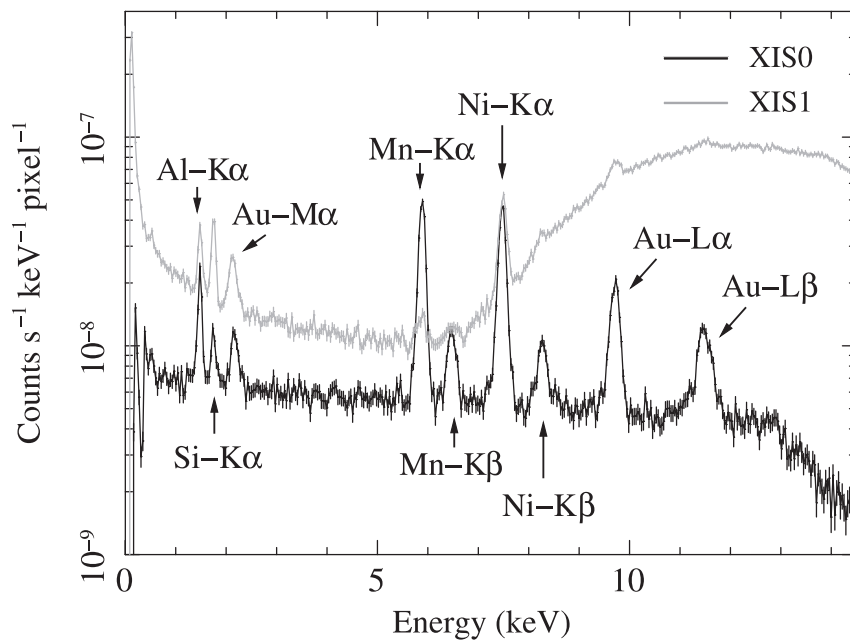


図 3.9: XIS0 と XIS1 で得られた NXB のスペクトル [Tawa et al., 2008].

NXB の全フラックスは、COR (cut-off rigidity) に強く依存している。そのため、夜地球データを使って NXB を差し引く時には、観測データと夜地球データの COR の重みを合わせる必要がある。そこで観測時間帯を適切な COR の範囲で分類してそれぞれの露出時間を調べる。NXB データベースは予め COR で分類されているので、観測時間帯から求めた各 COR の重みをつけた上で足し合わせ、その観測に対応した NXB データとする。

表 3.3: NXB に見られる主なライン [Tawa et al., 2008].

Line	Energy (keV)	XIS0 (10^{-9} cps/pix)	XIS1 (10^{-9} cps/pix)	XIS2 (10^{-9} cps/pix)	XIS3 (10^{-9} cps/pix)
Al $K\alpha$	1.486	1.45 ± 0.11	1.84 ± 0.14	1.41 ± 0.10	1.41 ± 0.10
Si $K\alpha$	1.740	0.479 ± 0.081	2.27 ± 0.15	0.476 ± 0.080	0.497 ± 0.082
Au $M\alpha$	2.123	0.63 ± 0.093	1.10 ± 0.13	0.776 ± 0.097	0.619 ± 0.092
Mn $K\alpha$	5.895	6.92 ± 0.19	0.43 ± 0.14	1.19 ± 0.13	0.76 ± 0.11
Mn $K\beta$	6.490	1.10 ± 0.11	0.26 ± 0.13	0.40 ± 0.11	0.253 ± 0.094
Ni $K\alpha$	7.470	7.12 ± 0.19	7.06 ± 0.37	8.01 ± 0.20	7.50 ± 0.20
Ni $K\beta$	8.265	0.96 ± 0.10	0.75 ± 0.22	1.16 ± 0.11	1.18 ± 0.11
Au $L\alpha$	9.671	3.42 ± 0.15	4.15 ± 0.49	3.45 ± 0.15	3.30 ± 0.15
Au $L\beta$	11.51	2.04 ± 0.14	1.93 ± 0.48	1.97 ± 0.14	1.83 ± 0.14

第4章 観測とデータリダクション

本解析では、すざく衛星の公開データを使用した。ターゲットは NGC4388, M86, NGC4438_TAIL の3つであり、それぞれの XIS 検出器による観測視野を ROSAR ALL-Sky Survey の軟 X 線イメージを重ねて図 4.1 に示す。また、各データの基本的な情報を表 4.1 にまとめる。

これらの観測データは、“aepipeline” (ver1.1.0) を用いて標準的なデータスクリーニングを行った。このときに使用する CALDB の MAKEPIFILE には、M86 と NGC4438_TAIL は ver. 2014-12-22, NGC4388 では ver. 2014-04-03 を使用している。

XIS は正面照射 (FI: XIS0, XIS2, XIS3) と裏面照射 (BI: XIS1) の2種類の CCD カメラで構成されており、ノーマルクロッキングモードで動作している。5×5 と 3×3 の2つの編集モードの各イベントファイルは XSELECT によって一つのイベントファイルに合成した上で使用した。

図 4.2 にスクリーニング後の各データから作成したライトカーブを示す。これを見ると、スクリーニング後のデータ中には大きな変動は見られず、太陽フレアなどの影響は無いものと考えて解析を行った。

スペクトル解析に用いる “energy redistribution matrix file (RMF)” は “xisrmfgen” (version 2012-04-21) を用いて作成した。さらに、スペクトルを抽出する各領域に対して “Ancillary response files (ARF)” を “xissimarfgen” (version 2010-11-05) [Ishisaki et al., 2007] によって作成して用意した。このとき、全ての ARF は半径 20 arcmin の一様に広がった天体を仮定した。

XIS0, XIS2, XIS3 の3台の検出器は全て FI CCD であるため、スペクトル解析の際にはこれらの検出器から得たスペクトルは “mathpha” を用いて足し合わせることで、光子統計を良くしたうえで解析を行った。この場合、レスポンスについても加算したものを用意する必要がある。そこで、“addrmf”, “addarf” を用いて各領域のレスポンスファイルを加算した。このとき、各検出器の観測時間で重み付けを行い、その比は 1:1:1 とした。

NXB スペクトルファイルは夜地球の観測データベースから “xisnxbgen” (version 2010-08-22) を用いて作成し、スペクトル・イメージから差し引いている。

表 4.1: 観測データログのまとめ。

Obs.	Sequence No.	Date	Coordinates (RA/DEC)	Exposure time
NGC4388	800017010	2005-12-24	186.4491/12.6814	125814.2
NGC4406 (M86)	803043010	2009-06-19	186.5525/12.9259	123634.1
NGC4438_TAIL	808045010	2013-12-10	186.7623/12.9654	102773.8

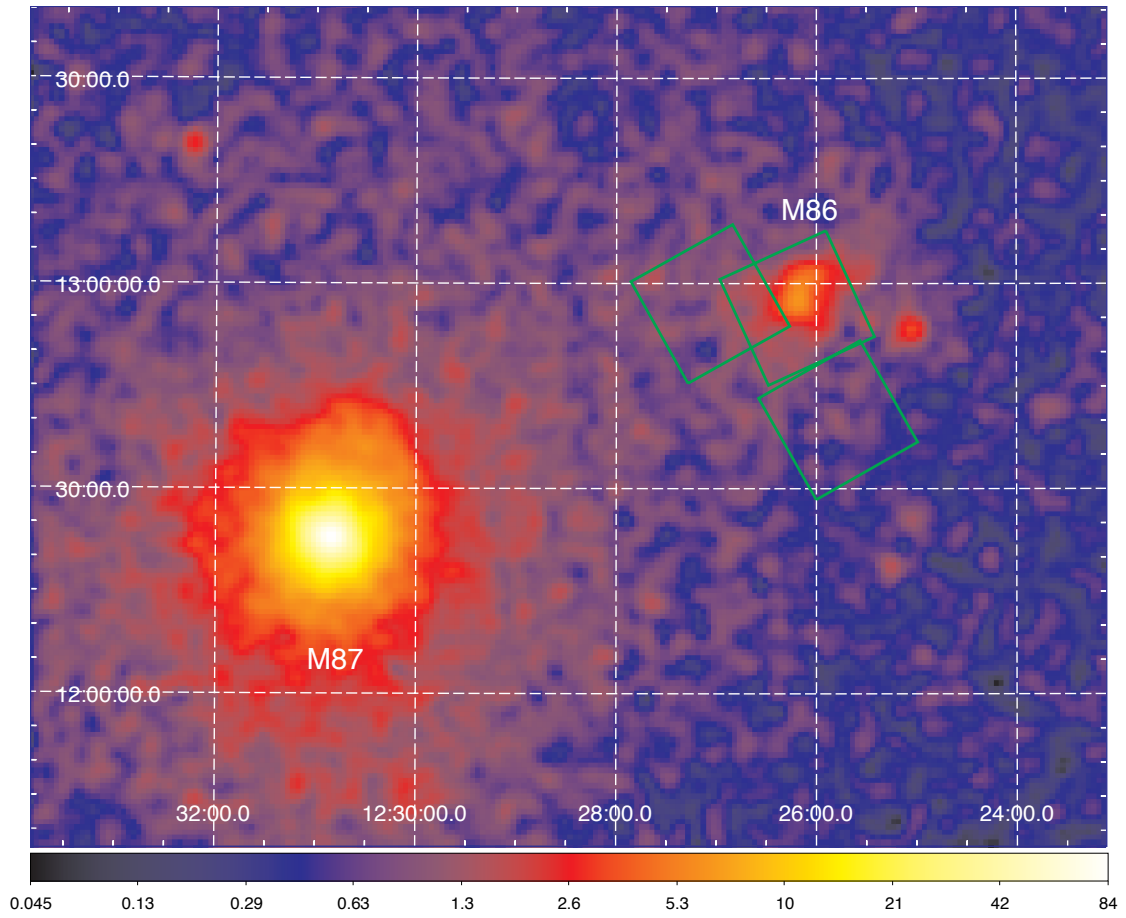


図 4.1: すざく衛星の観測視野 (緑) を, ROSAT All-Sky Survey のイメージに重ねて示す.

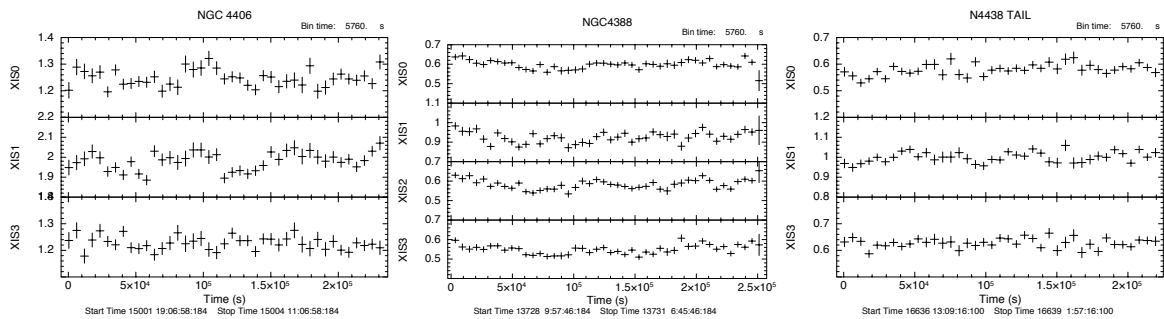


図 4.2: 各観測データをデータスクリーニングした後の 0.5-5 keV 帯でのライトカーブ.

第5章 イメージ解析と結果

5.1 XIS イメージ

M86, NGC4438_TAIL, NGC4388 の3つの観測データより作成した, 0.8–1.2 keV のエネルギー帯での XIS イメージを合成して図 5.1 に示す. XIS の各検出器で得られたイメージはいずれも同様の特徴を示しており, 検出器毎に差は見られない. そこで, 各検出器のイメージを加算することで統計の良いイメージを作成した. このとき, 同じエネルギー帯域での夜地球の観測データを用いて, NXB イメージを “xisnxbgen” によって作成し, 差し引いた.

XIS で観測される X 線は, X 線望遠鏡である XRT によって集光されているが, 入射 X 線光子の飛来方向が光軸となす角によって検出効率に変化する特性を持つ. Vignetting と呼ばれるこのような特性により, 例えば 1 keV 程度のエネルギーでは, XIS で観測される X 線イメージは中心ほど明るく, 視野の端で暗くなるように観測される. これらの効果を補正するために, “sixsim” を用いて一様に明るい空を観測した場合の応答をシミュレーションした. このとき, 入射 X 線はイメージを作成した 0.8–1.2 keV の平均的なエネルギーである 1 keV の単色光を用い, 各検出器毎に計算を行った. このようにして作成したフラットイメージを, 視野の中心が 1 となるようにスケールしてから, それぞれの視野でのイメージを除算することで補正した.

3つの視野の X 線イメージは天球面上で足し合わせて一つのモザイクイメージを作成する. しかしながら, それぞれの観測データは露出時間が違うことと, 同一領域に2つの観測データが重なり合う場合があるため, “xisexpmapgen” によって各ピクセル毎の露出時間を示す exposure map を作成し, 単位時間当たりのフォトン数に規格化した.

図 5.1 に示したイメージから, M86 の中心には非常に明るい X 線放射が見られ, 周囲に向かって徐々に輝度が減衰していることが見てとれる. さらに, M86 の X 線輝度中心より北西方向におおよそ 3 arcmin 離れた位置には中心の輝度には劣るがそれに匹敵するような明るい X 線放射が確認できる. このような X 線放射は Forman et al. [1979] や Rangarajan et al. [1995]; Randall et al. [2008] でも報告されており, さらに同様の構造が可視光や赤外の観測でも見つかっている [Nulsen and Carter, 1987; White et al., 1991]. このような放射領域よりさらに北西方向には, さらに中心から伸びた広がった X 線放射領域が見られる. このように銀河から尾を引いた構造は, 例えば Randall et al. [2008] でも報告されており, ≥ 380 kpc の広がりを持つとされている. しかしながら, すごく衛星の観測データからはそれだけの大きな構造は捉えることが出来ておらず, 中心から ~ 45 kpc までしか確認できない.

M86 の北側には急激に輝度が落ちる泡構造と呼ばれる領域が XMM や Chandra の観測で報告されているが, この構造についてもすごく衛星の観測では視野内にその一部を捉えるのみである.

M86 より東から南西にかけての領域は, 緩やかに X 線輝度が減少していく様子が見られる. しかし, これらの方向は M86 の進行方向に相当し, 音速を超える Virgo の ICM との相対速度から生じる動圧に

より不連続面の存在が示唆されている [Randall et al., 2008]. しかし, 図 5.1 からはそのような構造は見取れない. これは, すぐく衛星の空間分解能が 2 arcmin 程度であるために, Chandra 衛星の優れた空間分解能でしか捉えることの出来ない構造である可能性が大きい. しかし, これらの M86 から広がる X 線放射領域の起源が M86 固有のものであるか, M86 を含む一連の銀河で構成された銀河団によるのかを知るために, M86 の中心からの広がりを評価した.

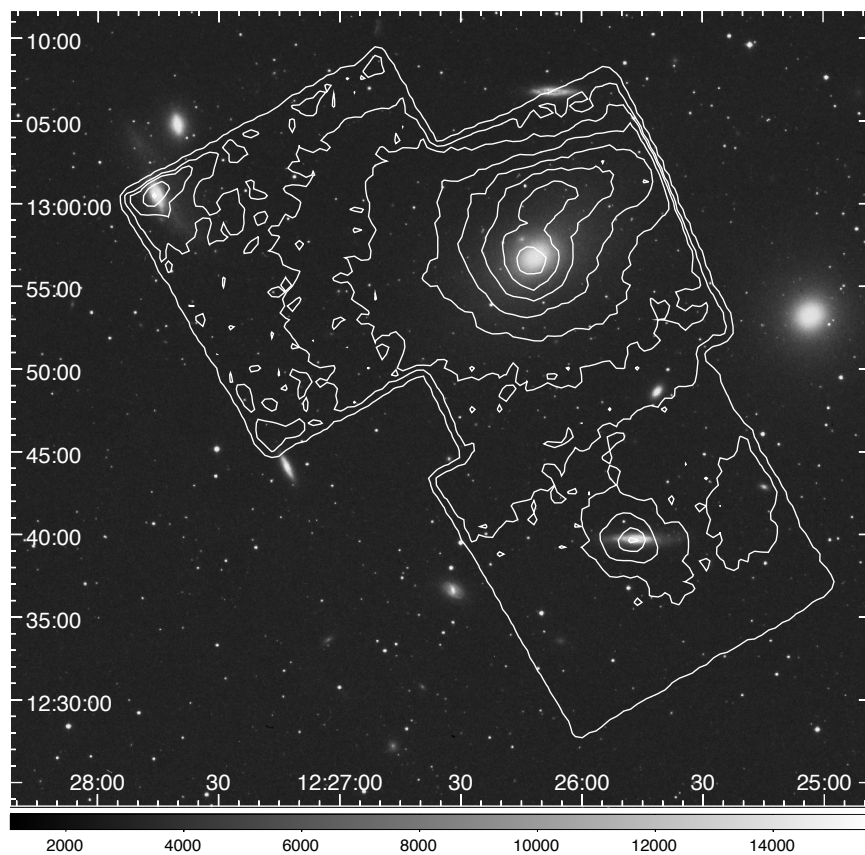
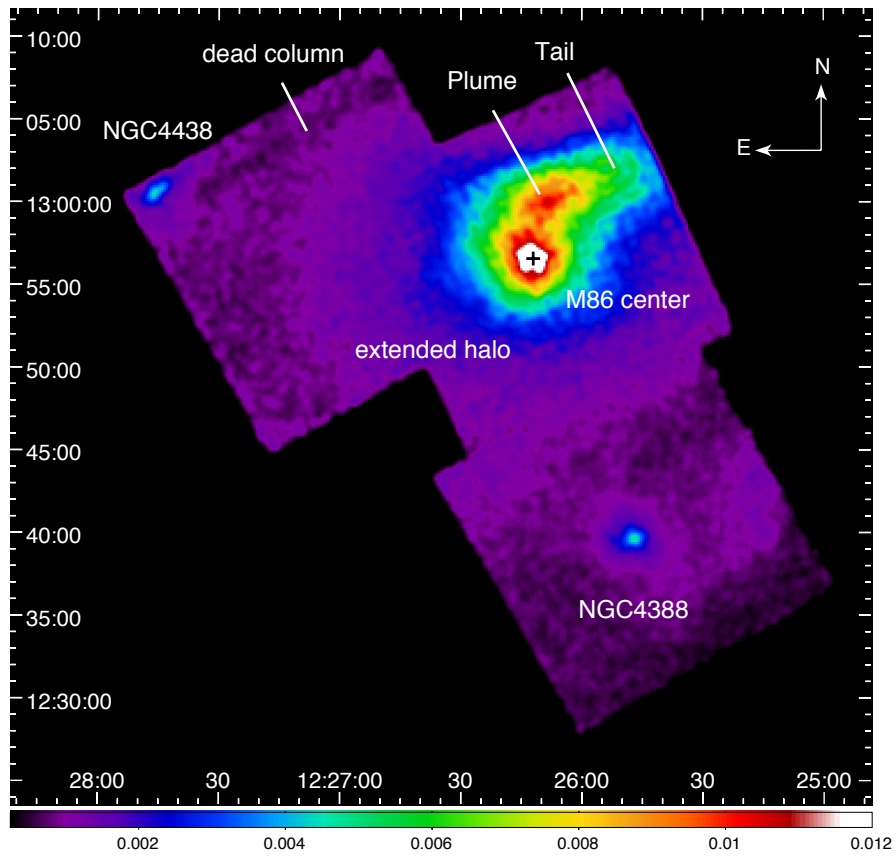


図 5.1: XIS のイメージを 0.8–1.2 keV 帯を用いて、3つの観測データを合成したモザイクイメージ。 $\sigma = 3$ のガウシアンでスムージングを行った。NXB は差し引いてあり、Vignetting 効果は補正してある。カラーバーの単位は $\text{counts sec}^{-1} \text{ arcmin}^{-2}$ である。下段には可視光イメージに X 線イメージのコントアを重ねた図を示す。

5.2 表面輝度分布

M86 中心から広がり进行评估するため, M86 中心から東方向 (NGC4438 方向) へ広がる扇形領域を Sector 1, 2, 南東方向を Sector 3, 4, NGC4388 を避けた南方向を Sector 5, 6, 南方向へ NGC4388 を含むように広がる領域を Sector 7, 8, M86 から伸びる Tail を含まないような南西方向を Sector 9, 10 とし, 各領域から X 線輝度分布を作成した. また, 表面輝度分布は動径方向に 0.5 arcmin 刻みでプロットを作成した. 選択した領域を図 5.2 に 0.8–1.2 keV の XIS イメージのコントアに重ねて示す. また, 詳細な領域の方角を表 5.1 にまとめた.

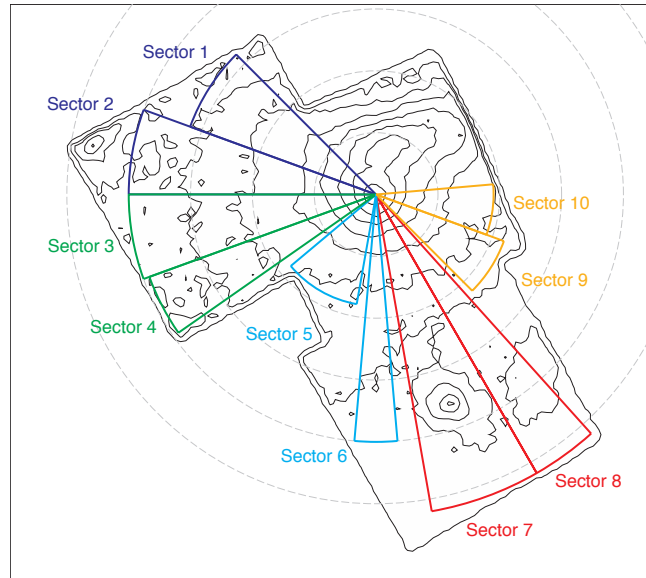


図 5.2: X 線表面輝度分布を作成した Sector 1-10. コントアは 0.8–1.2 keV のイメージを示す. 灰色の破線は, M86 の X 線輝度中心から 5, 10, 15, 20, 25 arcmin の位置を示す.

表 5.1: 表面輝度分布を作成した領域.

Sector	1	2	3	4	5
θ^* (deg.)	135–160	160–180	180–200	200–215	220–260
r^\dagger (arcmin)	16	20	20	19.5	9
Sector	6	7	8	9	10
θ^* (deg.)	265–275	280–300	300–312	315–340	340–365
r^\dagger (arcmin)	20	26	26	11	9.5

* 西を 0° としたときの, 扇形の開角の範囲を示す.

† 扇型の半径を示す.

得られた表面輝度分布を図 5.3 に示す. 方位角 135 度から 180 度に相当する Sector 1, 2(青) は同様の分布をしており, $r = 2\text{--}15$ arcmin で超過した成分が見られる. 方位角 180 度から 215 度の Sector 3, 4(緑) では, $r = 5\text{--}15$ arcmin で超過が見られ, 同様の分布をしている. また, この特徴は ~ 10 arcmin までで

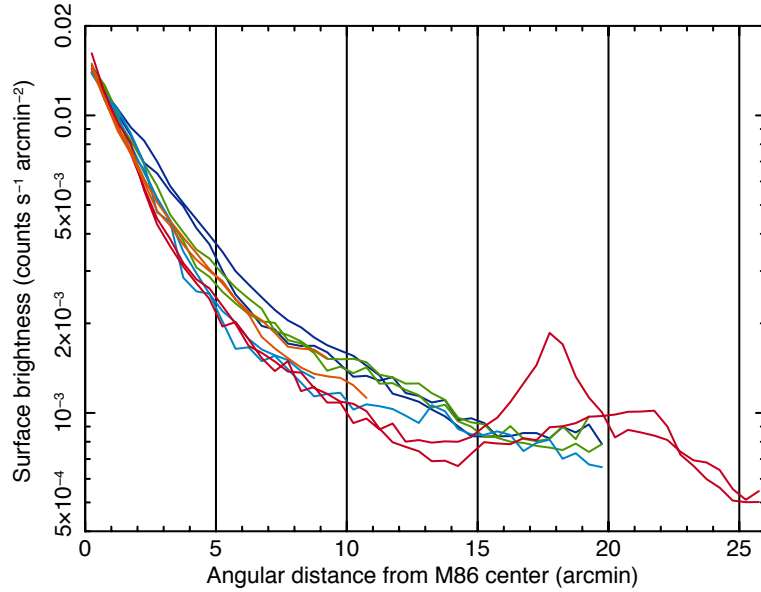


図 5.3: 領域 Sector 1–10 から得られた X 線表面輝度分布. 各プロットの色は, 図 5.2 に対応する.

あるが方位角 315 度から 365 度の Sector 9, 10(橙)でも同じである. 方位角 220 度から 275 度の Sector 5, 6(水色)と方位角 280 度から 312 度の Sector 7, 8(赤)ではこれまでと違い, $r = 15$ arcmin まで輝度がより急激に減衰している. Sector 7 と 8 に関しては, 明らかに NGC4388 からの放射によって形成された構造が 13–23 arcmin の範囲に見られるため, この 2 領域は区別する.

各領域の表面輝度分布は, 北東方向, 東西方向, 南方向にその見かけから分類することができ, 南方向については NGC4388 による放射領域を含む場合を区別して 4 つに分類できた. そこで, これらの結果を踏まえつつ, 表面輝度分布を定量的に評価する. 各領域から得られた X 線輝度分布を評価するために, β モデルと呼ばれる関数を用意した [Cavaliere and Fusco-Femiano, 1976]. β モデルを用いると, 表面輝度の動径方向への分布 $S(r)$ は次のように表される.

$$S(r) = S_0 \left(1 + \left(\frac{r}{r_0} \right)^2 \right)^{-3\beta + \frac{1}{2}} \quad (5.1)$$

X 線で観測される銀河団では, 典型的には $\beta = 0.6-0.8$ をもつ β モデルで表され, 広く一般に解析に用いられている.

まずは単一の β モデルにより表面輝度分布をフィッティングすることで, 各領域での分布の違いを評価した. その結果, Sector 2, 6 で大きなずれが見られた. M86 の放射の寄与が小さくなれば銀河団の放射や銀河系成分, CXB 等の影響が無視できなくなる. これらは概ね一様であると考えられるので, 次に β モデル + 定数でフィッティングした. ただし, Sector 2, 6 以外では定数成分をしっかりと決めることができなかつたため, Sector 2 と 6 の定数成分の平均である 6×10^{-4} に固定した. 結果を図 5.4 と図 5.5 に示す. また, ベストフィッティングパラメータを表 5.2 に示す.

この結果, 単一の β モデルを用いた場合には β の値はおおよそ 0.3–0.4 程度となった. しかし, 定数成分を含めたモデルによるフィッティング結果では, β の値が 0.45–0.55 と 0.1 程度大きな値を得た. 典型的には X 線で明るい楕円銀河の β は 0.4–0.7 程度であるので (例えば, O’Sullivan et al. [2003]), これ

表 5.2: Sector 1–10 までを単一の β モデル, または β モデル + 定数モデルでフィットした結果得られたベストフィットパラメータ.

Sector	1	2	3	4	5
β	$0.401^{+0.006}_{-0.005}$	$0.355^{+0.006}_{-0.003}$	$0.349^{+0.003}_{-0.003}$	$0.334^{+0.006}_{-0.003}$	$0.395^{+0.007}_{-0.007}$
r_0	$2.17^{+0.13}_{-0.12}$	$1.22^{+0.18}_{-0.09}$	$1.19^{+0.12}_{-0.11}$	$0.84^{+0.19}_{-0.09}$	$1.43^{+0.11}_{-0.10}$
$S_0 (\times 10^{-2})$	$1.33^{+0.06}_{-0.05}$	$1.59^{+0.18}_{-0.09}$	$1.52^{+0.12}_{-0.11}$	$1.70^{+0.30}_{-0.14}$	$1.47^{+0.07}_{-0.07}$
β	$0.566^{+0.015}_{-0.014}$	$0.514^{+0.028}_{-0.025}$	$0.491^{+0.011}_{-0.010}$	$0.443^{+0.009}_{-0.008}$	$0.497^{+0.014}_{-0.013}$
r_0	$3.63^{+0.21}_{-0.20}$	$2.71^{+0.27}_{-0.25}$	$2.68^{+0.20}_{-0.19}$	$1.81^{+0.17}_{-0.16}$	$1.99^{+0.14}_{-0.13}$
$S_0 (\times 10^{-2})$	$1.11^{+0.04}_{-0.04}$	$1.06^{+0.07}_{-0.06}$	$1.45^{+0.13}_{-0.11}$	$1.28^{+0.10}_{-0.10}$	$1.32^{+0.06}_{-0.06}$
const ($\times 10^{-4}$)	(6.0)	$6.29^{+0.45}_{-0.49}$	(6.0)	(6.0)	(6.0)
Sector	6	7 ($r < 13'$)	8 ($r < 13'$)	9	10
β	$0.327^{+0.004}_{-0.004}$	$0.364^{+0.010}_{-0.005}$	$0.372^{+0.008}_{-0.007}$	$0.364^{+0.008}_{-0.007}$	$0.353^{+0.009}_{-0.008}$
r_0	$0.58^{+0.10}_{-0.09}$	$0.94^{+0.21}_{-0.10}$	$1.15^{+0.16}_{-0.14}$	$1.32^{+0.16}_{-0.15}$	$1.27^{+0.18}_{-0.16}$
$S_0 (\times 10^{-2})$	$1.91^{+0.26}_{-0.22}$	$1.68^{+0.28}_{-0.13}$	$1.49^{+0.15}_{-0.14}$	$1.34^{+0.10}_{-0.09}$	$1.36^{+0.11}_{-0.10}$
β	$0.464^{+0.029}_{-0.026}$	$0.506^{+0.015}_{-0.013}$	$0.528^{+0.023}_{-0.020}$	$0.467^{+0.017}_{-0.015}$	$0.422^{+0.016}_{-0.014}$
r_0	$1.57^{+0.23}_{-0.22}$	$1.86^{+0.17}_{-0.16}$	$2.20^{+0.28}_{-0.24}$	$2.08^{+0.22}_{-0.20}$	$1.73^{+0.22}_{-0.20}$
$S_0 (\times 10^{-2})$	$1.48^{+0.14}_{-0.13}$	$1.33^{+0.10}_{-0.09}$	$1.19^{+0.11}_{-0.10}$	$1.13^{+0.08}_{-0.07}$	$1.21^{+0.09}_{-0.08}$
const ($\times 10^{-4}$)	$5.75^{+0.48}_{-0.54}$	(6.0)	(6.0)	(6.0)	(6.0)

* 誤差は 90%信頼区間での値を示す.

らの結果は中心から広がる M86 の銀河成分と一様に広がった ICM や背景放射, 前景放射の分布を捉えていると理解することが出来る. r_0 の値について見てみると, Sector 1, 2, 3 の領域では 3 arcmin 近くとなっており, その他の領域の $r_0 \lesssim 2$ arcmin より明らかに大きい. これは, 東方向に NGC4438 から伸びる Tail からの放射成分を捉えている可能性が示唆される.

これらの結果より, β の値が方位に依らず 0.5 程度となることから, M86 中心から大きく広がったガスの X 線表面輝度分布は方位角 135 度から 365 度の範囲では, $\beta \sim 0.5$ の単一 β モデル + 定数で概ね再現できる.

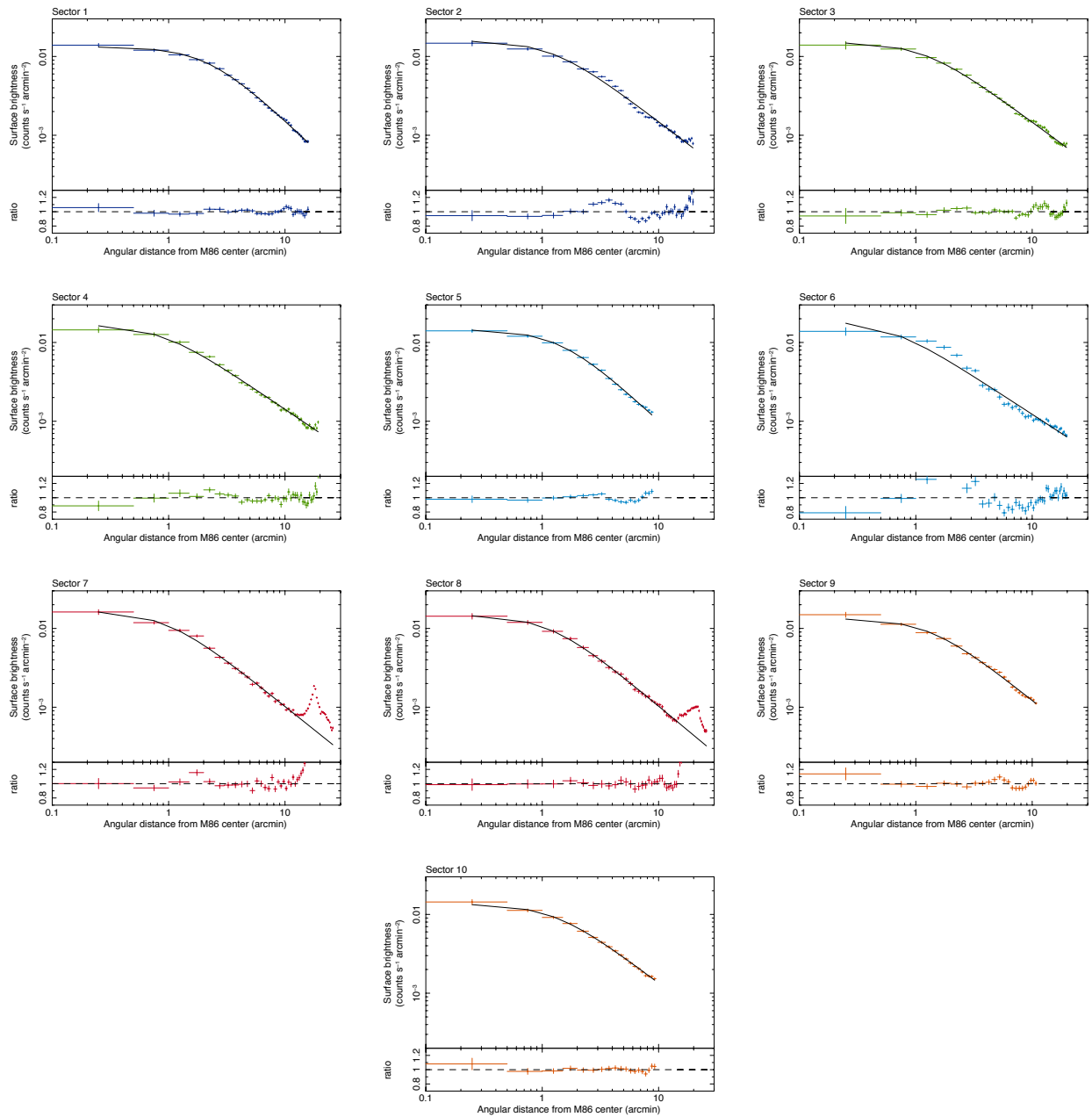


図 5.4: Sector 1-10 までを単一の β モデルでフィットした結果.

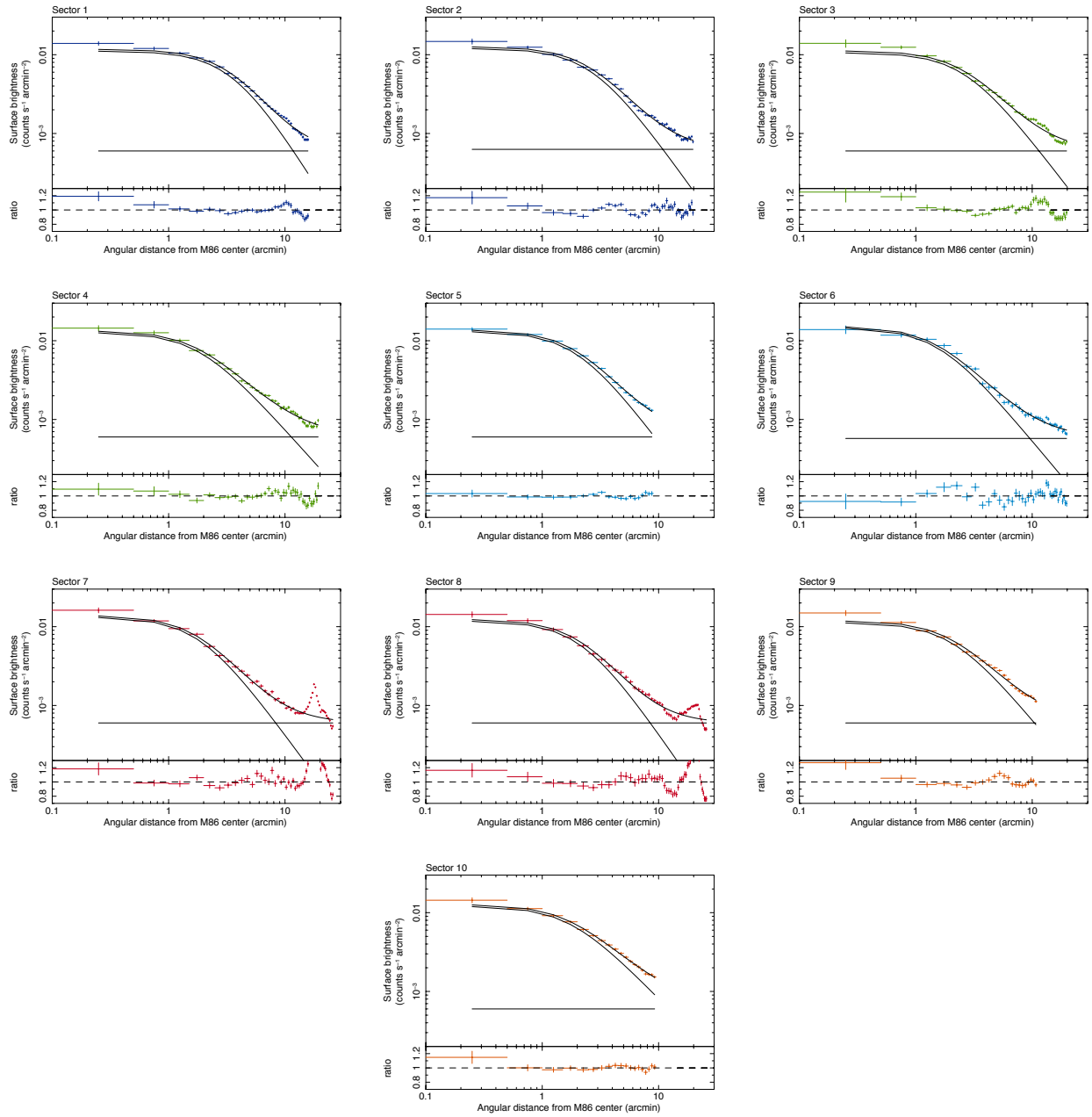


図 5.5: Sector 1-10 までを β モデル + 定数でフィットした結果.

第6章 スペクトル解析と結果

6.1 スペクトルを抽出する領域の定義

スペクトルを抽出する領域として、0.8–1.2 keV バンドでの XIS イメージでの M86 の X 線ピークを中心とした半径 1.5 arcmin の円形領域を Center, M86 の X 線ピークから北西に位置する楕円形の領域を Plume, Plume 領域からさらに北西に伸びる、広がった X 線放射領域を Tail, X 線ピークから南東方向に向けて 55° の開角の扇形を、中心から 1.5–3.5–6.0–8.5–12.0–16.0 arcmin に区切った各領域を SE1–5, X 線ピークから南東に最も離れており、さらに NGC4438 を含まないような領域を SE6, X 線ピークから南に最も離れており、さらに NGC4388 を含まないような領域を S と定義した。X 線スペクトルを抽出したこれらの領域を XIS イメージに重ねて図 6.1 に示す。領域 SE6 と領域 S に関しては、バックグラウンド領域とみなして解析を行う。また、領域 Center, 領域 Plume, 領域 Tail, 領域 SE1, 領域 SE2, 領域 SE3 は M86 の観測データから、領域 SE4, 領域 SE5, 領域 SE6 は NGC4438-TAIL の観測データから、領域 S については NGC4388 の観測データからスペクトルを抽出した。

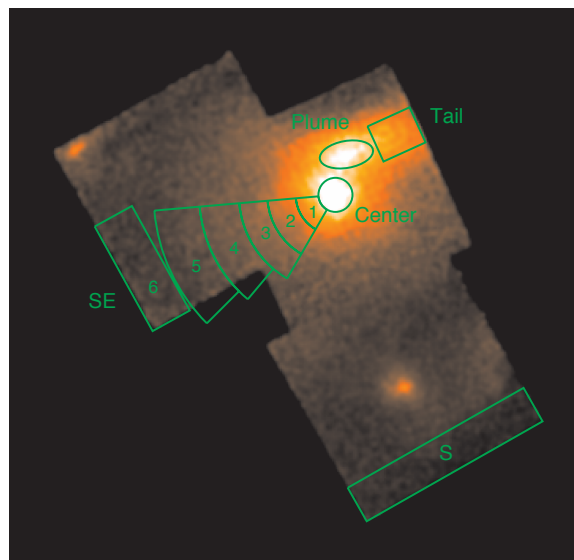


図 6.1: スペクトルを抽出した領域.

6.2 バックグラウンド領域

6.2.1 領域 SE6

SE6 領域について、スペクトル解析を行った。なお、この領域はバックグラウンド領域とみなす。スペクトルフィットのモデルとして、Virgo-ICM に CXB を加えて銀河系吸収を掛け、さらに LHB, MWH による前景放射を加えたモデルを仮定した。さらに、M86 から広がる成分の漏れ込みを考慮した 2 温度モデルについても解析を行った。ただし、2 温度モデルの場合には 2 つのプラズマモデルの元素組成 (Abundance) は共通の値としている。ここで、ICM, LHB, MWH による放射モデルとして光学的に薄いプラズマモデルとして広く利用される APEC モデルを採用し、CXB モデルとしては power-law モデルを用いた。モデルは $APEC_{LHB} + \text{phabs} * (APEC_{MWH} + APEC_{ICM} + POW_{CXB})$ のように表される。銀河吸収のパラメータである水素の柱密度は $N_H = 2.84 \times 10^{20} \text{ cm}^{-2}$ [Kalberla et al., 2005] に固定した。また、 POW_{CXB} のべきは 1.4 に、規格化定数 (Normalization) は 1.063×10^{-3} にそれぞれ固定した [Revnivtsev et al., 2005]。 $APEC_{LHB}$ と $APEC_{MWH}$ の kT はそれぞれ 0.11 keV と 0.3 keV に固定し、元素組成はどちらも 1 solar に固定した [Yoshino et al., 2009]。さらに、赤方偏移量 z は 0 に固定した。本解析では APEC の元素組成は Lodders [2003] を参照しており、AtomDB のバージョンは 2.0.2 を用いた。

SE6 領域のスペクトル解析の結果とベストフィットパラメータを図 6.2 と表 6.1 にそれぞれ示す。

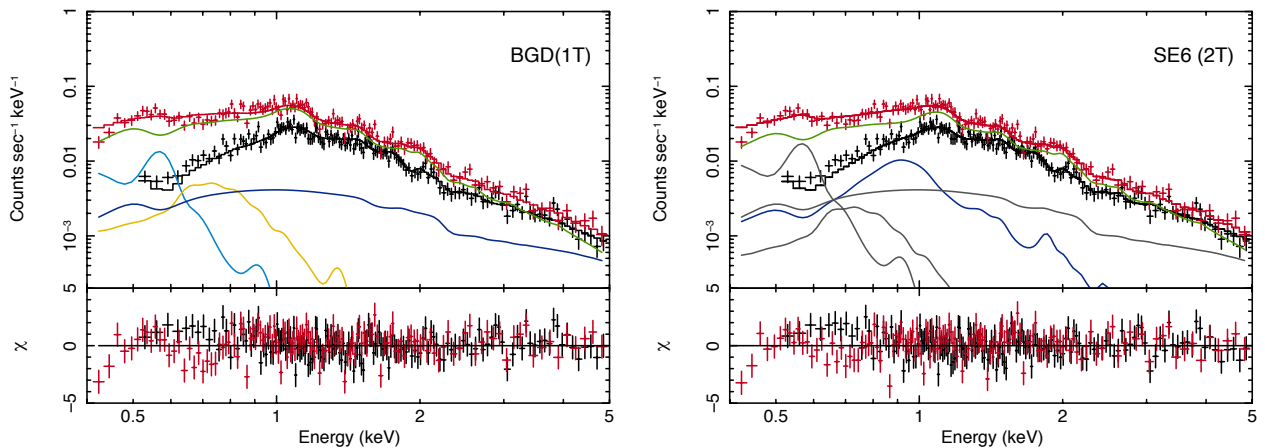


図 6.2: 領域 SE6 の FI(黒) と BI(赤) のスペクトル。黒と赤の線は FI と BI スペクトルそれぞれに対するベストフィットモデルを示す。緑線は高温成分の APEC モデル、青線は低温成分の APEC モデルを示す。灰色の線は LHB, MWH, CXB をそれぞれ示す。

1 温度モデルでは $\chi^2/\text{d.o.f.} = 333/279$ でデータ点を良く再現した。このとき、ICM の温度として $kT = 1.89 \pm 0.10 \text{ keV}$ 、元素組成として $Z = 0.20_{-0.05}^{+0.06} \text{ solar}$ が得られた。2 温度モデルの場合には $\chi^2/\text{d.o.f.} = 321/277$ となり、1 温度モデルより良くデータを再現した。2 温度モデルの場合には ICM の温度として $kT = 2.09_{-0.16}^{+0.23} \text{ keV}$ 、元素組成 $Z = 0.27_{-0.08}^{+0.11} \text{ solar}$ が得られた。また、2 温度モデルの場合には低温成分の温度は $\sim 0.9 \text{ keV}$ であった。1 温度モデルと 2 温度モデルのそれぞれの場合で、全てのパラメータが誤差の範囲で一致しているものの、2 温度モデルの場合に ICM の温度と元素組成が高くなる傾向が見られる。温度に関してはより低温のモデルを追加したことで高温成分がより高温となることが容易に予想

表 6.1: 領域 SE6 のスペクトル解析の結果得られたベストフィットパラメータ.

Parameter	1T-model	2T-model
$Norm_{\text{LHB}}^{\dagger} (\times 10^{-3})$	$8.14_{-2.35}^{+2.38}$	$10.33_{-2.62}^{+2.64}$
$Norm_{\text{MWH}}^{\dagger} (\times 10^{-4})$	$8.57_{-5.06}^{+5.04}$	$4.08_{-4.08}^{+6.69}$
$kT_{1\text{T}} (\text{keV})$	$1.89_{-0.10}^{+0.10}$	$2.09_{-0.16}^{+0.23}$
$kT_{2\text{T}} (\text{keV})$	–	$0.92_{-0.23}^{+0.35}$
Abundance (solar)	$0.20_{-0.05}^{+0.06}$	$0.27_{-0.08}^{+0.11}$
$Norm_{1\text{T}}^{\dagger} (\times 10^{-2})$	$4.19_{-0.27}^{+0.29}$	$3.59_{-0.38}^{+0.40}$
$Norm_{2\text{T}}^{\dagger} (\times 10^{-3})$	–	$3.33_{-1.60}^{+5.75}$
$\chi^2/\text{d.o.f.}$	333/279	321/277
F-value/probability	–	5.34/0.005

* 誤差は 90%信頼区間での値を示す.

† 単位は $\frac{10^{-14}}{4\pi[D_A(1+z)]^2} \int n_e n_H dV$ per $400\pi \text{ arcmin}^2$ である. ここで, D_A は天体までの角系距離 (cm), n_e と n_H はそれぞれ電子と水素の数密度 (cm^{-3}) を示す.

される, 元素組成に関しては, 今回のように吸収の掛かった 1 keV 程度のプラズマモデルでは Fe の輝線と規格化定数が強く相関してしまうため, 低温成分と共通としている ICM の元素組成の評価を間違える可能性がある. そこで, 低温成分の元素組成を 0.4–1 solar の範囲で固定値とした場合について再度解析を行い, 低温成分の元素組成による不定性を評価した. その結果, 低温成分の元素組成が 0.4–1 solar のいずれの値と取った場合でも ICM の温度, 元素組成には影響しないことを確認した.

1 温度モデルと 2 温度モデルによる解析で得られたそれぞれの統計量より F 検定を行ったところ, 2 温度モデルで有意に改善が見られた. 1 温度と 2 温度モデルのいずれの場合にも, ICM の温度と元素組成については ROSAT[Rangarajan et al., 1995] や Suzaku[Simionescu et al., 2015] による Virgo の観測結果と誤差の範囲で一致している.

6.2.2 領域 S

領域 S に関しても, 領域 SE6 と同様にバックグラウンド領域とみなして解析を行う. モデルは SE6 領域と同様の 1 温度モデルと 2 温度モデルを仮定してモデルフィッティングを行った. スペクトル解析の結果とベストフィットパラメータを図 6.3 と表 6.2 にそれぞれ示す.

領域 S では, ICM の温度と元素組成は $kT_{\text{ICM}} = 1.5 \text{ keV}$, $Z = 0.2 \text{ solar}$ が得られた. 元素組成については SE6 領域の結果とコンシステントであったが, 温度に関してはおおよそ 0.4 keV 低い結果が得られた. これは 90%信頼区間での誤差を考慮しても有意に異なっており, これらの視野内では ICM の温度は一様で無い可能性を示唆する.

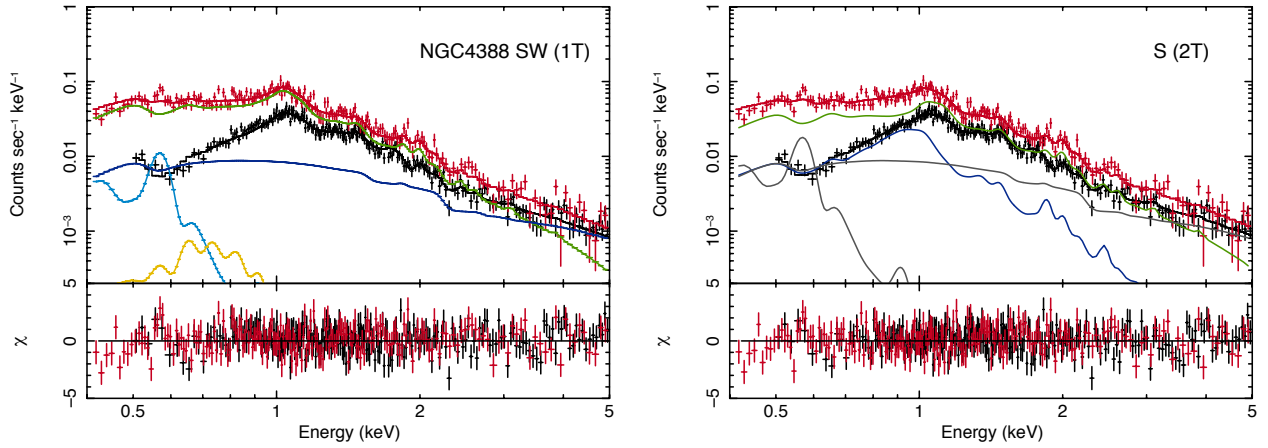


図 6.3: 領域 S の FI(黒) と BI(赤) のスペクトル. 黒と赤の線は FI と BI スペクトルそれぞれに対するベストフィットモデルを示す. 緑線は高温成分の APEC モデル, 青線は低温成分の APEC モデルを示す. 灰色の線は LHB, MWH, CXB をそれぞれ示す.

表 6.2: 領域 S のスペクトル解析の結果得られたベストフィットパラメータ.

Parameter	1T-model	2T-model
$Norm_{LHB}^{\dagger}$ ($\times 10^{-3}$)	$1.57^{+0.75}_{-0.75}$	$2.54^{+0.82}_{-0.75}$
$Norm_{MWH}^{\dagger}$ ($\times 10^{-4}$)	$0.43^{+2.04}_{-0.43}$	<1.53
kT_{1T} (keV)	$1.48^{+0.05}_{-0.05}$	$1.71^{+0.13}_{-0.13}$
kT_{2T} (keV)	–	$1.02^{+0.06}_{-0.07}$
Abundance (solar)	$0.18^{+0.03}_{-0.03}$	$0.27^{+0.06}_{-0.05}$
$Norm_{1T}^{\dagger}$ ($\times 10^{-2}$)	$2.44^{+0.11}_{-0.13}$	$1.78^{+0.32}_{-0.17}$
$Norm_{2T}^{\dagger}$ ($\times 10^{-3}$)	–	$3.98^{+1.79}_{-0.80}$
$\chi^2/\text{d.o.f.}$	495/424	472/422
F-value/probability	–	$10.00/6 \times 10^{-5}$

* 誤差は 90%信頼区間での値を示す.

\dagger 単位は $\frac{10^{-14}}{4\pi[D_A(1+z)]^2} \int n_e n_H dV$ per $400\pi \text{ arcmin}^2$ である. ここで, D_A は天体までの角系距離 (cm), n_e と n_H はそれぞれ電子と水素の数密度 (cm^{-3}) を示す.

6.3 領域 Center と領域 SE1–5

6.3.1 1 温度モデルと 2 温度モデル

M86 中心から南東へ連続的に広がるガス成分の温度や元素組成の空間分布を調べるために, 領域 Center と領域 SE1–5 について 1 温度モデルと 2 温度モデルでのスペクトルフィッティングを行った. 1 温度モデルもしくは 2 温度モデルには各元素の元素組成を個別のパラメータとした vAPEC モデルを用い, $\text{background} + \text{phabs} \times \text{vAPEC}_{1T \text{ or } 2T}$ のようにモデルを仮定した. しかし, 領域 Center では M86

中心付近に位置する LMXB からの放射成分が見られるため、領域 Center のみモデルを $\text{background} + \text{phabs} \times (\text{vAPEC}_{1\text{T or }2\text{T}} + \text{power-low}_{\text{LMXB}})$ とし、 $\text{power-low}_{\text{LMXB}}$ のベキは 1.5 に固定した。今回用いた vAPEC モデルでは、 α 元素である O, Ne, Mg, Si, S, Fe の元素組成をフリーパラメータとし、その他の元素は 1 solar に固定して解析を行った。2 温度モデルの場合には 2 つの温度成分それぞれに対応する元素を区別して求めるには統計が足りずに困難であるために、より低温である $\text{vAPEC}_{\text{loT}}$ と高温である $\text{vAPEC}_{\text{hiT}}$ の各 α 元素は共通の値としてモデルフィットを行った。バックグラウンドモデルについては領域 SE6 と領域 S の解析でも用いた $\text{APEC}_{\text{LHB}} + \text{phabs} \times (\text{APEC}_{\text{MWH}} + \text{APEC}_{\text{ICM}} + \text{POW}_{\text{CXB}})$ を採用し、LHB と MWH の温度は 0.11 keV と 0.3 keV、元素組成は 1 solar、phabs の柱密度は $N_{\text{H}} = 2.84 \times 10^{20} \text{ cm}^{-2}$ 、 POW_{CXB} のベキと規格化定数は 1.4 と 1.063×10^{-3} に引き続き固定した。ICM の元素組成は領域 SE6 の 2 温度モデルで得られた 0.27 solar に固定した。ICM の温度、LHB, MWH の規格化定数は、6.3.5 節で示すこれらの領域を同時に解析した結果得られた値にそれぞれ固定した。ただし、ICM の温度についてはフリーパラメータとした場合についても行った。さらに、M87 から広がる ICM にはある程度の勾配が存在する可能性を考慮し、ICM の規格化定数は常にフリーパラメータとした。

1 温度モデル

1 温度モデルを用いた場合のスペクトルフィット結果を図 6.4 と表 6.3 にそれぞれ示す。

この結果、領域 Center では $kT = 0.80 \text{ keV}$ が得られ、中心から $\sim 7 \text{ arcmin}$ だけ離れた領域 SE3 で最も高温 ($kT = 0.98 \text{ keV}$) となるように上昇し、その外側では半径とともにやや減少する傾向が得られた。ISM の規格化定数は領域 Center をピークに、周囲に広がるにつれて減少している。ICM の規格化定数に関してはいずれの領域でもほぼ一定であり、少なくとも今回解析を行った領域内では図 6.5 に示すように、一様に分布していることが確かめられた。ICM の温度をフリーパラメータとした場合については、領域 Center で $kT_{\text{ICM}} \sim 0.6 \text{ keV}$ と非常に低温を示した。これは領域 Center が低温成分を持っており、2 温度モデルによる解析が適当であることを示唆すると同時に、中心部では ICM 成分の影響が小さく、M86 の ISM に埋もれていることを示している。領域 SE1-5 では ICM の温度と規格化定数は大きくばらつき、さらに元素組成を求めることが困難となった。これは、ICM の温度と M86 から広がるガス成分の元素組成を同時に決定するにはスペクトルの統計が十分でない為であると考えられる。今回は、ICM の温度をフリーパラメータとすることで意味のある結果を得ることができなかった。得られた各領域での元素毎の元素組成と O, Ne, Mg, Si, S の Fe に対する比率を図 6.6 にそれぞれ示す。

いずれの領域でも O, Mg, Si, S は Fe に対する比率は 1 を示しているが、Ne については M86 の中心に向かう程大きな値となる傾向が見られる。領域 Center では Ne/Fe が ~ 4 となり、明らかにその他の元素より大きな割合を持つ結果となった。しかし、Ne の輝線は 1 keV 付近に多量に存在する Fe 輝線に埋もれているため、慎重な評価が必要となる。そこで、Ne 以外の α 元素については Fe 比が 1 となることから、これらの値を共通のパラメータとし、Ne のみを個別にした場合と Ne も含めた全ての α 元素を共通のパラメータとした場合に、どの程度フィッティング結果が変化するかを調べた。結果を表 6.4 に示す。

この結果、領域 Center, 領域 SE1 では Ne のみをフリーパラメータとした場合には明らかに χ^2 値が改善した。領域 SE2-5 では、有意水準を 1%にとると Ne をフリーパラメータとしても結果は変わらなかった。また、有意水準を 5%にとった場合でも、領域 SE2 と領域 SE4 では変化が見られなかった。

表 6.3: 領域 Center と領域 SE1-5 の 1 温度モデルによるスペクトルフィット結果.

r	(arcmin)	Center	SE1	SE2	SE3	SE4	SE5
		0-1.5	1.5-3.5	3.5-6	6-8.5	8.5-12	12-16
$Norm_{\text{ICM}}^\dagger$	($\times 10^{-2}$)	$2.72^{+1.63}_{-1.63}$	$3.43^{+0.63}_{-0.63}$	$2.96^{+0.47}_{-0.48}$	$3.07^{+0.42}_{-0.43}$	$2.93^{+0.30}_{-0.30}$	$3.21^{+0.24}_{-0.23}$
kT	(keV)	$0.800^{+0.009}_{-0.009}$	$0.813^{+0.016}_{-0.016}$	$0.933^{+0.022}_{-0.026}$	$0.984^{+0.022}_{-0.026}$	$0.957^{+0.033}_{-0.042}$	$0.872^{+0.076}_{-0.089}$
O	(solar)	$0.67^{+0.27}_{-0.21}$	$0.73^{+0.49}_{-0.35}$	$0.92^{+0.69}_{-0.46}$	$0.54^{+1.01}_{-0.54}$	$0.24^{+0.71}_{-0.24}$	<0.85
Ne	(solar)	$2.68^{+0.67}_{-0.50}$	$2.32^{+0.98}_{-0.67}$	$1.48^{+1.09}_{-0.80}$	$2.75^{+2.60}_{-1.37}$	$0.96^{+1.34}_{-0.96}$	$1.45^{+2.52}_{-1.11}$
Mg	(solar)	$0.81^{+0.18}_{-0.14}$	$0.66^{+0.28}_{-0.19}$	$0.70^{+0.36}_{-0.23}$	$0.98^{+0.81}_{-0.40}$	$0.39^{+0.37}_{-0.24}$	<0.25
Si	(solar)	$0.65^{+0.13}_{-0.10}$	$0.54^{+0.19}_{-0.14}$	$0.55^{+0.23}_{-0.16}$	$0.73^{+0.50}_{-0.26}$	$0.27^{+0.22}_{-0.18}$	$0.24^{+0.32}_{-0.24}$
S	(solar)	$0.90^{+0.23}_{-0.20}$	$0.53^{+0.31}_{-0.28}$	$0.85^{+0.41}_{-0.33}$	$0.70^{+0.64}_{-0.49}$	$0.61^{+0.50}_{-0.42}$	$0.21^{+0.80}_{-0.21}$
Fe	(solar)	$0.66^{+0.13}_{-0.10}$	$0.56^{+0.17}_{-0.11}$	$0.57^{+0.23}_{-0.14}$	$0.71^{+0.52}_{-0.23}$	$0.43^{+0.26}_{-0.14}$	$0.25^{+0.28}_{-0.10}$
$Norm^\ddagger$	($\times 10^{-2}$)	$16.29^{+2.57}_{-2.56}$	$9.29^{+1.99}_{-1.98}$	$4.25^{+1.10}_{-1.09}$	$2.12^{+0.85}_{-0.85}$	$1.88^{+0.63}_{-0.63}$	$1.07^{+0.43}_{-0.49}$
Γ		(1.5)	–	–	–	–	–
$Norm^\ddagger$	($\times 10^{-3}$)	$4.51^{+1.37}_{-1.36}$	–	–	–	–	–
$\chi^2/\text{d.o.f.}$		672/640	395/351	408/401	394/393	354/329	405/371
kT_{ICM}	(keV)	$0.63^{+0.06}_{-0.09}$	$1.56^{+0.26}_{-0.17}$	$1.50^{+0.32}_{-0.09}$	$1.71^{+0.12}_{-0.13}$	$3.10^{+6.46}_{-0.78}$	$2.04^{+0.14}_{-0.12}$
$Norm_{\text{ICM}}^\dagger$	($\times 10^{-2}$)	$11.04^{+3.38}_{-3.30}$	$5.82^{+1.77}_{-1.67}$	$6.00^{+0.70}_{-2.21}$	$4.59^{+0.55}_{-0.79}$	$1.84^{+0.78}_{-0.85}$	$3.37^{+0.33}_{-0.30}$
kT	(keV)	$0.896^{+0.028}_{-0.024}$	$0.809^{+0.017}_{-0.017}$	$0.854^{+0.075}_{-0.020}$	$0.953^{+0.030}_{-0.049}$	$0.979^{+0.027}_{-0.034}$	$0.843^{+0.091}_{-0.055}$
O	(solar)	$0.54^{+0.45}_{-0.33}$	$1.20^{+1.60}_{-0.63}$	$5.11^{+5.76}_{-4.17}$	$8.37^{+4.35}_{-8.37}$	$0.13^{+0.36}_{-0.13}$	<1.62
Ne	(solar)	$3.09^{+1.68}_{-0.96}$	$3.17^{+3.00}_{-1.19}$	>1.76	>4.04	$0.33^{+0.78}_{-0.33}$	$1.82^{+6.25}_{-1.26}$
Mg	(solar)	$0.93^{+0.35}_{-0.21}$	$0.93^{+0.93}_{-0.35}$	$3.72^{+4.18}_{-2.75}$	$13.42^{+3.21}_{-12.17}$	$0.28^{+0.19}_{-0.14}$	<0.32
Si	(solar)	$0.76^{+0.25}_{-0.15}$	$0.73^{+0.64}_{-0.26}$	$2.45^{+2.45}_{-1.76}$	$8.77^{+2.07}_{-7.85}$	$0.23^{+0.11}_{-0.10}$	$0.27^{+0.74}_{-0.27}$
S	(solar)	$1.06^{+0.41}_{-0.27}$	$0.60^{+0.65}_{-0.46}$	$4.39^{+4.35}_{-3.28}$	$6.33^{+1.46}_{-6.33}$	$0.45^{+0.28}_{-0.23}$	$0.19^{+1.16}_{-0.19}$
Fe	(solar)	$0.79^{+0.27}_{-0.15}$	$0.88^{+0.87}_{-0.30}$	$3.26^{+4.48}_{-2.39}$	$10.76^{+2.89}_{-9.73}$	$0.24^{+0.15}_{-0.09}$	$0.30^{+1.04}_{-0.14}$
$Norm^\ddagger$	($\times 10^{-2}$)	$11.42^{+3.52}_{-3.46}$	$5.90^{+2.93}_{-2.90}$	$0.60^{+1.59}_{-0.59}$	$0.13^{+1.20}_{-0.12}$	$3.39^{+1.51}_{-1.19}$	$0.86^{+0.56}_{-0.65}$
Γ		(1.5)	–	–	–	–	–
$Norm^\ddagger$	($\times 10^{-3}$)	$6.53^{+0.56}_{-0.56}$	–	–	–	–	–
$\chi^2/\text{d.o.f.}$		667/639	387/350	400/400	384/392	349/328	404/370

* 誤差は 90%信頼区間での値を示す.

† 単位は $\frac{10^{-14}}{4\pi[D_A(1+z)]^2} \int n_e n_H dV$ per 400π arcmin² である. ここで, D_A は天体までの角系距離 (cm), n_e と n_H はそれぞれ電子と水素の数密度 (cm⁻³) を示す.

‡ 単位は photons keV⁻¹ cm⁻² s⁻² at 1 keV per 400π arcmin² である.

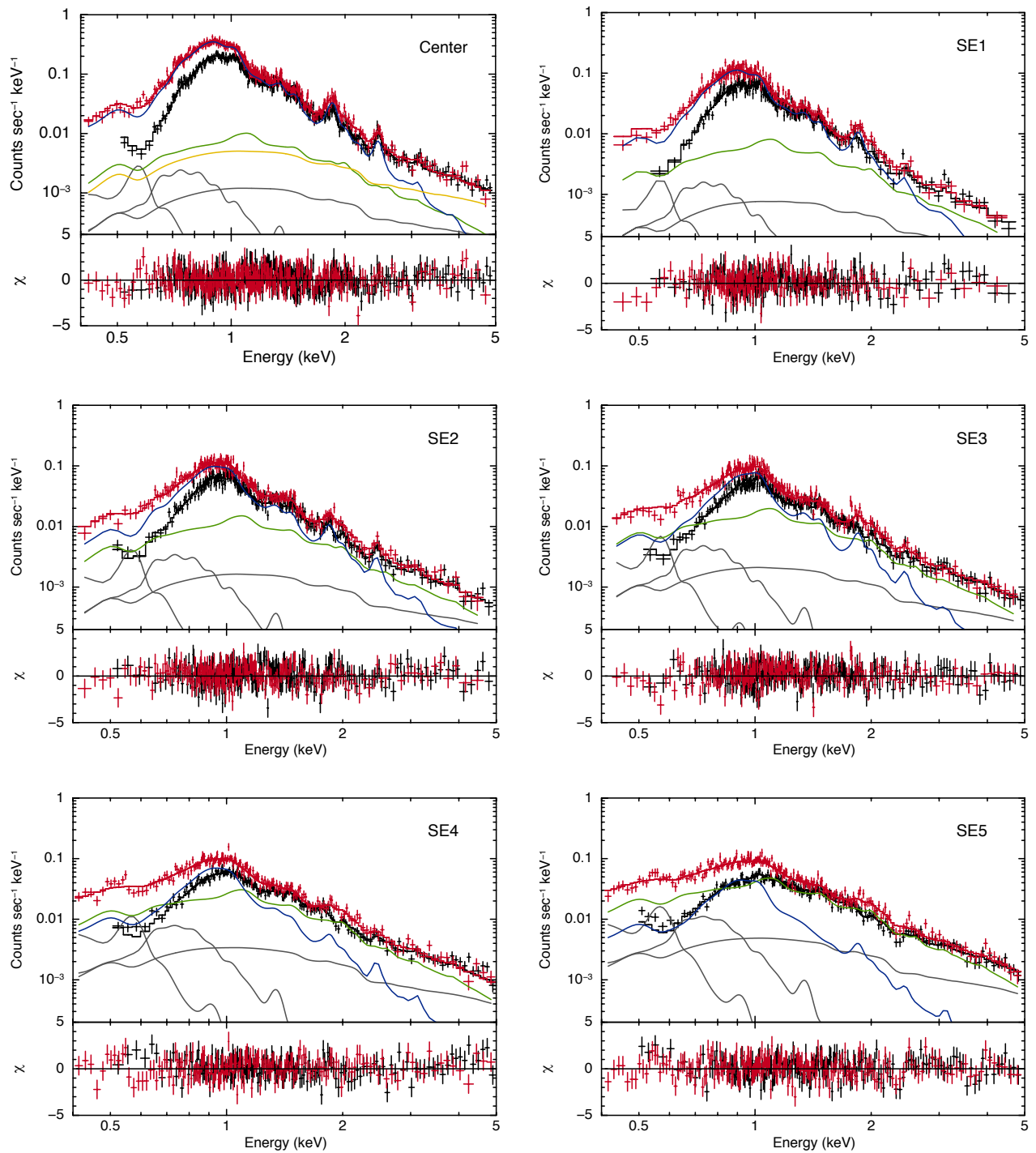


図 6.4: 領域 Center と領域 SE1-5 を 1 温度モデルでフィットした結果得られた, 各領域のスペクトル. 黒と赤の線は FI と BI スペクトルそれぞれに対するベストフィットモデルを示す. 青線は v APEC モデル, 黄色は POW_{LMXB} 成分, 緑色の線は ICM 成分を示す. 灰色の線は LHB, MWH, CXB をそれぞれ示す.

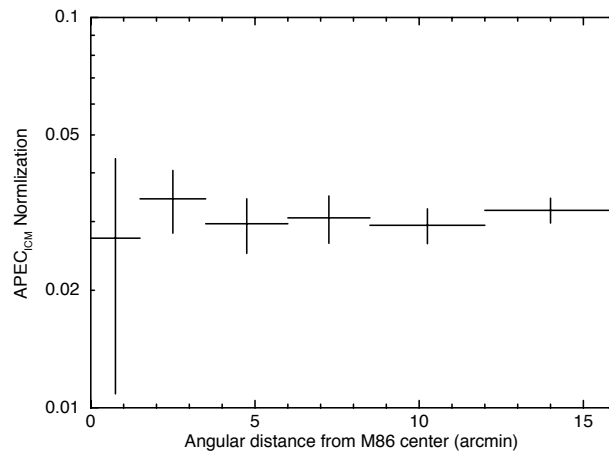


図 6.5: 領域 Center と領域 SE1-5 の 1 温度モデルで得られた ICM 成分として用いた APEC モデルの規格化定数の分布.

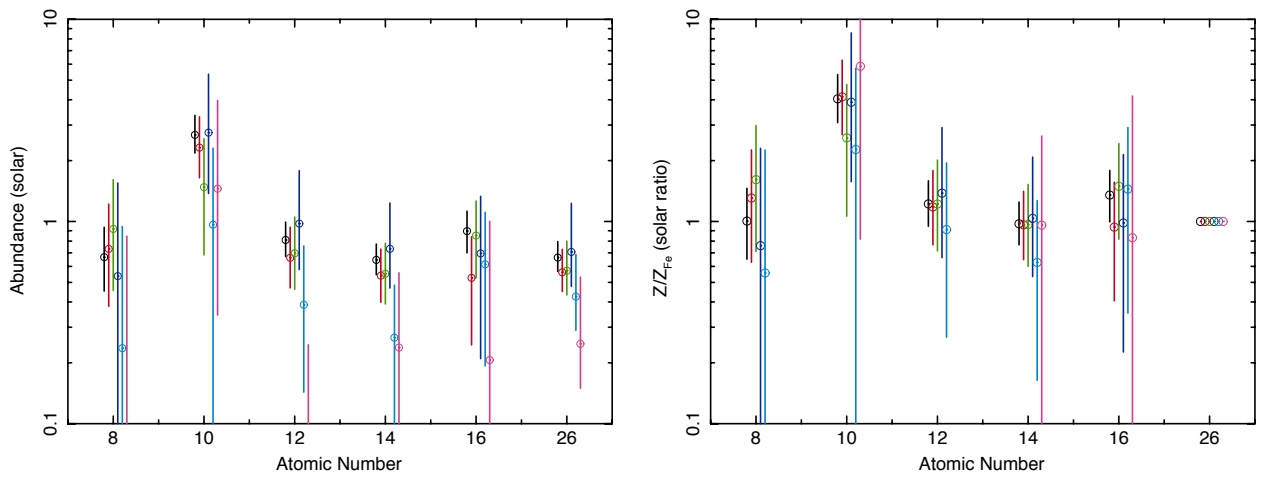


図 6.6: Center, SE 領域 1-5 の 1 温度モデルによるスペクトルフィット結果より得られた元素毎の元素組成 (左) と Fe に対する比率 (右). プロット点は左から Center(黒), SE1(赤), SE2(緑), SE3(青), SE4(水色), SE5(マゼンタ) を示す.

表 6.4: 領域 Center, 領域 SE1-5 の 1 温度モデルによるスペクトルフィット結果, Ne 以外の元素を Fe の値にリンクした場合.

	Center	SE1	SE2	SE3	SE4	SE5
r	(arcmin)	1.5-3.5	3.5-6	6-8.5	8.5-12	12-16
$Norm_{\text{ICM}}$	$(\times 10^{-2})$	$3.56^{+1.38}_{-1.39}$	$3.06^{+0.41}_{-0.41}$	$3.12^{+0.35}_{-0.36}$	$2.88^{+0.25}_{-0.26}$	$3.20^{+0.17}_{-0.21}$
kT	(keV)	$0.803^{+0.008}_{-0.008}$	$0.935^{+0.020}_{-0.023}$	$0.991^{+0.020}_{-0.023}$	$0.954^{+0.030}_{-0.038}$	$0.846^{+0.089}_{-0.053}$
Ne	(solar)	$2.59^{+0.58}_{-0.46}$	$1.19^{+0.84}_{-0.68}$	$2.51^{+2.15}_{-1.30}$	$1.15^{+1.28}_{-0.98}$	$2.18^{+2.66}_{-1.41}$
O, Mg, Si, S, Fe	(solar)	$0.67^{+0.11}_{-0.09}$	$0.53^{+0.16}_{-0.11}$	$0.73^{+0.42}_{-0.21}$	$0.43^{+0.20}_{-0.12}$	$0.28^{+0.28}_{-0.11}$
$Norm$	$(\times 10^{-2})$	$16.25^{+2.22}_{-2.21}$	$4.56^{+0.93}_{-0.93}$	$2.11^{+0.73}_{-0.72}$	$1.86^{+0.52}_{-0.52}$	$0.92^{+0.41}_{-0.41}$
Γ	(1.5)	-	-	-	-	-
$Norm$	$(\times 10^{-3})$	$3.92^{+1.24}_{-1.23}$	-	-	-	-
$\chi^2/\text{d.o.f.}$		685/644	4134/405	396/397	357/333	409/375
$Norm_{\text{ICM}}$	$(\times 10^{-2})$	$1.01^{+1.41}_{-1.01}$	$2.93^{+0.39}_{-0.40}$	$2.99^{+0.35}_{-0.35}$	$2.82^{+0.24}_{-0.24}$	$3.05^{+0.19}_{-0.19}$
kT	(keV)	$0.833^{+0.006}_{-0.006}$	$0.949^{+0.014}_{-0.014}$	$1.011^{+0.013}_{-0.014}$	$0.972^{+0.018}_{-0.020}$	$0.943^{+0.033}_{-0.040}$
O, Ne, Mg, Si, S, Fe	(solar)	$0.51^{+0.06}_{-0.05}$	$0.54^{+0.15}_{-0.11}$	$0.73^{+0.36}_{-0.19}$	$0.44^{+0.19}_{-0.11}$	$0.31^{+0.24}_{-0.11}$
$Norm$	$(\times 10^{-2})$	$22.21^{+1.98}_{-2.10}$	$4.76^{+0.91}_{-0.91}$	$2.33^{+0.71}_{-0.71}$	$1.95^{+0.51}_{-0.51}$	$1.11^{+0.40}_{-0.40}$
Γ	(1.5)	-	-	-	-	-
$Norm$	$(\times 10^{-3})$	$5.31^{+1.10}_{-1.25}$	-	-	-	-
$\chi^2/\text{d.o.f.}$		821/645	416/406	402/398	359/334	415/376
F/p-valu		$128.26/3 \times 10^{-27}$	$2.50/0.115$	$5.94/0.015$	$1.32/0.251$	$4.91/0.027$

さらに、Neのみを個別のパラメータとした場合に、NeとFeの2自由度の χ^2 マップよりNe/Feの値がどの程度まで許容されるのか確認した。各領域のNeとFeのコントアを図6.7に示す。領域SE5のみ、統計が悪くコントアを描くことが難しいため省くこととする。

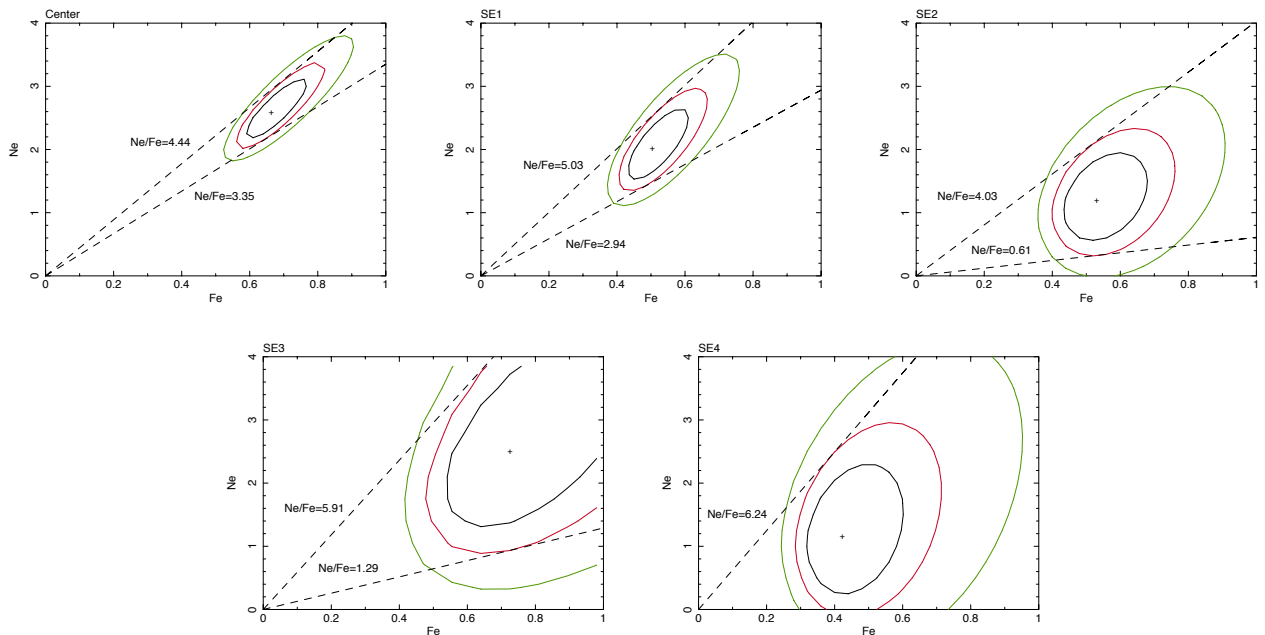


図 6.7: 領域 Center と領域 SE1-4 の Fe と Ne のコントアマップ。1 温度モデルによるスペクトル解析で、O, Mg, Si, S と Fe の元素組成と共通のパラメータとし、Ne のみ個別のパラメータとしている。黒、赤、緑の実線はそれぞれ 68%, 90%, 99% 信頼区間を示す。

Ne と Fe のコントアには全ての領域で正の相関が見られる。これは、全ての元素の絶対量が主に規格化定数などに依存しており、さらにその依存性が各元素で同程度であることから、各元素の組成比は基本的に不変であることに由来する。領域 Center と領域 SE1 では、90% 信頼区間で Ne/Fe の下限値が $(\text{Ne}/\text{Fe})_{\text{Center}} = 3.35$, $(\text{Ne}/\text{Fe})_{\text{SE1}} = 2.94$ と、Ne の元素組成が Fe の元素組成の 3 倍を示した。領域 SE1 より外縁部の領域では Ne/Fe の取り得る範囲は著しく広がり、下限値は Ne/Fe = 1 程度までを許容する。この結果は、M86 の中心部でのみ Ne が豊富に存在している可能性を示唆しつつも、単に中心から離れるほど光子数が少ないために、統計的に決めることが難しいということを示している。

2 温度モデル

2 温度モデルを用いた場合のスペクトルフィット結果を図 6.8 と表 6.5 にそれぞれ示す。表中の F 検定の結果は、1 温度モデルの結果 (表 6.3) に対するものである。

領域 Center では 2 つの温度成分は $kT_{\text{hiT}} = 0.876^{+0.029}_{-0.036}$, $kT_{\text{loT}} = 0.562^{+0.087}_{-0.059}$ が得られた。また、領域 SE5 では F 検定の結果、1 温度モデルを用いた場合と有意な違いは見られず、統計学的には 1 温度モデルで説明できる。領域 SE3, 4 では高温成分の温度が ICM 温度と同等の値を示し、領域 SE1 では ICM 成分とした APEC モデルの規格化定数が 0 に収束していることから、これらの領域では ICM 成分と高温成分は区別することが出来ていない。領域 SE2 では高温成分の温度は ~ 1.25 keV であり、ICM の ~ 2 keV

表 6.5: 領域 Center, 領域 SE1-5 の 2 温度モデルによるスペクトルフィット結果.

	Center	SE1	SE2	SE3	SE4	SE5	
r	(arcmin)	0-1.5	1.5-3.5	3.5-6	6-8.5	8.5-12	12-16
$Norm_{ICM}$	($\times 10^{-2}$)	$3.05^{+1.90}_{-2.09}$	0	$2.56^{+0.65}_{-1.28}$	$1.98^{+1.08}_{-1.98}$	$1.59^{+0.43}_{-0.83}$	$2.38^{+0.98}_{-2.20}$
kT_{hiT}	(keV)	$0.876^{+0.029}_{-0.036}$	$1.819^{+0.215}_{-0.324}$	$1.252^{+0.381}_{-0.647}$	$1.719^{+0.407}_{-0.481}$	>5.582	1.875
kT_{loT}	(keV)	$0.562^{+0.087}_{-0.059}$	$0.810^{+0.015}_{-0.016}$	$0.833^{+0.059}_{-0.228}$	$0.934^{+0.038}_{-0.084}$	$0.967^{+0.030}_{-0.035}$	$0.843^{+0.084}_{-0.843}$
O	(solar)	$0.65^{+0.27}_{-0.21}$	$0.84^{+0.46}_{-0.33}$	$0.99^{+0.81}_{-0.52}$	$0.70^{+1.08}_{-0.59}$	$0.11^{+0.35}_{-0.11}$	$0.12^{+0.85}_{-0.12}$
Ne	(solar)	$2.28^{+0.70}_{-0.53}$	$2.12^{+0.78}_{-0.54}$	$1.79^{+1.41}_{-1.00}$	$3.49^{+3.23}_{-1.60}$	$0.36^{+0.71}_{-0.36}$	$1.54^{+2.20}_{-0.56}$
Mg	(solar)	$0.87^{+0.21}_{-0.16}$	$0.70^{+0.13}_{-0.17}$	$0.86^{+0.47}_{-0.29}$	$1.17^{+0.98}_{-0.45}$	$0.29^{+0.18}_{-0.14}$	$0.09^{+0.39}_{-0.09}$
Si	(solar)	$0.72^{+0.15}_{-0.12}$	$0.58^{+0.17}_{-0.12}$	$0.67^{+0.30}_{-0.20}$	$0.81^{+0.59}_{-0.28}$	$0.24^{+0.11}_{-0.10}$	$0.33^{+0.32}_{-0.28}$
S	(solar)	$0.92^{+0.25}_{-0.22}$	$0.54^{+0.24}_{-0.22}$	$0.94^{+0.46}_{-0.34}$	$0.80^{+0.63}_{-0.40}$	$0.46^{+0.27}_{-0.23}$	$0.43^{+0.52}_{-0.43}$
Fe	(solar)	$0.75^{+0.16}_{-0.12}$	$0.64^{+0.17}_{-0.09}$	$0.70^{+0.32}_{-0.18}$	$0.83^{+0.66}_{-0.29}$	$0.23^{+0.12}_{-0.07}$	$0.34^{+0.33}_{-0.16}$
$Norm_{hiT}$	($\times 10^{-2}$)	$12.10^{+2.08}_{-2.15}$	$3.27^{+2.40}_{-1.45}$	$1.66^{+0.79}_{-0.61}$	$1.12^{+1.51}_{-0.60}$	$0.52^{+0.33}_{-0.18}$	$0.88^{+1.89}_{-0.88}$
$Norm_{loT}$	($\times 10^{-2}$)	$3.63^{+2.10}_{-1.26}$	$8.23^{+1.68}_{-1.63}$	$2.47^{+0.96}_{-0.86}$	$1.55^{+0.86}_{-0.86}$	$3.34^{+1.00}_{-0.98}$	$0.80^{+0.48}_{-0.80}$
Γ	(1.5)	—	—	—	—	—	—
$Norm$	($\times 10^{-3}$)	$4.28^{+1.56}_{-1.49}$	—	—	—	—	—
$\chi^2/\text{d.o.f.}$		657/638	379/349	396/399	381/391	343/327	403/369
F/p-valu		7.15/0.001	7.15/0.001	6.22/0.002	6.57/0.002	5.11/0.007	0.98/0.375

とは明らかに違う結果ではあるが、高温成分と低温成分の温度は誤差の範囲で一致しており、1 温度モデルとの差異は見られない。これらの結果より、領域 Center では ICM の他に高温・低温の 2 成分を考えた 2 温度モデルが適当であるが、その周囲に広がる領域 SE1-5 では 2 温度モデルは適しておらず、1 温度モデルで十分に説明できる。

さらに、2 温度モデルを用いた場合であっても、Ne の元素組成が Fe のアバundanceに対して 3 倍程度大きい値を持つ結果が得られた。この結果は、Ne/Fe が大きな値を持つ要因として、複数の温度成分が重なり合ったスペクトルに対して 1 温度モデルを仮定したことによる系統的な誤差の可能性を否定する。ここでも、1 温度モデルの場合と同様に Ne 以外の元素組成を Fe と共通の値にした場合と、Ne を含めた全ての α 元素を Fe と共通の値にした場合についてスペクトル解析を行い、Ne/Fe がどの程度となるのかを評価した。この結果を表 6.6 に示す。

2 温度モデルを用いた場合にも、1 温度モデルの場合と同様に Ne を個別のパラメータとすることで χ^2 が明らかに改善した。領域 SE1-5 に関しては先ほど述べたように、2 温度モデルを用いた場合にも 1 温度モデルとの差異は生じないことから、この結果から新たな知見を得ることはできない。しかし、領域 Center は 2 温度モデルを用いた場合にも Ne/Fe が ~ 3 となることを示した。

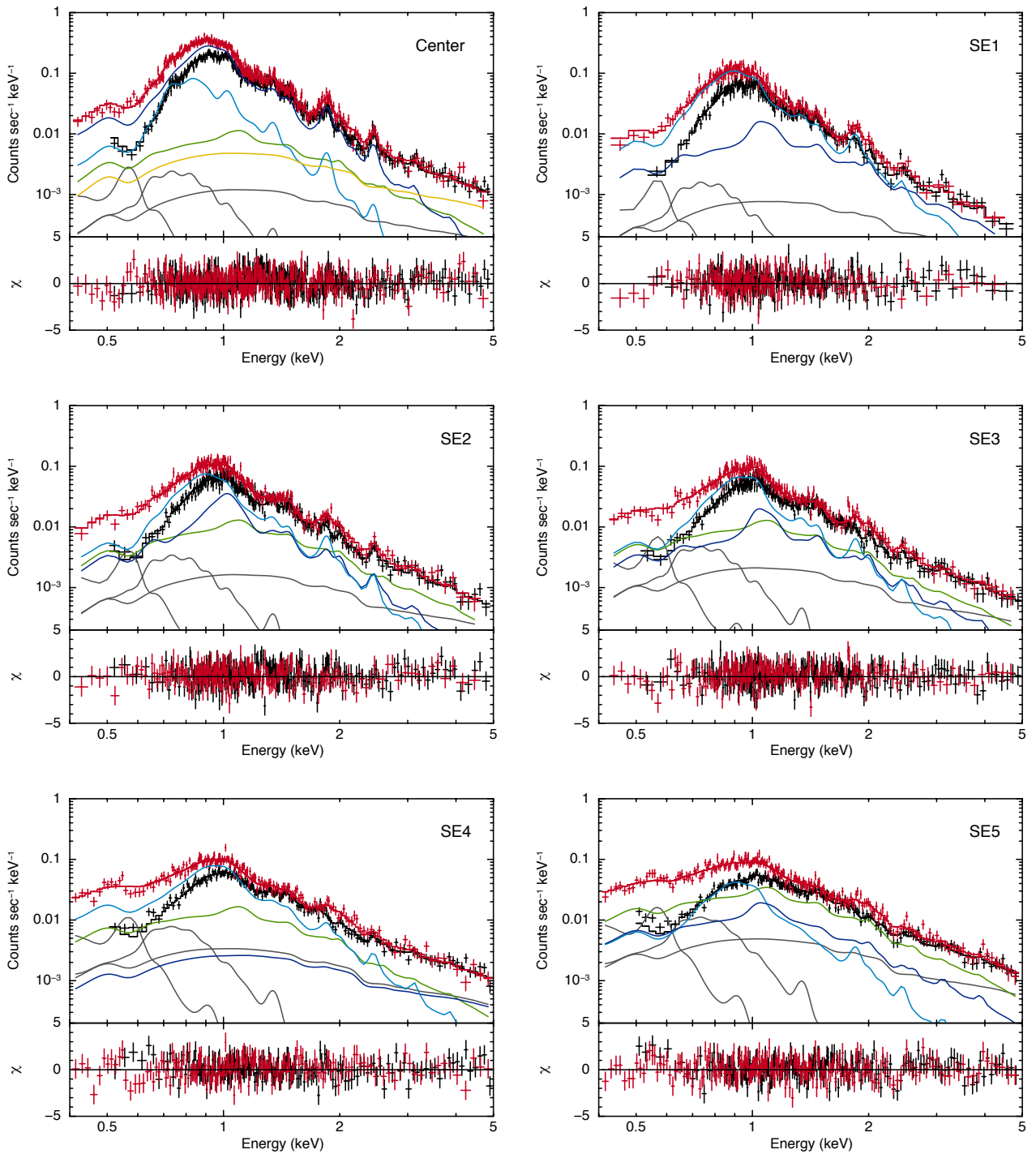


図 6.8: 領域 Center と領域 SE1-5 を 2 温度モデルでフィットした結果得られた, 各領域のスペクトル. 黒と赤の線は FI と BI スペクトルそれぞれに対するベストフィットモデルを示す. 青線は $vAPEC_1$ モデル, 水色線が $vAPEC_2$ モデル黄色は POW_{LMXB} 成分, 緑色の線は ICM 成分を示す. 灰色の線は LHB, MWH, CXB をそれぞれ示す.

表 6.6: 領域 Center と SE 領域 1-5 の 2 温度モデルによるスペクトルフィット結果. O, Ne, Mg, Si, S は Fe の値にリンクしている.

	Center	SE1	SE2	SE3	SE4	SE5	
r	(arcmin)	0-1.5	1.5-3.5	3.5-6	6-8.5	8.5-12	12-16
$Norm_{ICM}$	($\times 10^{-2}$)	$0.42^{+1.55}_{-0.42}$	$2.46^{+0.65}_{-0.66}$	$2.78^{+0.54}_{-0.61}$	$2.61^{+0.45}_{-1.95}$	$1.78^{+0.52}_{-0.71}$	$1.78^{+0.52}_{-0.71}$
kT_1	(keV)	$0.924^{+0.018}_{-0.011}$	$0.963^{+0.287}_{-0.044}$	$1.137^{+0.127}_{-0.172}$	$1.234^{+0.872}_{-0.097}$	>4.711	>4.711
kT_2	(keV)	$0.546^{+0.066}_{-0.022}$	$0.655^{+0.151}_{-0.131}$	$0.799^{+0.045}_{-0.416}$	$0.876^{+0.131}_{-0.068}$	$0.977^{+0.019}_{-0.020}$	$0.977^{+0.019}_{-0.020}$
Fe	(solar)	$0.72^{+0.11}_{-0.05}$	$0.62^{+0.15}_{-0.11}$	$0.67^{+0.23}_{-0.15}$	$0.85^{+0.44}_{-0.24}$	$0.27^{+0.11}_{-0.06}$	$0.27^{+0.11}_{-0.07}$
$Norm_1$	($\times 10^{-2}$)	$14.92^{+1.52}_{-1.90}$	$7.54^{+2.05}_{-4.79}$	$2.30^{+2.25}_{-0.53}$	$1.47^{+0.57}_{-1.13}$	$0.48^{+0.27}_{-0.24}$	$0.48^{+0.27}_{-0.24}$
$Norm_2$	($\times 10^{-2}$)	$3.72^{+1.03}_{-0.54}$	$3.03^{+5.75}_{-1.47}$	$2.09^{+0.79}_{-1.25}$	$0.92^{+1.70}_{-0.39}$	$3.04^{+0.71}_{-0.73}$	$3.04^{+0.71}_{-0.73}$
Γ		(1.5)	-	-	-	-	-
$Norm$	($\times 10^{-3}$)	$5.82^{+0.79}_{-1.31}$	-	-	-	-	-
$\chi^2/d.o.f.$		705/643	398/354	402/404	394/396	346/332	411/374
$Norm_{ICM}$	($\times 10^{-2}$)	$3.15^{+1.76}_{-1.85}$	<1.96	$2.72^{+0.59}_{-0.85}$	$2.08^{+1.01}_{-1.95}$	$1.80^{+0.29}_{-0.74}$	$1.68^{+1.47}_{-1.68}$
kT_1	(keV)	$0.887^{+0.029}_{-0.022}$	$1.786^{+0.218}_{-0.331}$	$1.202^{+0.313}_{-0.763}$	$1.704^{+0.392}_{-0.557}$	>4.708	$2.034^{+0.213}_{-0.799}$
kT_2	(keV)	$0.580^{+0.077}_{-0.057}$	$0.807^{+0.015}_{-0.015}$	$0.819^{+0.040}_{-0.380}$	$0.947^{+0.035}_{-0.101}$	$0.974^{+0.027}_{-0.034}$	$0.845^{+0.070}_{-0.045}$
Ne	(solar)	$2.16^{+0.61}_{-0.48}$	$1.89^{+0.57}_{-0.24}$	$1.38^{+1.05}_{-0.84}$	$3.03^{+2.50}_{-1.35}$	$0.34^{+0.78}_{-0.34}$	$1.73^{+1.95}_{-0.93}$
Fe	(solar)	$0.76^{+0.15}_{-0.11}$	$0.57^{+0.11}_{-0.09}$	$0.67^{+0.23}_{-0.15}$	$0.81^{+0.53}_{-0.23}$	$0.27^{+0.11}_{-0.06}$	$0.40^{+0.26}_{-0.14}$
$Norm_1$	($\times 10^{-2}$)	$11.99^{+1.89}_{-1.95}$	$3.30^{+0.62}_{-1.41}$	$1.92^{+2.26}_{-0.64}$	$1.07^{+1.40}_{-0.58}$	$0.47^{+0.28}_{-0.09}$	$1.39^{+1.50}_{-1.29}$
$Norm_2$	($\times 10^{-2}$)	$3.73^{+1.98}_{-0.90}$	$9.10^{+1.45}_{-1.38}$	$2.41^{+0.96}_{-2.19}$	$1.64^{+0.71}_{-0.96}$	$3.01^{+0.77}_{-0.80}$	$0.72^{+0.27}_{-0.27}$
Γ		(1.5)	-	-	-	-	-
$Norm$	($\times 10^{-3}$)	$4.16^{+1.45}_{-1.42}$	-	-	-	-	-
$\chi^2/d.o.f.$		666/642	382/353	400/403	385/395	346/331	406/373
F/p-valu		$37.45/1 \times 10^{-9}$	$14.94/1 \times 10^{-4}$	2.01/0.157	9.50/0.002	0.03/0.866	5.43/0.020

6.3.2 前景放射による不定性

領域 S と領域 SE6 では、LHB・MWH からの前景放射成分の規格化定数がベストフィット値で 2 倍以上の差がある。これらの放射成分は 0.1–0.3 keV と非常に低温であるため、すぐの性能では完全に分離して求めることが難しい。しかしながら、例えば M86 から広がった X 線放射が暗い領域 SE5 では、前景放射の影響を受けて元素量の過小評価につながる可能性がある。そこで、これらの前景放射成分の規格化定数による不定性をここで評価しておく。

Simionescu et al. [2015] では ROSAT 衛星による観測データを用いたおとめ座銀河団周辺領域のスペクトル結果を用いて、前景放射成分を決定している。実際に用いられた領域は図 6.9 に赤丸で示すような、銀河団中心から東西南北の各方位 3 領域ずつであり、いずれの領域も銀河団のビリアル半径より外側である。この結果によると、LHB の温度と各方位の規格化定数の平均値はそれぞれ $kT = 0.104 \pm 0.002$ keV, $(1.67 \pm 0.13) \times 10^{-4}$ であり、MWH の温度と各方位の規格化定数の平均値はそれぞれ $kT = 0.20 \pm 0.01$ keV, $(2.00 \pm 0.30) \times 10^{-4}$ である。ただし、これらの誤差は 68% 信頼区間での値であり、規格化定数は本研究で用いた ARF に合わせて規格化している。

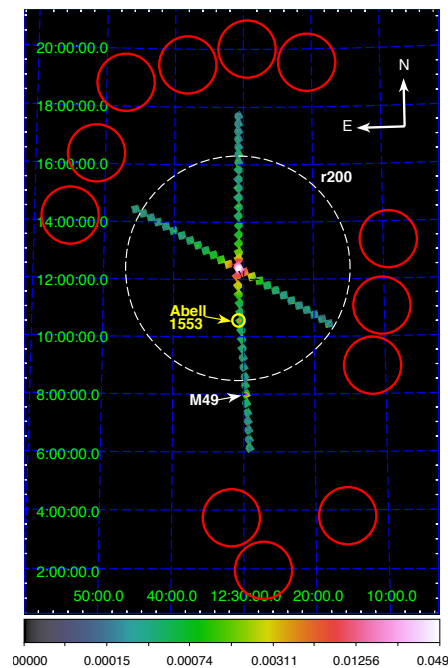


図 6.9: Simionescu et al. [2015] が行った、ROSAT 衛星による観測データを用いたおとめ座銀河団周辺の前景放射成分の解析領域 [Simionescu et al., 2015]. 赤丸で示された領域がスペクトルを抽出した領域であり、東西南北の各方位で 3 領域ずつ選択されている。白の破線はおとめ座銀河団のビリアル半径 (r_{200}) を示す。

本研究で用いた LHB の温度は $kT = 0.11$ keV であり、Simionescu et al. [2015] による結果と数%違う。MWH の温度については、 $kT = 0.3$ keV を用いていることから数十%の差がある。よって、プラズマモデルの形状が僅かではあるが違うため、規格化定数の値も違ってくことに注意が必要である。本研究で用いた LHB と MWH の規格化定数はそれぞれ $(9.62^{+1.42}_{-1.41}) \times 10^{-3}$ と $(1.90^{+0.36}_{-0.36}) \times 10^{-3}$ であり、

Simionescu et al. [2015] で示された値に対して LHB は 2 桁, MWH は 1 桁大きい. これは, 前景放射成分を過大評価している可能性を示唆している. そこで, これらの前景放射成分による影響が最も顕著に現れる (暗い) 領域 SE5 について, 規格化定数の値を Simionescu et al. [2015] で示された値程度まで小さくした場合を評価する.

1 温度モデルかつ, ICM の温度を固定した場合の結果 (表 6.3) に対して, LHB の規格化定数を 2 桁, もしくは MWH の規格化定数を 1 桁小さくして解析することで, 各パラメータの変化を確認する. 結果を表 6.7 に示す.

表 6.7: 領域 SE5 の 1 温度モデルを用いたスペクトル解析結果に対して, LHB の規格化定数を 2 桁小さくする, もしくは MWH の規格化定数を 1 桁小さくした場合の結果.

$Norm_{MWH}^{\dagger}$	($\times 10^{-3}$)	(9.62)	(9.62/10)	(9.62)
$Norm_{LHB}^{\dagger}$	($\times 10^{-3}$)	(1.90)	(1.90)	(1.90/100)
$Norm_{ICM}^{\dagger}$	($\times 10^{-2}$)	$3.21^{+0.24}_{-0.23}$	$3.16^{+0.18}_{-0.18}$	$3.38^{+0.13}_{-0.29}$
kT	(keV)	$0.872^{+0.076}_{-0.089}$	$0.768^{+0.052}_{-0.065}$	$0.499^{+0.144}_{-0.041}$
O	(solar)	<0.85	$0.45^{+0.68}_{-0.39}$	<0.06
Ne	(solar)	$1.45^{+2.52}_{-1.11}$	$1.24^{+1.08}_{-0.63}$	$0.91^{+0.29}_{-0.29}$
Mg	(solar)	<0.25	<0.14	<0.07
Si	(solar)	$0.24^{+0.32}_{-0.24}$	$0.21^{+0.23}_{-0.20}$	$0.29^{+0.30}_{-0.26}$
S	(solar)	$0.21^{+0.80}_{-0.21}$	$0.25^{+0.65}_{-0.25}$	$0.32^{+1.42}_{-0.32}$
Fe	(solar)	$0.25^{+0.28}_{-0.10}$	$0.19^{+0.13}_{-0.06}$	$0.06^{+0.02}_{-0.02}$
$Norm^{\dagger}$	($\times 10^{-2}$)	$1.07^{+0.43}_{-0.49}$	$1.42^{+0.47}_{-0.48}$	$2.15^{+0.43}_{-0.37}$
$\chi^2/\text{d.o.f.}$		405/371	406/371	446/371

* 誤差は 90%信頼区間での値を示す.

† 単位は $\frac{10^{-14}}{4\pi[D_A(1+z)]^2} \int n_e n_H dV$ per $400\pi \text{ arcmin}^2$ である. ここで, D_A は天体までの角系距離 (cm), n_e と n_H はそれぞれ電子と水素の数密度 (cm^{-3}) を示す.

MWH の規格化定数を 1 桁小さくした場合でも, 各パラメータは誤差の範囲内で一致した. LHB の規格化定数を 2 桁小さくした場合には, 温度が 0.872 keV から 0.499 keV と低温になり, Fe の元素量も 1/6 倍に変化した. また, ISM の規格化定数が 1/2 倍にまで小さくなった. ただし, χ^2 は 17 以上大きくなり, モデルはより合わなくなっている. この結果は, LHB の寄与を小さくしたことで, 本来存在する 0.1 keV の温度成分を埋め合わせるために, ISM の温度が低温となったと解釈することができる. 実際, さらにもう 1 温度成分追加して 2 温度モデルとした場合には, ISM の 2 つの温度成分は ~ 0.8 keV と ~ 0.1 keV に収束する. よって, 本研究でのスペクトル解析に用いた前景放射成分の規格化定数は概ね正しい値であると考えられる. さらに, LHB の規格化定数を 2 桁小さくした場合であっても, 始めに予想したような元素量の過小評価はなく, 過大評価につながることもから, 本研究では前景放射成分の規格化定数による不定性はこれ以上考える必要はないと判断する.

6.3.3 領域 EX

領域 SE1-5 は M86 中心から広がる X 線放射を捉えるには良い領域ではあるが、これまでの解析結果からは元素組成をはっきりと決めることが統計的に難しい。そこで、精度良く元素組成の動径分布を調べるために、図 6.10 に示すような領域 SE を拡張した領域 EX1, 2, 3 を定義した。しかしながら、これらの領域は M86 から NGC4438 へと続く低温成分を含むような領域 (付録 A 参照) であることに注意が必要である。

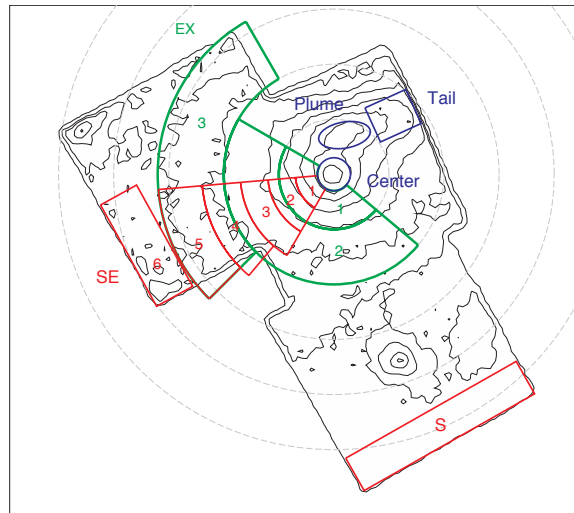


図 6.10: 領域 SE を拡張して新たに定義した領域 EX1-3.

1 温度・2 温度モデルによるスペクトル解析

領域 SE と同様に 1 温度モデルと 2 温度モデルを用いて、領域 EX1-3 のスペクトル解析を行った。1 温度、2 温度モデルを用いた場合のスペクトルフィット結果を図 6.11 と表 6.8 にそれぞれ示す。表中の F 検定の結果は、1 温度モデルと 2 温度モデルの結果に対するものである。

スペクトル解析の結果、領域 EX1-3 の全てで 2 温度モデルの場合に χ^2 が有意に改善し、これらの領域では 2 つの温度成分が混在していることが示された。領域 EX1 に関しては、このような低温成分が見られる原因として M86 中心に存在する低温成分の漏れ込みが考えられる。領域 SE1 では同様に M86 中心に近い領域であったが、今回は領域を広くとり統計の良いスペクトルを用いたことで、このような結果となったと考えられる。領域 EX3 では、M86 と NGC4438 を繋ぐように分布した低温成分を含んだ領域を選択したことで、このような結果となったと考えるのが自然である。実際、低温成分の $kT \sim 0.6$ keV は Ehlert et al. [2013] で報告された温度成分を再現する。領域 EX2 では、高温成分が $1.46^{+0.34}_{-0.18}$ keV、低温成分が $0.89^{+0.05}_{-0.04}$ keV を示している。さらに、領域 EX1, 3 に比べて 2 温度モデルを用いた場合の ICM の規格化定数の減少量が数倍大きい。高温成分の kT が誤差の範囲で ~ 1.8 keV まで許容すること、低温成分の規格化定数に対して高温成分の規格化定数が大きな値をとることなども考慮すれば、領域 EX2 では 2 温度モデルの高温成分は ICM を指し示していると判断できる。よって、領域 EX1, 3 は 2 温度モデル、

領域 EX2 は 1 温度モデルが適当である。また、領域を拡張したことによって精度良く元素組成を求めることができた。

表 6.8: 領域 EX1-3 の 1 温度・2 温度モデルによるスペクトルフィット結果。

Region		EX1		EX2		EX3	
r	(arcmin)	1.5-5		5-10		10-16	
$Norm_{ICM}$	($\times 10^{-2}$)	$3.58^{+0.23}_{-0.23}$	$3.31^{+0.27}_{-0.27}$	$3.15^{+0.17}_{-0.17}$	$2.66^{+0.33}_{-0.61}$	$2.79^{+0.10}_{-0.10}$	$2.71^{+0.13}_{-0.13}$
kT_1	(keV)	$0.829^{+0.007}_{-0.008}$	$0.954^{+0.025}_{-0.021}$	$0.968^{+0.011}_{-0.012}$	$1.461^{+0.339}_{-0.182}$	$0.819^{+0.020}_{-0.021}$	$0.944^{+0.504}_{-0.055}$
kT_2	(keV)	–	$0.606^{+0.061}_{-0.078}$	–	$0.889^{+0.046}_{-0.038}$	–	$0.630^{+0.818}_{-0.201}$
O	(solar)	$0.59^{+0.19}_{-0.17}$	$0.70^{+0.22}_{-0.19}$	$0.53^{+0.43}_{-0.32}$	$0.68^{+0.50}_{-0.35}$	$0.24^{+0.22}_{-0.18}$	$0.26^{+0.24}_{-0.19}$
Ne	(solar)	$2.65^{+0.44}_{-0.37}$	$1.64^{+0.41}_{-0.36}$	$2.75^{+1.10}_{-0.80}$	$1.39^{+0.51}_{-0.33}$	$0.97^{+0.37}_{-0.31}$	$0.58^{+0.41}_{-0.37}$
Mg	(solar)	$0.74^{+0.12}_{-0.10}$	$0.82^{+0.14}_{-0.12}$	$1.14^{+0.37}_{-0.26}$	$1.39^{+0.51}_{-0.33}$	$0.27^{+0.11}_{-0.10}$	$0.29^{+0.12}_{-0.10}$
Si	(solar)	$0.53^{+0.08}_{-0.07}$	$0.65^{+0.10}_{-0.09}$	$0.91^{+0.25}_{-0.18}$	$1.08^{+0.35}_{-0.23}$	$0.28^{+0.09}_{-0.08}$	$0.31^{+0.10}_{-0.09}$
S	(solar)	$0.59^{+0.15}_{-0.14}$	$0.62^{+0.15}_{-0.14}$	$1.12^{+0.37}_{-0.30}$	$1.21^{+0.45}_{-0.32}$	$0.35^{+0.23}_{-0.22}$	$0.36^{+0.21}_{-0.21}$
Fe	(solar)	$0.55^{+0.07}_{-0.06}$	$0.72^{+0.10}_{-0.08}$	$0.85^{+0.25}_{-0.16}$	$1.02^{+0.36}_{-0.22}$	$0.21^{+0.05}_{-0.03}$	$0.26^{+0.06}_{-0.05}$
$Norm_1$	($\times 10^{-2}$)	$6.82^{+0.68}_{-0.68}$	$5.13^{+0.76}_{-0.70}$	$1.66^{+0.35}_{-0.35}$	$0.71^{+0.29}_{-0.22}$	$1.77^{+0.26}_{-0.25}$	$1.34^{+0.34}_{-0.77}$
$Norm_2$	($\times 10^{-2}$)	–	$1.39^{+0.53}_{-0.40}$	–	$1.06^{+0.45}_{-0.36}$	–	$0.44^{+1.14}_{-0.23}$
$\chi^2/d.o.f.$		959/729	855/727	980/838	928/836	1039/852	1030/850
F/p-valu		–	$44.60/6 \times 10^{-19}$	–	$23.10/2 \times 10^{-10}$	–	3.80/0.023

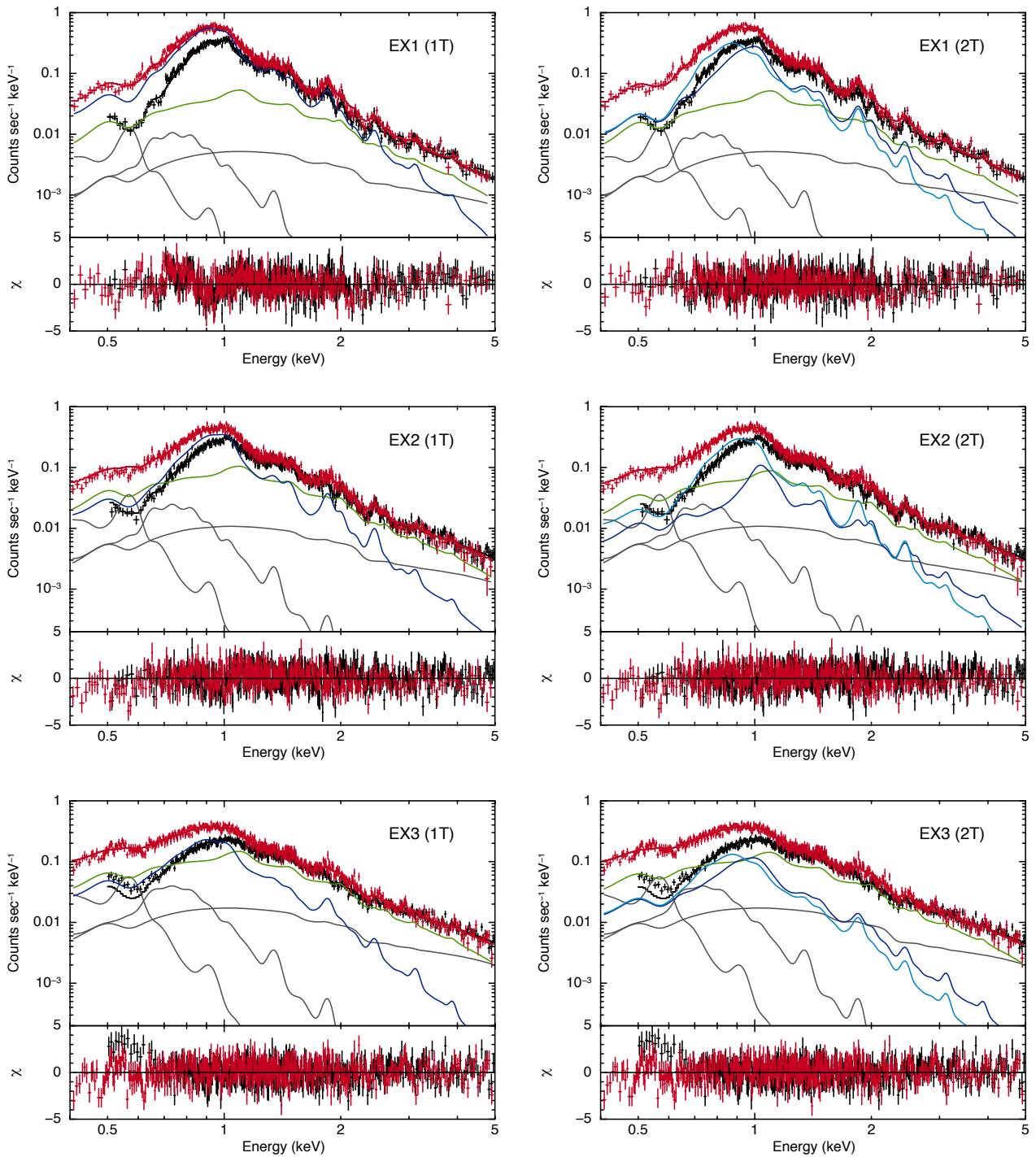


図 6.11: 領域 EX1-3 を 1 温度モデルもしくは 2 温度モデルでフィットした結果得られた、各領域のスペクトル。黒と赤の線は FI と BI スペクトルそれぞれに対するベストフィットモデルを示す。青線は $vAPEC_1$ モデル、水色線が $vAPEC_2$ モデル黄色は POW_{LMXB} 成分、緑色の線は ICM 成分を示す。灰色の線は LHB, MWH, CXB をそれぞれ示す。

6.3.4 温度・元素組成の空間分布

これまでの解析で得られた結果より、温度、元素組成、規格化定数の動径分布を調べる。南東方向に連続した領域 Center, 領域 SE1-5 を 1 温度モデルで解析した結果得られた、温度、規格化定数に加えて、これらの領域の延長線上に位置する領域 SE6 を ICM 成分と M86 から広がった放射成分を考えた 2 温度モデルの結果について、中心から動径方向への分布を図 6.12 に示す。

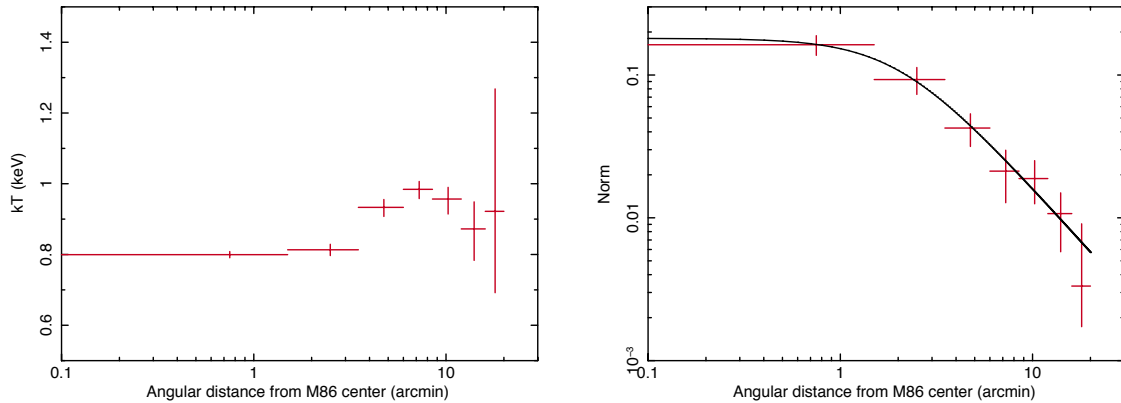


図 6.12: 1 温度モデルによる領域 Center と領域 SE1-6 のスペクトルフィットの結果得られた温度 (左) と規格化定数 (右) の動径分布。

得られた温度分布は、中心から増加していき 7 分角程度に相当する領域 SE3 で最も高温を示す。それ以降は外縁部へ向かって減少、もしくは一定である。領域による温度差は領域 Center と領域 SE3 が最大であり、0.2 keV 程度である。規格化定数は、中心から外側に向けて単調に減少し、領域 Center と領域 SE6 では 1 桁以上の差がある。また、規格化定数の分布を表面輝度分布を解析した際に用いた β モデルを当てはめると、単一の β モデルで良く再現することができ、ベストフィットパラメータは $\beta = 0.42^{+0.17}_{-0.09}$, $r_0 = 2.0^{+2.1}_{-1.3}$, $S_0 = 0.18^{+0.09}_{-0.05}$ が得られた。この結果は、表面輝度分布を β モデルによって解析した結果を非常によく再現する。

次に、領域 Center, 領域 SE1-5, 領域 EX1-3 で得られた元素組成の動径分布を、元素毎に図 6.13 に示す。領域 Center と領域 EX1-3 は 1 温度・2 温度モデルの結果、領域 SE1-5 は 1 温度モデルによる結果のみを示す。

元素組成の分布は、どの元素についても同様の分布をしている。10 arcmin まではほぼ一様な分布をしており、領域 EX3 に相当する >10 arcmin で減少する。SE 領域を用いた結果でも外縁部で元素組成が減少傾向であるとの見かたもできるが、領域 EX に拡張して統計を良くしたことで、外縁部での元素組成の減少がはっきりと確認できた。

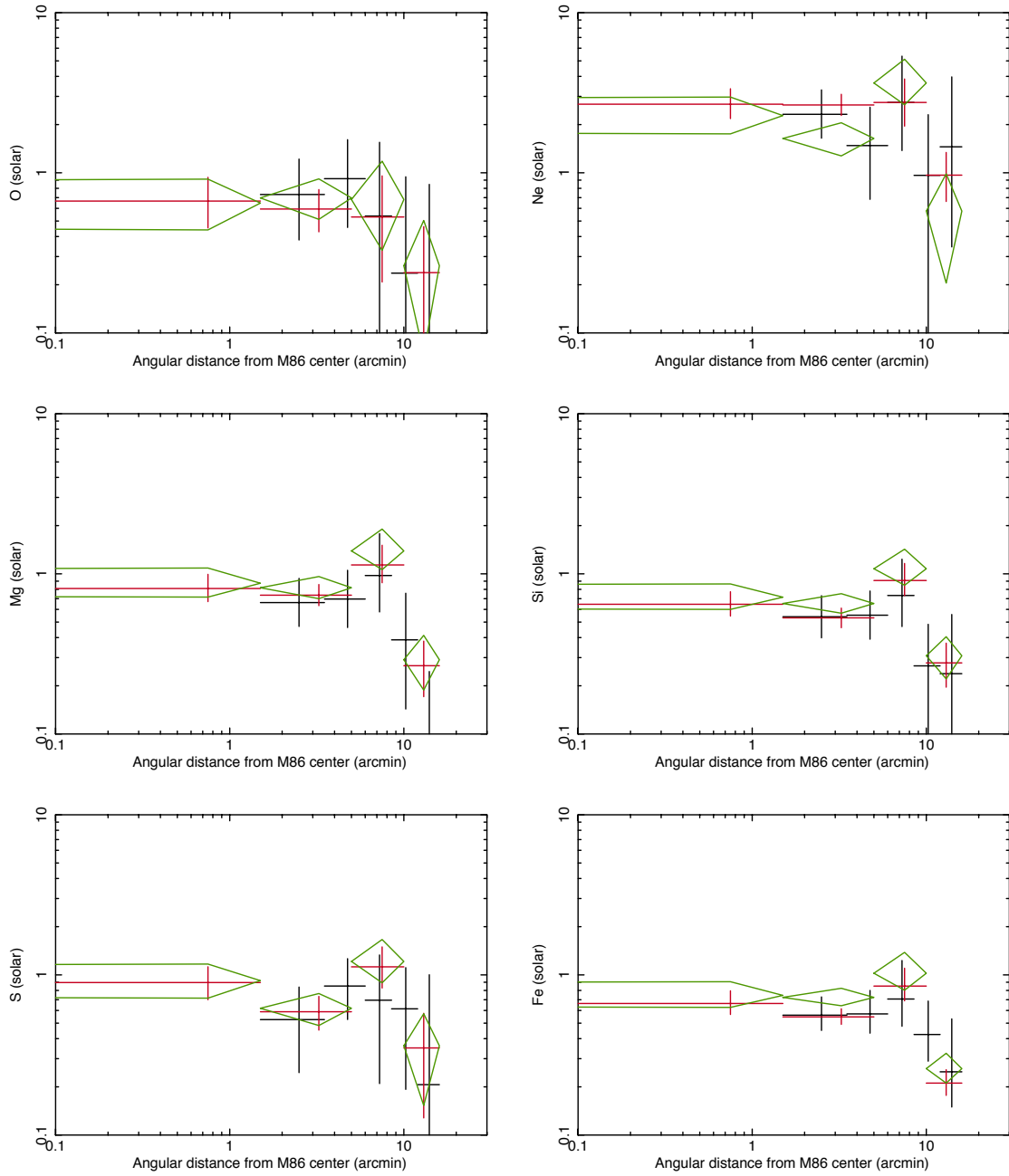


図 6.13: 1 温度・2 温度モデルによるスペクトルフィットの結果得られた、領域 Center と領域 EX1-3 の α 元素の動径分布。赤のプロットが 1 温度モデル、緑のプロットが 2 温度モデルで得られた結果である。黒のプロットは、領域 SE1-5 の 1 温度モデルで得られた結果である。

6.3.5 2 温度同時フィット

領域 Center と領域 SE1-5 は中心から連続に続く領域であり、これまでの 1 温度もしくは 2 温度モデルによるスペクトル解析では、M86 中心に相当する領域 Center で 2 温度、その他の領域は 1 温度モデルで上手く説明出来ることが分かった。しかし、これらの領域を個別に解析した場合には、本来複数の温度成分が存在している場合でも放射率の低い成分は埋もれてしまうために、統計上 1 成分とみなしてしまう。そこで、これらの領域 Center, SE1-5 に加えて、これらの領域の延長線上に位置する領域 SE6 を加えた 7 領域を一括で解析することを試みた。全ての領域に 2 温度モデルを当てはめ、低温成分と高温成分、さらに ICM 成分の 3 成分の規格化定数のみを各領域毎に、その他の温度、銀河系成分の規格化定数などは全ての領域で共通のパラメータとした。しかし、高温・低温成分の元素組成を全て独立に求めることは統計的に難しいため、高温成分の元素組成は O, Ne, Mg, Si, S を Fe と共通とした。さらに、領域 Center のみ LMXB からの寄与が存在するため power-low 成分を追加しており、ICM のような数 keV の高温成分と規格化定数が強く相関してしまうため、独立に求めることは難しいので、領域 Center は ICM の Normalization を領域 SE1 と共通とした。また、領域 SE3-6 では低温成分の寄与が見られなかったため、1 温度モデルとした。

結果を図 6.14 に、ベストフィットパラメータを表 6.9 にそれぞれ示す。

この結果、高温成分と低温成分の温度はそれぞれ $kT_{\text{loT}} = 0.776^{+0.016}_{-0.019}$, $kT_{\text{hiT}} = 0.990^{+0.012}_{-0.012}$ が得られた。元素組成は高温成分で $Z_{\alpha} = 0.52^{+0.14}_{-0.10}$ solar が得られた。低温成分の元素組成は Fe に関しては $Z_{\text{Fe}} = 0.85^{+0.30}_{-0.16}$ solar と、高温成分より高い値が得られた。また、Ne/Fe の値に関してはやはり 3 を超えるような大きな値を得た。ICM については $kT \sim 2.1$ keV が得られ、領域 SE6 をバックグラウンド領域として解析した結果と同等の値を得た。ICM の規格化定数については全ての領域で誤差の範囲で一致していることから、本解析で用いた領域程度のスケールでは一様に分布していると考えられる。

表 6.9: 領域 Center と領域 SE1-6 を同時に 2 温度モデルでフィットした結果. 高温成分の元素組成を Fe の値にリンクした場合.

Temperature and Abundance					
Parameter		lo Temp	hi Temp	ICM Temp	
kT	(keV)	$0.776^{+0.016}_{-0.019}$	$0.990^{+0.012}_{-0.012}$	$2.106^{+0.102}_{-0.071}$	
O	(solar)	$0.91^{+0.49}_{-0.30}$	=Fe		
Ne	(solar)	$3.33^{+1.26}_{-0.71}$	=Fe		
Mg	(solar)	$1.02^{+0.39}_{-0.22}$	=Fe		
Si	(solar)	$0.77^{+0.27}_{-0.16}$	=Fe		
S	(solar)	$1.05^{+0.46}_{-0.30}$	=Fe		
Fe	(solar)	$0.85^{+0.30}_{-0.16}$	$0.52^{+0.14}_{-0.10}$	(0.27)	
Normalization					
region	unit	lo Temp	hi Temp	ICM	PO _{LMXB}
Center	($\times 10^{-2}$)	$10.70^{+3.13}_{-3.27}$	$4.33^{+2.59}_{-2.38}$	$2.95^{+0.58}_{-0.57}$	$0.401^{+0.060}_{-0.059}$
SE 1	($\times 10^{-2}$)	$4.39^{+1.38}_{-1.38}$	$3.92^{+1.59}_{-1.47}$	=Center	–
SE 2	($\times 10^{-2}$)	$0.82^{+0.36}_{-0.31}$	$3.53^{+0.81}_{-0.78}$	$2.94^{+0.39}_{-0.38}$	–
SE 3	($\times 10^{-2}$)	–	$2.90^{+0.55}_{-0.55}$	$2.74^{+0.33}_{-0.32}$	–
SE 4	($\times 10^{-2}$)	–	$1.77^{+0.35}_{-0.35}$	$2.90^{+0.23}_{-0.23}$	–
SE 5	($\times 10^{-2}$)	–	$0.84^{+0.20}_{-0.18}$	$3.28^{+0.17}_{-0.18}$	–
SE 6	($\times 10^{-2}$)	–	$0.13^{+0.09}_{-0.08}$	$3.67^{+0.15}_{-0.15}$	–
$Norm_{LHB}$	($\times 10^{-3}$)	$9.62^{+1.42}_{-1.41}$	$Norm_{MWH}$	($\times 10^{-3}$)	$1.90^{+0.36}_{-0.36}$
$\chi^2/\text{d.o.f.}$	3133/2851				

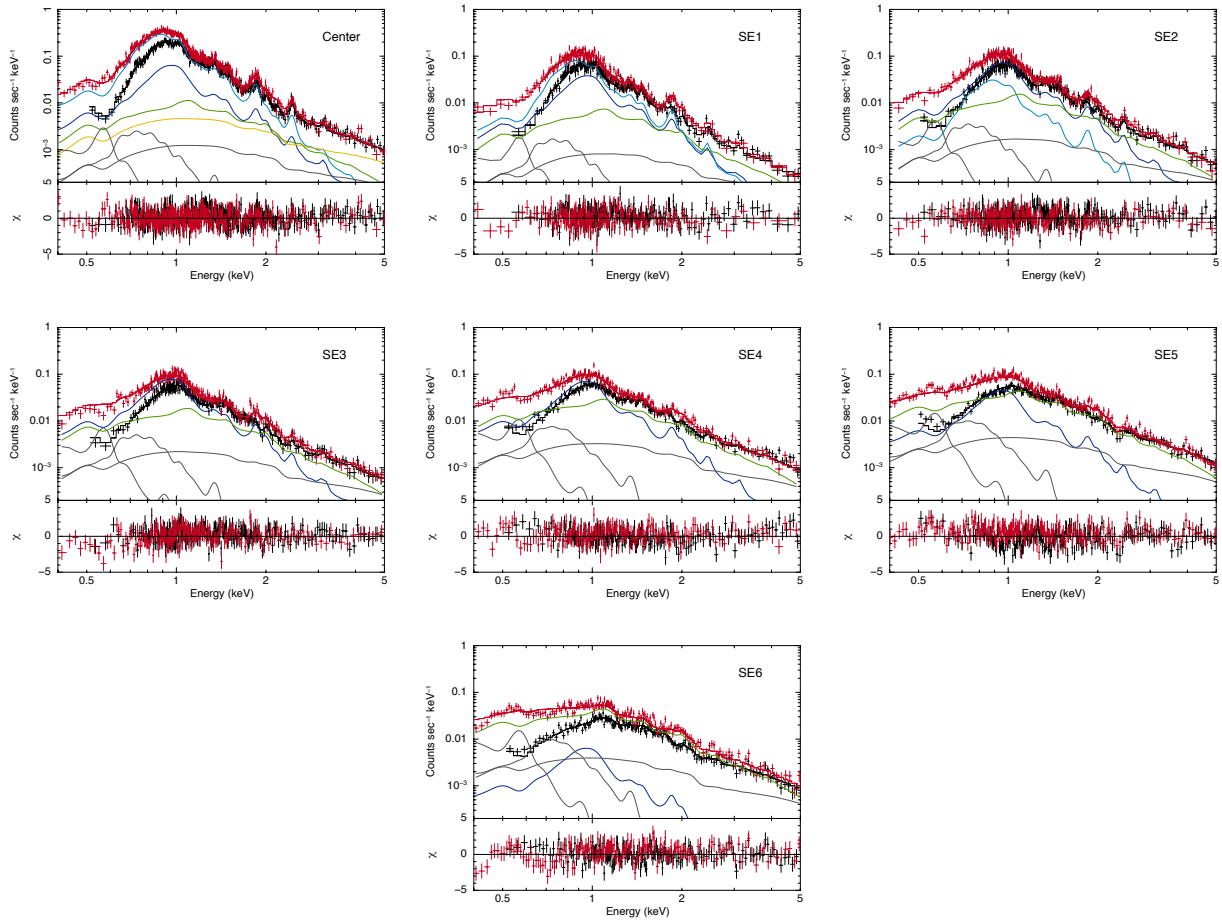


図 6.14: 高温成分の元素組成を Fe の値にリンクした場合に領域 Center と領域 SE1-6 を同時に 2 温度モデルでフィットした結果得られた各領域のスペクトル。黒と赤の線は FI と BI スペクトルそれぞれに対するベストフィットモデルを示す。青線は高温成分の ν APEC モデル、水色線は低温成分の ν APEC モデル、黄色は POW_{LMXB} 成分、緑色の線は ICM 成分を示す。灰色の線は LHB, MWH, CXB をそれぞれ示す。

6.4 Plume, Tail 領域

6.4.1 1 温度・2 温度モデル

領域 Plume と領域 Tail から抽出したスペクトルを 1 温度モデルと 2 温度モデルのそれぞれでフィットした。モデルは 6.3.1 節で定義した、 ν APEC を用いた 1 温度モデル、または 2 温度モデルを仮定した。バックグラウンドモデルに関しても同様である。

得られた結果を図 6.15 に、ベストフィットパラメータを表 6.10 に示す。

表 6.10: 領域 Plume と領域 Tail を 1 温度モデルでフィットした結果。

Model		1T		2T	
Region		Plume	Tail	Plume	Tail
$Norm_{ICM}$	($\times 10^{-2}$)	$2.10^{+0.50}_{-0.51}$	$3.01^{+0.58}_{-0.58}$	$0.15^{+1.29}_{-0.15}$	$1.34^{+2.01}_{-1.31}$
kT_{1T}	(keV)	$0.861^{+0.010}_{-0.007}$	$0.995^{+0.010}_{-0.011}$	$0.861^{+0.011}_{-0.007}$	$0.996^{+0.010}_{-0.011}$
kT_{2T}	(keV)	–	–	>3.801	>2.447
O	(solar)	$0.75^{+0.33}_{-0.27}$	$1.29^{+0.93}_{-0.58}$	$0.58^{+0.27}_{-0.21}$	$0.96^{+0.83}_{-0.45}$
Ne	(solar)	$2.67^{+0.72}_{-0.57}$	$3.64^{+2.04}_{-1.34}$	$2.10^{+0.62}_{-0.42}$	$2.69^{+1.95}_{-1.11}$
Mg	(solar)	$1.22^{+0.27}_{-0.21}$	$1.70^{+0.77}_{-0.45}$	$1.01^{+0.23}_{-0.15}$	$1.33^{+0.79}_{-0.37}$
Si	(solar)	$0.81^{+0.16}_{-0.13}$	$1.24^{+0.50}_{-0.30}$	$0.70^{+0.14}_{-0.10}$	$0.99^{+0.52}_{-0.25}$
S	(solar)	$0.99^{+0.25}_{-0.22}$	$1.32^{+0.58}_{-0.40}$	$0.87^{+0.21}_{-0.17}$	$1.06^{+0.35}_{-0.33}$
Fe	(solar)	$0.91^{+0.17}_{-0.13}$	$1.38^{+0.58}_{-0.33}$	$0.72^{+0.16}_{-0.07}$	$1.04^{+0.65}_{-0.26}$
$Norm_{1T}$	($\times 10^{-2}$)	$10.23^{+1.51}_{-1.50}$	$4.19^{+1.19}_{-1.19}$	$12.69^{+1.31}_{-2.13}$	$5.55^{+1.89}_{-2.08}$
$Norm_{2T}$	($\times 10^{-2}$)	–	–	$0.79^{+0.23}_{-0.38}$	$0.60^{+0.72}_{-0.62}$
$\chi^2/d.o.f.$		600/566	441/422	593/564	440/420

2 温度モデルの場合には一方の温度成分が非常に高温となり、意味のある結果は得られなかった。この結果を見る限りではこれらの領域を 2 温度モデルで表すことは出来ず、1 温度モデルが適当であるか、もう一温度を区別するだけの統計ではないということが示唆される。

1 温度モデルを用いた解析の結果、各領域の温度は、領域 Plume で $kT = 0.861^{+0.010}_{-0.007}$ keV、領域 Tail で $kT = 0.995^{+0.010}_{-0.011}$ keV が得られ、いずれの領域も領域 Center で得られた温度に対してより高温を示す結果となった。

領域 Plume の元素組成は Fe の値で $0.91^{+0.17}_{-0.13}$ solar が得られ、領域 Center を 2 温度モデルで解析して得られた結果と誤差の範囲で一致する。領域 Tail では $Z_{Fe} = 1.38^{+0.58}_{-0.33}$ solar が得られ、これは領域 Center より誤差を考えても高い値を示した。しかし、ICM の規格化定数と kT の不定性を考えた場合には、領域 Tail の Fe の元素組成は 90%信頼区間で 0.72 solar まで許容される。図 6.16 に ICM 温度と Fe の元素組成のコントラストを示した。現実的な ICM 温度の $kT \sim 2.5$ keV とすれば、Fe の元素組成の 90%下限値は ≤ 0.9 となる。したがって、領域 Plume と領域 Tail では領域 Center に対して元素組成がより大きな値となる傾向は見られたものの、ICM の温度がより高温である状況を考えて場合には、明確にこれ

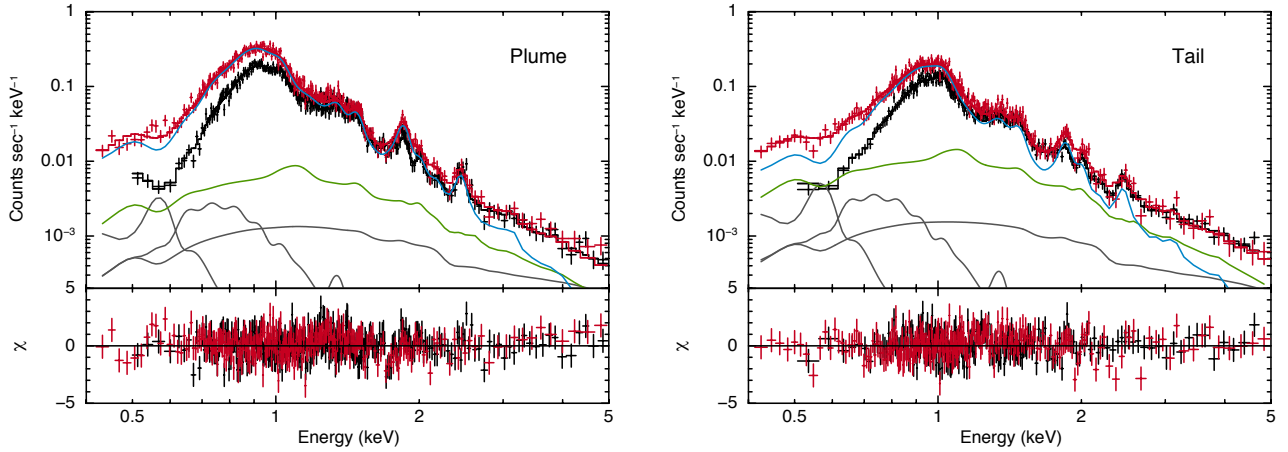


図 6.15: 領域 Plume と領域 Tail を 1 温度モデルでフィットした結果得られた各領域のスペクトル. 黒と赤の線は FI と BI スペクトルそれぞれに対するベストフィットモデルを示す. 水色線は vAPEC モデル, 黄色は POW_{LMXB} 成分, 緑色の線は ICM 成分を示す. 灰色の線は LHB, MWH, CXB をそれぞれ示す.

らの領域で差異が生じているとは言い切れない.

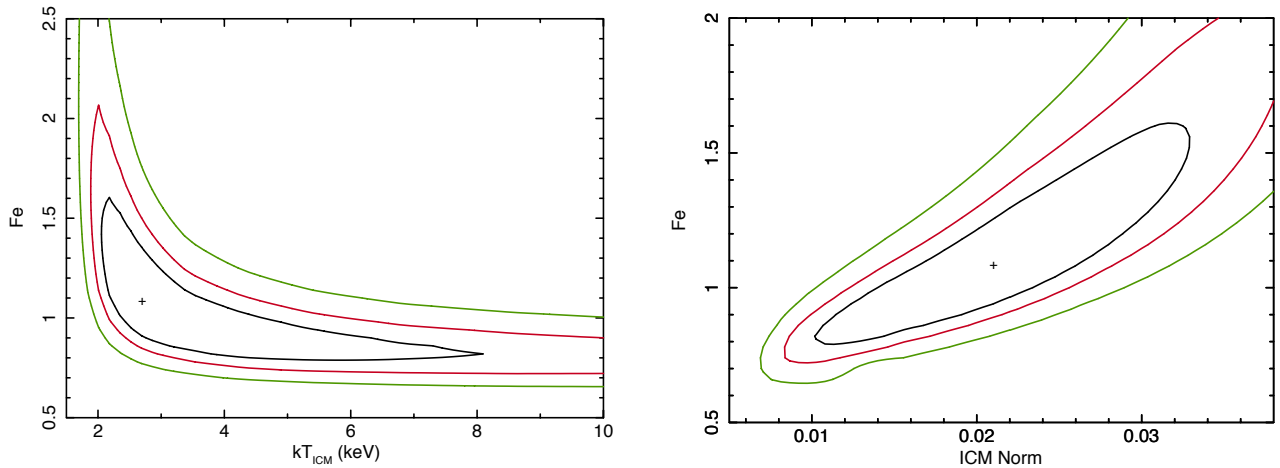


図 6.16: 領域 Tail の 1 温度モデルによる解析において, ICM の規格化定数と kT をフリーパラメータとした場合に得られる kT_{ICM} と Norm_{ICM} に対する Fe のコントアマップ.

Ne の元素組成に注目すると, 領域 Plume, Tail でもまた Fe 比が 3 を示している. ここで, 領域 Center と同様に α 元素を全て共通の値にした場合と, Ne のみを個別にした場合を比較する. 結果を表 6.11 に示す. この結果, Ne のみを個別のパラメータとすることで χ^2 が明らかに改善した.

表 6.11: 元素組成を Fe の値にリンクした場合と, Ne のみを個別のフリーパラメータとした場合に, 領域 Plume と領域 Tail を 1 温度モデルでフィットした結果.

Region		Plume	Plume	Tail	Tail
$Norm_{\text{ICM}}$	($\times 10^{-2}$)	$1.53^{+0.47}_{-0.47}$	$2.00^{+0.47}_{-0.48}$	$2.72^{+0.48}_{-0.48}$	$2.87^{+0.48}_{-0.49}$
kT	(keV)	$0.894^{+0.008}_{-0.008}$	$0.868^{+0.012}_{-0.010}$	$1.010^{+0.007}_{-0.007}$	$0.998^{+0.009}_{-0.010}$
Ne	(solar)	=Fe	$2.27^{+0.59}_{-0.50}$	=Fe	$3.12^{+1.51}_{-1.11}$
O,Mg,Si,S,Fe	(solar)	$0.87^{+0.12}_{-0.10}$	$0.86^{+0.13}_{-0.10}$	$1.26^{+0.36}_{-0.24}$	$1.27^{+0.39}_{-0.25}$
$Norm$	($\times 10^{-2}$)	$11.73^{+1.29}_{-1.28}$	$10.98^{+1.30}_{-1.29}$	$4.88^{+1.01}_{-1.01}$	$4.57^{+1.02}_{-1.02}$
$\chi^2/\text{d.o.f.}$		659/571	632/570	459/427	449/426
F/p-value			$24.56/1 \times 10^{-6}$		9.00/0.003

第7章 議論

7.1 Plume, Tail形成の起源

領域 Center, 領域 Plume, 領域 Tail の3領域では, 非常に似通ったスペクトルを示しており, 特に 1 keV 付近の Fe-L 輝線, Ne-K 輝線による構造は外縁部で得られるスペクトルと比べると明らかに強い放射成分の存在が見てとれる. これは, M86 の ISM をはつきりと捉えていることを示している. 領域 Center の温度は $kT = 0.88 \pm 0.03$ keV と ~ 0.6 keV の2温度で良く表現でき, 領域 Plume と領域 Tail の温度はそれぞれ $kT = 0.86 \pm 0.01$ と $kT = 1.01 \pm 0.01$ keV であり, 領域 Tail ではわずかに高温を示した.

スペクトル解析の結果得られた規格化定数より, 領域 Center, 領域 Plume, 領域 Tail でのガス質量を見積もる. 密度は一様であると仮定する. 領域 Center, 領域 Plume, 領域 Tail のそれぞれの体積を半径 1.5' の球体, 長軸 2.73', 短軸 1.19' の長楕円体, 底面の直径を 3.4', 高さ 4.07' とする円筒形とすれば, 密度は $n_{\text{Center}} = 7.1 \times 10^{-3} \text{ cm}^{-3}$, $n_{\text{Plume}} = 6.4 \times 10^{-3} \text{ cm}^{-3}$, $n_{\text{Tail}} = 3.1 \times 10^{-3} \text{ cm}^{-3}$ となる. さらに, これらの値から各領域でのガスの質量は, $M_{\text{Core}} = 3.9 \times 10^8 M_{\odot}$, $M_{\text{Plume}} = 4.0 \times 10^8 M_{\odot}$, $M_{\text{Tail}} = 4.5 \times 10^8 M_{\odot}$ が得られる. 実際には, 各領域での視線方向の距離は天球面上に投影された大きさと同程度であるとして体積を推定しているため, 大きな不定性は排除しきれない. しかし, 領域 Plume のガスは領域 Center と同程度の質量を持っており, これは Randall et al. [2008] で報告されたガス質量とコンシステントな結果である. 領域 Tail でも, 領域 Center と同程度のガス質量を持っているが, Randall et al. [2008] で報告された質量の 1/4 程度である. この違いは, すぎく衛星での観測では M86 から伸びる X 線 Tail を含む領域を ~ 30 kpc 程度までしかカバーできていないことが原因と考えられる.

各領域の元素組成については, Fe の値が元素組成の典型的な値を示しているとする, 領域 Center では $Z_{\text{Fe,Center}} = 0.75^{+0.16}_{-0.12}$ であり, 領域 Plume では $Z_{\text{Fe,Plume}} = 0.91^{+0.17}_{-0.13}$ と誤差の範囲で領域 Center と一致する. さらに領域 Tail では $Z_{\text{Fe,Tail}} = 1.38^{+0.58}_{-0.33}$ となり領域 Plume とは誤差の範囲で一致する.

ICM 温度にばらつきがあつて Tail 付近では $kT \sim 2.5$ keV であるとすれば, Tail での鉄の元素組成の下限は ~ 0.9 となり, Ehlert et al. [2013] で示されているように Plume や Tail で鉄の量が多いという傾向は見られるものの, Suzaku の結果からは有意であるとは言えない.

これは, Ehlert et al. [2013] で示された Plume での元素超過と同様の傾向である.

これらの3領域の解析では, Suzaku 衛星による観測結果と XMM-Newton 衛星や Chandra 衛星の結果とはコンシステントであった. しかしながら, α 元素の Fe に対する比率は Ne 以外が ~ 1 太陽組成を示し, Ne/Fe のみ ~ 3 太陽組成であることを, Suzaku 衛星の観測により示した. 3つの領域で元素組成比が一致していることから, Plume, Tail における X 線放射成分は M86 中心から広がったものであると推察することができる. これらの結果は, 元素組成比の新たな知見を加えて, M86 中心に位置するガス成分が ICM との相互作用によって剥ぎ取られたことで Plume, Tail 領域を形成するプロセスを支持するものである.

7.1.1 アバundanceパターンと重元素合成

銀河ガスに含まれる重元素は、星の内部で生成された重元素が、超新星爆発によって銀河ガスに供給されたものである。Center, Plume, Tailの3領域では、全て同じアバundanceパターンを示している。これらの領域のスペクトルは、おおよそ1 keVで最も強く放射している様子が見られるが、このような構造は主に1 keV程度の温度を持ったFe-L輝線が密集して形成されているため、Fe, Neの存在量とプラズマ温度に依存する。プラズマ温度がより高温であれば、Fe, Neの輝線強度は減少し、同時に高エネルギー側へピークが推移する。本解析で用いた元素組成はLodders [2003]により与えられた値を用いているが、Neの値に関しては例えばAnders and Grevesse [1989]で示される値より60%低い値である。さらに、Lodders et al. [2009]ではNeの元素組成が改訂されてAnders and Grevesse [1989]などが示す組成比に近いものとなった。しかしながら、これらの新しい値を用いたとしても、NeのFeに対する比率が2-3倍以上であることには変わらない。

Konami et al. [2014]では17の早期型銀河について元素組成比を求めており、そのうちいくつかの銀河で、このような特徴的なNeの元素組成が見られる。図7.1にKonami et al. [2014]で示されたISMの温度とNe/Feの関係を示す。この結果を見ると、特に0.7 keV以上の高温となる場合にNe/Feが2 solar以上となることが示唆される。

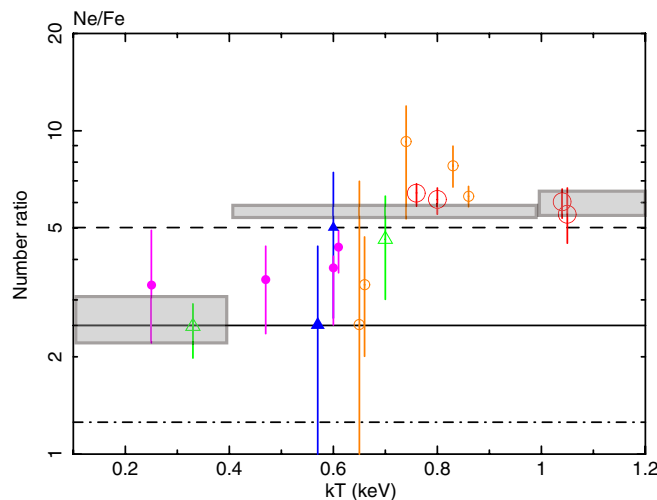


図 7.1: 早期型銀河のガス温度に対する、Ne/Feの数比 [Konami et al., 2014]. 黒の実線と破線はそれぞれ、Lodders [2003]により与えられた太陽組成比を用いた場合に、NeがFeに対して1, 2 solarであることを示す。

Ia型超新星爆発とコア崩壊型超新星爆発からこれらの元素が生成されるとすれば、2つの超新星爆発によって生成される元素の組成比を組み合わせることで、このような元素組成比を説明することができるはずである。しかしながら、現在知られているIa型、II型超新星爆発により生成される元素組成比ではNeのみを3太陽組成とし、他の元素を1太陽組成とするようなモデルはなく、これらのモデルの組み合わせでも説明できない。典型的な超新星爆発ではNeの元素組成比を説明できないことから、Neの元素組成には非常に大きな系統誤差が存在していることからこのような違いが生じているとされた [Konami

et al., 2014]. そこで、今回はモデルによる不定性を評価するために、使用した APEC モデルを構成する元素輝線のデータベースを調べることで、この原因を追求した。

1 keV 付近での Ne からの放射は $\text{Ne}_X \text{Ly}\alpha$ 線による 1022 eV の輝線が強く現れる。AtomDB によれば、 $kT \sim 0.8$ keV のときに、放射率が $\text{Ne}_X \text{Ly}\alpha$ 線に匹敵するほど強い Fe-L 輝線 ($\text{Fe}_{XXI} 2p^1 3d^1 \rightarrow 2p^2$) が 1009 eV に存在する。図 7.2 に 1022 ± 20 eV のエネルギー帯での $\text{Ne}_X \text{Ly}\alpha$ 輝線と Fe-L 輝線の放射率を示す。このエネルギー帯は、XIS のエネルギー分解能は 1 keV で 85 eV (FWHM) であることから、 $\text{Ne}_X \text{Ly}\alpha$ 線の $\pm 1\sigma$ をカバーする範囲を選んでいる。プラズマ温度が 0.8 keV の場合、1009 eV における $\text{Fe}_{XXI} 2p^1 3d^1 \rightarrow 2p^2$ の放射率は $\text{Ne}_X \text{Ly}\alpha$ と同じとなり、Fe-L 輝線の全ての放射率はさらに約 3 倍となる。プラズマ温度が ~ 0.7 keV を超えると 1022 eV 付近での Fe-L 輝線の全放射率は増加し始め、 $\text{Ne}_X \text{Ly}\alpha$ 輝線の放射率は減少し始めている。これは、Konami et al. [2014] 中で示された ISM の kT が 0.7 keV より高くなる場合に、Ne の元素量が超過して見えることを説明できる。つまり、Fe-L 輝線の放射率による不定性が存在する場合には、Ne の元素量は太陽組成の 3 倍である必要はなくなる。

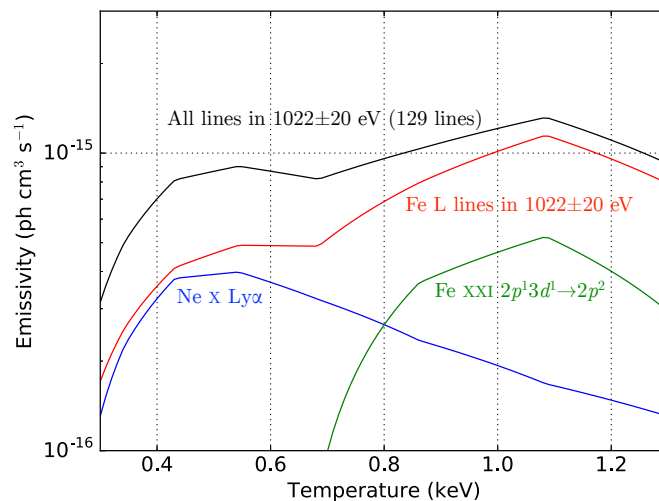


図 7.2: AtomDB より得た、 1022 ± 20 eV のエネルギー帯での $\text{Ne}_X \text{Ly}\alpha$ 輝線と Fe L 輝線の放射率の温度依存性。

しかしながら、スペクトルに見られる輝線構造を説明するには、Fe-L 輝線にその他の元素とは違った特徴を含める必要があるため、領域 Tail, 領域 Plume で観測される元素組成比と M86 中心に位置する領域 Center での元素組成比が、特徴的なパターンを示していることには変わらない。

別のプラズマモデルによる検証

AtomDB を元に構成された APEC モデルを用いた場合に、Ne を過大評価する可能性を示した。そこで、実際に APEC モデル以外のプラズマモデルを用いた場合を一例だけであるが確認する。

スペクトル解析には、これまでに使用した XSPEC ではなく SPEX[Kaastra et al., 1996] を用いる。SPEX 独自のプラズマモデルとして用意された、collisional ionisation equilibrium model (Cie) を用いる。このモデルは、vAPEC 同様に、プラズマ温度、各元素の元素量をフリーパラメータとするモデル

である。また、銀河系の星間ガスによる光電吸収には `comptonisation model (Comt)` を用いる。Cie モデルにおいても、これまでの解析と同様に、Lodders [2003] で与えられる太陽組成を用いる。

簡単のため、Fe に対する Ne の元素量の増加が顕著に見られた領域 Center の XIS1 によって得られたスペクトルを用い、エネルギー帯域は 0.6–2.0 keV のみを使用する。さらに、バックグラウンドや前景放射成分は考えずに、最も基本的で簡単な 1 温度モデルを採用する。よって、XSPEC、SPEX のそれぞれで用いるモデルは、以下ようになる。

$$\text{XSPEC} : \text{phabs} \times \text{vAPEC} \quad (7.1)$$

$$\text{SPEX} : \text{Comt} \times \text{Cir} \quad (7.2)$$

フリーパラメータを、 kT , Ne, Mg, Si, Fe, 規格化定数の 6 つとしてスペクトルフィットを行った。スペクトルフィット結果を図 7.3 に、ベストフィットパラメータ表 7.1 に示す。Cie モデルを用いた場合と `vAPEC` を用いた場合のいずれも、温度と元素量は誤差の範囲で一致した。規格化定数に関しては、定義が異なるため直接の比較は難しい。Ne/Fe の値についても、同等の値となった。よって、この結果からは Ne の元素量が大きく見られることがプラズマコード、とりわけ AtomDB のみの問題であると示すことは出来ない。

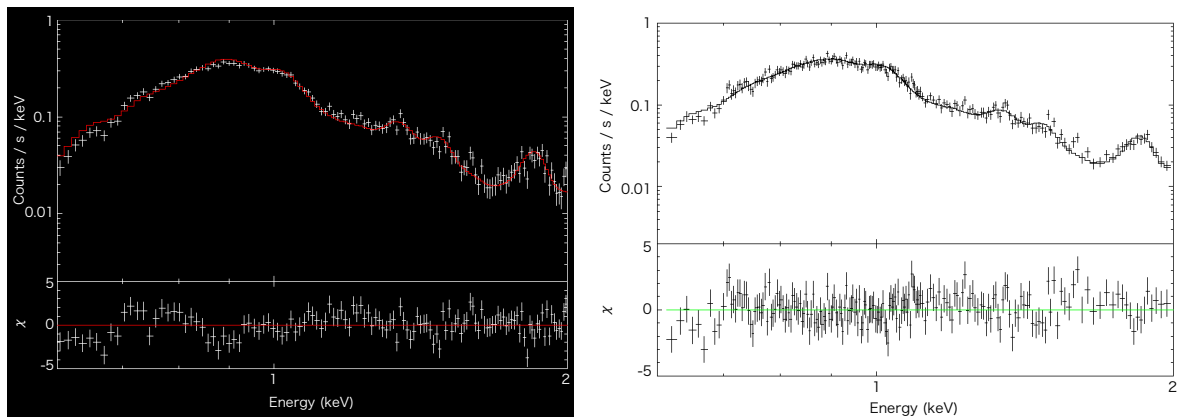


図 7.3: 領域 Center の XIS1 スペクトルを Cie モデル (左) と `vAPEC` モデル (右) でフィットした結果。

7.2 広がった X 線放射

7.2.1 質量分布

ガス質量

スペクトル解析の結果、M86 中心から 100 kpc 離れた領域 SE6 においても ICM とは別の低温のガス成分が存在していることが分かった。また、イメージ解析によって表面輝度分布を β モデルで表現した

表 7.1: 領域 Center を Cie モデル (左) と vAPEC モデル (右) でフィットした結果得られた, ベストフィットパラメータ.

Model	Cie (SPEX)	vAPEC (XSPEC)
kT (keV)	$0.801^{+0.014}_{-0.014}$	$0.804^{+0.013}_{-0.013}$
Ne	$1.76^{+0.43}_{-0.39}$	$2.23^{+0.48}_{-0.44}$
Mg	$0.89^{+0.16}_{-0.14}$	$0.85^{+0.16}_{-0.14}$
Si	$0.64^{+0.10}_{-0.09}$	$0.64^{+0.11}_{-0.10}$
Fe	$0.41^{+0.04}_{-0.04}$	$0.52^{+0.05}_{-0.05}$
$Norm$	25432^{+1803}_{-1771}	$0.205^{+0.015}_{-0.015}$
Ne/Fe	$4.27^{+1.13}_{-1.03}$	$4.33^{+1.03}_{-0.93}$

場合にも, 中心から広がるガスの分布は 100 kpc 程度までの広がりをもっていた. 本論文で使用したデータからはそれ以上まで離れた領域まで X 線ガスの広がりを直接的に評価することはできない. しかし, 実際には M86 から広がったガスは有限の大きさを持っているため, これらのガス成分の総質量を知る上では大きさを評価する必要がある. そこで, 中心からある一定の距離までの広がりを仮定した場合に, 表面輝度分布がどのように観測されるのかを計算することで, 実際にどの程度の広がりを持っているのかを評価した. M86 から広がるガスが球対称である場合には, 図 7.4 に示すようなジオメトリを考えることで, 中心からの密度分布を与えたときの表面輝度を計算することができる. 密度の 3 次元の分布は $0 \leq r \leq R$ の範囲内で β モデルによって表される. 中心から θ 離れた位置での表面輝度 $S(\theta)$ は密度の 2 乗を視線方向の距離 $2\sqrt{R^2 - d^2 \sin^2 \theta}$ だけ積分することで得られるので,

$$S(\theta) \propto 2 \int_0^{\sqrt{R^2 - d^2 \sin^2 \theta}} n^2 \left(\sqrt{x^2 + d^2 \sin^2 \theta} \right) dx \quad (7.3)$$

と表すことができる. これらの計算によって, 中心から R だけ広がったガスを観測した場合に予想される表面輝度分布と実際の表面輝度分布を比較した結果を図 7.5 に示す. ただし, ここでの計算は Sector 4 の結果である $\beta = 0.44$, $\theta_0 = 1.8$ arcmin を用いることとし, ガスの広がりには $R = 100$ kpc, 150 kpc, 200 kpc の 3 通りについて行った.

$R = 100$ kpc の場合には, 観測結果から得られた β モデルに対して, 計算された表面輝度分布は $\theta > 5$ arcmin から減少してゆき, $\theta = 20$ arcmin で $1/4$ となり, モデルを再現していない. $R = 150, 200$ kpc の場合には $\theta = 20$ arcmin の位置ではモデルとの比がそれぞれ 0.72, 0.84 となり, モデルを良く再現する. つまり, 中心から広がったガスが β モデルに従って分布しているとすれば, 実際には 20 arcmin よりさらに外側までガスが広がっていることとなる.

イメージ解析の結果, 中心から広がるガスの表面輝度分布は典型的な楕円銀河より β が小さく, ガスが緩やかに広がっていると考えられる. このような状況では, 領域 Center では半径 1.5 arcmin より外側に存在するガスからの放射がそれなりの寄与を持ち, その影響を無視できない可能性がある. そこで, Sector 2, 3, 4, 6 の表面輝度分布と SE 領域のスペクトル解析で得られた規格化定数の分布を β モデルでフィットすることで得られた密度分布を用いて, 領域 Center でのガス密度を再評価した. 図 7.6 に β モデルで得られた密度の 2 乗値とそれらを中心から動径方向へ向かう線上に沿って積分した値を示す. こ

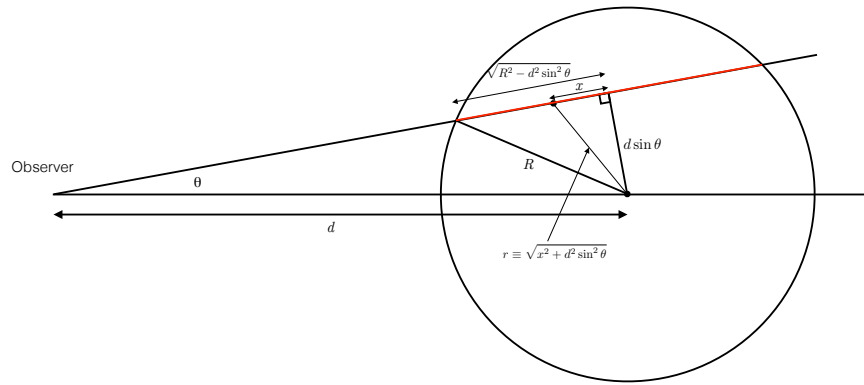


図 7.4: 旧対称に広がったガスを観測した場合の、中心から 3 次的に広がる密度分布と視線方向の奥行きとの関係。

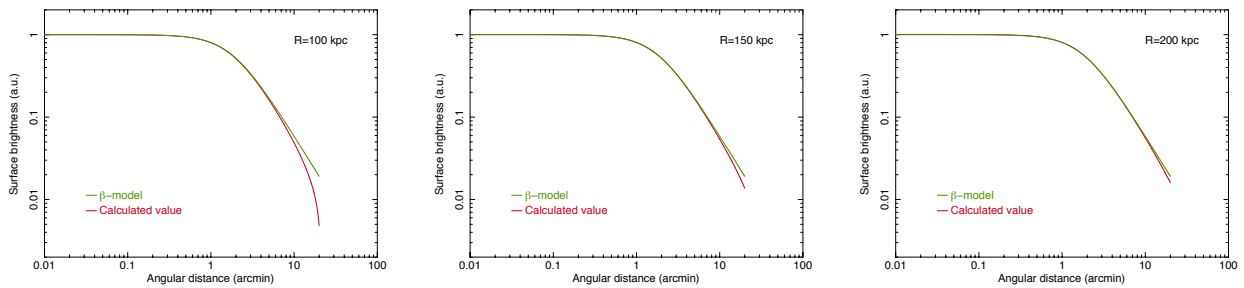


図 7.5: M86 から広がるガスが $R = 100, 150, 200$ kpc まで広がっている場合に観測される表面輝度分布の計算値 (赤) と実際に観測された Sector 2 の表面輝度分布 (緑)。

のとき、密度 2 乗値の分布は中心の密度が 1 となるようにスケールしている。M86 から広がる X 線放射

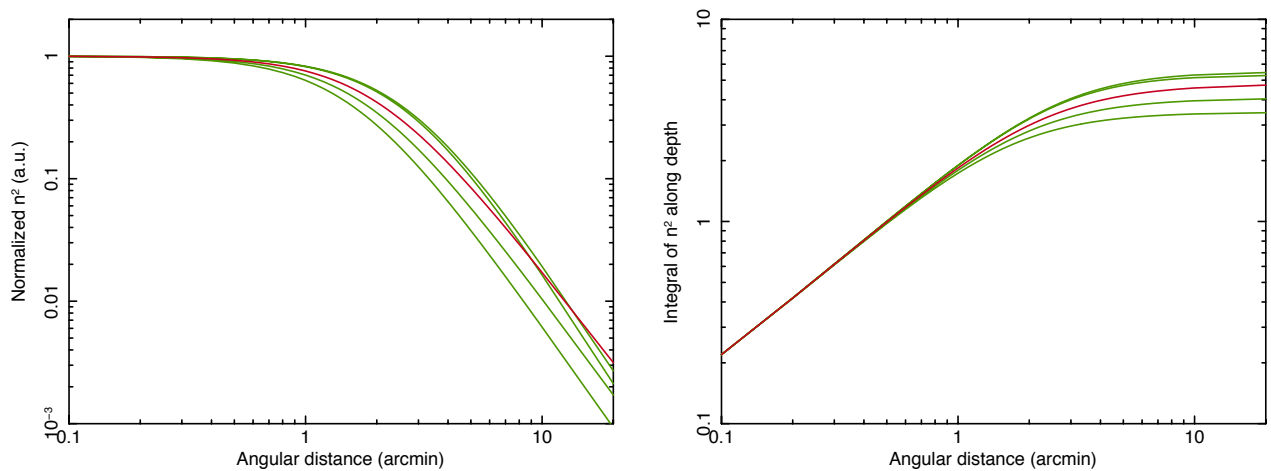


図 7.6: β モデルより求めた密度 2 乗分布 (左) と密度 2 乗を中心から動径方向への線に沿って積分した値 (右)。密度 2 乗値の分布は、中心の密度が 1 となるようにスケールした。

領域が 100–300 kpc の間まで広がっていると仮定して、視線方向と動径方向へ密度の 2 乗値を積分した場合、中心から 1.5 arcmin の球を仮定した場合より 1.27–2.39 倍大きな値が得られた。これは、中心から 1.5 arcmin の球体を仮定した場合には視線方向への広がりを無視しているためである。よって、実際にスペクトル解析から得られた中心での密度は 1.12–1.54 倍だけ過大評価していることとなる。スペクトル解析で得られた中心密度は $n_{\text{Center}} = 7.1 \times 10^{-3} \text{ cm}^{-3}$ であったので、表面輝度分布から視線方向の広がりを考慮した場合の割合で補正すると、中心密度は $n_{\text{Center}} = 5 \pm 1 \times 10^{-3} \text{ cm}^{-3}$ と求まる。

次に、表面輝度分布を β モデルでフィットすることで得られたパラメータを用いて、M86 中心からの 3 次元の密度分布よりガス質量の動径分布を見積もる。イメージ解析から得られた結果より、方位角が 135 度から 365 度の間では概ね球対称であることが分かっている。北西方向に向かって M86 から伸びる Tail を含む領域は全体の 37% を占めるが、今回はこれらの領域も含めて、全ての範囲に渡って球対称を仮定する。ガス質量 $M_{\text{gas}}(r)$ は水素の平均分子量を μ_{H} として、密度を $\rho(r) = \mu_{\text{H}} m_{\text{H}} n_{\text{H}}(r)$ とすれば、

$$M_{\text{gas}}(r) = \int_0^r 4\pi r^2 \rho(r) dr \quad (7.4)$$

として求めることができる。ただし、水素イオンの密度 n_{H} は β モデルによって求まる形状と別に、中心での密度 $n_{\text{H}0}$ が必要である。ここでは、領域 Center での補正された密度である $n_{\text{Center}} \sim 5 \times 10^{-3} \text{ cm}^{-3}$ を用いた。その結果得られたガス質量の分布を図 7.7 に示す。M86 中心から 100 kpc まで広がるガスの総質量は $(4\text{--}6) \times 10^{10} M_{\odot}$ となった。

重力質量

重力質量は式 2.24 に式 2.29 で示した密度 $\rho(r)$ と温度分布 $kT(r)$ を代入することで求められるが、図 6.12 を見ると密度勾配に対して温度勾配は非常に低い割合で変化している。よって、ここでは温度の分布による重力質量への影響は無視できるものとして計算を行った。このとき、重力質量の分布は以下のように表される。

$$M_{\text{tot}}(r) = \frac{3\beta kTr}{\mu m_{\text{H}} G} \frac{r^2}{r^2 + r_0^2} \quad (7.5)$$

ここで、 μ は平均分子量、 m_{H} は水素の質量である。ただし、重力質量の導出には球対称かつ静水圧平衡を仮定している。M86 の場合は、Plume, Tail の構造が見られる北西では球対称ではないが、今回は球対称として扱う。得られた重力質量をガス質量の分布に重ねて図 7.7 に示す。

100 kpc まで広がるガスの総質量は $\sim 5 \times 10^{10} M_{\odot}$ であったが、重力質量はその 100 倍の $\sim 5 \times 10^{12} M_{\odot}$ が得られた。

7.2.2 温度構造

スペクトル解析により得られた M86 から広がった X 線放射領域の温度分布は有効半径 $r_e 1.74 \text{ arcmin}$ [de Vaucouleurs et al., 1991] で半径を規格化すれば、中心の $kT = 0.80 \pm 0.03 \text{ keV}$ から $4r_e$ まで増加してゆき、 $4r_e$ で最大の $kT = 0.98_{-0.03}^{+0.02} \text{ keV}$ となる。さらに $4\text{--}12r_e$ までは一様か減少のいずれかを示す分布であった。 $< 1r_e$ での温度と $4\text{--}8r_e$ での温度の比は $kT(4\text{--}8r_e)/kT(< 1r_e) = 1.21_{-0.06}^{+0.05}$ であった。また、銀河の速度分散と X を放射する高温ガスの熱エネルギーの比率を示す $\beta_{\text{SPEC}} = \mu m_p \sigma^2 / kT$ は、銀河の

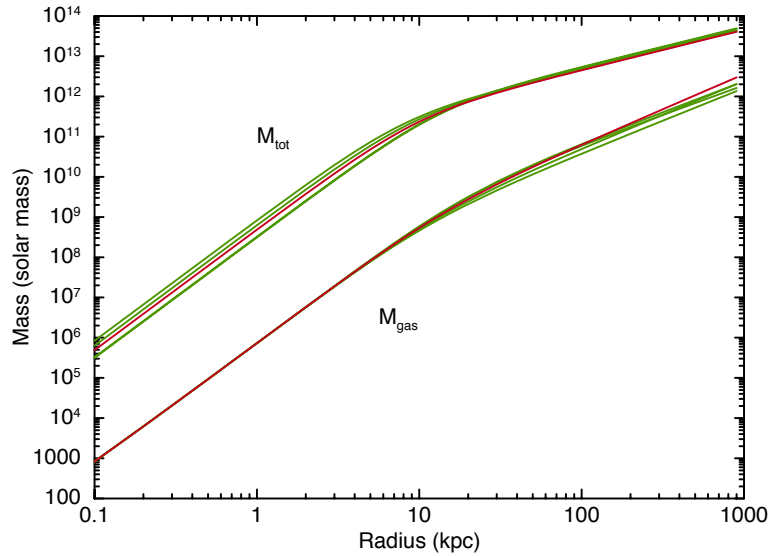


図 7.7: 重力質量とガス質量の分布. 緑線は Sector 2, 3, 4, 6 の表面輝度分布より得られた分布. 赤線は領域 Center と領域 SE1-6 を 1 温度モデルでスペクトル解析した結果得られた規格化定数の分布から得られた分布.

速度分散を $\sigma = 256 \text{ km/s}$ [Roberts et al., 1991] とし, 領域 Center の温度を用いれば $\beta_{\text{SPEC}} = 0.53$ が得られる.

大きく広がった X 線放射領域を持つ銀河では, $12-30r_e$ まで X 線放射領域が広がっている [Matsushita, 2001]. さらに, 銀河が持つより大きな重力ポテンシャル構造が周囲に存在するため, この重力ポテンシャルに閉じ込められた銀河ガスより高温のガスが周囲に広く分布する [Matsushita, 2001; Nagino and Matsushita, 2009]. 具体的には, 広がった X 線放射を持つ銀河は, 銀河の全光度の半分を含む半径である r_e のおおよそ 10 倍程度まで温度が増加傾向を示す. さらに, 中心から $4-8r_e$ 内の領域の温度が $< 1r_e$ での温度に対して, 系統的に 1.3 倍以上高温を示す. また, 典型的なコンパクト楕円銀河の場合には β_{SPEC} は ~ 1 程度を示す. しかし, X 線で広がった放射領域を持つ場合には銀河の周囲では重力ポテンシャルに支えられた高温ガスにより, $\beta_{\text{SPEC}} \sim 0.5$ 程度を示す.

今回得られた M86 の結果をこれらの特徴と比較すると, X 線放射領域は $100 \text{ kpc}(11r_e)$ を大きく超えて広がっており, 大きく広がった X 線放射領域を持つ銀河に分類される. さらに, 中心に対して周囲で高温を示す特徴的な温度構造も一致している. $< 1r_e$ と $4-8r_e$ との温度比は $1.21^{+0.05}_{-0.06}$ となり, [Nagino and Matsushita, 2009] が基準とした 1.3 に近い値を示している. β_{SPEC} は 0.53 であり, 銀河の速度分散を超えるエネルギーがポテンシャル構造として周囲に広がっていることを示している.

7.2.3 質量光度比

表面輝度分布から求めたガス質量と元素組成の動径分布より, O と Fe の動径方向への質量分布を求めた. ただし, このときに用いたガス質量は Sector 2, 3, 4, 6 の平均値, 元素組成の値は領域 Center, 領域 EX1-3 を 2 温度モデルで解析した結果得られた値を用いた. その結果得られた O と Fe の質量分

布を図 7.8(左) に示す. さらに, O と Fe の質量を B バンドでの光度で規格化した OMLR(Oxygen Mass to Light Ratio) と IMLR(Iron Mass to Light Ratio) を 7.8(右) に示す. このとき, r はビリアル半径 $r_{180} = 1.95h_{100}^{-1} (k\langle T \rangle / 10 \text{ keV})^{1/2} \sim 0.8 \text{ Mpc}$ [Markevitch et al., 1998] で規格化している.

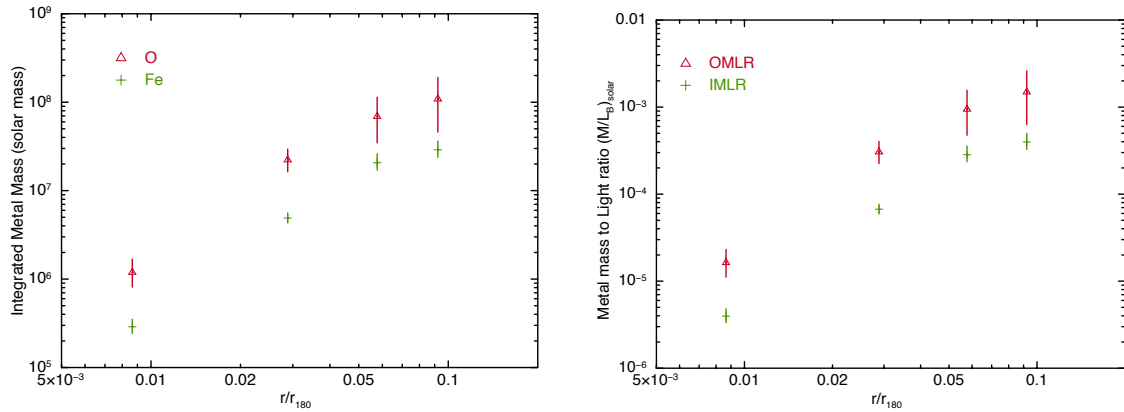


図 7.8: ガス質量と元素組成の動径分布から得られた, O と Fe の質量 (左) と質量光度比 (右) の動径分布.

今回の解析で得られた O と Fe の質量光度比はいずれも同様の分布をしており, $0.06r_{180}$ から増加が緩やかとなっているように見える. もっとも広がった位置の $r/r_{180} = 0.09$ では $\text{OMLR} = 1.68_{-0.90}^{+1.20} \times 10^{-3}$, $\text{IMLR} = 4.41_{-0.85}^{+1.29} \times 10^{-4}$, が得られた. $r = 0.1r_{180}$ となる位置での O と Fe の質量光度比と温度との間には正の相関が見られることが知られている. これは, 温度が高いほど大きな重力ポテンシャルを持っているために, 銀河内に閉じ込められる重元素量が多くなることを示唆している. しかしながら, 銀河団の中心付近に位置しており, 銀河団ガスなどとの相互作用を経験してきた銀河では質量光度比が低く見られる [Hayashi et al., 2009]. これは, 相互作用を受けた結果, 銀河ガスが剥ぎ取られるなどして Fe や O を含んだ銀河ガスが失われたことを示す. 今回は質量光度比の分布が $0.09r_{180}$ までしか得られていないが, この分布からは $0.1r_{180}$ での値が急激に増加, もしくは減少するとは考えにくいことから $0.09r_{180}$ の値と $0.1r_{180}$ の値が同値であるとみなし, 比較を行う. 図 7.9 に Hayashi et al. [2009] で示された様々な温度を持つ銀河, 銀河団の $0.1r_{180}$ での O と Fe の質量光度比をプロットした図に, 本研究で得られた結果を重ねてプロットして示す.

M86 が何も相互作用を受けていない場合に予想される質量光度比の分布より, 明らかに低い値を示しており, おおよそ 1/4 程度である. つまり, O や Fe といった重元素のほとんどが, 銀河団ガスとの相互作用によって失われている.

7.2.4 銀河群としての M86

節では, M86 周辺に広がる X 線放射領域が大きなポテンシャル構造に沿って分布していることを示したが, M86 の周辺には視線速度が M86 と似通った銀河が幾つか存在している. そこで, M86 が銀河群に所属しており, その結果として銀河の速度分散から見積もられるエネルギーを超えたポテンシャル構造が形成されている可能性を考える,

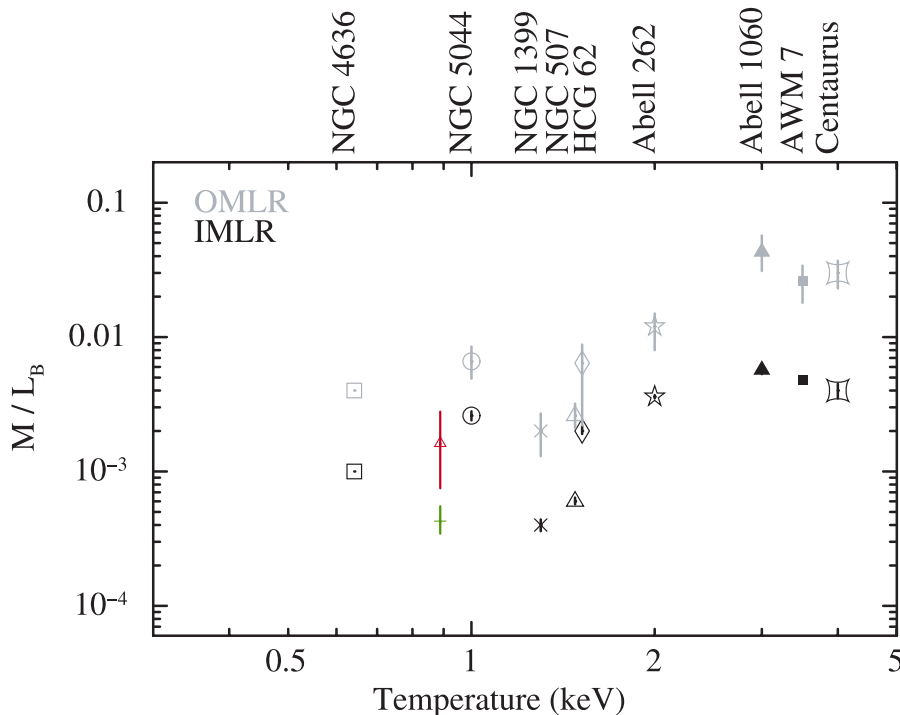


図 7.9: 平均的なプラズマ温度と質量光度比. Hayashi et al. [2009] の図 12 に本研究で得られた O(赤) と Fe(緑) の質量光度比を結果を重ねてプロットした.

M86 を中心とする半径 160 arcmin(ビリアル半径程度) の円形領域内に位置する銀河の視線速度を, NASA/IPAC Extragalactic Database (NED)¹ より得た. ただし, 視線速度が不明である銀河については除外した. そのうち, 視線速度が負である銀河 46 個の位置を図 7.10 に示す. M86 を中心として, 視線速度が負である銀河が広がって分布している.

また全ての銀河についての視線速度のヒストグラムを図 7.11 に示す. 得られた視線速度のヒストグラムは, 視線速度 -1000 km s^{-1} から 3000 km s^{-1} の範囲では, 2つのガウス関数で概ね再現することができる. このとき, それぞれの中心値は -4.0 km s^{-1} と 1279.6 km s^{-1} であった. 視線速度 1279.6 km s^{-1} は, おとめ座銀河団の視線速度 1300 km s^{-1} に対応しており, 明らかに銀河団の視線速度とヒストグラムのピークとが一致している. このことから, $\sim 1300 \text{ km s}^{-1}$ を中心として分布する銀河はおとめ座銀河団に属するものであると考えられる. 一方で, -4.0 km s^{-1} にピークを持つ銀河の分布は, はっきりとおとめ座銀河団中の銀河の分布と区別することができる. M86 を含むこれらの銀河の集団は, 視線速度が負である銀河の 2 倍程度であると考えても 100 に満たないことから, 銀河群であると考えられる.

これらの結果から, M86 周囲に広がった X 線放射領域は, M86 を含む銀河群によって形成されたポテンシャル構造に沿って分布したプラズマであると考えられることで説明できる.

¹<http://ned.ipac.caltech.edu/>.

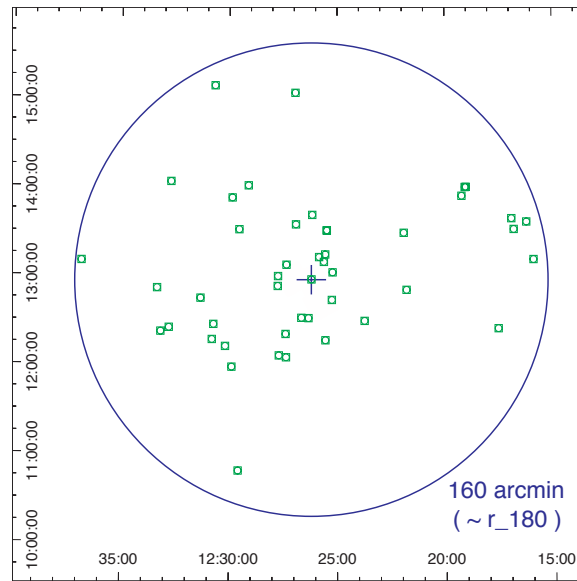


図 7.10: M86 周囲に位置する銀河のうち、視線速度が負である銀河の分布.

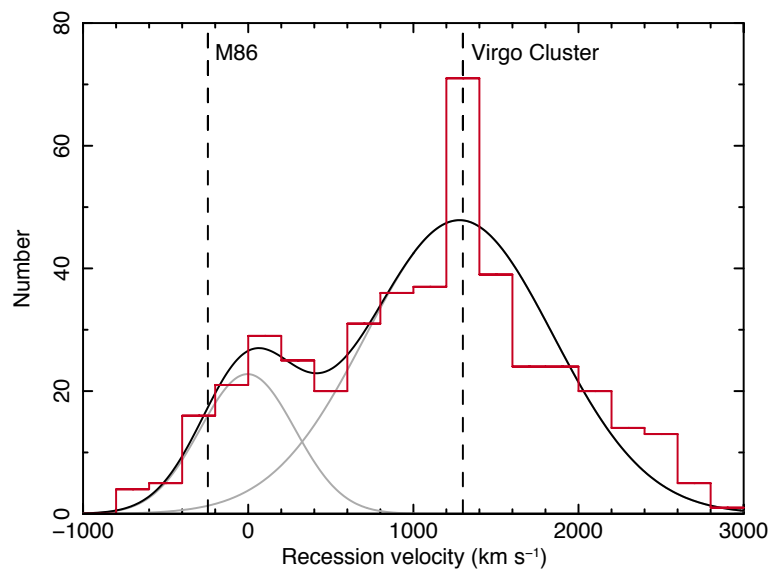


図 7.11: M86 周囲に位置する銀河の視線速度のヒストグラム. 黒の実線は 2つのガウス関数でヒストグラムをフィットした結果を示す. 灰色の実線は、各々のガウス関数を示す. 黒の破線はそれぞれ M86 の視線速度とおとめ座銀河団の視線速度を示す.

7.3 動圧剥ぎ取りによる銀河団ガスとの相互作用

M86 は $z = -0.000747 \pm 0.000017$ で青方偏移しており [Cappellari et al., 2011], 視線速度 $224 \pm 5 \text{ km s}^{-1}$ で我々に近づいている. 一方, M87 の赤方偏移は $z = 0.004283 \pm 0.000017$ であり, 我々から $1284 \pm 5 \text{ km s}^{-1}$ の速さで遠ざかっている. したがって, M86 はおとめ座銀河団の中を相対速度約 1500 km s^{-1} で運動し

ていると考えられている。これはおとめ座銀河団の銀河の速度分散 $\sim 700 \text{ km s}^{-1}$ [Binggeli, 1999] よりもはるかに大きく、運動方向は視線方向に近いと考えられる。以下の議論では、おとめ座銀河団に対する M86 の相対速度を $v = 1500 \text{ km s}^{-1}$ とする。銀河団ガスの音速は

$$c_s = \sqrt{\frac{5kT}{3\mu m_p}} \approx 730 \left(\frac{\mu}{0.6}\right)^{-0.5} \left(\frac{kT}{2 \text{ keV}}\right)^{0.5} \quad [\text{km s}^{-1}] \quad (7.6)$$

であるので、マッハ数 2 の超音速で運動していることになる。M86 の速度分散は $\sigma_{\text{gal}} = 265 \text{ km s}^{-1}$ 、M86 中心での高温ガスの密度は $n_{\text{core}} = 5 \times 10^3 \text{ cm}^{-3}$ であるので、その圧力は

$$\rho_{\text{ISM}} \sigma_{\text{gal}}^2 = 5.1 \left(\frac{n_{\text{core}}}{5 \times 10^3 \text{ cm}^{-3}}\right) \left(\frac{\sigma_{\text{gal}}}{265 \text{ km s}^{-1}}\right)^2 \quad [\text{eV cm}^{-3}] \quad (7.7)$$

一方、銀河団ガスによる動圧は

$$\rho_{\text{ICM}} v^2 = 3.3 \left(\frac{n_{\text{ICM}}}{1 \times 10^{-4} \text{ cm}^{-3}}\right) \left(\frac{v}{1500 \text{ km s}^{-1}}\right)^2 \quad [\text{eV cm}^{-3}] \quad (7.8)$$

となり、M86 の中心部でも両者はほぼ同程度となり、動圧剥ぎ取りの影響を受けると考えられる。

動圧剥ぎ取りは、ISM 中のイオンによる ICM 中のイオンのクーロン散乱である。速度 1500 km s^{-1} の陽子の運動エネルギーは約 12 keV に相当し、銀河の重力場から剥ぎ取るためにはクーロン散乱によって ICM 粒子の持つ運動エネルギーのかなりの割合 ($> 10\%$) が ISM 粒子に渡されなければならない。そこで、まずはクーロン力による大角度散乱を考える。重心系で、衝突パラメタを b とする。 $\sim 90^\circ$ 程度の大角度散乱するための条件は

$$\frac{e^2}{4\pi\epsilon_0 b_0} \sim \frac{1}{2} m v^2 \quad (7.9)$$

と書けるので、この時の衝突パラメタ b_0 は

$$b_0 \sim \frac{2e^2}{4\pi\epsilon_0 m v^2} = 5 \times 10^{-13} \left(\frac{v}{750 \text{ km s}^{-1}}\right)^{-2} \quad [\text{m}] \quad (7.10)$$

したがって大角度散乱の散乱断面積 σ_{\perp} は

$$\sigma_{\perp} = \pi b_0^2 \simeq \frac{4\pi^2 e^4}{(4\pi\epsilon_0)^2 m^2 v^4} \quad (7.11)$$

平均自由行程 λ_{\perp} は

$$\lambda_{\perp} = \frac{1}{n\sigma_{\perp}} \simeq \frac{(4\pi\epsilon_0)^2 m^2 v^4}{4\pi e^4 n} \quad (7.12)$$

平均自由行程 λ_{\perp} を進むのに要する時間 t_{\perp} は

$$t_{\perp} \approx \frac{\lambda_{\perp}}{v} \simeq \frac{(4\pi\epsilon_0)^2 m^2 v^3}{4\pi e^4 n} \quad (7.13)$$

となる。つまり、平均自由行程 λ_{\perp} 程度進むと重心系で $\sim 90^\circ$ 散乱される。M86 の静止系では最初 ISM 粒子が静止していて銀河団ガスが $v = 1500 \text{ km s}^{-1}$ で運動しており、その方向の散乱後の速度成分はともに $v/2 = 750 \text{ km s}^{-1}$ となる。M86 の中心と外縁部での密度に対する λ_{\perp} 、 t_{\perp} を求めた結果を表 7.2 にまとめる。中心とハロー全体の半径はそれぞれ 7.2 kpc、100 kpc 程度であるので、その直径は 14.4 kpc、200 kpc であり、速度 1500 km s^{-1} で通過するのに要する時間はそれぞれ 9.4×10^6 年、 1.3×10^8 年となる。表に示した値はこれらの値とほぼ等しく、中心だけを考えても、ハロー全体を考えても、クーロン力による大角度散乱が十分に起こることを示している。

表 7.2: M86 の中心と外縁部での密度に対するクーロン散乱の平均自由行程. 数密度から質量密度への換算は $\rho = \mu_{\text{H}} m_{\text{H}} n_{\text{H}}$, $\mu_{\text{H}} \simeq 1.4$ としている.

	数密度 n_{H} (cm^{-3})	平均自由行程 λ_{\perp} (kpc)	所要時間 t_{\perp} (年)
中心	5×10^{-3}	8.6	5.6×10^6
外縁部	2×10^{-4}	215	1.4×10^8

なお、ここまでの見積もりは衝突パラメタが小さい大角度散乱のみを考えたが、実際には衝突パラメタが大きい小角度散乱が多数回起き、それによって結果的に初速を失い、動圧剥ぎ取りになると考えられる. 向きを変えるまでの「偏向時間」(deflection time)を t_{d} , その平均自由行程を λ_{d} とすると,

$$\frac{t_{\perp}}{t_{\text{d}}} \sim \log \Lambda \quad (7.14)$$

したがって

$$\frac{\lambda_{\perp}}{\lambda_{\text{d}}} \sim \log \Lambda \quad (7.15)$$

となる. ここで Λ は考慮すべき衝突パラメタの最大値と最小値の比であり, $\log \Lambda \sim 10$ である. つまり, 動圧剥ぎ取りの観点では平均自由行程も所要時間も 1 桁程度短くなる.

次に, すべての星間ガスを剥ぎ取るのに要する時間を検討する. この時間を, すべての星間ガスが大角度散乱を受けるのに要する時間として評価する. 半径 R の領域に含まれる星間ガスの粒子の総数 N_{ISM} は

$$N_{\text{ISM}} = \frac{4}{3} \pi n_{\text{ISM}} R^3 \quad (7.16)$$

単位時間あたりにこの領域を横切る銀河団ガスの粒子数 \dot{N}_{ICM} は

$$\dot{N}_{\text{ICM}} = 4\pi n_{\text{ICM}} R^2 v \quad (7.17)$$

したがってすべての星間ガス粒子が剥ぎ取られるのにかかる時間 t_{strip} は

$$t_{\text{strip}} \sim \frac{N_{\text{ISM}}}{\dot{N}_{\text{ICM}}} = \frac{4}{3} \frac{n_{\text{ISM}} R}{n_{\text{ICM}} v} \quad (7.18)$$

となる. これを計算すると, 中心部では $\sim 3 \times 10^8$ 年, ハロー外縁部で $\sim 2 \times 10^8$ 年となり, 中心部のガスもハローのガスも数億年の時間スケールで剥ぎ取られることになる.

M86 は M87 から約 1.26° 離れており, 投影距離で約 350 kpc に相当する. 実際の距離は奥行きがあるためにこれよりも長い. 最小値として 350 kpc を使用すると, 横断時間 t_{cross} は

$$t_{\text{cross}} \sim \frac{2R}{v} \sim 4 \times 10^8 \text{ [y]} \quad (7.19)$$

となる. したがって $t_{\text{strip}} \lesssim t_{\text{cross}}$ となり, 一度おとめ座銀河団の中心付近を通過すれば, 中心のガスもハローのガスもほぼ剥ぎ取られてしまうと考えられる.

Forman et al. [1979], Fabian et al. [1980] たちは, M86 がおとめ座銀河団の中心部を抜けて遠方にまで離れ, 再び戻ってくるまでに, 通過時間の 10 倍の 5×10^9 年かかるとし, この間に M86 内の星の質量

損失によって $5 \times 10^9 M_{\odot}$ のガスが生成されるとした。当時の Einstein 衛星による観測結果に基づいて、ガスの量を 60 kpc 以内、 $\sim 6 \times 10^9 M_{\odot}$ と算出したことによる。我々の Suzaku のデータでは広がり最少なくとも 100 kpc に及び、その総質量は $(4-6) \times 10^{10} M_{\odot}$ と約 1 桁大きくなっている。また、ハローの外縁部は重元素量が少なく、重元素汚染の少ないガスが残っていることを示唆する。これらのことから、M86 の軌道が中心からは外れていて、中心に近づいてもそのガスが完全には剥ぎ取られないか、M86 がおとめ座銀河団の中心付近を通過するのは今回が初めてであると考えられる。

M86 で静水圧平衡が成り立っている保証はないが、もしも成り立っているとして重力質量を算出すると $\sim 5 \times 10^{12} M_{\odot}$ となり (7.2 節)、ガス質量の割合は $\sim 1\%$ であった。

Sasaki et al. [2015] によれば、いくつかの銀河団についてガス質量の割合は 0.02–0.1 であった (Vikhlinin et al. [2006] も参照)。また Lovisari et al. [2015] では $z \geq 0.01$ に位置する銀河群 20 サンプルについてガス質量の割合を求めており、図 7.12 に示すように、銀河群に関しても銀河団同様にガス質量の割合は 0.02–0.1 となる。

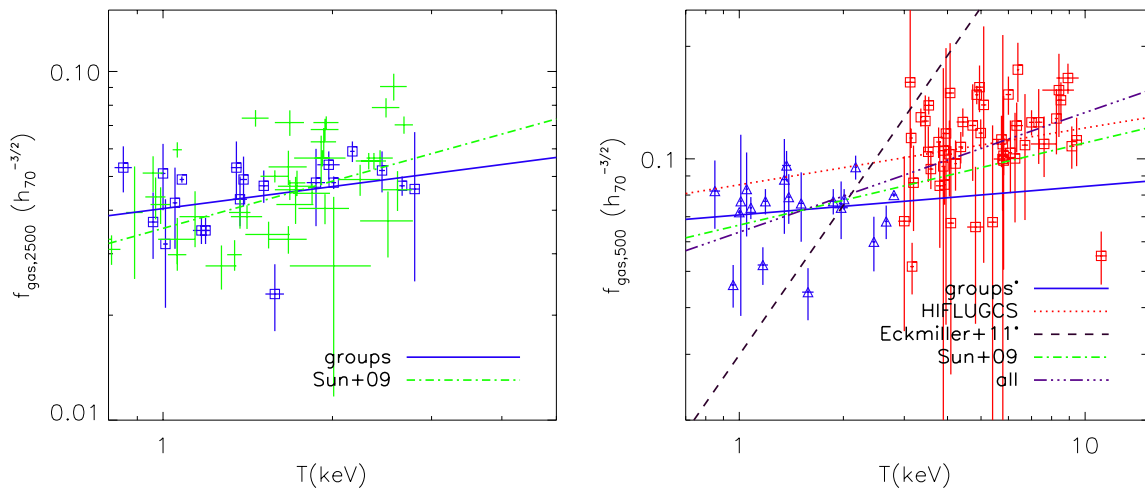


図 7.12: r_{2500} (左) と r_{500} (右) 内における重力質量とガス質量の割合を、ガス温度の関数として示している [Lovisari et al., 2015]。青のプロットは銀河群を示しており、重力質量に対するガス質量の割合は 0.02–0.1 程度である。

我々の結果では割合が $\sim 1\%$ であったので、ハローのガスについても既に過半数が剥ぎ取られている可能性がある。一方で、かみのけ銀河団で見つかったいくつかのサブハローで割合が 0.1% 程度であった [Sasaki et al., 2015]。それらに比べると M86 ではまだ多くのガスが残っており、衝突のフェーズとしてはやはり比較的初期の段階であると示唆される。

第8章 まとめ

本論文では, Suzaku 衛星による観測データを用いておとめ座銀河団の中心付近に位置する楕円銀河 M86 とその周辺の X 線放射領域の解析を行った. XIS 検出器により得られた X 線表面輝度分布から, M86 中心と中心より北西方向に位置する X 線で明るい領域を確認した. また, Suzaku 衛星の低バックグラウンドを活かして M86 中心から 100 kpc を超えて広がった X 線放射を捉え, その輝度分布が方位角 135–365 度の範囲に渡って $\beta \sim 0.5$ の β モデルでよく表現できることを示した.

M86 中心から半径 1.5 arcmin の領域では, 0.9 keV と 0.6 keV の 2 つの温度成分による高温プラズマが混在していることをスペクトル解析により確認した. さらに, 中心から北西に位置する領域 Plume, さらに北西に伸びた領域 Tail では中心より高い温度を持ち, 1 温度のみを持ったプラズマの放射で説明できることを確認した. またこれらの 3 領域全てで O, Mg, Si, S の Fe に対する元素組成比が 1 太陽組成であり, Ne のみ Fe に対して 3 太陽組成を示すことを新たに見出した. ただし, これはスペクトルの共通性を示す結果であり, 中心部と Plume 領域, Tail 領域の高温プラズマが同一起源であることを強く支持する. ただし, Ne のみ太陽組成比より大きいことを超新星爆発のモデルで説明することは難しく, プラズマモデルの不定性による系統的誤差が原因ではないかと考えられる. この結果より, Plume, Tail からの X 線放射成分が M86 中心の冷たいガスに起源を持つことが伺え, ICM から受ける動圧により中心の冷たいガスが剥ぎ取られ, Plume, Tail を形成しているといった描像をより強く支持する.

M86 中心から広がった X 線放射領域のスペクトル解析では, 中心からの温度, 元素組成の動径分布を得た. 温度分布は $4r_e$ までは温度勾配が正であり, 以降 $12r_e$ まで温度勾配が無いか負であった. また, $\beta_{\text{SPEC}} = \mu m_p \sigma^2 / kT$ は 0.5 が得られ, 銀河の速度分散を超えるエネルギーが重力ポテンシャルとして広がっていることが示唆された. これらの結果に加えて X 線放射領域が 100 kpc を超えて広がっていることから, M86 から広がる X 線放射領域はより規模の大きな, 恐らくは銀河群の重力ポテンシャルに束縛されたプラズマであると考えられる. 元素組成の分布は, 50 kpc を超える外縁部で元素量の低下が見られ, 外縁部では未だに重元素汚染の少ないガスが分布していることが示された. また, 動圧剥ぎ取りの時間スケールはクーロン力による粒子の散乱から計算すると, 外縁部と中心部で同程度であり, 一度銀河団を通過することで十分剥ぎ取りが起きることが示された. これらの結果は, M86 の軌道が中心から外れているために, 銀河団中心に近づいた場合でも ISM が完全には剥ぎ取られないか, M86 がおとめ座銀河団の中心付近を通過するのは今回が初めてであると考えられることで説明できる. 静水圧平衡が成り立っていると仮定して重力質量を算出するとガスの割合は $\sim 1\%$ となり, 半分以上のガスは剥ぎ取られているもののまだかなりの量のガスが残っていることが示唆される. このことも, M86 がおとめ座銀河団との衝突合体の比較的初期の段階にあることを示している.

付録 A M86 から NGC4438 にかけての温度構造

XMM-Newton の観測では、M86 から NGC4438 にかけて伸びる $H\alpha$ 分布と重なる領域ではプラズマ温度がおおよそ 0.6 keV であり、周囲に広がる 1 keV 程度の X 線放射領域と比べて低温であった [Ehlert et al., 2013]. そこで、Suzaku 衛星による観測データでも同様の温度構造が見られるのかを確認した。

NGC4438_TAIL の視野内を Ehlert et al. [2013] で示された温度構造に沿って、図 A.1(左) 示すように分割した 11 の領域を定義した。今回は、 ~ 0.6 keV と非常に低温のガスを見つけることに興味があり、元素組成などは対象としない。よって、低エネルギーに感度の高い XIS1 のデータのみを使用し、解析を行うこととした。

モデルは、ICM 成分に低温ガスに相当する温度成分を追加した 2 温度モデルを仮定した。先述の通り、元素組成などを調べるのが目的ではないので、これらの温度モデルには APEC モデルを使用した。また、バックグラウンドモデルとして取り込んだ LHB と MWH の温度はそれぞれ 0.1 keV と 0.3 keV に、元素組成は 1 solar、赤方偏移量は $z=0$ に固定し、規格化定数はフリーパラメータとした。CXB はベキ 1.4、規格化定数は 1.063×10^{-3} の power-low モデルとした。銀河吸収のための水素の柱密度は $n_H = 2.84 \times 10^{20} \text{cm}^{-2}$ に固定した。モデルを以下に示す。

$$\text{Model} = \text{APEC}_{\text{LHB}} + \text{APEC}_{\text{MWH}} + \text{phabs} \times (\text{POW}_{\text{CXB}} + \text{APEC}_{\text{ICM}} + \text{APEC}_{\text{ISM}}) \quad (\text{A.1})$$

結果を図 A.2 に、ベストフィットパラメータを表 A.1 にそれぞれ示す。また、各領域の低温成分の温度マップを図 A.2(右) に示す。

誤差を無視すれば、NGC4438_TAIL 領域の温度分布は図 A.1(右) のような結果となり、XMM-Newton の観測で示された温度構造と同様に M86 の東側では他の領域に比べると低温のガスが広がっている傾向が確認できた。しかし、 kT の絶対値は ~ 0.8 keV であり、0.6 keV までの低温とならなかった。これは、M86 から大きく広がる ~ 0.9 keV の放射成分と混在した温度を見ている可能性がある。

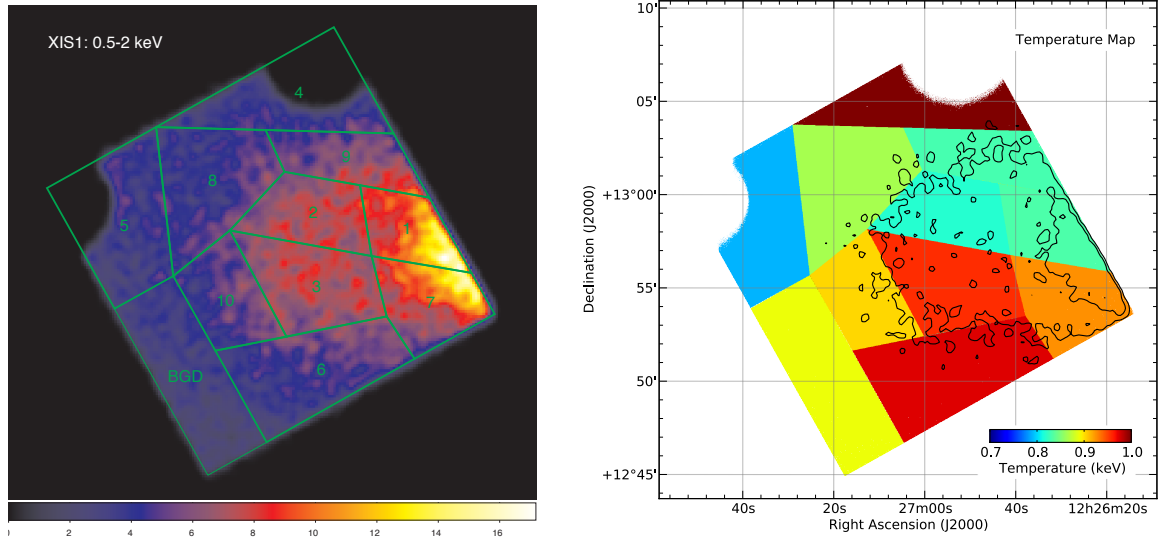


図 A.1: 定義した領域と 2 温度モデルによって得られた低温成分の温度マップ。黒コントアは左図イメージのもの。

表 A.1: 2 温度モデルによって得られた各領域でのベストフィットパラメータ。

#	$Norm_{LHB}$ $\times 10^{-3}$	$Norm_{MWH}$ $\times 10^{-4}$	kT_{ICM} (keV)	Abundance (solar)	$Norm_{ICM}$ $\times 10^{-2}$	kT (keV)	$Norm$ $\times 10^{-2}$	χ^2/dof
0	$12.08^{+2.95}_{-2.97}$	<5.14	$2.273^{+0.305}_{-0.219}$	$0.45^{+0.23}_{-0.16}$	$3.47^{+0.43}_{-0.41}$	$0.892^{+0.153}_{-0.091}$	$0.28^{+0.21}_{-0.08}$	236/201
1	$13.18^{+6.75}_{-6.79}$	$16.11^{+25.51}_{-16.11}$	$1.932^{+0.206}_{-0.243}$	$0.82^{+0.33}_{-0.22}$	$2.74^{+0.30}_{-0.31}$	$0.833^{+0.022}_{-0.022}$	$3.44^{+1.18}_{-0.96}$	274/229
2	$10.77^{+4.44}_{-4.45}$	$17.37^{+15.41}_{-15.48}$	$1.814^{+0.195}_{-0.227}$	$0.28^{+0.11}_{-0.08}$	$2.80^{+0.41}_{-0.28}$	$0.819^{+0.042}_{-0.039}$	$2.70^{+0.93}_{-0.69}$	252/239
3	$5.40^{+4.04}_{-5.40}$	$30.53^{+10.90}_{-15.25}$	$2.557^{+64}_{-0.574}$	$0.24^{+0.11}_{-0.12}$	$2.14^{+0.76}_{-1.38}$	$0.958^{+0.038}_{-0.051}$	$3.87^{+3.65}_{-1.29}$	337/298
4	$3.93^{+4.04}_{-3.93}$	$4.94^{+11.90}_{-4.94}$	$1.786^{+0.787}_{-0.370}$	$0.20^{+0.12}_{-0.08}$	$2.58^{+1.59}_{-0.97}$	$1.013^{+0.118}_{-0.184}$	$2.36^{+2.01}_{-1.34}$	139/136
5	$8.15^{+3.86}_{-3.86}$	$13.33^{+13.97}_{-13.33}$	$2.260^{+0.312}_{-0.242}$	$0.25^{+0.16}_{-0.10}$	$3.52^{+0.39}_{-0.35}$	$0.791^{+0.108}_{-0.085}$	$1.14^{+0.75}_{-0.42}$	176/186
6	$11.97^{+3.32}_{-3.34}$	$4.16^{+9.42}_{-4.16}$	$1.983^{+0.270}_{-0.207}$	$0.43^{+0.16}_{-0.11}$	$3.19^{+0.43}_{-0.39}$	$0.975^{+0.052}_{-0.071}$	$1.53^{+0.60}_{-0.42}$	263/278
7	$7.90^{+3.49}_{-4.82}$	<7.14	$1.895^{+0.231}_{-0.290}$	$0.73^{+0.22}_{-0.16}$	$2.92^{+0.44}_{-0.46}$	$0.927^{+0.026}_{-0.029}$	$3.98^{+1.15}_{-0.57}$	308/251
8	$7.07^{+3.07}_{-3.07}$	$12.43^{+8.48}_{-10.50}$	$2.023^{+0.367}_{-0.179}$	$0.20^{+0.10}_{-0.07}$	$3.16^{+0.30}_{-0.64}$	$0.866^{+0.110}_{-0.074}$	$1.34^{+1.04}_{-0.41}$	243/257
9	$11.54^{+3.27}_{-4.38}$	<6.88	$1.619^{+0.230}_{-0.124}$	$0.42^{+0.09}_{-0.10}$	$2.92^{+0.38}_{-0.31}$	$0.831^{+0.121}_{-0.037}$	$2.22^{+0.61}_{-0.45}$	181/190
10	$9.23^{+3.89}_{-3.94}$	$8.19^{+11.36}_{-8.19}$	$2.056^{+0.527}_{-0.242}$	$0.25^{+0.14}_{-0.09}$	$3.19^{+0.49}_{-0.76}$	$0.905^{+0.102}_{-0.101}$	$1.49^{+1.28}_{-0.56}$	185/174

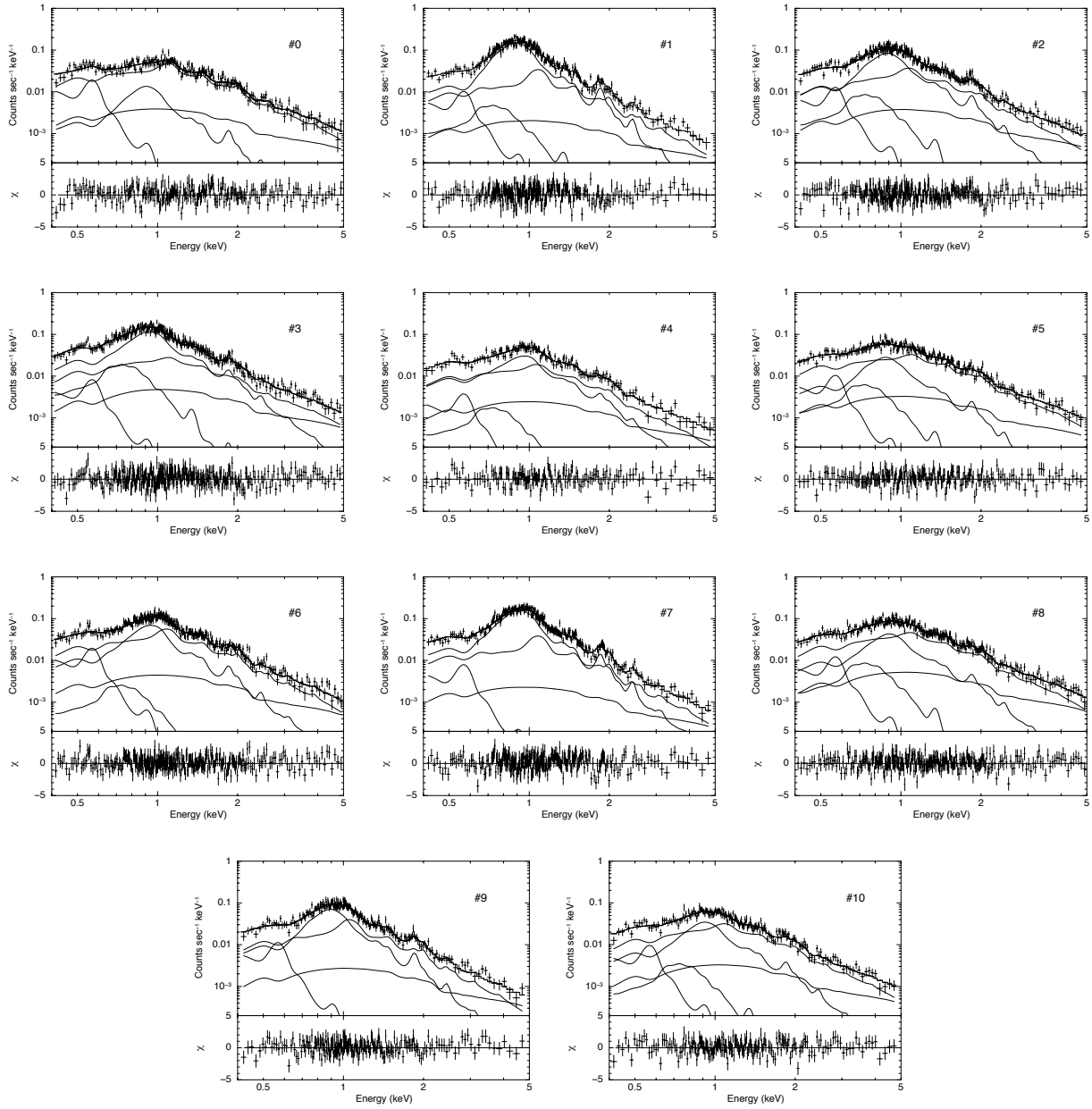


図 A.2: 2 温度モデルによって得られた各領域のスペクトルフィット結果.

参考文献

- E. Anders and N. Grevesse. Abundances of the elements - Meteoritic and solar. *Geochim. Cosmochim. Acta*, 53:197–214, January 1989. doi: 10.1016/0016-7037(89)90286-X.
- B. Binggeli. The Virgo Cluster - Home of M 87. In H.-J. Röser and K. Meisenheimer, editors, *The Radio Galaxy Messier 87*, volume 530 of *Lecture Notes in Physics*, Berlin Springer Verlag, page 9, 1999. doi: 10.1007/BFb0106414.
- B. Binggeli, A. Sandage, and G. A. Tammann. The luminosity function of galaxies. *ARA&A*, 26: 509–560, 1988. doi: 10.1146/annurev.aa.26.090188.002453.
- B. Binggeli, C. C. Popescu, and G. A. Tammann. The kinematics of the Virgo cluster revisited. *A&AS*, 98:275–296, April 1993.
- H. Böhringer, U. G. Briel, R. A. Schwarz, W. Voges, G. Hartner, and J. Trümper. The structure of the Virgo cluster of galaxies from Rosat X-ray images. *Nature*, 368:828–831, April 1994. doi: 10.1038/368828a0.
- M. Cappellari, E. Emsellem, D. Krajnović, R. M. McDermid, N. Scott, G. A. Verdoes Kleijn, L. M. Young, K. Alatalo, R. Bacon, L. Blitz, M. Bois, F. Bournaud, M. Bureau, R. L. Davies, T. A. Davis, P. T. de Zeeuw, P.-A. Duc, S. Khochfar, H. Kuntschner, P.-Y. Lablanche, R. Morganti, T. Naab, T. Oosterloo, M. Sarzi, P. Serra, and A.-M. Weijmans. The ATLAS^{3D} project - I. A volume-limited sample of 260 nearby early-type galaxies: science goals and selection criteria. *MNRAS*, 413:813–836, May 2011. doi: 10.1111/j.1365-2966.2010.18174.x.
- A. Cavaliere and R. Fusco-Femiano. X-rays from hot plasma in clusters of galaxies. *A&A*, 49:137–144, May 1976.
- P. Chamaroux, C. Balkowski, and E. Gerard. The H I deficiency of the Virgo cluster spirals. *A&A*, 83:38–51, March 1980.
- G. de Vaucouleurs, A. de Vaucouleurs, H. G. Corwin, Jr., R. J. Buta, G. Paturel, and P. Fouqué. *Third Reference Catalogue of Bright Galaxies. Volume I: Explanations and references. Volume II: Data for galaxies between 0^h and 12^h. Volume III: Data for galaxies between 12^h and 24^h.* 1991.
- A. Dressler. Galaxy morphology in rich clusters - Implications for the formation and evolution of galaxies. *ApJ*, 236:351–365, March 1980. doi: 10.1086/157753.

- S. Ehlert, N. Werner, A. Simionescu, S. W. Allen, J. D. P. Kenney, E. T. Million, and A. Finoguenov. Ripping apart at the seams: the network of stripped gas surrounding M86. *MNRAS*, 430:2401–2410, April 2013. doi: 10.1093/mnras/stt060.
- A. C. Fabian, J. Schwarz, and W. Forman. The retention of hot gas in elliptical galaxies. *MNRAS*, 192:135–142, July 1980. doi: 10.1093/mnras/192.2.135.
- W. Forman, J. Schwarz, C. Jones, W. Liller, and A. C. Fabian. X-ray observations of galaxies in the Virgo cluster. *ApJL*, 234:L27–L31, November 1979. doi: 10.1086/183103.
- N. Gehrels and E. D. Williams. Temperatures of Enhanced Stability in Hot Thin Plasmas. *ApJL*, 418:L25, November 1993. doi: 10.1086/187107.
- J. E. Gunn and J. R. Gott, III. On the Infall of Matter Into Clusters of Galaxies and Some Effects on Their Evolution. *ApJ*, 176:1, August 1972. doi: 10.1086/151605.
- K. Hayashi, Y. Fukazawa, M. Tozuka, S. Nishino, K. Matsushita, Y. Takei, and K. A. Arnaud. Suzaku Observation of the Metallicity Distribution in the Elliptical Galaxy NGC 4636. *PASJ*, 61:1185–1196, December 2009. doi: 10.1093/pasj/61.6.1185.
- R. Iizuka, Y. Maeda, and H. Inoue. Elongated X-ray Emission from Galaxies in Clusters with Chandra. *X-ray Astronomy 2009; Present Status, Multi-Wavelength Approach and Future Perspectives*, 1248:295–296, July 2010. doi: 10.1063/1.3475239.
- Y. Ishisaki, Y. Maeda, R. Fujimoto, M. Ozaki, K. Ebisawa, T. Takahashi, Y. Ueda, Y. Ogasaka, A. Ptak, K. Mukai, K. Hamaguchi, M. Hirayama, T. Kotani, H. Kubo, R. Shibata, M. Ebara, A. Furuzawa, R. Iizuka, H. Inoue, H. Mori, S. Okada, Y. Yokoyama, H. Matsumoto, H. Nakajima, H. Yamaguchi, N. Anabuki, N. Tawa, M. Nagai, S. Katsuda, K. Hayashida, A. Bamba, E. D. Miller, K. Sato, and N. Y. Yamasaki. Monte Carlo Simulator and Ancillary Response Generator of Suzaku XRT/XIS System for Spatially Extended Source Analysis. *PASJ*, 59:113–132, January 2007. doi: 10.1093/pasj/59.sp1.S113.
- J. S. Kaastra, R. Mewe, and H. Nieuwenhuijzen. In K. Yamashita and T. Watanabe, editors, *UV and X-ray Spectroscopy of Astrophysical and Laboratory Plasmas*, pages 411–414, 1996.
- P. M. W. Kalberla, W. B. Burton, D. Hartmann, E. M. Arnal, E. Bajaja, R. Morras, and W. G. L. Pöppel. The Leiden/Argentine/Bonn (LAB) Survey of Galactic HI. Final data release of the combined LDS and IAR surveys with improved stray-radiation corrections. *A&A*, 440:775–782, September 2005. doi: 10.1051/0004-6361:20041864.
- R. L. Kelley, K. Mitsuda, C. A. Allen, P. Arsenovic, M. D. Audley, T. G. Bialas, K. R. Boyce, R. F. Boyle, S. R. Breon, G. V. Brown, J. Cottam, M. J. Dipirro, R. Fujimoto, T. Furusho, K. C. Gendreau, G. G. Gochar, O. Gonzalez, M. Hirabayashi, S. S. Holt, H. Inoue, M. Ishida, Y. Ishisaki,

- C. S. Jones, R. Keski-Kuha, C. A. Kilbourne, D. McCammon, U. Morita, S. H. Moseley, B. Mott, K. Narasaki, Y. Ogawara, T. Ohashi, N. Ota, J. S. Panek, F. S. Porter, A. Serlemitsos, P. J. Shirron, G. A. Sneiderman, A. E. Szymkowiak, Y. Takei, J. L. Tveekrem, S. M. Volz, M. Yamamoto, and N. Y. Yamasaki. The Suzaku High Resolution X-Ray Spectrometer. *PASJ*, 59:77–112, January 2007. doi: 10.1093/pasj/59.sp1.S77.
- J. D. P. Kenney, J. H. van Gorkom, and B. Vollmer. VLA H I Observations of Gas Stripping in the Virgo Cluster Spiral NGC 4522. *AJ*, 127:3361–3374, June 2004. doi: 10.1086/420805.
- D.-W. Kim, E. Kim, G. Fabbiano, and G. Trinchieri. X-Ray Tail in NGC 7619. *ApJ*, 688:931-944, December 2008. doi: 10.1086/592211.
- I. King. The structure of star clusters. I. an empirical density law. *AJ*, 67:471, October 1962. doi: 10.1086/108756.
- S. Konami, K. Matsushita, R. Nagino, and T. Tamagawa. Abundance Patterns in the Interstellar Medium of Early-type Galaxies Observed with Suzaku. *ApJ*, 783:8, March 2014. doi: 10.1088/0004-637X/783/1/8.
- J. Kormendy and R. Bender. A Proposed Revision of the Hubble Sequence for Elliptical Galaxies. *ApJL*, 464:L119, June 1996. doi: 10.1086/310095.
- K. Koyama, H. Tsunemi, T. Dotani, M. W. Bautz, K. Hayashida, T. G. Tsuru, H. Matsumoto, Y. Ogawara, G. R. Ricker, J. Doty, S. E. Kissel, R. Foster, H. Nakajima, H. Yamaguchi, H. Mori, M. Sakano, K. Hamaguchi, M. Nishiuchi, E. Miyata, K. Torii, M. Namiki, S. Katsuda, D. Matsuura, T. Miyauchi, N. Anabuki, N. Tawa, M. Ozaki, H. Murakami, Y. Maeda, Y. Ichikawa, G. Y. Prigozhin, E. A. Boughan, B. Lamarr, E. D. Miller, B. E. Burke, J. A. Gregory, A. Pillsbury, A. Bamba, J. S. Hiraga, A. Senda, H. Katayama, S. Kitamoto, M. Tsujimoto, T. Kohmura, Y. Tsuboi, and H. Awaki. X-Ray Imaging Spectrometer (XIS) on Board Suzaku. *PASJ*, 59:23–33, January 2007. doi: 10.1093/pasj/59.sp1.S23.
- K. Lodders. Solar System Abundances and Condensation Temperatures of the Elements. *ApJ*, 591: 1220–1247, July 2003. doi: 10.1086/375492.
- K. Lodders, H. Palme, and H.-P. Gail. Abundances of the Elements in the Solar System. *Landolt Börnstein*, 2009. doi: 10.1007/978-3-540-88055-4.34.
- L. Lovisari, T. H. Reiprich, and G. Schellenberger. Scaling properties of a complete X-ray selected galaxy group sample. *A&A*, 573:A118, January 2015. doi: 10.1051/0004-6361/201423954.
- M. Machacek, C. Jones, W. R. Forman, and P. Nulsen. Chandra Observations of Gas Stripping in the Elliptical Galaxy NGC 4552 in the Virgo Cluster. *ApJ*, 644:155–166, June 2006. doi: 10.1086/503350.

- M. Markevitch, W. R. Forman, C. L. Sarazin, and A. Vikhlinin. The Temperature Structure of 30 Nearby Clusters Observed with ASCA: Similarity of Temperature Profiles. *ApJ*, 503:77–96, August 1998. doi: 10.1086/305976.
- K. Matsushita. Origin of the Scatter in the X-Ray Luminosity of Early-Type Galaxies Observed with ROSAT. *ApJ*, 547:693–704, February 2001. doi: 10.1086/318389.
- S. Mei, J. P. Blakeslee, P. Côté, J. L. Tonry, M. J. West, L. Ferrarese, A. Jordán, E. W. Peng, A. Anthony, and D. Merritt. The ACS Virgo Cluster Survey. XIII. SBF Distance Catalog and the Three-dimensional Structure of the Virgo Cluster. *ApJ*, 655:144–162, January 2007. doi: 10.1086/509598.
- K. Misaki, H. Kunieda, Y. Maeda, Y. Haba, K. Itoh, H. Mori, R. Iizuka, A. Itoh, H. Inoue, S. Okada, Y. Yokoyama, Y. Ogasaka, K. Tamura, A. Furuzawa, R. Shibata, T. Tanaka, M. Naitou, M. Ishida, A. Hayakawa, C. Inoue, A. Hayashi, T. Shimizu, P. J. Serlemitsos, Y. Soong, K.-W. Chan, T. Okajima, and J. P. Lehan. Ground-based X-ray calibration of the telescopes onboard Astro-E2 satellite. In O. Citterio and S. L. O’Dell, editors, *Optics for EUV, X-Ray, and Gamma-Ray Astronomy*, volume 5168 of *Proc. SPIE*, pages 294–305, February 2004. doi: 10.1117/12.505773.
- K. Mitsuda, M. Bautz, H. Inoue, R. L. Kelley, K. Koyama, H. Kunieda, K. Makishima, Y. Ogawara, R. Petre, T. Takahashi, H. Tsunemi, N. E. White, N. Anabuki, L. Angelini, K. Arnaud, H. Awaki, A. Bamba, K. Boyce, G. V. Brown, K.-W. Chan, J. Cottam, T. Dotani, J. Doty, K. Ebisawa, Y. Ezoe, A. C. Fabian, E. Figueroa, R. Fujimoto, Y. Fukazawa, T. Furusho, A. Furuzawa, K. Gendreau, R. E. Griffiths, Y. Haba, K. Hamaguchi, I. Harrus, G. Hasinger, I. Hatsukade, K. Hayashida, P. J. Henry, J. S. Hiraga, S. S. Holt, A. Hornschemeier, J. P. Hughes, U. Hwang, M. Ishida, Y. Ishisaki, N. Isobe, M. Itoh, N. Iyomoto, S. M. Kahn, T. Kamae, H. Katagiri, J. Kataoka, H. Katayama, N. Kawai, C. Kilbourne, K. Kinugasa, S. Kissel, S. Kitamoto, M. Kohama, T. Kohmura, M. Kokubun, T. Kotani, J. Kotoku, A. Kubota, G. M. Madejski, Y. Maeda, F. Makino, A. Markowitz, C. Matsumoto, H. Matsumoto, M. Matsuoka, K. Matsushita, D. McCammon, T. Mihara, K. Misaki, E. Miyata, T. Mizuno, K. Mori, H. Mori, M. Morii, H. Moseley, K. Mukai, H. Murakami, T. Murakami, R. Mushotzky, F. Nagase, M. Namiki, H. Negoro, K. Nakazawa, J. A. Nousek, T. Okajima, Y. Ogasaka, T. Ohashi, T. Oshima, N. Ota, M. Ozaki, H. Ozawa, A. N. Parmar, W. D. Pence, F. S. Porter, J. N. Reeves, G. R. Ricker, I. Sakurai, W. T. Sanders, A. Senda, P. Serlemitsos, R. Shibata, Y. Soong, R. Smith, M. Suzuki, A. E. Szymkowiak, H. Takahashi, T. Tamagawa, K. Tamura, T. Tamura, Y. Tanaka, M. Tashiro, Y. Tawara, Y. Terada, Y. Terashima, H. Tomida, K. Torii, Y. Tsuboi, M. Tsujimoto, T. G. Tsuru, M. J. L. . Turner, Y. Ueda, S. Ueno, M. Ueno, S. Uno, Y. Urata, S. Watanabe, N. Yamamoto, K. Yamaoka, N. Y. Yamasaki, K. Yamashita, M. Yamauchi, S. Yamauchi, T. Yaqoob, D. Yonetoku, and A. Yoshida. The X-Ray Observatory Suzaku. *PASJ*, 59:1–7, January 2007. doi: 10.1093/pasj/59.sp1.S1.
- H. Mori, R. Iizuka, R. Shibata, Y. Haba, A. Hayakawa, A. Hayashi, C. Inoue, H. Inoue, M. Ishida,

- A. Itoh, K. Itoh, H. Kunieda, Y. Maeda, K. Misaki, M. Naitou, S. Okada, T. Shimizu, and Y. Yokoyama. Pre-Collimator of the Astro-E2 X-Ray Telescopes for Stray-Light Reduction. *PASJ*, 57:245–257, February 2005. doi: 10.1093/pasj/57.1.245.
- R. Nagino and K. Matsushita. Gravitational potential and X-ray luminosities of early-type galaxies observed with XMM-Newton and Chandra. *A&A*, 501:157–169, July 2009. doi: 10.1051/0004-6361/200810978.
- P. E. J. Nulsen and D. Carter. Optical distortion of M86 - Star formation from cooling gas? *MNRAS*, 225:939–945, April 1987. doi: 10.1093/mnras/225.4.939.
- T. Oosterloo and J. van Gorkom. A large H I cloud near the centre of the Virgo cluster. *A&A*, 437: L19–L22, July 2005. doi: 10.1051/0004-6361:200500127.
- E. O’Sullivan, T. J. Ponman, and R. S. Collins. X-ray scaling properties of early-type galaxies. *MNRAS*, 340:1375–1399, April 2003. doi: 10.1046/j.1365-8711.2003.06396.x.
- S. Randall, P. Nulsen, W. R. Forman, C. Jones, M. Machacek, S. S. Murray, and B. Maughan. Chandra’s View of the Ram Pressure Stripped Galaxy M86. *ApJ*, 688:208–223, November 2008. doi: 10.1086/592324.
- F. V. N. Rangarajan, D. A. White, H. Ebeling, and A. C. Fabian. The morphology and metal abundance of M86 from ROSAT PSPC and HRI observations: dust destruction in supersonic ram-pressure stripping. *MNRAS*, 277:1047–1062, December 1995. doi: 10.1093/mnras/277.3.1047.
- M. Revnivtsev, M. Gilfanov, K. Jahoda, and R. Sunyaev. Intensity of the cosmic X-ray background from HEAO1/A2 experiment. *A&A*, 444:381–385, December 2005. doi: 10.1051/0004-6361:20042526.
- M. S. Roberts, D. E. Hogg, J. N. Bregman, W. R. Forman, and C. Jones. Interstellar matter in early-type galaxies. I - The catalog. *ApJS*, 75:751–799, March 1991. doi: 10.1086/191548.
- G. B. Rybicki and A. P. Lightman. *Radiative Processes in Astrophysics*. June 1986.
- C. L. Sarazin. Galactic coronae, quasar absorption lines, and the origin of the intracluster medium. *Astrophys. Lett.*, 20:93–99, 1979.
- T. Sasaki, K. Matsushita, K. Sato, and N. Okabe. Suzaku Observations of Subhalos in the Coma Cluster. *ApJ*, 806:123, June 2015. doi: 10.1088/0004-637X/806/1/123.
- S. Schindler, B. Binggeli, and H. Böhringer. Morphology of the Virgo cluster: Gas versus galaxies. *A&A*, 343:420–438, March 1999.
- P. J. Serlemitsos, Y. Soong, K.-W. Chan, T. Okajima, J. P. Lehan, Y. Maeda, K. Itoh, H. Mori, R. Iizuka, A. Itoh, H. Inoue, S. Okada, Y. Yokoyama, Y. Itoh, M. Ebara, R. Nakamura, K. Suzuki, M. Ishida, A. Hayakawa, C. Inoue, S. Okuma, R. Kubota, M. Suzuki, T. Osawa, K. Yamashita,

- H. Kunieda, Y. Tawara, Y. Ogasaka, A. Furuzawa, K. Tamura, R. Shibata, Y. Haba, M. Naitou, and K. Misaki. The X-Ray Telescope onboard Suzaku. *PASJ*, 59:9–21, January 2007. doi: 10.1093/pasj/59.sp1.S9.
- R. Shibata, K. Matsushita, N. Y. Yamasaki, T. Ohashi, M. Ishida, K. Kikuchi, H. Böhringer, and H. Matsumoto. Temperature Map of the Virgo Cluster of Galaxies Observed with ASCA. *ApJ*, 549: 228–243, March 2001. doi: 10.1086/319075.
- A. Simionescu, N. Werner, O. Urban, S. W. Allen, Y. Ichinohe, and I. Zhuravleva. A Uniform Contribution of Core-collapse and Type Ia Supernovae to the Chemical Enrichment Pattern in the Outskirts of the Virgo Cluster. *ApJL*, 811:L25, October 2015. doi: 10.1088/2041-8205/811/2/L25.
- R. K. Smith, N. S. Brickhouse, D. A. Liedahl, and J. C. Raymond. Collisional Plasma Models with APEC/APED: Emission-Line Diagnostics of Hydrogen-like and Helium-like Ions. *ApJL*, 556:L91–L95, August 2001. doi: 10.1086/322992.
- M. Sun, M. Donahue, E. Roediger, P. E. J. Nulsen, G. M. Voit, C. Sarazin, W. Forman, and C. Jones. Spectacular X-ray Tails, Intracluster Star Formation, and ULXs in A3627. *ApJ*, 708:946–964, January 2010. doi: 10.1088/0004-637X/708/2/946.
- T. Takahashi, K. Abe, M. Endo, Y. Endo, Y. Ezoe, Y. Fukazawa, M. Hamaya, S. Hirakuri, S. Hong, M. Horii, H. Inoue, N. Isobe, T. Itoh, N. Iyomoto, T. Kamae, D. Kasama, J. Kataoka, H. Kato, M. Kawaharada, N. Kawano, K. Kawashima, S. Kawasoe, T. Kishishita, T. Kitaguchi, Y. Kobayashi, M. Kokubun, J. Kotoku, M. Kouda, A. Kubota, Y. Kuroda, G. Madejski, K. Makishima, K. Masukawa, Y. Matsumoto, T. Mitani, R. Miyawaki, T. Mizuno, K. Mori, M. Mori, M. Murashima, T. Murakami, K. Nakazawa, H. Niko, M. Nomachi, Y. Okada, M. Ohno, K. Oonuki, N. Ota, H. Ozawa, G. Sato, S. Shinoda, M. Sugiho, M. Suzuki, K. Taguchi, H. Takahashi, I. Takahashi, S. Takeda, K.-I. Tamura, T. Tamura, T. Tanaka, C. Tanihata, M. Tashiro, Y. Terada, S. Tominaga, Y. Uchiyama, S. Watanabe, K. Yamaoka, T. Yanagida, and D. Yonetoku. Hard X-Ray Detector (HXD) on Board Suzaku. *PASJ*, 59:35–51, January 2007. doi: 10.1093/pasj/59.sp1.S35.
- H. Takeda, P. E. J. Nulsen, and A. C. Fabian. Ram pressure stripping in a changing environment. *MNRAS*, 208:261–278, May 1984. doi: 10.1093/mnras/208.2.261.
- N. Tawa, K. Hayashida, M. Nagai, H. Nakamoto, H. Tsunemi, H. Yamaguchi, Y. Ishisaki, E. D. Miller, T. Mizuno, T. Dotani, M. Ozaki, and H. Katayama. Reproducibility of Non-X-Ray Background for the X-Ray Imaging Spectrometer aboard Suzaku. *PASJ*, 60:S11–S24, January 2008. doi: 10.1093/pasj/60.sp1.S11.
- A. Vikhlinin, A. Kravtsov, W. Forman, C. Jones, M. Markevitch, S. S. Murray, and L. Van Speybroeck. Chandra Sample of Nearby Relaxed Galaxy Clusters: Mass, Gas Fraction, and Mass-Temperature Relation. *ApJ*, 640:691–709, April 2006. doi: 10.1086/500288.

- B. Vollmer and W. Huchtmeier. Deep H I observations of the surroundings of ram pressure stripped Virgo spiral galaxies. Where is the stripped gas? *A&A*, 462:93–99, January 2007. doi: 10.1051/0004-6361:20066302.
- D. A. White, A. C. Fabian, W. Forman, C. Jones, and C. Stern. Ram-pressure stripping of the multiphase interstellar medium of the Virgo cluster elliptical galaxy M86 (NGC 4406). *ApJ*, 375:35–45, July 1991. doi: 10.1086/170167.
- H. Yamaguchi, H. Nakajima, K. Koyama, T. G. Tsuru, H. Matsumoto, N. Tawa, H. Tsunemi, K. Hayashida, K. Torii, M. Namiki, H. Katayama, T. Dotani, M. Ozaki, H. Murakami, and E. Miller. The background properties of Suzaku/XIS. In *Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series*, volume 6266 of *Proc. SPIE*, page 626642, June 2006. doi: 10.1117/12.672183.
- T. Yoshino, K. Mitsuda, N. Y. Yamasaki, Y. Takei, T. Hagihara, K. Masui, M. Bauer, D. McCammon, R. Fujimoto, Q. D. Wang, and Y. Yao. Energy Spectra of the Soft X-Ray Diffuse Emission in Fourteen Fields Observed with Suzaku. *PASJ*, 61:805–, August 2009. doi: 10.1093/pasj/61.4.805.

謝辞

本博士論文の作成にあたり、多くの方々にお世話になりました。ここに、皆様への感謝の気持ちを述べさせていただきます。

指導教員の藤本龍一先生にはこの3年間、大変お世話になりました。本研究は藤本先生のお力添えなくしては完成しませんでした。常に丁寧で的確な助言に助けられてきました。博士論文の執筆にあたって、惜しめない助力を頂いたことで書き上げることが出来ました。至らない点の多い学生である私に、博士号の取得までお付き合い頂き、とても感謝しております。ありがとうございました。

副指導教員である米徳大輔先生には、博士論文の審査員として鋭い指摘を頂き、非常に参考となりました。また、日頃から研究の進捗などを気にかけて頂き、ありがとうございました。

東京理科大学の松下恭子先生には、博士論文の審査員を引き受けて頂いただけでなく、本研究の議論にも参加して頂き、とても感謝しております。ありがとうございました。

末松大二郎先生と青木真由美先生のお二方、お忙しい中審査員を快く引き受けて下さりありがとうございました。