

X-ray and Multiwavelength Studies of X-ray Luminous Clusters
in the Subaru/HSC-SSP Survey Field.

広島大学大学院 理学研究科 物理科学専攻
高エネルギー宇宙・可視赤外線天文学研究室
M161855 宮岡 敬太

主査:深澤 泰司

副査:志垣 賢太

2018年2月

概要

宇宙最大の自己重力系天体である銀河団は、その構造形成に必要な力学的タイムスケールが宇宙年齢であり、宇宙のエネルギー組成や構造進化の情報を色濃く残している。そのため、銀河団の観測的研究は宇宙論において有益である。銀河団の観測から宇宙論の研究を行う際に問題となる不定要素の一つが、バリオン・暗黒物質の相互作用や星形成などの銀河団物理である。本プロジェクトでは、すばる望遠鏡の超広視野主焦点カメラ Hyper Prime-Cam (HSC) による大規模可視光サーベイ計画 HSC-SSP (Subaru Strategic Program) 領域にある 22 個の銀河団に対して、X 線・弱い重力レンズ・可視光観測の相補的データに基づいた系統的な多波長研究を行い、銀河団物理の解明を目指す。本修論では HSC-SSP サーベイによる観測が終了した領域にある 5 個の銀河団の多波長物理量の比較及び、16 個の銀河団の X 線解析結果をまとめた。

我々は、XMM-Newton 衛星を用いて、銀河団ガスの温度と密度の半径分布を分光データおよび撮像データから測定し、静水圧平衡の仮定下、X 線総質量の測定を行った。解析パイプラインは自作し、先行研究との比較により検証を行った。図 1 は 16 個の銀河団の全質量に対するガス質量の比 f_{gas} の半径分布である。銀河団中心部の星生成活動などから予想されるガス質量の減少がみられたが、先行研究の平均的なガス質量比 0.10–0.12 (Vikhlinin et al.09 他) より 20 ~ 30% 程度高く見積もられたため、解析のおよび物理的にその原因を議論した。図 2 は HSC-SSP で観測された領域の銀河団に対する X 線質量とメンバー銀河の個数 (リッチネス) との相関関係である。質量とメンバー銀河の傾きは理論予想と一致しており、規格値は宇宙マイクロ波背景放射の宇宙論パラメータから期待される値と一致していた。

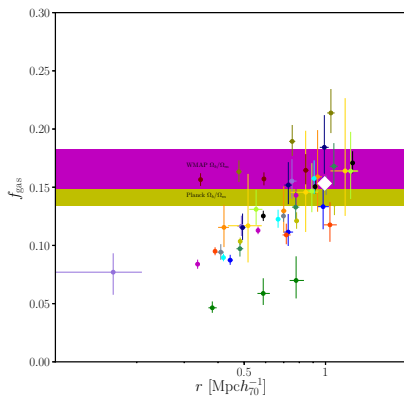


図 1: 全質量とガス質量の比の半径分布。横軸は銀河団中心からの半径。銀河団中心部は星生成活動のため、比が減少している傾向が見取れる。帯状の領域は宇宙の平均的なバリオンの割合である。

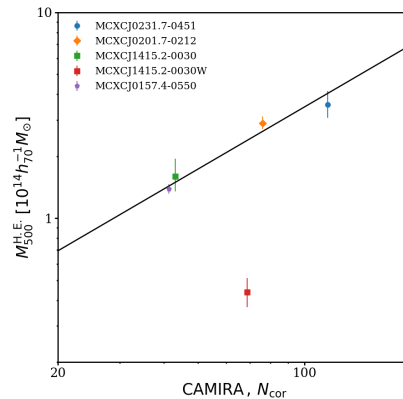


図 2: 全質量とリッチネスの相関関係。縦軸全質量、横軸リッチネス。外れている点はサンプルでない銀河群であり、サンプル銀河団では強いべき関数的相関が見られる。

目次

第 1 章	序論	9
1.1	研究背景	9
1.2	研究目的	10
第 2 章	銀河団の物理	11
2.1	銀河団とは	11
2.2	銀河団からの放射	12
2.2.1	熱的制動放射	13
2.2.2	輝線放射	14
2.3	X線質量推定	14
2.3.1	ガス密度分布	15
2.3.2	ガス温度分布	17
2.3.3	ガス質量および静水圧平衡を仮定した全質量推定	20
2.4	メンバー銀河の星質量測定	21
2.5	銀河団の多波長研究	21
2.5.1	mass bias	21
2.5.2	スケーリング関係	21
2.5.3	ガスフラクシオンおよびバリオンフラクシオン	23
2.6	銀河団の質量関数	23
第 3 章	XMM-Newton 衛星	25
3.1	概要	25
3.2	性能比較	26
3.3	X線反射望遠鏡	26
3.4	X線 CCD カメラ	29
3.5	EPIC バックグラウンド	29
第 4 章	系統的質量測定法の確立	33
4.1	サンプルセレクション	33
4.2	データリダクション	35
4.2.1	スクリーニング	35
4.2.2	レートイメージ作成	36
4.2.3	銀河団中心決定	37
4.3	スペクトル解析による温度測定	37

4.3.1	スペクトルの作成	37
4.3.2	スペクトルフィッティング	38
4.3.3	テストデータ Abell 1795 による ESAS の検証	40
4.4	正味の密度分布への変換係数の導出	40
4.5	表面輝度分布	44
4.5.1	表面輝度分布のフィッティング	44
4.5.2	Abell 1689 による密度の半径分布の検証	45
4.6	温度の半径分布	45
4.6.1	プロジェクション温度の半径分布のフィッティング	45
4.6.2	Abell 1689 による温度の半径分布の検証	46
4.7	ガス質量および全質量の導出	46
4.8	本章のまとめ	47
第 5 章	解析結果	49
5.1	電子密度の半径分布	49
5.2	温度の半径分布	51
5.3	ガス質量および全質量	52
第 6 章	X線銀河団物理量の議論	55
6.1	ガスフラクシオン	55
6.1.1	ガス質量の過大評価	56
6.1.2	全質量の過小評価	58
6.2	スケーリング関係	60
6.3	まとめ	65
謝辞		66
付録 A	中心シフト	78
付録 B	サンプル銀河団レートイメージ	79
付録 C	フレアの引き残りモデルの有無についての調査	82
付録 D	EPIC 検出器間の系統差	83
付録 E	サンプル銀河団のスペクトルフィット図	84
付録 F	サンプル銀河団の各円環領域における温度	87
付録 G	サンプル銀河団の表面輝度分布	92
付録 H	サンプル銀河団の温度の半径分布	94
付録 I	サンプル銀河団のガス質量および全質量の半径分布	96

目 次

1	全質量とガス質量の比の半径分布。横軸は銀河団中心からの半径。銀河団中心部は星生成活動のため、比が減少している傾向が見て取れる。帯状の領域は宇宙の平均的なバリオンの割合である。	1
2	全質量とリッチネスの相関関係。縦軸全質量、横軸リッチネス。外れている点はサンプルでない銀河群であり、サンプル銀河団では強いべき関数的相関が見られる。	1
2.1	ICM の熱的制動放射および輝線放射によるモデルスペクトラム (Smith et al., 2001)。ICM モデルのパラメータは赤方偏移 $z=0$ 、アバundance $A=1$ 、温度 $T=2-9$ keV である。熱的制動放射の連続的な成分と電離した重元素のエネルギー遷移による輝線放射の成分が見られる。	15
2.2	β モデル (式 2.22)、 2β モデル (式 2.23)、Martino モデル (式 2.26)、Vikhlinin モデル (式 2.25) の密度の半径分布。パラメータは概ね外側のスロープに合わせて任意に決めている。緑線の β モデルに対して青線の 2β モデルは、より中心部の複雑な構造を再現でき、黄色線の Martino モデルは中心部のクーリングを再現している。赤線の Vikhlinin モデルはさらに銀河団外縁部のスロープ構造をより再現している。	18
2.3	Martino モデル、Vikhlinin モデル (式 2.28) の温度の半径分布。横軸は銀河団中心からの距離 (kpc)、縦軸は温度 (KeV)。赤線は Martino モデル (式 2.28) の中心部のクーリングの項 t_{cool} を除いたもの。Vikhlinin モデルは中心部のクーリングをより再現していることが見てとれる。	19
2.4	Mass function calculator で計算した質量関数。質量関数は Sheth,Mo&Tormen(2001) の関数を用いた。	24
3.1	XMM-Newton 衛星の概略図 (Jansen et al., 2001)	25
3.2	pn 検出器に対する望遠鏡の入射 X 線の光路。(XMM-Newton Community Support Team)。	27
3.3	MOS および RGS に対する望遠鏡の入射 X 線の光路 (XMM-Newton Community Support Team)。望遠鏡と MOS 検出器の間に分散器が置いてあり、40%の X 線が RGS 検出器に、44%が MOS 検出器に入る。	27
3.4	MOS1 の光軸における PSF(XMM-Newton Community Support Team)。実線は PSF モデルとしてフィットしたキングプロファイルを表す。	28
3.5	MOS1 の光軸における PSF の積分値。40'' で全エネルギーの 90%が含まれる (XMM-Newton Community Support Team)。実線、破線および点線は、それぞれ 1.5 keV、6.0 keV および 9.0 keV での PSF の積分値を示す。	28

3.6	PSF の拡がりの X 線入射角依存性 (XMM-Newton Community Support Team)。縦軸は、ある入射角度での PSF を 5' まで積分し、その 90% が含まれる半径を表す。	28
3.7	望遠鏡の集光面積に、EPIC および RGS の検出効率をかけた有効面積 (XMM-Newton Community Support Team)。2 keV 付近に見られるエッジは X 線反射鏡の Au M 吸収端である。	28
3.8	MOS および pn 検出器の概略図 (XMM-Newton Community Support Team)。MOS は 7 枚、pn は 12 枚の CCD から成る。読み出し口の位置は、MOS は各 CCD の一端にあり、pn は両端に一列に並んでいる。	30
3.9	MOS (左)(Turner et al., 2001) および pn (右)(Strüder et al., 2001) の 0.1 –10 keV における量子効率。0.5 keV 付近に Si L、1.8 keV 付近に Si K 吸収端がある。	30
3.10	MOS で取得したブランクスカイ (Hubble Deep Field) のスペクトル (Snowden et al., 2004)。黒および赤が観測されたスペクトルで、SWCX を検出している時間帯とそれ以外のデータを表している。実線は全てモデルで、青が LHB と TAE、緑が SWCX、水色が CXB、ピンク色が装置起因の輝線である。	32
3.11	MOS1 の低エネルギー陽子によるフレアが起きている MOS1 のライトカーブ (XMM-Newton Community Support Team)。観測の前半は静穏なバックグラウンドだが、後半はフレアの影響を受けている。	32
3.12	MOS1 の QPB スペクトル (Kuntz and Snowden, 2008)。望遠鏡からの X 線を 1.05 mm 厚さのアルミフィルターで遮光して取得したデータ。1.5 keV と 1.7 keV に Al K α 輝線と Si K α 輝線が見られる。0.5 keV 以下のレート上昇は、検出器起因のノイズが含まれている。	32
4.1	本研究に用いる銀河団の選定基準。横軸は銀河団の赤方偏移、縦軸は r_{500} (銀河団の質量密度が宇宙の臨界密度の 500 倍になる半径) 内の全 X 線光度。黒点は MCXC カタログに載っている銀河団、赤点は本研究で解析した銀河団、青点は解析していない銀河団である。緑線が本研究の選定基準である。	33
4.2	Abell 1795 の MOS1 におけるカウントレート分布 (上) およびライトカーブ (下)。上図の黒点は実データ、緑線は正規分布モデル、青線はフィット範囲、赤線はしきい値の上限および下限を示す。下図の緑点はしきい値の範囲内にあるその後の解析に用いたデータを表す。	36
4.3	Abell 1795 の MOS1、MOS2、PN の複合レートイメージに検出した混入点源を除去したものの。	37
4.4	Abell 1795 におけるスペクトルフィットで指定した領域。0–30, 30–60, 60–120, 120–180, 180–240, 240–300, 300–420, 420–540, 540–720, 720–840 arcsec の 10 領域。	38
4.5	Abell 1795 の MOS1 および MOS2 のスペクトルフィット。上図は各領域および各 MOS のスペクトルとベストフィット、SPF の引きのこりの成分であるパワーローがある。また低エネルギー側に RASS のデータがある。下図はデータとモデルの比である。	40

4.6	左図は、Abell 1795 の温度分布。黒点が (Snowden et al., 2008a) の温度、その他の温度が本研究の解析結果である。MOS と PN を用いた結果が赤および緑円である。MOS のみが青、ピンク、水色であり、(Snowden et al., 2008a) と同様の解析手法を用いたのは水色の温度である。中心部ではおよそ 0.2 keV のずれが見られた。右図は、Caldb の異なるバージョンによる温度分布の違い (Snowden et al., 2008a)。縦軸は 2007 年の Caldb とカタログ作成時の古い Caldb で解析した温度の比、横軸は対応する温度。平均して 0.2 keV ほど新しい応答関数では低く見積もられていることがわかる。	42
4.7	Norm=1 でシュミレーションしたスペクトルの例。	43
4.8	Abell 1689 における表面輝度分布 (左図) および電子密度の半径分布 (右図)。左図において、黒点は本研究の実データ、赤線は全モデル関数、青線は表面輝度分布モデルおよびバックグラウンドモデルである。また、マゼンタは (Martino et al., 2014a) の結果の規格値をスケールしたもの。0.7 Mpc より外側で傾きが先行研究よりフラットになる結果となった。右図において、青線が本研究結果、その他の色が先行研究の結果である。先行研究より本研究の密度が、1 Mpc 付近で 16% ほど高い結果となった。	46
4.9	Abell 1689 および Abell 291 における温度の半径分布の比較。エラーの範囲内で一致していない点もあるが、概ね先行研究と一致した。	47
4.10	Abell 1689 における全質量の先行研究との比較。実線が本研究結果で全質量とガス質量の半径分布、点が先行研究の結果。Chandra 衛星の結果が本研究結果より系統的に大きいことがわかる。	48
5.1	サンプル 16 銀河団の電子密度の半径分布。縦軸は $E(z)$ (式 (2.13) 参照) でスケールした密度、横軸は r_{500} (§5.3 参照) でスケールした半径である。大まかに中心部で密度の高いものと低いものの 2 つの密度の半径分布の傾向が見て取れる。	49
5.2	サンプル 16 銀河団の温度の半径分布。左図は縦軸を三次元温度、横軸を半径でプロットした図であり、各銀河団でそれぞれ異なる半径分布を示している。右図は縦軸を全質量から期待される温度でスケールした三次元温度、横軸を r_{500} (§5.3 参照) でスケールした半径でプロットしたもの。規格値は先行研究を参考に行っている。概ね $0.2 - 0.6r_{500}$ でサンプル銀河団の温度の半径分布が一様な振る舞いを示していることがわかる。	52
6.1	$r_{2500}, r_{1000}, r_{500}$ におけるガスフラクションの比較。左図はガスフラクションの半径分布であり、色点は本研究のガスフラクションであり、白点は本研究の平均値である。銀河団中心部の星生成活動によりガスが減少する傾向が見られた。右図は横軸を M_{500} に対するガスフラクションであり、先行研究より $1.0 \times 10^{14} h_{70}^{-1} M_{\odot}$ 以上で大きい値を持っている。	56
6.2	Abell 1689 における表面輝度分布および密度の半径分布。左図は blanksky で差し引いた表面輝度分布と blanksky の表面輝度分布およびモデルバックグラウンド推定値の半径分布である。blanksky データはあえてエラーを表示していないが、エラーの範囲内でモデルバックグラウンドと一致しており、中心値では blanksky のほうが大きいことがわかる。右図は密度の半径分布であり、先行研究とエラーの範囲内で一致していることがわかる。	58

6.3	サンプル銀河団のクランピーファクター $C(r)$ 。サンプルによってバラツキがあるが全てのサンプルでクランピーファクターが 1.0 より大きいことがわかる。横線は clumpy factor=1.0、1.1、1.2 の線である。	59
6.4	Abell 1689 および Abell 1835 における温度の半径分布の比較。左図 Abell 1689 の赤点は星間吸収モデルのパラメータ n_H をフリーにしてフィットした結果である。LAB サーベイの 21cm の値で固定して求めた温度より温度が $0.5 \sim 0.8 keV$ 程度高くなっていることがわかる。Abell 1835 では $0.2-0.6$ Mpc の領域で温度が先行研究より低いことがわかる。また、Zhang et al.2008 の温度の半径分布は銀河団外縁部の測定でされておらず、 0.6 Mpc より外側は外層していることがわかる。	60
6.5	$r_{2500}, r_{1000}, r_{500}$ における $M_{H.E.}$ と M_{gas} のスケーリング関係	63
6.6	r_{500} における $M_{H.E.}$ と $0.2 - 0.6 r_{500}$ における L_X と T_X のスケーリング関係。	64
7	3 つの EPIC 検出器の複合スムージングプレートイメージ。	79
8	3 つの EPIC 検出器の複合スムージングプレートイメージ。	80
9	3 つの EPIC 検出器の複合スムージングプレートイメージ。	81
10	全円環領域のスペクトルフィット結果。上プロットは実データのスペクトル、モデルスペクトル、下プロットはデータとモデルとの比。	84
11	全円環領域のスペクトルフィット結果。上プロットは実データのスペクトル、モデルスペクトル、下プロットはデータとモデルとの比。	85
12	全円環領域のスペクトルフィット結果。上プロットは実データのスペクトル、モデルスペクトル、下プロットはデータとモデルとの比。	86
13	サンプル銀河団の表面輝度分布フィット結果。黒点が実データ、赤線が全モデル、青線が表面輝度分布モデルおよびバックグラウンドモデルである。エラーは全て 1σ エラーを採用している。	92
14	サンプル銀河団の表面輝度分布フィット結果。黒点が実データ、赤線が全モデル、青線が表面輝度分布モデルおよびバックグラウンドモデルである。エラーは全て 1σ エラーを採用している。	93
15	サンプル銀河団の温度の半径分布のフィット結果。黒点が測定した温度、赤線がプロジェクション温度の半径分布モデル、青線が三次元温度の半径分布モデルである。エラーは全て 1σ エラーを採用している。	94
16	サンプル銀河団の温度の半径分布のフィット結果。黒点が測定した温度、赤線がプロジェクション温度の半径分布モデル、青線が三次元温度の半径分布モデルである。エラーは全て 1σ エラーを採用している。	95
17	サンプル銀河団のガス質量および全質量の半径分布。実線が中心値、エラーは全て 1σ エラーを採用している。	96
18	サンプル銀河団のガス質量および全質量の半径分布。実線が中心値、エラーは全て 1σ エラーを採用している。	97

表 目 次

2.1	銀河団の組成	11
2.2	銀河団の主な放射過程。	13
2.3	ICM の主な輝線。	14
2.4	図 2.2 のモデルパラメータ。	17
2.5	図 2.3 のモデルパラメータ。	20
2.6	mass bias	22
2.7	ガスフラクシオン	23
3.1	<i>XMM-Newton</i> 、 <i>Chandra</i> 、および「すざく」衛星に搭載された X 線望遠鏡および CCD カメラの性能比較 (Jansen et al., 2001) (Garmire et al., 2003) (Mitsuda et al., 2007)。	26
3.2	<i>XMM-Newton</i> 搭載 EPIC カメラの特性 (Turner et al., 2001)(Strüder et al., 2001)。	29
4.1	研究対象の銀河団の X 線特性 (Piffaretti et al., 2011a)。	34
4.2	テストデータ Abell 1795 の基本データ。	35
4.3	スペクトルフィットパラメータ	41
5.1	表面輝度分布のベストフィットパラメータ。	50
5.2	温度分布のベストフィットパラメータ	51
5.3	r_{2500} におけるガス質量、全質量、ガスフラクシオン	53
5.4	r_{1000} におけるガス質量、全質量、ガスフラクシオン	53
5.5	r_{500} におけるガス質量、全質量、ガスフラクシオン	54
6.1	blanksky データの基本的な情報。	56
6.2	A1689 の r_{500} におけるガス質量の先行研究との比較。	59
6.3	Abell 1689 の r_{500} における全質量の先行研究との比較。	61
6.4	Abell 1835 の r_{500} における全質量の先行研究との比較。	61
6.5	各物理量における $y = ax + b + \sigma_{\text{int}}$ のベストフィット値。	62
6	サンプル銀河団の中心位置と中心シフト	78
7	フレアイベントの割合とイベントヒストグラムの χ/ν 値。	82
8	スペクトルフィットから得られた検出器間の系統差	83
9	^a Cluster name. ^b Cluster-centric annulus ^c Best-fit temperature ^d degrees of freedom	87
10	^a Cluster name. ^b Cluster-centric annulus ^c Best-fit temperature ^d degrees of freedom	88
11	^a Cluster name. ^b Cluster-centric annulus ^c Best-fit temperature ^d degrees of freedom	89
12	^a Cluster name. ^b Cluster-centric annulus ^c Best-fit temperature ^d degrees of freedom	90

13 ^aCluster name. ^bCluster-centric annulus ^c Best-fit temperature ^d degrees of freedom . . . 91

第1章 序論

1.1 研究背景

1990年代後半以降、超新星の観測による宇宙の加速膨張の発見やCMBおよびバリオン音響振動の測定による宇宙論パラメータの制限によって、我々の宇宙は Λ CDM模型とよく一致することが明らかになった。 Λ CDM模型における階層的構造形成モデルに基づけば、初期密度揺らぎの重力成長理論により予言される銀河団の質量数密度と銀河団全質量測定から、宇宙模型に相補的な制限を与えることができる。さまざまな銀河団質量測定法にはそれぞれ系統的な誤差を含んでおり、宇宙論への応用にはそれらを議論する必要がある。近年の主要な質量測定にはX線による静水圧平衡と可視光による弱い重力レンズ効果の2つがある。X線質量は静水圧平衡などの力学状態を仮定するが、弱い重力レンズ効果を用いた質量測定は力学状態の仮定を必要としない。しかし、弱い重力レンズ効果は銀河団質量の三軸不等性や銀河団のサブ構造などに敏感であり、両者は相補的であると言える。そのため銀河団の力学状態を検証することや系統誤差を精査する上で、両者の質量の比較は役立つ。とりわけ、静水圧平衡を仮定した質量と弱い重力レンズ質量の比であるmass biasは両者の系統誤差を議論する上で重要である。mass biasの研究はここ数十年の間に数多く行われており、複数の研究結果Mahdavi et al. (2013b)、Israel et al. (2014)、Kettula et al. (2015)、Smith et al. (2016)で静水圧平衡を仮定した質量は過小評価する傾向にあることはわかっているが、0.6から1.0とばらついており未だ収束していない。そのため数多くの銀河団を用いたmass biasの研究が求められている。また遠方銀河団や低質量銀河団の質量の間接推定に用いられるスケーリング関係は、銀河団の物理や個性に起因する系統的な誤差が含まれており、宇宙論の応用には精度の良いスケーリング関係が必要とされている。このような銀河団物理量の系統的な研究を行うことができる近年の大規模サーベイ計画として、Hyper Suprime-Cam Subaru Strategic Program Survey (HSC SSP Survey)(HSC-SSP; Miyazaki et al., 2012, 2015; Aihara et al., 2017b,a)、Canada-France-Hawaii Telescope Legacy Survey(CFHTLS; Shan et al., 2012)、the Dark Energy Survey(DES; Dark Energy Survey Collaboration et al., 2016)、XXL(Pierre et al., 2016)、Extended Roentgen Survey with an Imaging Telescope Array(*eROSITA*; Cappelluti et al., 2011)、*Planck*(Planck Collaboration et al., 2015)、South Pole Telescope(SPT; Bleem et al., 2015)、South Pole Telescope Polarimeter(SPTPol; Austermann et al., 2012)、Atacama Cosmology Telescope(ACT; Hasselfield et al., 2013)、Atacama Cosmology Telescope Polarimeter(ACTPol; Louis et al., 2016)などの可視光・X線、電波の多波長に渡る計画がある。ここ数年の間で多種多様な銀河団カタログが作られ、多波長を用いた系統的な研究が銀河団研究の時好の趨勢をたどることが期待される。まさに今は銀河団カタログの過渡期と言える。

これら多種多様なサーベイ計画のうち日本の国立天文台と台湾とプリンストン大学が共同で行われているすばる望遠鏡の超広視野主焦点カメラHyper Suprime-Cam(HSC)による大規模可視光サーベイ計画HSC-SSPは、銀河団の弱い重力レンズ効果を用いた宇宙論を目的とした非常にユニークなサーベイ計画である。HSC-SSPサーベイはすばる望遠鏡の戦略的サーベイ計画の一つであり、300晩もの期間を2014

年からおよそ5年をかけて観測する計画である。HSC-SSP サーベイは1.5平方度の超広視野と8.2m望遠鏡による大口径によって、1400平方度の領域を効率的に観測することができ、約26等の限界等級で前機Suprime-Camより2バンド多い、5バンドの観測によって深い領域の銀河団探査や背景銀河の選定を有利に行える。HSC-SSP サーベイによって質の良い多数の可視光データが得られることにより、mass biasにおいては2~3倍の決定精度が見込まれ、スケールン関係においては4%~5%の精度の向上が見込まれる。

質の良いHSCデータを用いた多波長研究には質の良いX線、電波などの他波長のデータが必要不可欠である。なぜならHSCデータは統計誤差・系統誤差の両者において優れた結果が期待できるが、合わせて用いるX線データの質が良くないと先行研究より優れた成果は期待できない。現在、視野の広い*XMM-Newton*衛星、角度分解能の良い*Chandra*衛星、エネルギー分解能の良いすざく衛星が、良質な銀河団データを与える。そのうち、*XMM-Newton*衛星は、領域まで広がった天体である銀河団を一度に観測することができ、また、3つの望遠鏡およびCCD検出器により広い有効面積を誇るため、銀河団の系統的研究に適している。2028年に打ち上げ予定の*Athena*衛星まで、銀河団の観測に適した大型X線天文衛星の計画はなく、X線においては既存の衛星を用いた研究を行うのが主流である。

また、HSC-SSP サーベイ領域は高分解能電波望遠鏡ACTPolのCMBサーベイと重複するように計画されており、両者による高い研究成果が期待できる。 $z \sim 3000$ の初期宇宙からの光であるCMBを用いた銀河団探査は、X線や可視光では捉えられない高赤方偏移の銀河団特性の情報を与える。さらにACTPolにより得られる温度は $11 \sim 17 \mu K - \text{arcmin}^2$ の低いノイズレベルが期待され、前機ACTの2倍以上の深い領域の観測を可能にする(Naess et al., 2014)。そのため、ACTPolサーベイによって得られるスニヤエフ・ゼルドビッチ効果を用いた測定との多波長研究は今までにない成果が期待される。さらに本修論執筆時である2018年にはSRG衛星搭載軟X線CCD検出器eROSITA(Cappelluti et al., 2011)による全天サーベイが行われようとしており、新しいX線銀河団カタログが作られる。eROSITAは広い有効面積を誇るが観測時間が銀河団1つあたり2~4secと短いため、初期サーベイ期においては他衛星の質の良いデータによる較正が必要となる。

1.2 研究目的

本研究ではHSC-SSP サーベイ領域にあるX線で明るい銀河団22個を、*XMM-Newton*衛星のX線データを用いて系統的に物理量を測定し、弱い重力レンズ質量と可視光観測量とを比較することで、mass biasの測定やスケールン関係の作成、銀河団バリオン物理による寄与の定性的な議論を目的とする。先行研究より少ないサンプル数で有意的な成果を出すためには、質の良い可視光データと深いX線データが必要とされる。そのため我々が独自でX線データを集めることにより、mass biasにおいては先行研究に匹敵する決定精度5%を目指す。また本研究はHSCサーベイで観測される特徴的な銀河団に用いるX線質量推定法の確立を行うため系統的な多波長研究の先駆けという位置づけもある。さらに我々の深いデータを用いた系統的研究は、将来的に行われるACTPolやeROSITAによるサーベイに重要な役割を果たすことが期待される。

第2章 銀河団の物理

2.1 銀河団とは

銀河団とは宇宙最大の自己重力天体であり、数百から数千もの銀河の集合体である。その大きさは数 Mpc にも拡がり、総質量は $10^{14} - 10^{15} M_{\odot}$ 程度である。その構成要素のほとんどはダークマター (Ostriker, 1999) であり、重力ポテンシャルに捕られた高温ガス (Intra Cluster Medium : ICM)(Forman et al., 1978)、銀河が第 0 近似で球対称に近い形で分布している。表 2.1 にそれらの平均的な質量比を示す。

表 2.1: 銀河団の組成

成分	質量比
ダークマター	約 85%
高温ガス	約 13%
星	約 2%

宇宙は小さなものから大きなものへとボトムアップ的に構造進化してきたと考えられている (Davis et al., 1985)(Springel et al., 2005)。宇宙には重力相互作用でしか観測できないダークマターが物質より多く存在し、重力は無遠慮まで力が働くことから、その構造形成には重力が支配的である。初期宇宙で作られた物質が重力ポテンシャルの低い領域で集められ原始星が作られ、更に重力崩壊しないうちは恒星が作られる。そして数千億の恒星や周囲の始原ガスが重力崩壊することで銀河系が形成され、周囲のガスやダークマターとともに重力崩壊することで銀河団が形成される。おおまかにはこのような構造形成史をたどる。また銀河団同士がさらに重力的に結びつくと、我々の宇宙でフィラメント構造を形成している超銀河団となる。銀河団は自己重力で系を保っている天体のなかで最大のスケールを持ち、その構造変化に必要な時間は力学時間と呼ばれ、

$$t_{\text{dyn}} \sim \frac{R}{\sigma_{1D}} \sim \frac{1}{\sqrt{G\rho}} \sim 4 \times 10^9 \left(\frac{\rho}{10^{-27} \text{gcm}^{-3}} \right)^{-1/2} \text{ yr.} \quad (2.1)$$

程度となる。力学時間はその系の平均的な質量密度にのみ依存し、宇宙年齢に近い数十億年程度を要する。そのため銀河団は宇宙全体の時間発展とともに今に至るまで構造変化を行い、かろうじて平衡状態に達しつつある状態であることがわかる。これほど形成に時間のかかる天体は他にはなく、宇宙そのものの情報を残している唯一の天体である。そのため、宇宙論において重要な天体の一つとなっている。

銀河団の発見は可視光から始まり、有名なものとして 1958 年にエイベルによる写真乾板を用いた可視光カタログがあり、2712 個の銀河団の特徴がまとめられている (Abell, 1958)。その後 CCD 検出器が台頭してからは、SDSS サーベイ (York et al., 2000) により数万個の銀河団からなるカタログが作られた。可視光では重力的に束縛されたメンバー銀河が観測され、それらの密集度合いを銀河団の選定基準に用いることが多い。しかし天球面上に投影された銀河分布だけからでは銀河団と判断するのは難しく、平均的な銀河団

とフィールドの銀河面密度の比は、

$$\frac{\Sigma_{\text{cluster}}}{\Sigma_{\text{field}}} \sim \frac{\langle n_{\text{gal}} \rangle_{\text{cluster}} 2R + \langle n_{\text{gal}} \rangle_{\text{field}} R_{\text{univ}}}{\langle n_{\text{gal}} \rangle_{\text{cluster}} R_{\text{univ}}} \sim 1 \quad (2.2)$$

となりほとんど変わらない。そのため奥行きの情報とメンバー銀河の情報がよく用いられる。銀河団に属する銀河はその周りの領域より年をとった赤い楕円銀河が多く、そのため視線方向の銀河と区別する際にその色や赤方偏移をよく用いる。また年をとった銀河団には中心付近に巨大な楕円銀河である cD 銀河が存在することが多く、そのようなものを cD 銀河団と呼び、銀河団を分類する一つの指標となっている。

1970 年代にはウフル衛星により広がった X 線源が発見され (Forman et al., 1978)、数年後に OSO-8 衛星と Ariel-5 衛星によって鉄輝線の観測により銀河団中の高温ガスであることがわかった。その後 1990 年代には ASCA 衛星や BeppoSAX により高温ガスの特徴が調べられ、ROSAT 衛星により全天サーベイが行われ、1743 個の銀河団の X 線特性が MCXC カタログにまとめられている (Piffaretti et al., 2011b)。2000 年代からは XMM-Newton 衛星、Chandra 衛星、すざく衛星による研究が主であり、2018 年現在においてもそれは変わっていない。

銀河団周辺のガスは莫大な重力エネルギーを受け取り $10^7 K$ もの高温になり、完全電離してプラズマ状態にあるため、荷電粒子の 2 体散乱の総和からなる熱的制動放射や重元素の輝線放射が支配的となる。両者の放射率は密度の 2 乗と温度の積に比例することから、ガスの放射による冷却時間は、

$$t_{\text{cool}} \sim 2 \times 10^{10} \left(\frac{n_{\text{gas}}}{10^{-3} \text{gcm}^{-3}} \right)^{-1} \left(\frac{T}{10^8 \text{K}} \right)^{1/2} \text{yr.} \quad (2.3)$$

で表される。冷却時間が力学時間より長い場合、銀河団中のガスは冷えていないことがわかる。ICM の密度や温度は銀河団のバリオン物理を反映しており、銀河団内部構造の理解につながる。ICM には相対論電子が存在する場合があります。シンクロトロン放射による数 100MHz から GHz の波長帯で広がった電波源として観測されている。広がった電波源には、銀河団中心付近からの電波ハローや外縁部からの電波レリククに分類される。CMB の熱的逆コンプトン散乱であるスニヤエフ・ゼルドビッチ効果として電波の波長帯 (数 10GHz から 200GHz 付近) で観測される。このような電波観測は X 線とは相補的な ICM の観測手段となっている。

また光では見ることでできないダークマターもその強い重力ポテンシャルを直接もしくは間接測定することでその描像を捕らえることができる。X 線では ICM に働く重力と圧力勾配の釣り合いの関係式である静水圧平衡を仮定することで、ダークマター・星・ガスの総質量を推定することができる。一方可視光では古くはメンバー銀河の速度分散を用いた方法が有名ではあるが、近年では一般相対性理論に基づく弱い重力レンズ効果を利用した総質量の測定方法が有力な手法となっている。以上のように銀河団は各構成要素を多波長で観測することができるという特徴を持っている。

2.2 銀河団からの放射

先に述べたように銀河団は電波、可視光、X 線と多波長で放射している (Sarazin, 1988)。それらの放射過程を表 2.6 にまとめた。可視光ではメンバー銀河を構成する星々が黒体放射で輝いている。ICM からの放射は多岐にわたっており、主に熱的なものと非熱的なものに分けることができる。X 線では主に ICM からの熱的制動放射および輝線放射が卓越しており、電波ではスニヤエフ・ゼルドビッチ効果による放射が卓

越している。相対論電子が存在する場合、電波の波長帯ではシンクロトロン放射、硬X線では相対論電子とCMBの逆コンプトン散乱が放射される。硬X線の逆コンプトン散乱は、論争があるものの有意な放射の探知には至っていない。また相対論的陽子と熱的陽子の衝突に伴うカスケード反応の π^0 崩壊によって、ガンマ線の波長帯での放射が期待されているが、現在のところ有意な観測¹は報告されていない。

表 2.2: 銀河団の主な放射過程。

	放射過程	観測波長域
星 (銀河)	黒体放射	可視光
	熱的ガス	
	熱的制動放射	X線
	輝線放射	X線
	スニヤエフ・ゼルドビッチ効果	電波
相対論的電子	シンクロトロン放射	電波
	逆コンプトン散乱	硬X線
	π^0 崩壊	ガンマ線

以下の章では本研究において重要なX線放射のみ詳細に説明する。

2.2.1 熱的制動放射

熱平衡状態にある粒子の速度分布は、その温度 T で決まるマックスウェル分布に従う。

$$P_M(v)d^3v = \left(\frac{m}{2\pi k_B T}\right)^{3/2} \exp\left(-\frac{mv^2}{2k_B T}\right) d^3v \quad (2.4)$$

ここで、 m は粒子の質量、 k_B はボルツマン定数、 v は粒子の速度である。ICMの主成分は高電離のイオンで構成されそのほとんどが水素とヘリウムイオンであり、一部重元素が含まれる。電離した電子はイオンとの2体散乱であるクーロン散乱を起こす。電子と電荷 $Z_i e$ のイオンによるクーロン散乱のエネルギー放射率は

$$\epsilon_\nu^{rs} = \frac{16\pi Z_i^2 e^6}{3\sqrt{3}c^3 m_e^2 v} n_e n_i g_{ff}(v, \omega) \quad (2.5)$$

で表せる。 m_e は電子の質量、 c は光速、 v は電子の速度、 n_e および n_i は電子およびイオンの数密度、 g_{ff} はgaunt因子と呼ばれる補正係数でオーダーで1の値になる。個々の電子はマックスウェル分布に従って運動しており、かつICMは光学的に薄いためエネルギー放射率の総和は、クーロン散乱による放射をマックスウェル分布で足し上げることで

$$\begin{aligned} \epsilon_\nu^{ff} &= \int_{\sqrt{2h_p\nu/m_e}}^{\infty} \frac{d\omega}{\nu} \epsilon_\nu^{rs} P_M(\vec{v}) 4\pi v^2 dv \\ &= \frac{2^5 \pi Z_i^2 e^6}{3m_e c^3} \sqrt{\frac{2\pi}{3k_B m_e}} n_e n_i T_e^{-1/2} e^{-h_p\nu/k_B T_e} \overline{g_{ff}}(T_e, \nu) \text{ erg s}^{-1} \text{ cm}^{-3} \nu^{-1} \end{aligned} \quad (2.6)$$

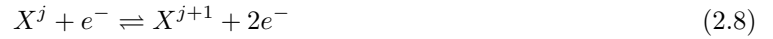
のように表される。 $\overline{g_{\text{ff}}}(T_e, \nu)$ は $g_{\text{ff}}(v, \omega)$ を電子の速度について平均化した量である。また、周波数積分およびイオンの種類について足しあげることで、熱的制動放射の全放射率が求まる。

$$\begin{aligned}\epsilon^{\text{ff}} &= \int_0^\infty \epsilon_\nu^{\text{ff}} d\nu \\ &= \Lambda(T_e) n_e^2 \text{ erg s}^{-1} \text{ cm}^{-3}\end{aligned}\quad (2.7)$$

ここで、銀河団中の水素イオンおよびヘリウムイオンはほぼ完全電離した状態にあるので、数密度は電子密度に比例することを用いた。 $\Lambda(T, Z)$ は熱的制動放射に対する冷却関数と呼ばれ、 $T_e > 2\text{keV}$ ではほぼ $\Lambda(T_e) \propto T_e^{1/2}$ の温度依存性を持つ。

2.2.2 輝線放射

温度 $T \sim 10^7 K$ のような光学的に薄いガスの電離過程は衝突電離と再結合が支配的であり、銀河団同士
の衝突の直後や宇宙平均の 10 倍程度以下のような低密度領域を除いては、



のような電離平衡の状態にあると考えられる。 X^j は元素 X の j 階電離したイオンである。ICM からの輝線放射は鉄や酸素などの重イオンによるものが多く、表 2.3 のようなものがある。特に銀河団の鉄輝線は強く見られ、銀河団の重元素量を定める指標としてよく用いられている。輝線放射はエネルギー準位間の余

表 2.3: ICM の主な輝線。

イオン	O VIII	Mg XII	Si XIV	Fe XXV	FeXXVI
Z_i	8	12	14	26	26
$E_2 - E_1$ keV	0.65	1.5	2.0	6.7	7.0

分なエネルギーに起因し、あるエネルギー準位に電子を持つイオンの密度は衝突励起においては ICM 中の電子密度に比例するため、輝線による放射率は以下のような式で表される。

$$P_{\text{line}} = f_{\text{line}}(T_e) Z n_e^2 = \Lambda_{\text{line}}(T_e, Z) n_e^2 \quad (2.9)$$

Λ_{line} は輝線放射における冷却関数である。X 線で観測されるのは主に熱的制動放射と輝線放射であり、図 2.1 に銀河団からの 0.1-10 keV のモデルスペクトルを示す。式 (2.6) における温度の $-1/2$ 乗の成分がスペクトルの傾きに対応しており、6-7 keV 付近に銀河団中に存在する Fe 輝線が見られる。

2.3 X 線質量推定

X 線では ICM が重力と圧力勾配の釣り合いの関係である静水圧平衡を仮定して質量を推定する。ここでは X 線質量推定に必要なガス密度と温度の半径分布のモデルと静水圧平衡を仮定した質量推定について説明する。

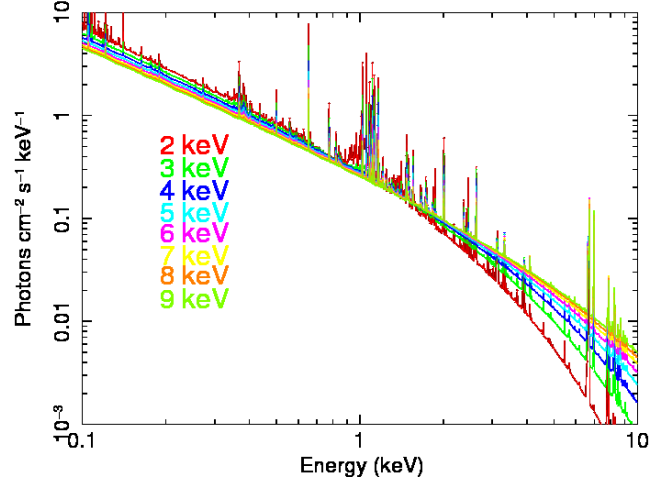


図 2.1: ICM の熱的制動放射および輝線放射によるモデルスペクトラム (Smith et al., 2001)。ICM モデルのパラメータは赤方偏移 $z=0$ 、アバundance $A=1$ 、温度 $T=2-9$ keV である。熱的制動放射の連続的な成分と電離した重元素のエネルギー遷移による輝線放射の成分が見られる。

2.3.1 ガス密度分布

銀河団はガス粒子の平均自由行程よりも大きな空間スケール、および緩和時間よりも長い時間スケールを有しているため流体としてみなすことができる。また、銀河団ガスの構造変化の時間スケールは銀河団の端から端までを音速で伝播する時間で表せ、

$$t_s = \frac{2R}{c_s} \sim 2 \text{ Gyr} \left(\frac{R}{1 \text{ Mpc}} \right) \left(\frac{c_s}{1000 \text{ kms}^{-1}} \right)^{-1} \quad (2.10)$$

となる。 R は銀河団の大きさ、 c_s は単原子理想気体に対する音速である。一方、重力ポテンシャルの変化の時間スケールは自由落下時間として、

$$t_{\text{ff}} = \sqrt{\frac{3\pi}{32G\rho}} \sim 4 \text{ Gyr} \left(\frac{\rho}{100\bar{\rho}_m(z=0)} \right)^{-1/2} \quad (2.11)$$

$$\bar{\rho}_m = \Omega_m \rho_{\text{cr}} \quad (2.12)$$

で表される。 G は重力定数、 ρ は全質量密度、 $\bar{\rho}_m(z=0)$ は宇宙の平均物質密度である。なお、 Ω_m は宇宙の物質密度パラメーター、 $\rho_{\text{cr}} = 3H(z)^2/8\pi G$ は宇宙の臨界密度である。ここで、

$$H(z)^2 = H_0^2 E(z)^2 = H_0^2 [\Omega_{m,0}(1+z)^3 + \Omega_\Lambda] \quad (2.13)$$

である。式 (2.10) が式 (2.11) よりも短い時間スケールであることは、力学的に落ちついた銀河団では、重力と圧力勾配の釣り合いの関係式である静水圧平衡がおおまかに成り立っていることを意味する。したがって銀河団が球対称だと仮定すると、

$$\frac{1}{\rho_g} \frac{dP_g}{dr} = -\frac{d\phi}{dr} \quad (2.14)$$

の関係式が成り立つ。 ρ_g は ICM の質量密度、 P_g は ICM の圧力、 r は銀河団中心からの半径、 ϕ は重力ポテンシャルである。また、気体の状態方程式として、

$$P_g(r) = k_B n_g(r) T_g \quad (2.15)$$

を仮定する。 n_g は ICM 密度、 T_g は ICM の温度である。式 (2.13) と式 (2.14) から、

$$\frac{d \ln \rho_g}{dr} = -\frac{\mu m_p}{k_B T_g} \frac{d\phi}{dr} \quad (2.16)$$

が得られる。ここで、 μ は粒子 1 個あたりの分子量、 m_p は陽子質量であり、温度 T_g は一様であるとした。銀河は重力ポテンシャルによって束縛されており、同様に、

$$\frac{\ln \rho_G}{dr} = -\frac{1}{\sigma^2} \frac{d\phi}{dr} \quad (2.17)$$

が成り立つことが言える。 σ は銀河の速度分散であり、 1000 km s^{-1} 程度である。 ρ_G は銀河団のメンバー銀河の質量密度であり、球状星団や銀河の密度の半径分布として経験的に知られているキングプロフィールと等しいと仮定すると、

$$\rho_G \sim \rho_{\text{King}} = \rho_0 \left[1 + \left(\frac{r}{r_c} \right)^2 \right]^{-3/2} \quad (2.18)$$

なる。 r_c は密度が概ね一定であるとみなせる指標でありコア半径と呼ばれる。式 (2.16) と式 (2.17) および式 (2.18) の比較により、

$$\rho_g = \rho_G^\beta, \quad \beta = \frac{\mu m_p \sigma^2}{k_B T_g} \quad (2.19)$$

という関係が得られる。ガス密度は水素とヘリウムの数密度の宇宙の平均的な質量組成比 $\text{H} : \text{He} : \text{Z} = 0.7 : 0.28 : 0.02$ から電子密度を用いて、

$$\rho_g = 1.92 \mu m_p n_e \quad (2.20)$$

と表せる。式 (2.18) の ρ_G と式 (2.19) を合わせると、ICM 内の電子密度の半径分布は

$$n_e(r) = n_{e0} \left[1 + \left(\frac{r}{r_c} \right)^2 \right]^{-3\beta/2} \quad (2.21)$$

の式で表すことができ、この式を β モデルと呼ぶ。ここで、 n_{e0} は中心の水素密度、 β は外縁部でのべき指数を決めるパラメータであり、それぞれのパラメータはおおよそ $n_{e0} = 10^{-3} \sim 10^{-2} \text{ cm}^{-3}$ 、 $r_c = 50 \sim 200 \text{ kpc}$ 、 $\beta = 0.5 \sim 1$ 程度の値をとる。 β モデルは等温モデルとも呼ばれ、ICM の温度が半径依存性しないことを仮定している。式 (2.6) の放射率に式 (2.21) の密度の半径分布を代入し視線方向に積分することで、正味の観測量と同じ単位を持つ ICM の表面輝度分布が得られる。

$$S(r) = S_0 \left[1 + \left(\frac{r}{r_c} \right)^2 \right]^{-3\beta+1/2} \quad (2.22)$$

$$S_0 = n_{e0} n_{\text{H0}} \Lambda(T_e) \frac{\sqrt{\pi} r_c}{4\pi D_L^2} \frac{\Gamma(3\beta - 1/2)}{\Gamma(3\beta)} \text{ erg s}^{-1} \text{ cm}^{-4} \quad (2.23)$$

表 2.4: 図 2.2 のモデルパラメータ。

model	n_0 [cm ⁻³]	r_{c1} [kpc]	β_1	n_{02} [cm ⁻³]	r_{c2} [kpc]	β_2	α	r_s	ϵ	γ
β^1	1e-3	200	1.0	0	0	0	0	0	0	0
$2\beta^2$	1e-3	200	1.0	8e-4	10	0.5	0	0	0	0
Martino ³	8.6e-4	200	0.9	3.2e-3	20	1.0	1.0	0	0	0
Vikhlinin ⁴	8.6e-4	200	0.9	3.2e-3	20	1.0	1.0	1000	0.4	3.0

¹ 式 2.21 に対応

² 式 2.21 の 2 項足し上げに対応

³ 式 2.24 に対応

⁴ 式 2.23 に対応

D_L は銀河団までの光度距離、 n_{H0} は中心の水素密度である。観測データの質や銀河団によっては式 (2.21) の β モデルを二つ足し合わせた 2β モデル

$$S(r) = \sum_{i=1}^{N=2} S_i(r)_{\text{beta}} \quad (2.24)$$

の方が観測と一致することがあることが報告されている。また近年の *Chandra* 衛星を用いた高角度分解能による X 線撮像観測により、中心部付近での放射冷却 (クーリング) による密度の立ち上がりがみられ、これを組み込んだ密度分布のモデルとして、Vikhlinin による

$$n_p n_e(r) = \frac{n_0^2 (r/r_{c1})^{-\alpha}}{\left[1 + \left(\frac{r}{r_{c1}}\right)^2\right]^{3\beta_1 - \alpha/2}} \frac{1}{\left(1 + \left(\frac{r}{r_s}\right)\gamma\right)^{\epsilon/\gamma}} + \frac{n_{02}^2}{\left[1 + \left(\frac{r}{r_{c2}}\right)^2\right]^{3\beta_2}} \quad (2.25)$$

がある (Vikhlinin et al., 2006)。 r_{c1} および r_{c2} はコア半径、 β_1 および β_2 は外縁部でのべき指数を決めるパラメータ、 α は中心部での立ち上がりを決めるパラメータ、 ϵ は r_s 付近でのべき指数を決めるパラメータ、 γ は勾配の幅を決めるパラメータである。また *Chandra* 衛星より角度分解能の劣る *XMM-Newton* 衛星を用いた Local Cluster Substructure Survey (LoCuSS) の研究 (Martino et al., 2014a) では、

$$n_p n_e(r) = \frac{n_0^2 (r/r_{c1})^{-\alpha}}{\left[1 + \left(\frac{r}{r_{c1}}\right)^2\right]^{3\beta_1 - \alpha/2}} + \frac{n_{02}^2}{\left[1 + \left(\frac{r}{r_{c2}}\right)^2\right]^{3\beta_2}} \quad (2.26)$$

のような簡易モデルが用いられた。式 (2.25) に対して外側のスロープを調整する項がなくなっている。図 2.2 に式 (2.23) の β モデルと 2β モデルおよび式 (2.26) の Martino のモデル分布、式 (2.23) の Vikhlinin のモデル分布をプロットした。用いたパラメータは典型的な値を代入し、表??に示す。

2.3.2 ガス温度分布

ICM の X 線放射率 (2.6) からわかるように温度も放射を特徴づける物理量の一つである。ガスは形成過程で重力エネルギーを熱エネルギーへ変換し温度を得るため、外縁部では中心部へ向かうにつれ温度が上昇する半径分布を示す。中心部に巨大な楕円銀河である cD 銀河が存在する銀河団には、密度上昇に伴う放射冷却によって温度の低下が見られる銀河団が多い。中心領域を除いた外縁部での 3 次元温度の半径分布

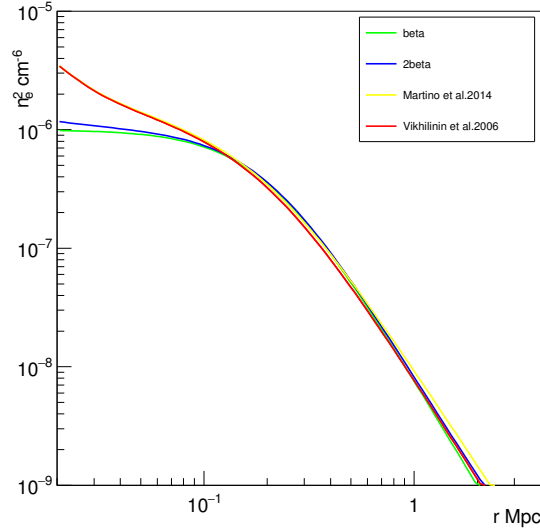


図 2.2: β モデル (式 2.22)、 2β モデル (式 2.23)、Martino モデル (式 2.26)、Vikhlinin モデル (式 2.25) の密度の半径分布。パラメータは概ね外側のスロープに合わせて任意に決めている。緑線の β モデルに対して青線の 2β モデルは、より中心部の複雑な構造を再現でき、黄色線の Martino モデルは中心部のクーリングを再現している。赤線の Vikhlinin モデルはさらに銀河団外縁部のスロープ構造をより再現している。

の形状は、高い角度分解能を持った *Chandra* 衛星を用いた近年の研究 (Vikhlinin et al., 2006) で、

$$t(r) = \frac{(r/r_t)^{-a}}{\left[1 + \left(\frac{r}{r_t}\right)^2\right]^{c/2}} \quad (2.27)$$

のような関数が観測とよく一致することがわかっている。 r_t はコア半径、 a は中心付近のべき指数を決めるパラメータ、 c は外縁部におけるべき指数を決めるパラメータである。近年の *XMM-newton* 衛星を用いた (Martino et al., 2014a) の研究でも三次元温度モデルとして用いられた。また中心付近のクーリングは先の研究結果と同様に、

$$t_{\text{cool}} = \frac{x + T_{\text{min}}/T_0}{x + 1}, \quad x = \left(\frac{r}{r_{\text{cool}}}\right)^{a_{\text{cool}}} \quad (2.28)$$

で観測とよく一致することがわかっている。ここで T_{cool} は $r = 0$ におけるガス温度、 T_0 は中間領域のフラットな部分の温度、 r_{cool} はクーリングに効いてくる半径、 a_{cool} は中心のスロープである。式 (2.27) および式 (2.28) から ICM の三次元温度の半径分布として、

$$T_{3D}(r) = T_0 t_{\text{cool}}(r) t(r) \quad (2.29)$$

が与えられる。式 (2.28) は 9 個のフリーパラメータを持ち、様々な銀河団の温度分布を説明することができる。式 (2.28) は 3 次元温度の半径分布であり、観測されるプロジェクション温度と一致させるためには、視線方向に温度を積分する必要がある。密度の半径分布のときとは異なり、プロジェクション温度の半径分布では ICM の密度の半径依存性を無視することは難しいため、よく用いられる方法として、ICM の放射率

で重み付けをする方法がある。

$$T_{\text{ew}} = \frac{\int \Lambda(T) n_p n_p T dV}{\int \Lambda(T) n_p n_p dV} \quad (2.30)$$

ここで、 $\Lambda(T)$ は一般的に $T^{1/2}$ に比例する。また銀河団の温度が一樣ではなく複雑な構造を成していることが数値シミュレーションとモック解析による研究でわかったため、より 3 次元温度を再現する新しい重み付けとして、

$$T_{\text{sl}} = \frac{\int W T_{3D} dV}{\int W dV} \quad (2.31)$$

$$W = \frac{n_p n_e}{T_{3D}^\alpha} \quad (2.32)$$

のプロジェクトン温度が提案された (Mazzotta et al., 2004)。ここで特徴的なのは、X線の放射率である $n_p n_e T^{1/2}$ とは異なる関数を取ることである。このような重み関数を用いた温度をスペクトロスコピック温度と呼ばれ、数値シミュレーションとそれを用いたシミュレーション観測から、 $\alpha = 3/4$ で温度の半径分布をより反映することがわかっている。図 2.3 にこれらの温度のモデル分布をプロットした。用いたパラメータは表??に示す

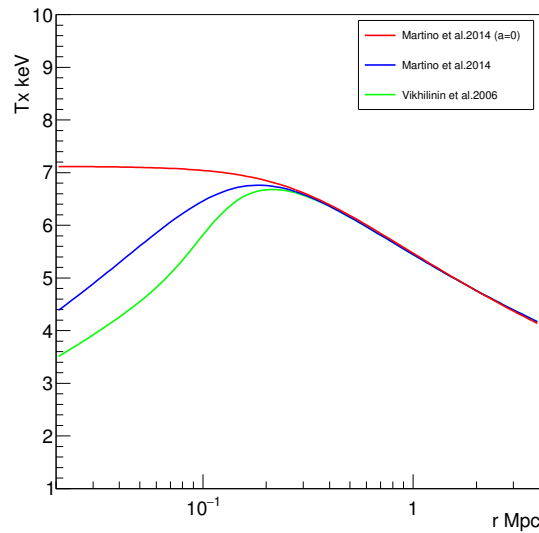


図 2.3: Martino モデル、Vikhlinin モデル (式 2.28) の温度の半径分布。横軸は銀河団中心からの距離 (kpc)、縦軸は温度 (KeV)。赤線は Martino モデル (式 2.28) の中心部のクーリングの項 t_{cool} を除いたもの。Vikhlinin モデルは中心部のクーリングをより再現していることが見てとれる。

表 2.5: 図 2.3 のモデルパラメータ。

model	T0 [keV]	r_t [kpc]	a	c	r_{cool} [kpc]	a_{cool}	T_{min}
Martino ^{a=0}	8.0	150	0	0.5	0	0	0
Martino ¹	7.12	300	-0.3	0.2115	0	0	0
Vikhlinin ²	8.0	150	-0.3	0.5	100	4	6.4

¹ 式 2.27 の t_{cool} を省いたものに対応

² 式 2.27 に対応

2.3.3 ガス質量および静水圧平衡を仮定した全質量推定

ガス密度は §2.3.1 で得られた電子密度の半径分布から、

$$\rho_g = \mu m_p (n_H + n_{\text{He}} + n_e) \quad (2.33)$$

$$= 1.92 \mu m_p n_e \quad (2.34)$$

と得られる。ここで μ は水素の平均分子量であり、本研究では銀河団の平均的な値として 0.5964 を用いている。中心から半径 r までのガス密度を積分することでガス質量 $M_g(r)$ が得られる。そして、§2.3.1 の議論で銀河団が近似的に静水圧平衡にあることが言える。静水圧平衡の式 (2.15) に半径 r 内の全質量 $M(r)$ の作る重力ポテンシャルを代入すると、

$$\frac{1}{\rho_g} \frac{\partial p}{\partial r} = - \frac{GM(r)}{r^2} \quad (2.35)$$

となり、質量 $M(r)$ について整理すると、

$$M(r) = - \frac{r^2}{G \rho_g} \frac{\partial p}{\partial r} \quad (2.36)$$

となる。ここで、

$$\frac{\partial p}{\partial r} = \frac{p}{r} \frac{d \ln p}{d \ln r} \quad (2.37)$$

と式変形すると、

$$M(r) = - \frac{r}{G} \frac{p(r)}{\rho_g(r)} \frac{d \ln p(r)}{d \ln r} \quad (2.38)$$

となり、また、熱的ガスのみが圧力に寄与していると仮定すると、 $p = \rho_g k_B T / (\mu m_p)$ となるのである半径 r に含まれる全質量 $M(r)$ は、

$$M(r) = - \frac{k_B T_g(r) r}{G \mu m_p} \left[\frac{\partial \ln \rho_g(r)}{d \ln r} + \frac{\partial \ln T_g(r)}{\partial \ln r} \right] \quad (2.39)$$

と表される。当然だが半径の増加に伴い質量も増加する。式 (2.39) より銀河団の密度分布および温度分布を観測から得ることで銀河団の全質量が求まる。

2.4 メンバー銀河の星質量測定

ここでは可視光による銀河の星質量の推定法について述べる。個々の銀河のスペクトルの違いは銀河の中でのさまざまな活動、特に星生成史の結果として現れる。質量や金属量の異なるさまざまなタイプの星について、スペクトルの典型例があり、そこから推定される星生成史から観測時での星の分布を計算し、銀河全体のスペクトルを計算することができる。そのうち銀河のスペクトル進化モデルとして (Bruzual and Charlot, 2003) で用いられた Isochrone synthesis model (Bruzual A. and Charlot, 1993) を簡単に説明する。ある時間の星の進化モデルと、ある時間の星のスペクトル分布モデルによって、銀河内の星のスペクトルの総和の分布が $S_\lambda(t)$ で与えられる。単位時間あたりに作られる星の総質量である星生成率をモデル化し、それらの積を現在までの時間で積分することで、銀河全体の放射率は、

$$F_\lambda(t) = \int_0^t \phi(t-\tau) S_\lambda[\tau, \xi(t-\tau)] d\tau \quad (2.40)$$

となる。 $\phi(t-\tau)$ はある時間の星生成率、 $S_\lambda[\tau, \xi(t-\tau)]$ はある周波数、ある初期質量あたりの銀河内の星の総スペクトル分布 (SED) である。スペクトル分布は銀河の重元素量 $\xi(t-\tau)$ に依存する。式 (2.37) から銀河進化を特徴づけるパラメータは、星生成率 ϕ 、星質量 M_* 、赤方偏移 z_* の3つであることがわかる。よって、観測から得られる銀河のスペクトルと比較することにより、星質量を得ることができる。

2.5 銀河団の多波長研究

2.5.1 mass bias

銀河団の力学状態を仮定しない弱い重力レンズによる質量測定に対して、X線質量測定はICMの力学平衡や熱平衡を仮定している。銀河団が十分に力学平衡の状態にない場合、ICMが球対称でなく、乱流・バルク運動が無視できない程度まで圧力に寄与している可能性がある。また銀河団中心部では放射冷却が卓越しており、熱平衡が局所的に崩れていることも考えられる。それに伴い冷えた物質は電子と結合しイオン組成比が変化していることも考えられる。今ポリトロープな流体の状態方程式を仮定しているが、単純な状態方程式でないかもしれない。低エネルギー帯域に着目しても温度の半径依存性を無視できないかもしれない。このようにX線では様々な物理描像を仮定している。それに対し、弱い重力レンズによる測定は銀河団の力学状態を仮定せずに質量を求めることができる。今までの研究 (e.g. Mahdavi et al. (2013b), Israel et al. (2014), Kettula et al. (2015), Smith et al. (2016), Okabe et al. (2014PASJ)) から静水圧平衡質量 M_X と弱い重力レンズ質量 M_{WL} の平均的な比 M_X/M_{WL} は、1より小さい傾向にあることがわかっているが、0.6から1.0とばらついており未だ収束していないのが現状である。表 2.6 にいくつかの先行研究の値を示す。

2.5.2 スケーリング関係

スケーリング関係とはある2つの物理量の相関を表したものである。銀河団のスケーリング関係は L_X や銀河団ガス質量 M_{gas} 、銀河団ガス温度 T_{gas} 、SZ効果による放射エネルギー Y_{SZ} 、メンバー銀河の数、銀河光度、弱い重力レンズによる質量 M_{WL} などの物理的に相関の強いパラメータが用いられる。全質量は宇宙の臨海密度の体積積分に比例し、

$$M_{tot} \propto \Delta \rho_{cr} r^3 \quad (2.41)$$

表 2.6: mass bias

研究	半径	mass bias
Mahdavi et al. (2013b)	r_{500}	$0.88^{+0.05}_{-0.05}$
Israel et al. (2014)	r_{500}	$0.92^{+0.09}_{-0.08}$
Kettula et al. (2015)	r_{500}	$1.06^{+0.13}_{-0.13}$
Smith et al. (2016)	r_{500}	$0.95^{+0.05}_{-0.05}$

と与えられる。一方、ガス質量はガス密度の体積積分であるため、

$$M_{\text{gas}} \propto \rho_{\text{gas}} r^3 \quad (2.42)$$

となる。全質量とガス質量は同様の半径依存性を示すことから、

$$M_{\text{tot}} \propto M_{\text{gas}} \quad (2.43)$$

の比例関係にあることがわかる。また、銀河団の重力ポテンシャルと速度分散の等式から、

$$M_{\text{tot}} \propto \sigma_v^2 r \propto r^3 \quad (2.44)$$

となり、ICM の温度は熱平衡にある物質の速度分散から、

$$T \propto \Delta \sigma_v^2 \propto r^2 \quad (2.45)$$

と与えられることにより、全質量と温度には、

$$M_{\text{tot}} \propto T^{3/2} \quad (2.46)$$

のべき関数的相関があることがわかる。ICM 放射は密度の 2 乗と温度の 1/2 乗に比例することから、

$$Lx \propto \int n^2 dV T^{1/2} \propto M_{\text{gas}} T^{1/2} \propto T^2 \quad (2.47)$$

のべき関数的相関があることがわかっており、観測的にも同様の相関が得られている。これらの銀河団の各物理量の相関関係は自己相似解と呼ばれ、銀河団物理において重要な役割を果たす。また、観測時間が有限であることから、発見されたほとんどの銀河団で、静水圧平衡質量や弱い重力レンズ質量を測定することは難しい。そのため限られた銀河団に対するスケーリング関係を構築することにより、与えられた観測量から銀河団の質量を推定することが可能になる。高い精度のスケーリング関係を構築することは、間接的に銀河団の全質量を精度よく推定することを可能にする。またスケーリング関係の研究は銀河団の各構成要素の物理状態の関係をj知る上だけでなく、銀河団を用いた宇宙論の研究においても重要な研究テーマとなっている。

2.5.3 ガスフラクシオンおよびバリオンフラクシオン

ガスフラクシオンとは、銀河団の全質量に対するガス質量の比であり、

$$f_{\text{gas}}(< r) = \frac{M_{\text{gas}}(< r)}{M_{\text{H.E.}}(< r)} \quad (2.48)$$

である。一方、バリオンフラクシオンとは銀河団の全質量に対するバリオン (ガスと星) 質量の比であり、

$$f_{\text{baryon}}(< r) = \frac{M_{\text{gas}}(< r) + M_*(< r)}{M_{\text{H.E.}}(< r)} \quad (2.49)$$

である。 M_* は銀河団中の星質量である。宇宙平均のバリオン比が銀河団と近いという仮定のもと、 Ω_M の制限をかけるには、外縁部のガスフラクシオン、とりわけピリアル半径のガスフラクシオンの不定性を抑えることが重要である。今までの研究から質量の大きい落ち着いた銀河団ではガスフラクシオンは典型的な値を示すことがわかっている。表 2.6 にいくつかの先行研究を示す。

銀河団は Mpc もの広範囲の領域がそのままの組成で重力崩壊して形成されたため、宇宙の平均的な組成比 $\Omega_b/\Omega_m = 0.164 \pm 0.007$ (Komatsu et al., 2009) を保持していると考えられ、銀河団の組成比から大まかな宇宙の組成比を求めることができると考えられる。実際には、銀河団中心付近の放射冷却時間は短く、星生成活動や活動銀河核によるガスの吹き出しの影響が無視できないため、数十 % 程度低い値が観測から得られている。

表 2.7: ガスフラクシオン

研究	半径	ガスフラクシオン
Ettori (2003)	r_{200}	$0.107^{+0.028}_{-0.0019}$
LaRoque et al. (2006)	r_{2500}	$0.110^{+0.003+0.006}_{-0.003-0.018}$
Zhang et al. (2006)	r_{500}	$0.116^{+0.007}_{-0.007}$
Afshordi et al. (2007)	r_{200}	$0.109^{+0.013}_{-0.013}$
Allen et al. (2008)	r_{2500}	$0.1104^{+0.0016}_{-0.0016}$
Vikhlinin et al. (2009)	r_{500}	$0.125^{+0.037}_{-0.037}$
Umetsu et al. (2009)	r_{500}	$0.126^{+0.019+0.016}_{-0.019-0.016}$
Peng et al. (2009)	r_{500}	$0.12^{+0.01}_{-0.01}$
Mahdavi et al. (2013a)	r_{500}	$0.12^{+0.01}_{-0.01}$
Chiu et al. (2016)	r_{500}	$0.1027^{+0.0073}_{-0.0073}$

2.6 銀河団の質量関数

宇宙に存在する天体の質量数密度を原理的に求める手法として、初期密度ゆらぎのパワースペクトルとゆらぎの成長理論を用いたシュミレーションがある。CMB 観測から初期宇宙の密度ゆらぎはガウス分布で

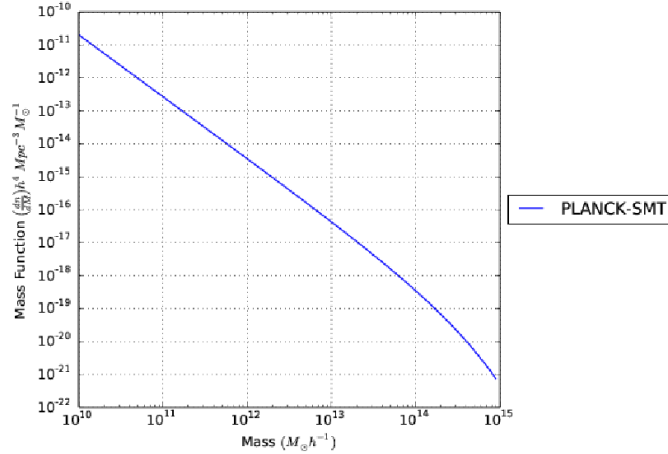


図 2.4: Mass function calculator で計算した質量関数。質量関数は Sheth, Mo & Tormen (2001) の関数を用いた。

よく近似できることがわかっており (Mather et al., 1990)(Smoot et al., 1992)、

$$P_G[\delta_M(t_i)]d\delta_M = \frac{1}{\sqrt{2\pi\sigma^2(M, t_i)}} \exp\left[-\frac{\delta_M^2(t_i)}{2\sigma^2(M, t_i)}\right] d\delta_M \quad (2.50)$$

と表される。 $\sigma^2(M, t_i)$ はある時間 t_i における密度ゆらぎの分散、 $\delta_M(t_i)$ はある時間の質量 M の天体が形成されるのに必要な密度揺らぎである。この密度揺らぎの分布がある値以上のとき天体が形成されると仮定し、形成過程の星生成などの効果を補正するなどすることで最終的な天体の分布が得られる。代表的なものとして、密度揺らぎの線形成長解であるプレス・シェヒター関数 (Press and Schechter, 1974) が簡潔に表され、これによると質量 M から $M + dM$ までの赤方偏移 z にある天体の個数密度は理論から、

$$n(M, z)dM = \sqrt{\frac{2}{\pi}} \frac{\bar{\rho}_m}{M} \frac{\delta_c(z)}{\sigma^2(M)} \left| \frac{d\sigma(M)}{dM} \right| \exp\left[-\frac{\delta_c^2(z)}{2\sigma^2(M)}\right] dM \quad (2.51)$$

となる。この式は質量関数と呼ばれ、 $\sigma^2(M)$ は質量 M を含む領域の密度揺らぎの分散、 $\delta_c(z)$ は赤方偏移 z までに天体が形成されるのに必要な密度揺らぎである。図 2.4 は数値シミュレーションにより導出された質量関数を示す。このように天体の分布は宇宙初期の密度ゆらぎに起因して、ゆらぎの成長は宇宙モデルに依存する。よって観測から銀河団の全質量とその個数を測定することができれば、質量関数と比較することで宇宙論パラメータに制限をかけることができる。CMB や BAO は $z \sim 3000$ 程度の宇宙を見ているため、近傍宇宙の進化や天体形成史を追うことは難しく、銀河団による宇宙論パラメータの制限とは相補的であると言える。

第3章 XMM-Newton衛星

X-ray Multi-Mirror Mission (XMM-Newton) は欧州宇宙機関 (European Space Agency, ESA) の科学衛星であり、1999年に打ち上げられ、今も天体を観測し続けている。*XMM-Newton*には3台のX線望遠鏡が搭載されており、その大きな有効面積および広い視野が活きる拡がった天体の観測に適している。この章では *XMM-Newton* 衛星の概要および搭載装置の詳細を記述するとともに、他の宇宙X線観測衛星との性能比較を説明する。

3.1 概要

XMM-Newton は1999年12月10日にフランス領ギアナから Ariane 5 ロケットにより、近地点 6000 km、遠地点 115000 km、傾斜角 40 度の楕円軌道に打ち上げられ、地球を約 48 時間で周回し、天体観測を現時点 (2018 年) でも続けている。*XMM-Newton*には3台のX線望遠鏡および1台の可視光・紫外線望遠鏡 (Optical Monitor; OM) が搭載されていて、総重量 4000 kg、全長 10 m の大型の天文衛星である。

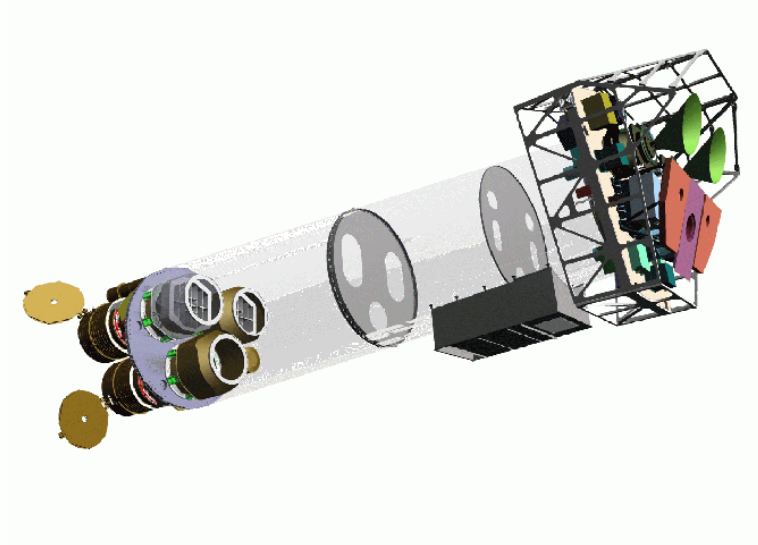


図 3.1: XMM-Newton 衛星の概略図 (Jansen et al., 2001)

X線集光望遠鏡は3台の同等のX線反射望遠鏡と、それらの各焦点面に European Photon Imaging Camera (EPIC) と呼ばれるX線 CCD カメラを配置し、焦点距離は 7.5 m である。EPIC は2種類のカメラから成り、2台の表面照射型検出器 (MOS) と1台の裏面照射型検出器 (PN) で構成されている。

表 3.1: *XMM-Newton*、*Chandra*、および「すざく」衛星に搭載された X 線望遠鏡および CCD カメラの性能比較 (Jansen et al., 2001) (Garmire et al., 2003) (Mitsuda et al., 2007)。

衛星名 検出器名	<i>XMM-Newton</i> EPIC-MOS	<i>Chandra</i> ACIS	「すざく」 XIS
エネルギー帯域	0.15–12 keV	0.1–10 keV	0.2–12 keV
視野	30′	8′	18′
軌道半径 近地点	13000 km	10000 km	550 km
遠地点	120000 km	14000 km	580 km
有効面積 @ 1.5 keV	4650 cm ²	600 cm ²	1460 cm ²
空間分解能	8″	0.5″	2′
エネルギー分解能 @ 6 keV	130 eV	150 eV	130 eV
通常観測での露光時間	2.6 sec	3.2 sec	8 sec

XMM-Newton には EPIC に加えて、Reflection Grating Spectrometer (RGS) と名づけられた分散分光器システムも備えている。MOS 検出器と X 線望遠鏡との間に配置された分光器により、約半分の X 線が反射され、その反射 X 線を EPIC とは別の CCD で測定する。これにより、0.35–2.5 keV の X 線の高分解能分光観測を、EPIC による撮像分光観測と同時に行うことができる。RGS および OM のデータは本論文では扱わないので、詳細な説明は省く。

3.2 性能比較

2000 年代には *XMM-Newton* の他に、NASA 開発の *Chandra* 衛星 (Garmire et al., 2003) および JAXA 開発の「すざく」衛星 (Mitsuda et al., 2007) が地球軌道上に打ち上げられ、天体からの X 線を観測し、激しい国際競争を繰り広げた。表 3.1 にそれらに搭載された X 線集光望遠鏡の性能比較を示す。X 線天文衛星の性能を決める主な指標として、視野、有効面積、空間分解能、エネルギー分解能がある。*XMM-Newton* の強みは他 2 つの衛星に比べ、視野の広さと有効面積の大きさの両方を兼ね備えていて、さらに混入点源を特定できるほどの空間分解能を持つことである。そのため銀河団のような拡がった天体の観測には、*XMM-Newton* が適していると言える。

3.3 X 線反射望遠鏡

X 線の物質中での屈折率は 1 よりわずかに小さいため、可視光のように屈折レンズによる集光はできない。そこで X 線を数度以下の鋭角に物質に入射させて、全反射させることで集光する。*XMM-Newton* の X 線反射鏡には臨界角を大きくするため、密度の大きい金をニッケル基盤の上にコーティングしている。この反射鏡を望遠鏡 1 台あたり 58 枚ネストし、バームクーヘンのように同心円上に配置することで、広い有効面積を実現している反射鏡は回転方物面および回転双曲面で構成される Wolter-I 型を採用し、2 回反射させることにより光軸からはずれた像の収差を小さくしている。MOS および pn 検出器への光路を、図 3.2

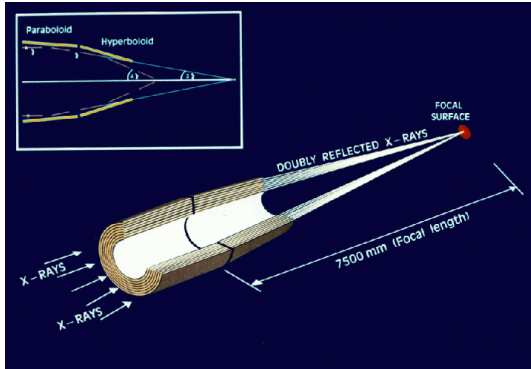


図 3.2: pn 検出器に対する望遠鏡の入射 X 線の光路。(XMM-Newton Community Support Team)。

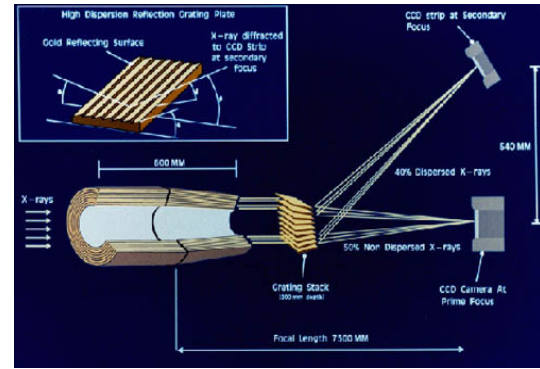


図 3.3: MOS および RGS に対する望遠鏡の入射 X 線の光路 (XMM-Newton Community Support Team)。望遠鏡と MOS 検出器の間に分散器が置いてあり、40%の X 線が RGS 検出器に、44%が MOS 検出器に入る。

および図 3.3 にそれぞれ示す。§3.1.1 に述べたように、MOS と望遠鏡の間には分散器が置いてあり、集光された光子は MOS と RGS に半分ずつに分けられる。

光学系の性能は、結像能力および集光能力で主に決定される。結像性能は、鏡の表面の粗さや配置のズレにより変化する。光学系の点源に対する応答は、点拡がり関数 (Point Spread Function, PSF) と呼ばれ、結像性能を示す指標の一つである。XMM-Newton の光軸で測った PSF は、図 3.4 に示したように、5'' の半値幅 (FWHM) を持つ。また、半径方向に積分した PSF が図 3.5 で入射 X 線のエネルギーにあまり依存せず、全光量の半分が含まれる半径 (Half Power Diameter, HPD) は 14'' である。一方光軸から外れて入射した X 線に対する PSF は図 3.6 に示したように、光軸からの角度が大きくなるにつれて拡がりは大きくなり、さらにエネルギーによる変化も大きい。

反射鏡の集光性能を示す有効面積は、図 3.7 に示したように、XMM-Newton では 1 つの望遠鏡あたり、1.5 keV で 1550 cm² であり、3 台合計では 4650 cm² になる。これは、0.1–12 keV で感度を持つ X 線集光望遠鏡の中で最も大きい。また光軸から外れた有効面積は、光軸に比べて小さくなる。この効果は vignetting と呼ばれていて、光軸からはずれて入射した X 線の中には、反射角が大きくなり反射率が低くなるものが存在するためである。

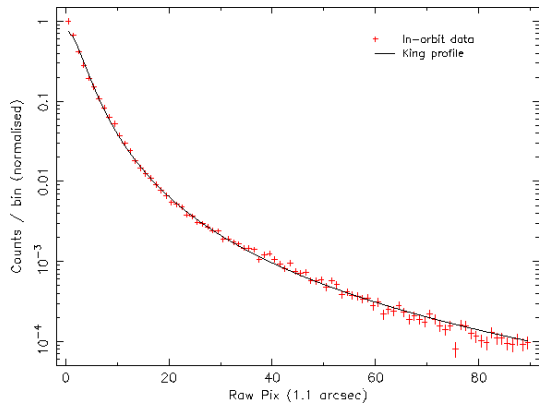


図 3.4: MOS1 の光軸における PSF(XMM-Newton Community Support Team)。実線は PSF モデルとしてフィットしたキングプロフィールを表す。

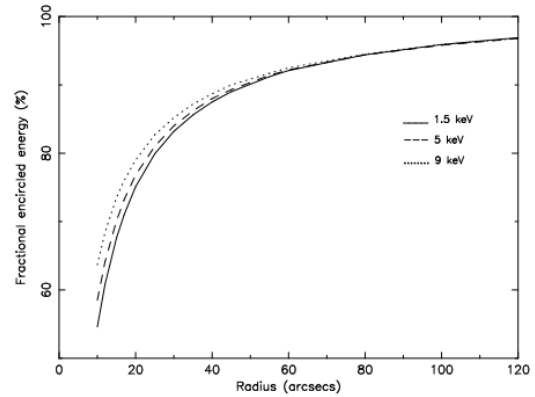


図 3.5: MOS1 の光軸における PSF の積分値。40'' で全エネルギーの 90%が含まれる (XMM-Newton Community Support Team)。実線、破線および点線は、それぞれ 1.5 keV、6.0 keV および 9.0 keV での PSF の積分値を示す。

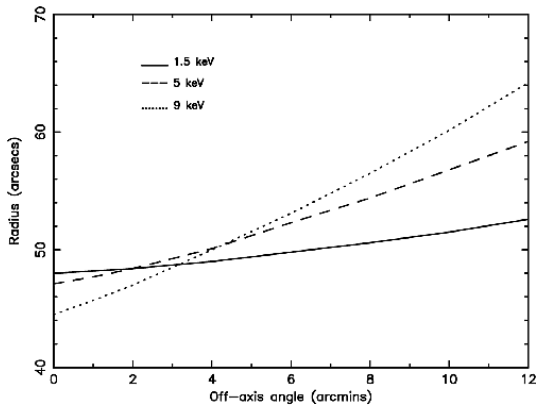


図 3.6: PSF の拡がりの X 線入射角依存性 (XMM-Newton Community Support Team)。縦軸は、ある入射角度での PSF を 5' まで積分し、その 90%が含まれる半径を表す。

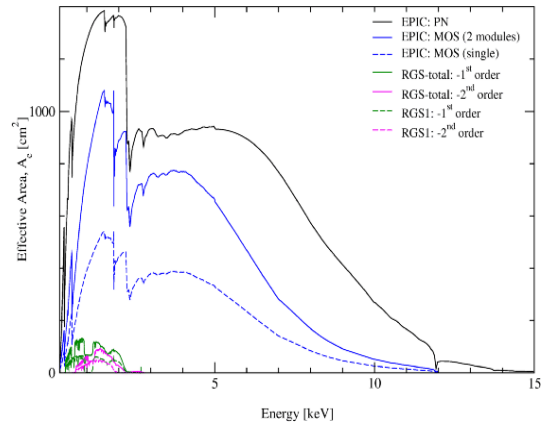


図 3.7: 望遠鏡の集光面積に、EPIC および RGS の検出効率をかけた有効面積 (XMM-Newton Community Support Team)。2 keV 付近に見られるエッジは X 線反射鏡の Au M 吸収端である。

3.4 X線 CCD カメラ

X線 CCD カメラは優れた位置分解能とエネルギー分解能を併せ持つ検出器である *XMM-Newton* には、電極構造のある表面から X 線を入射させる MOS (Metal Oxide Semi-conductor) カメラが 2 台と、背面から入射させる pn-CCD カメラ (pn) が 1 台搭載されている。表 3.2 にそれらの特性を示す。MOS および pn のエネルギー分解能は中性鉄輝線の 6.4 keV で 150 eV である。

表 3.2: *XMM-Newton* 搭載 EPIC カメラの特性 (Turner et al., 2001)(Strüder et al., 2001)。

検出器	EPIC-MOS	EPIC-pn
エネルギー帯域	0.15–12 keV	0.15–15 keV
感度	10^{-14} erg s $^{-1}$ cm $^{-2}$	10^{-14} erg s $^{-1}$ cm $^{-2}$
PSF(FWHM/HEW)	5"/14"	6"/15"
ピクセルの大きさ	40 μ m	150 μ m
エネルギー分解能	70 eV(1 keV)	80 eV(1 keV)
露出時間	2.6 s	73.4 ms

2 台の MOS カメラは、それぞれ MOS1 および MOS2 と名づけられており、各 MOS は 7 つの CCD チップから成る。図 3.8 左に示すように 1 つの CCD チップの周りを 6 つのチップが囲むように配置されている。MOS1 および MOS2 はチップ間のギャップを補うため、互いに 90 度回転した状態で搭載されている。1 つのチップの大きさは 2.5 \times 2.5 cm であり、600 \times 600 のピクセルで構成されている。1 ピクセルのサイズは 40 μ m であり、1".1 に対応する。MOS1 のうち 2 つの CCD (CCD6 および CCD3) は 2005 年と 2012 年の小隕石の衝突により読み出しに不具合が生じたため、それ以降使えなくなっている。

pn は 12 枚の CCD チップから成り、図 3.8 右のように配置されている。1 つのチップの大きさは 3.0 \times 1.0 cm であり、200 \times 64 のピクセルで構成されている。1 ピクセルのサイズは 150 μ m で、4".1 に対応する。pn の読み出しは、MOS とは異なり、列ごとに 64 口あるので、MOS より信号を早く読み出すことができる。

MOS および pn の検出効率を図 3.9 に示す。各検出器の厚みは 40 および 300 μ m であり、高エネルギー側では MOS の方が検出効率が低い。低エネルギー側でも、電極側から X 線を入射する MOS では、それによる吸収により検出効率が低くなる。

CCD カメラは X 線だけでなく可視光から紫外までの光子にも反応するため、それらを遮光する必要がある。*XMM-Newton* では厚みの異なる 3 つのアルミニウムのフィルターを用いる。フィルターの厚みによって低エネルギー X 線の検出効率が変わるので、観測ごとにフィルターを決定する。

3.5 EPIC バックグラウンド

CCD カメラのバックグラウンドは、宇宙放射線や対象天体以外からの X 線が入ってくることによって発生する。EPIC において、バックグラウンドは主に 2 種類に分類され、宇宙 X 線起因とそれ以外の宇宙放射線由来のものに分けられる。それらの詳細な分類を以下に示す。

- 宇宙 X 線起因のバックグラウンド (Cosmic Background, CB)

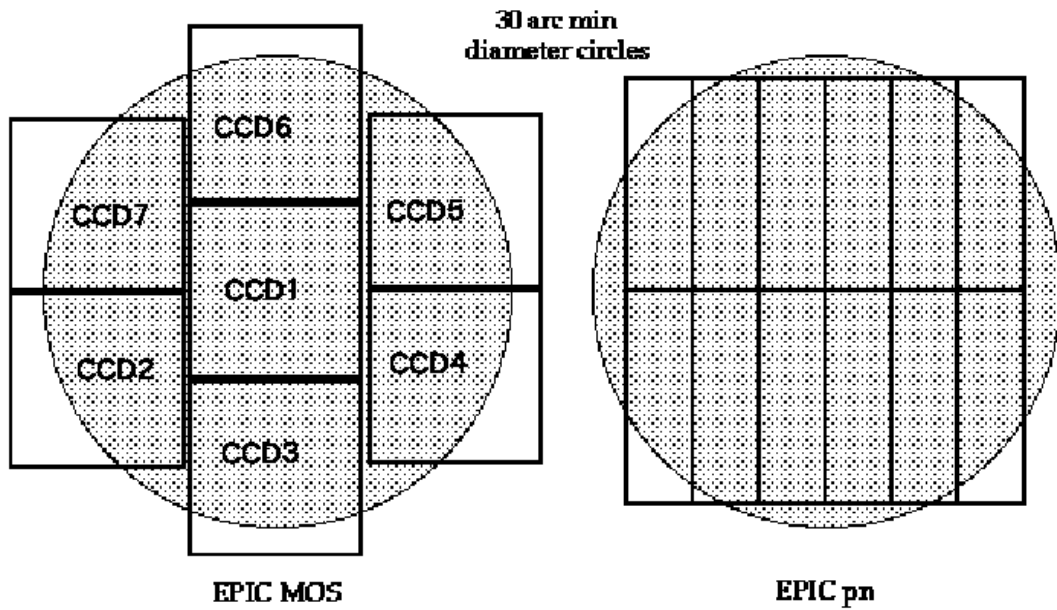


図 3.8: MOS および pn 検出器の概略図 (XMM-Newton Community Support Team)。MOS は 7 枚、pn は 12 枚の CCD から成る。読み出し口の位置は、MOS は各 CCD の一端にあり、pn は両端に並んでいる。

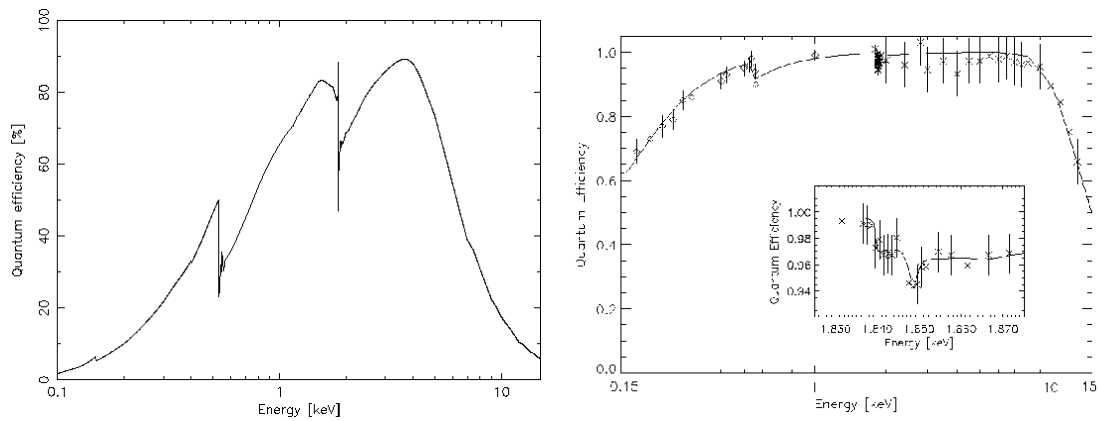


図 3.9: MOS (左)(Turner et al., 2001) および pn (右)(Strüder et al., 2001) の 0.1 -10 keV における量子効率。0.5 keV 付近に Si L、1.8 keV 付近に Si K 吸収端がある。

- 宇宙 X 線背景放射 (Cosmic X-ray Background, CXB)
- 太陽周辺の局所バブルによる高温プラズマ放射 (Local Hot Bubble, LHB)
- 銀河系周辺ハローからの高温プラズマ放射 (Trans Absorption Emission, TAE)(Kuntz and Snowden, 2000)
- 太陽風電荷交換反応による放射 (Solar Wind Charge Exchange, SWCX)
- X 線以外の宇宙放射線によるバックグラウンド
 - 低エネルギー陽子による突発的なレート上昇 (Soft Proton Flare, SPF)
 - 高エネルギー陽子による静穏なバックグラウンド (Quiescent Particle Background, QPB)

CB は対象天体以外からの宇宙 X 線であり、4 つの成分から構成される。図 3.10 に MOS によるブランクスカイの観測から得られたスペクトルおよび 4 成分のモデルを示す。図 3.10 で幅広いエネルギー帯域で存在している CXB は、活動銀河核など多数の系外天体からの X 線の重ね合わせであると考えられており、全天でほぼ一様に存在する。また、CXB の X 線スペクトルはべき型関数で表されることが知られている。次に CB 成分の中で多くの割合を占める LHB と TRE がある。LHB は太陽系周辺の高温ガスであると考えられており、星間吸収の受けない光学的に薄い衝突電離プラズマモデルで表される。TAE は銀河系周辺ハローからの放射であると考えられており、星間吸収を受ける光学的に薄い衝突電離プラズマモデルで表される。SWCX は太陽風と地球周辺の中性物質との電荷交換反応による輝線放射で、鉄、炭素、酸素およびマグネシウムの輝線が支配的である。

宇宙 X 線以外によるバックグラウンドは、2 つの成分からなる。1 つ目の SPF は、100 keV 程度の低エネルギー荷電粒子 (主に陽子) が、望遠鏡を経由して検出器に直接入ってくることにより、カウントレートが急激に上昇するフレア現象を表す。図 3.11 にフレアが起きているライトカーブを示す。2 つ目の QPB は静穏なバックグラウンドで、図 3.12 に示すように、荷電粒子と検出器およびその周辺物質との相互作用により放射される制動 X 線や輝線に加えて、0.5 keV 以下では検出器起因のノイズが主な成分である。

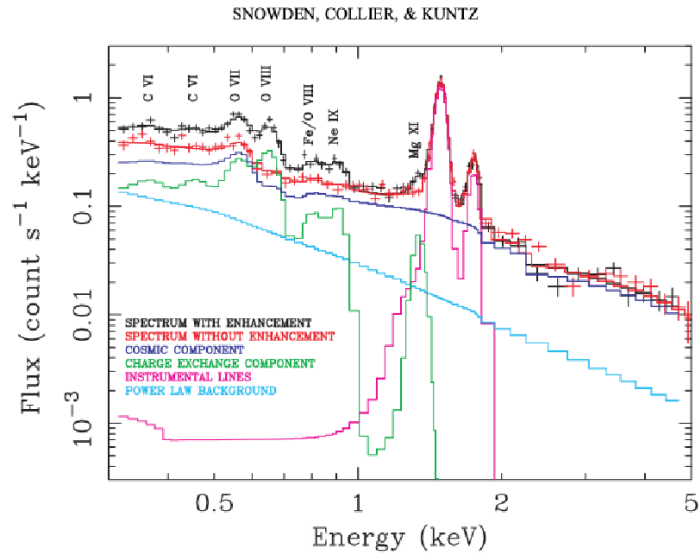


図 3.10: MOS で取得したブランクスカイ (Hubble Deep Field) のスペクトル (Snowden et al., 2004)。黒および赤が観測されたスペクトルで、SWCX を検出している時間帯とそれ以外のデータを表している。実線は全てモデルで、青が LHB と TAE、緑が SWCX、水色が CXB、ピンク色が装置起因の輝線である。

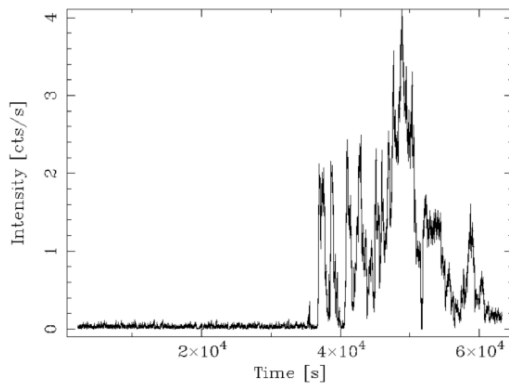


図 3.11: MOS1 の低エネルギー陽子によるフレアが起きている MOS1 のライトカーブ (XMM-Newton Community Support Team)。観測の前半は静穏なバックグラウンドだが、後半はフレアの影響を受けている。

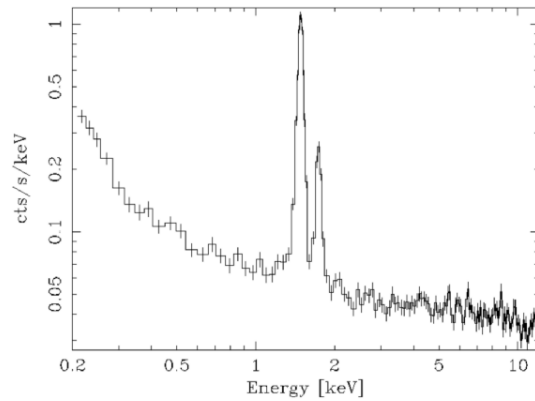


図 3.12: MOS1 の QPB スペクトル (Kuntz and Snowden, 2008)。望遠鏡からの X 線を 1.05 mm 厚さのアルミフィルターで遮光して取得したデータ。1.5 keV と 1.7 keV に Al $K\alpha$ 輝線と Si $K\alpha$ 輝線が見られる。0.5 keV 以下のレート上昇は、検出器起因のノイズが含まれている。

第4章 系統的質量測定法の確立

4.1 サンプルセレクション

本研究の目的を達成するためには、銀河団の深いX線データが必要不可欠である。そこで我々は、Meta-Catalog of X-ray Detected Clusters of Galaxies (MCXC、(Piffaretti et al., 2011a)) カタログから、低赤方偏移にあるX線で明るい銀河団を選定した。選定条件はHSC-SSPサーベイ領域にある銀河団のうち、

$$0 < z < 0.4$$

$$L_X(< r_{500})E(z)^{-7/3} > 10^{44} \text{ ergs}^{-1}$$

とした。ここで、 $E(z) = (\Omega_{m0}(1+z)^3 + \Omega_{\Lambda})^{1/2}$ である。この選定条件により、22個のX線で明るい銀河団を我々の銀河団サンプルと定義とした。本研究で用いる22個の銀河団の基本データを表4.1に示す。X線光度および銀河団質量の概算は、MCXCカタログ(Piffaretti et al., 2011a)から引用した。同サンプルに対して、我々はXMM-Newtonのプロポーザルを申請し、2014年度(AO14)と2015年度(AO15)で採択された。22個の銀河団のうち、11個はアーカイブデータを用いて、11個は我々のプロポーザルで観測されたデータを用いる。なお、我々のプロポーザルでは十分なフォトン数を必要とするため、5万カウントに達する積分時間で観測している。

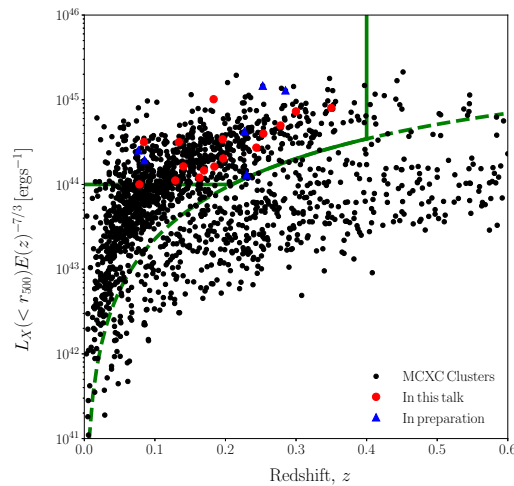


図 4.1: 本研究に用いる銀河団の選定基準。横軸は銀河団の赤方偏移、縦軸は r_{500} (銀河団の質量密度が宇宙の臨界密度の500倍になる半径)内の全X線光度。黒点はMCXCカタログに載っている銀河団、赤点は本研究で解析した銀河団、青点は解析していない銀河団である。緑線が本研究の選定基準である。

表 4.1: 研究対象の銀河団の X 線特性 (Piffaretti et al., 2011a)。

MCXC 名	別名	z	RA	Dec	$L_X(10^{44}\text{erg s}^{-1})^{*1}$	ObsID ^{*2}
J0157.4-0550	ABELL0281	0.1289	29.35125	-5.84000	1.29	0781200101
J0231.7-0451	ABELL0362	0.1843	37.94708	-4.85583	2.01	0762870201
J0201.7-0212	ABELL0291	0.1960	30.43417	-2.20083	4.27	0605000301
J1330.8-0152	ABELL1750	0.0852	202.70792	-1.87278	2.13	0112240301
J0158.4-0146	ABELL0286	0.1632	29.61833	-1.78083	1.45	0762870301
J1258.6-0145	ABELL1650	0.0845	194.67125	-1.75694	3.47	0093200101
J1311.5-0120	ABELL1689	0.1832	197.87500	-1.33528	12.5	0093030101
J0153.5-0118		0.2438	28.38333	-1.31222	3.62	0762870401
J2337.6+0016	ABELL2631	0.2779	354.41917	0.27667	6.90	0042341301
J1415.2-0030	ABELL1882	0.1403	213.80917	-0.50111	1.91	0762870501
J0152.7+0100	ABELL0267	0.2270	28.18167	1.01611	5.53	0084230401
J0106.8+0103		0.2537	16.70958	1.05472	5.36	0762870601
J1115.8+0129		0.3499	168.97500	1.49556	12.3	0693180201
J0105.0+0201		0.1967	16.25958	2.03000	2.54	0781200401
J1113.3+0231	ABELL1205	0.0780	168.33625	2.53222	1.09	0720250701
J1401.0+0252	ABELL1835	0.2528	210.25958	2.88000	1.97	0551830201
J1200.4+0320	ABELL1437	0.1339	180.10583	3.33361	36.7	0762870801
J2311.5+0338	ABELL2552	0.2998	347.88792	3.64361	10.4	0693010101
J1217.6+0339		0.0766	184.41917	3.66250	2.74	0300211401
J1023.6+0411		0.2850	155.91167	4.18639	18.1	0605540301
J2256.9+0532	ABELL2507	0.1696	344.23792	5.54694	1.77	0762871101
J1256.4+0440		0.2300	194.11042	4.66666	1.71	0762870901

¹ 0.1 - 2.4 keV の光度。

² 本研究で用いた XMM データの観測 ID。07*****の ID は我々の観測提案で得たもの。

4.2 データリダクション

本節では *XMM-Newton* 衛星 EPIC のデータ処理について述べる。データリダクションは *XMM-Newton* 衛星の広がった天体のデータ解析に特化したソフトウェアパッケージ Extended Source Analysis Software (ESAS) を用いた。ESAS は *XMM-Newton* 衛星の標準解析ソフトウェア SAS の一部として一般公開されており、過去の較正データや集光 X 線の遮断された領域のデータを元に、バックグラウンドをモデル化する手法およびツールを提供する。ESAS の検証は開発者達による ESAS を用いた 70 もの近傍銀河団の ICM 温度測定を行った先行研究 (Snowden et al., 2008a) の温度の半径分布と比較することで行った。比較天体は ESAS のマニュアルでテストデータとして用いられている X 線で明るい近傍銀河団 Abell 1795 を採用した。表 4.2 に Abell 1795 の基本データを示す。解析に用いたソフトウェアは、SAS 16.0.0、HEASoft version 6.19、XSPEC version 12.9.0o、python version 2.0 系統のバージョンである。

表 4.2: テストデータ Abell 1795 の基本データ。

天体名	z	RA	Dec	$L_X \text{ ergs}^{-1}$	$M_{500} M_\odot$	観測時期	ObsID	Exp(ks)* ¹
ABELL 1795	0.0625	207.22	26.6	5.48e+44	5.53e+14	2000-06-26	0097820101	36.0

¹ MOS1 のフレアカット後の exposure。

4.2.1 スクリーニング

— フレアカット —

まずは生の観測データからイベントデータを抽出し、スクリーニングをかける。*XMM-Newton* 衛星は周回軌道が地球磁気圏外にあるため、太陽フレアに起因する低エネルギー陽子の影響が避けられず、低周回軌道の衛星にはない突発的なレート上昇 (SPF, 図 3.11) が存在する。一般的にはある上限・下限値外のレートは用いないようにし、SPF の影響を除くが、ESAS では銀河団のような定常的な X 線放射のレートヒストグラムが正規分布に従うことを利用し、定量的に SPF を除く。ある時間ビンでレートヒストグラム作成し、正規分布モデルでフィッティングする。モデルピークから $\pm 2\sigma$ 外れるレートを解析に適さないデータとした。図 4.2 に Abell 1795 のレートヒストグラムおよびライトカーブを示す。レートヒストグラムでは、黒点を実データ、緑点が正規分布モデルであり、概ねデータはモデルに従っていることがわかる。Abell 1795 ではしきい値である赤線付近で正規分布モデルからの超過成分が見られ、しきい値 2σ の範囲内にフレアの影響を多分に残していることが示唆される。この超過成分の差し引きは、§4.2.1 で詳しく述べる。下図はそのライトカーブである。

— 点源除去 —

広がった天体である銀河団の解析には、対象銀河団以外の点源の影響を除く必要がある。点源の検出は 0.4–2.3 keV の低エネルギー帯域のカウントイメージを用いて、ウェーブレット解析により行い、その領域を以降の解析に用いないようにした。ESAS では検出した混入点源に 2 つの選定を加えており、イメージのレートの下限值および点源間の距離の下限值である。点源は天球面において円形領域で除去しており、半径は点源の明るさが Caldb から計算される典型的なバックグラウンドの 1/4 倍になる半径を採用した。本研究では保守的に点源除去を行うため、ESAS で検出可能な点源を全て採用し、銀河団中心付近の構造を

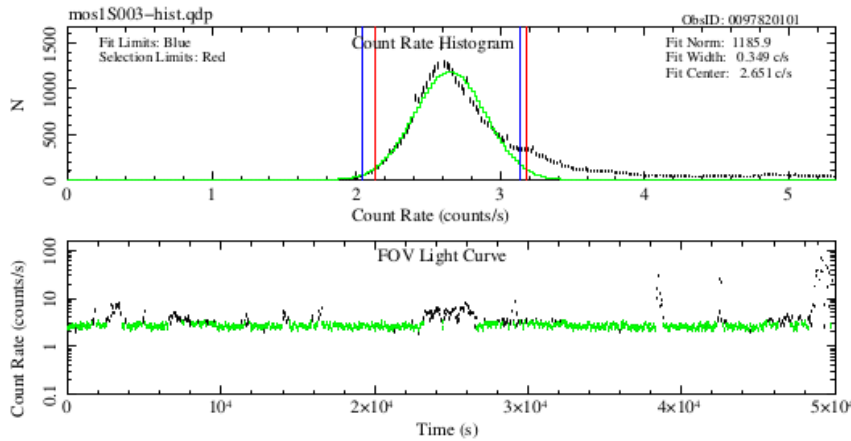


図 4.2: Abell 1795 の MOS1 におけるカウントレート分布 (上) およびライトカーブ (下)。上図の黒点は実データ、緑線は正規分布モデル、青線はフィット範囲、赤線はしきい値の上限および下限を示す。下図の緑点はしきい値の範囲内にあるその後の解析に用いたデータを表す。

誤って検出したものをスムージングレートイメージで視覚的に確認し、点源検出を破棄している。図 4.4 に、ESAS で作成した Abell 1795 のスムージングレートイメージを示す。先行研究との比較の過程で、除去する点源領域の検出器座標および赤道座標の両者の出力において、検出器座標では除去半径が異常に小さくなるソフトウェアのバグを発見した。検出器座標はスペクトル解析で、赤道座標はイメージ解析で用いられ、両者の半径の単位は同一であるため、今後の解析には赤道座標の半径を検出器座標の半径に応用することで対処した。

4.2.2 レートイメージ作成

イベントデータには X 線信号以外のバックグラウンド信号 (§3.5) も含まれており、定常的なものと不安定なものに大別される。QPB は高エネルギー陽子による静穏で様なバックグラウンドであるため、厚いアルミフィルターにより宇宙 X 線を遮断した過去の多数の観測データを用いて、モデルバックグラウンドが作られている (Kuntz and Snowden, 2008)。ESAS により、CaldB 内のモデルバックグラウンドを用いて QPB カウントイメージを作成し、差し引いたレートイメージを作成する。しかし、モデルバックグラウンドが不適切な場合がある。EPIC 検出器には過去 10 年ほどの観測期間のうち、およそ 10% の割合で低エネルギー帯域で急激なカウントレートの上昇が見られており、QPB の推定に誤りを生じる要因の一つである。ESAS では解析する観測データに対してモデル QPB が妥当かどうかを、集光 X 線の当たらない検出器領域の hardness ratio とレートの相関を、過去の観測データのものと比較して検証している。先行研究により決められたスレッシュホールドを超える CCD チップは、モデル QPB が不適切として、それ以降の解析では用いないようにした。サンプル銀河団の EPIC 複合レートイメージを付録 B 図 11 から図 13 に示す。

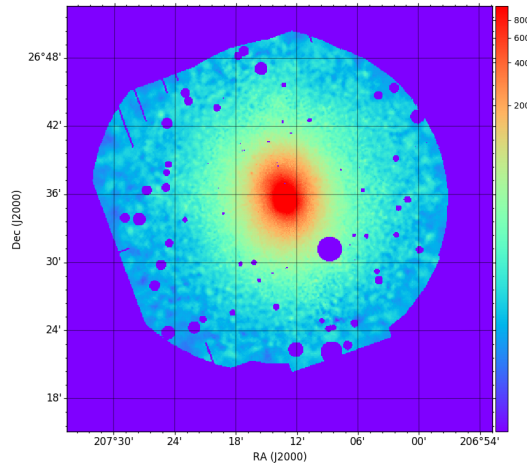


図 4.3: Abell 1795 の MOS1、MOS2、PN の複合レートイメージに検出した混入点源を除去したものの。

4.2.3 銀河団中心決定

銀河団の一次元解析には中心決定が必要不可欠である。中心部では密度が高く放射が卓越しているため、ある半径領域内においてフラックスの重み平均を取ることで銀河団中心とした。具体的な中心位置の決定は 0.4–2.3 keV の 3 つの EPIC の複合カウントレートイメージを用いて、見かけの銀河団放射のピーク位置を初期値として、ある半径を持つ円内のカウントレートで重みづけ平均をとる。そして求めた中心位置を初期値として中心決定を繰り返し、中心位置の値がサチュレーションするまで繰り返す。本研究では概ね銀河団放射が支配的な 500 kpc を最終的には半径として採用した。また円内に点源除去領域が存在する場合、重心位置に偏りが出てしまうため、中心位置に点対称の位置に点源と同様の大きさの点源除去領域を各ステップごとに仮作成し、対称性を考慮しつつ重心決定を繰り返した。

4.3 スペクトル解析による温度測定

4.3.1 スペクトルの作成

温度の半径分布は、銀河団中心から同心円環領域を指定し、各円環ごとのスペクトルを ICM 放射モデルでフィットすることによって求める。円環領域の指定は、ある円環で 3 つの EPIC 検出器の総カウント数が概ね 4000 カウント以上になるよう領域を指定した。バックグラウンドが支配的な領域も含め、スペクトル、レスポンス、QPB スペクトルを各円環ごとに、各 EPIC 検出器ごとに作成した。3 つの円環の場合は 3×3 で 9 つのスペクトルを作成する。Abell 1795 に関しては先行研究である (Snowden et al., 2008a) との整合性を測るため、先行研究で用いた銀河団中心位置および円環領域を採用した。本データの円環領域とカウント数を表に示す。

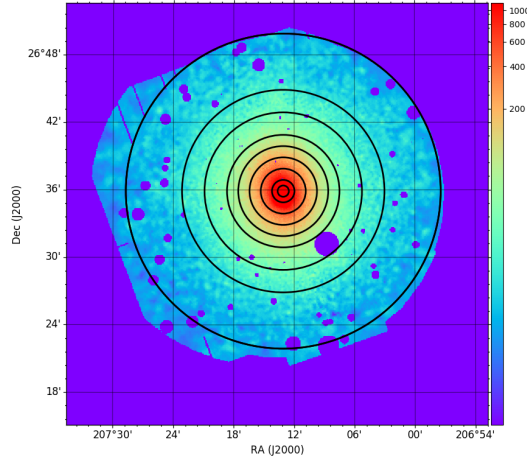


図 4.4: Abell 1795 におけるスペクトルフィットで指定した領域。0–30, 30–60, 60–120, 120–180, 180–240, 240–300, 300–420, 420–540, 540–720, 720–840 arcsec の 10 領域。

4.3.2 スペクトルフィッティング

スペクトルフィットに用いるモデルは先行論文 (Snowden et al., 2008a) に従って、ICM 放射とバックグラウンド放射をモデリングした。また、バックグラウンドモデルのパラメータ推定のため、バックグラウンドの支配的な領域も含め、全円環領域のスペクトルを同時フィットした。以下にスペクトルフィットに用いたモデルを示す。gauss は正規分布、const は定数、apec は光学的に薄いプラズマからの放射 (Smith et al., 2001)、phabs は星間塵による吸収、pow はべき型放射のモデルを表す。アバダンスモデルは、anгр (Anders and Grevesse, 1989) を用いており、プラズマの平均分子量は 0.6065 を仮定している。使用したフィット統計は最小二乗法であり、35 カウント以上になるようにビンニングした。使用した apec のデータベース AtomDB は version 2.0.2、QPB や SPF に関する Caldb は version 13 を用いた。

$$\begin{aligned}
 \text{Model} &= \text{Instrumental lines} + \text{SWCX} + \text{TAE} + \text{LHB} + \text{CXB} + \text{Source} + \text{SPF} \\
 &= \text{gauss1} + \text{gauss2} + \text{gauss3} + \text{gauss4} + \text{gauss5} + \text{gauss6} + \text{gauss7} \\
 &\quad + \text{con1} * \text{con2}(\text{apec1} + \text{phabs} * (\text{apec2} + \text{pow1} + \text{apec3}) + \text{pow2})
 \end{aligned}$$

- gauss1–2 … MOS カメラと荷電粒子による輝線 (pn では大きさを 0 に固定)
- gauss3–5 … pn カメラと荷電粒子による輝線 (MOS では大きさを 0 に固定)
- gauss6&gauss7 … 太陽風電荷交換反応による放射である SWCX の輝線
- const1 … 望遠鏡 3 つの有効面積の不定性を補正する定数で、0.9–1.1 の値を取る
- const2 … 各領域間でバックグラウンドモデルの大きさを合わせる定数で各領域の立体角を用いる
- apec1 … 星間吸収を受けない太陽圏近傍のプラズマからの放射 (LHB)

- phabs*apec2 … 星間吸収を受ける天の川銀河間プラズマの放射 (TAE)
- pow1 … 宇宙X線背景放射 (CXB)
- phabs*apec3 … 銀河団高温ガスからの放射
- const3*pow2 … SPF の引きのこり成分

— 輝線成分 Instrumental lines、SWCX —

カメラと荷電粒子による輝線は $\text{AlK}\alpha$ 、 $\text{SiK}\alpha$ 、 $\text{CuK}\alpha$ 線を各スペクトルごとにモデリングしている。これらは、検出器の場所による依存性があることが知られている (Kuntz and Snowden, 2008)。SWCX は太陽風中の高電離イオンと中性粒子との電荷交換反応による輝線である (Fujimoto et al., 2007)。

— 宇宙拡散X線成分 CXB、LHB、TAE —

銀河団以外からの宇宙拡散X線である CXB、LHB、および TAE は、*XMM-Newton* データのみだと精度良く決まらない場合がある。そのため、*ROSAT* 衛星の全天サーベイ (RASS) データから、銀河団中心から ICM 放射が十分に弱い領域だと考えられる内半径 1 度および外半径 2 度の円環領域のスペクトルを、NASA/HEASARC の X-ray Background Tool ウェブページ (X-Ray Background Tool, 2000) を用いて作成し、CXB、LHB、および TAE のみのモデルを用いて、*XMM-Newton* 衛星のデータと同時フィットすることで推定した。またサンプル銀河団において、実データによる CXB、LHB、および TAE の推定を行ったところ、エネルギー帯の近い SWCX 輝線との縮退を考慮すると、RASS データによる推定と一致するバックグラウンドの値が得られたことを確認した。

— フレアの引き残り成分 const3*SPF —

SPF は §4.2.1 で述べたように、レート上昇の見られる時間帯を省くことで除去したが、それでもレート分布には正規分布モデルを外れる超過成分が残るものもある。SPF の原因である陽子はX線とは異なる応答を示すので、非熱的荷電粒子由来のスペクトルモデルであるべき型関数を、応答関数をかけずにそのままモデルに付加した。銀河団中心部は ICM 放射が卓越しており、推定が難しいため、主に外縁部で推定される。規格値を ESAS の Caldb から計算されるスケールファクターでスケールしたまま、全領域を同時フィットして推定することで、中心領域のバックグラウンドも推定する。べき型関数の傾きは高エネルギー側のスペクトルの傾きで概ね決まり、MOS では 0.9–1.3、PN では 1.5–3.0 の値をとる。

— コンスタント成分 const1、const2—

2つのコンスタントパラメータは、検出器間の系統誤差のモデルと各円環ごとのスケールファクターである。前者は3つの EPIC 検出器のスペクトルを同時にフィットしており、系統的な違いを考慮する必要があるためである。後者は、RASS データにより推定した CXB、LHB、および TAE と、外縁部領域のスペクトルで推定した SPF を全円環に伝播するために用いる各円環領域の立体角である。

まとめると、各スペクトルで独立な成分は検出器と荷電粒子による輝線であり、各円環で共通な成分は SWCX + TAE + LHB + CXB + Source であり、規格値を const*const でスケールしている。そのうち、TAE + LHB + CXB は RASS データで推定し、SWCX + Source は実データで推定している。RASS データで主に推定した TAE + LHB + CXB は、各円環の立体角 const2 でスケールして伝搬している。SPF は主に外縁部の銀河団放射が弱まり、バックグラウンドが支配的な領域で推定し、規格値をスケールしたままフィットしている。また銀河団の赤方偏移は MCXC カタログ値で固定しており、星間吸収を決める水素柱

密度は LAB サーベイの 21cm 線により得られる値 (Kalberla et al., 2005) を NASA/HEASARC の nH を計算するサイトで、銀河団中心において計算し固定している。Abell 1795 に関しては先行研究と比較するため、水素柱密度を最終的にはフリーにしている。表 4.3 にスペクトルフィットパラメータを示す。最終的なフリーパラメータの数は円環の数に依るが、60 から 150 個程度となった。

4.3.3 テストデータ Abell 1795 による ESAS の検証

Abell 1795 のスペクトルフィットの結果を図 4.5 に、温度の半径分布を図 4.6 左に示す。複数の条件において、先行研究との比較を行った。赤方偏移は表 4.2 の値を用いた。先行研究と同様の手法を用いて得られた温度は、平均しておよそ 0.065 keV、最大 0.35 ± 0.12 ほど、先行研究より低い結果となり、0.2Mpc 以内で差が顕著であった。この差異は、1 keV 以下で主に現れる検出器表面に不着する汚染物質による X 線吸収をより精度良く含むように、応答関数モデルが 2007 年に更新されたためと考えられる。先行研究 (Snowden et al., 2008a) では、その影響も調べており、図 4.6 右に示すように、apec モデルでのベストフィット温度が平均して 0.2 keV ほど、新しい応答関数では低く見積もられる。この影響を考慮すればエラーの範囲内で、先行研究と一致したと言える。これにより、本研究の計算機環境でも ESAS は正しく動作したと結論づける。

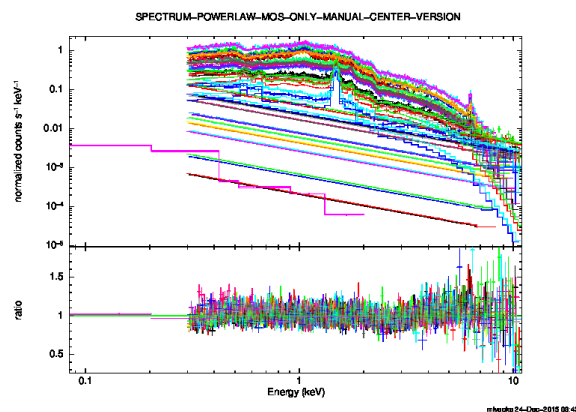


図 4.5: Abell 1795 の MOS1 および MOS2 のスペクトルフィット。上図は各領域および各 MOS のスペクトルとベストフィット、SPF の引きのこりの成分であるパワーローがある。また低エネルギー側に RASS のデータがある。下図はデータとモデルの比である。

4.4 正味の密度分布への変換係数の導出

正味の単位の密度 cm^{-3} を得るためには、観測量 $\text{count s}^{-1}\text{deg}^{-2}\Omega^{-1}$ を適切に単位換算する必要がある。ここで Ω は有効面積である。イメージは 0.4-2.3 keV のあるエネルギー幅を持ったカウントの積分値であり、エネルギーによる依存性の強い有効面積での直接的な単位換算は難しい。スペクトルフィットモデルは cm^2 の単位を持つ有効面積でフラックスをエネルギーごとに補正しており、スペクトルフィットで得られる APEC のノルムの電子密度は cm^{-3} であるため、スペクトルのベストフィットパラメータから、正味の密度

表 4.3: スペクトルフィットパラメータ

モデル	モデル名	パラメータ名	初期値	初期状態	最終状態
Instrumental lines	gauss1-5 ¹	line	*2	fix	fix
	gauss1-5* ¹	sigma	*2	fix	fix
	gauss1-5* ¹	norm	*2	free	free
EPIC Systematic	const1	有効面積比の補正	*3	*3	*3
Scal factor	const2	立体角	*4	fix	fix
SWCX	gauss6-7	line	*2	fix	fix
	gauss6-7	sigma	*2	fix	fix
	gauss6-7	norm	*2	free	free
TAE	apec1	kT	0.109	free	free
	apec1	Abundance	1	fix	fix
	apec1	redshift	0	fix	fix
	apec1	norm	1.44E-06	free	free
Photoelectric absorption	phabs	nH	*9	fix	fix
LHB	apec2	kT	0.272	free	free
	apec2	Abundance	1.00000	fix	fix
	apec2	redshift	0.0	fix	fix
	apec2	norm	5.7E-907	free	free
CXB	pow1	index	1.46	fix	fix
	pow1	norm	8.69E-07	free	free
ICM	apec3	kT	*5	free	free
	apec3	Abundance* ⁶	*5	free	free
	apec3	redshift	*9	fix	fix
	apec3	norm	*5	free	free
SPF	pow2	index	1.24	free* ⁷	free* ⁷
	pow2	norm	2.36E-04	free* ⁸	free* ⁸

¹ gauss1,2 が MOS、gauss3,5 が pn の輝線成分。

² 各円環領域で共通で、各輝線成分で異なる。

³ 検出器間の有効面積の相対的なずれの補正。MOS1 を 1 に固定し、その他のカメラではフリー。同カメラの全領域で共通を取る。

⁴ 領域ごとの立体角。

⁵ 各領域ごとに異なる初期値で検出器間では共通。

⁶ 値が決まらない外側領域では、1 つ内側の値を使用。

⁷ カメラごとに共通。

⁸ 領域間の相対値は、各円環領域のイメージと Caldb 内の蓄積された SPF のイメージデータの比をとっている。各カメラで 1 つのフリーな値を持つ。

⁹ 各銀河団ごとの値を使用。

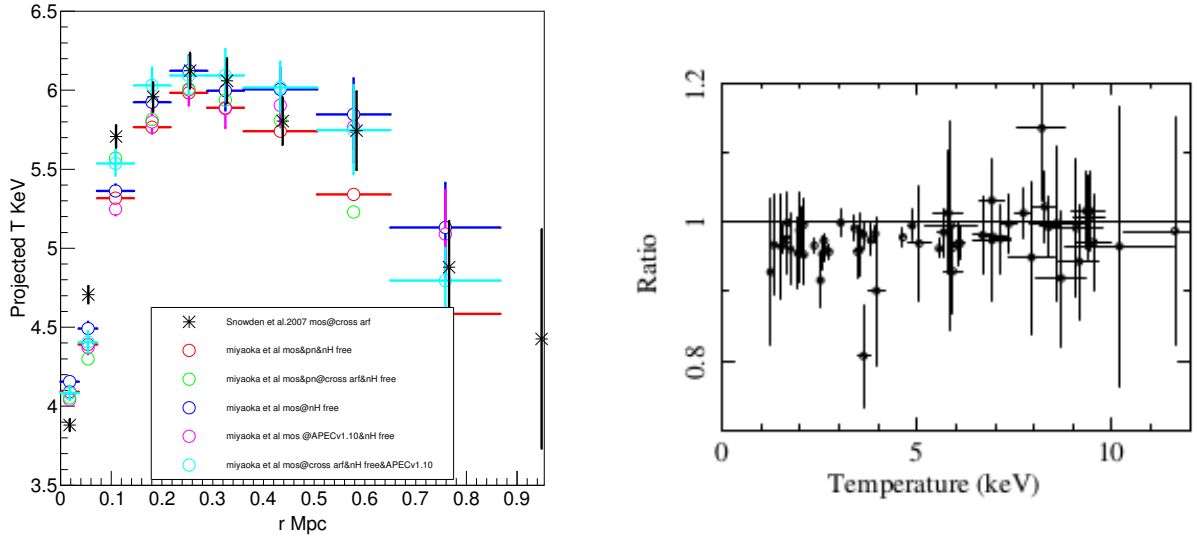


図 4.6: 左図は、Abell 1795 の温度分布。黒点が (Snowden et al., 2008a) の温度、その他の温度が本研究の解析結果である。MOS と PN を用いた結果が赤および緑円である。MOS のみが青、ピンク、水色であり、(Snowden et al., 2008a) と同様の解析手法を用いたのは水色の温度である。中心部ではおよそ 0.2 keV のずれが見られた。右図は、Caldb の異なるバージョンによる温度分布の違い (Snowden et al., 2008a)。縦軸は 2007 年の Caldb とカタログ作成時の古い Caldb で解析した温度の比、横軸は対応する温度。平均して 0.2 keV ほど新しい応答関数では低く見積もられていることがわかる。

への変換係数が得られる。APEC のノルム全体の単位は、

$$N = \frac{10^{-14}}{4\pi d_A^2 (1+z)^2} \int n_e n_p dV = 1 \text{ 1/cm}^5 \quad (4.1)$$

である。銀河団中心円環のスペクトルフィットの APEC のベストフィットパラメータを用いて、変換係数を求める。APEC のパラメータのうち、規格値 Norm を 1.0 にして、その他のパラメータ (温度 T、アバundance A、赤方偏移 z) をベストフィットパラメータで固定して、シュミレーションスペクトルを作成する。APEC の放射率は Norm を用いると、以下のような式で表され、下図のシュミレーションスペクトルの縦軸に対応する。

$$\epsilon_\nu = A_\nu * \text{Norm} = A_\nu \frac{10^{-14}}{4\pi (d_A (1+z))^2} \int n_e n_p dV \text{ counts/sec/keV} \quad (4.2)$$

$$A_\nu = \text{counts/sec/keV cm}^5 \quad (4.3)$$

$$A = \text{counts/sec cm}^5 \quad (4.4)$$

$$\text{Norm} = 1/\text{cm}^5 \quad (4.5)$$

上式を、表面輝度分布を作成したエネルギー範囲、0.4-2.3 keV で周波数 (エネルギー) 積分することで、

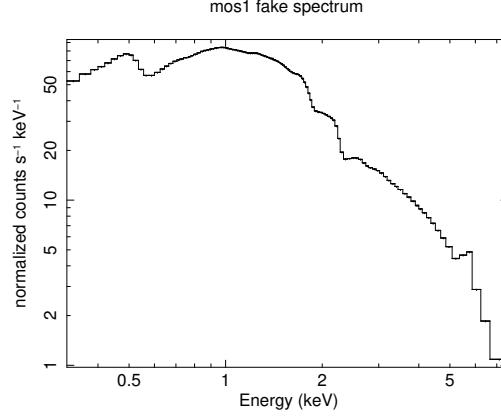


図 4.7: Norm=1 でシュミレーションしたスペクトルの例。

変換係数 A を得る。 N は周波数に依存しないかつ、1.0 であるので、

$$\int_{0.4}^{2.3} \epsilon_{\nu} dE = \int_{0.4}^{2.3} A_{\nu} * N dE = \int_{0.4}^{2.3} A_{\nu} dE = A \quad (4.6)$$

となる。式 (4.2) の周波数積分であるため、求めた A は以下の関係式が成り立つ。

$$A \frac{10^{-14}}{4\pi(d_A(1+z))^2} \int n_e n_p dV = \text{counts/sec} \quad (4.7)$$

式を整理して、

$$\frac{\text{counts/sec}}{A} = \frac{10^{-14}}{4\pi(d_A(1+z))^2} \int n_e n_p dV \quad (4.8)$$

となる。上記を用いて、イメージにより作成された表面輝度分布を Emission Integral へ変換し、密度を得る。

イメージから計算される表面輝度分布 $S_x(\theta)$ は次元として、 counts/sec/deg^2 を持つ。 dV は視線方向 dl と球面成分 dS に分けて、バームクーヘン状の円柱積分を考え、 dS は $d\theta^2$ で積分する。左辺が観測量、右辺が正味の物理量である。右辺の $(\frac{\pi}{180})^2$ は、ラジアンへの変換のためである。

$$\int_{\theta_1}^{\theta_2} \frac{S_x(\theta)}{A} 2\pi\theta d\theta = \frac{10^{-14}}{4\pi d_A^2 (1+z)^2} \int n_e n_p dl dS \quad (4.9)$$

$$= \frac{10^{-14}}{4\pi d_A^2 (1+z)^2} \int \int_{\theta_1}^{\theta_2} n_e n_p dl d\theta^2 \left(\frac{\pi}{180}\right)^2 d_A^2 \quad (4.10)$$

$$= \frac{10^{-14}}{4\pi(1+z)^2} \int \int_{\theta_1}^{\theta_2} n_e n_p dl d\theta^2 \left(\frac{\pi}{180}\right)^2 \quad (4.11)$$

上式を整理すると、

$$\frac{4\pi(1+z)^2}{10^{-14}} \left(\frac{180}{\pi}\right)^2 \int_{\theta_1}^{\theta_2} \frac{S_x(\theta)}{A} 2\pi\theta d\theta = \int \int_{\theta_1}^{\theta_2} n_e n_p dl d\theta^2 \quad (4.12)$$

$n'_e n'_p$ を表面輝度分布のフィットから得られるものとする、正味の電子密度分布は $n'_e n'_p$ の定数倍である (counts/sec/deg²/Ω → erg/sec/cm⁴ の線形変換であるため定数倍となる) ため、 $n_e n_p = B * n'_e n'_p$ のように表せる。式 (4.12) に代入して、

$$\frac{4\pi(1+z)^2}{10^{-14}} \left(\frac{180}{\pi}\right)^2 \int_{\theta_1}^{\theta_2} \frac{S_x(\theta)}{A} 2\pi\theta d\theta = B * \int_{\theta_1}^{\theta_2} n'_e n'_p d\theta^2 \quad (4.13)$$

となる。表面輝度分布のフィットは pixel で視線方向積分するため、

$$S_x = \int n'_e n'_p d\text{pixel} \quad (4.14)$$

となる。pixel → cm を考慮すると、式 (4.13) は

$$\frac{4\pi(1+z)^2}{10^{-14}} \left(\frac{180}{\pi}\right)^2 \int_{\theta_1}^{\theta_2} \frac{S_x}{A} 2\pi\theta d\theta = B * \int_{\theta_1}^{\theta_2} S_x \left(\frac{2.5}{3600}\right) \left(\frac{\pi}{180}\right) d_A 2\pi\theta d\theta \quad (4.15)$$

$$\frac{4\pi(1+z)^2}{10^{-14}} \left(\frac{180}{\pi}\right)^2 \frac{1}{A} \int_{\theta_1}^{\theta_2} S_x 2\pi\theta d\theta = B * \left(\frac{2.5}{3600}\right) \left(\frac{\pi}{180}\right) d_A \int_{\theta_1}^{\theta_2} S_x 2\pi\theta d\theta \quad (4.16)$$

$$\frac{4\pi(1+z)^2}{10^{-14}} \left(\frac{180}{\pi}\right)^2 \frac{1}{A} = B * \left(\frac{2.5}{3600}\right) \left(\frac{\pi}{180}\right) d_A \quad (4.17)$$

$$\frac{4\pi(1+z)^2}{10^{-14}} \left(\frac{180}{\pi}\right)^3 \frac{1}{A} \left(\frac{3600}{2.5}\right) \frac{1}{d_A} = B \quad (4.18)$$

となる。ここで、右辺の $\left(\frac{2.5}{3600}\right)$ は 1 pixel = 2.5 arcsec を変換するためである。よって、表面輝度分布のフィッティングから得られる密度に変換係数 B をかければ、正味の密度の半径分布が得られる。

4.5 表面輝度分布

4.5.1 表面輝度分布のフィッティング

ICM 放射スペクトルは式 (2.6) より、ICM 温度付近で立ち下がりが見られることがわかり、スペクトルの形状は温度に依っているところが大きい。図 2.1 より、その立ち下がりが確認でき、高エネルギー側に対して低エネルギー側のスペクトルは ICM 温度による依存性が小さいことがわかる。実際、ICM 温度 2–9 keV のモデルスペクトルの 0.4–2.3 keV の周波数積分の値は ~ 3% ほどしか違いが無いことを確認した。そのため、式 (2.21) の表面輝度分布モデルは低エネルギー帯域では ICM 温度による依存性を無視できると考えられる。よって観測イメージから 0.4–2.3 keV のレートを抽出し、表面輝度分布を測定することで、ICM 密度の半径分布を得ることができる。本研究では 3 つの EPIC 検出器のイメージからそれぞれの表面輝度分布を生成し、§4.5 で述べた有効面積の補正をそれぞれに行うことで、3 つの表面輝度分布の規格値 (単位) を揃え、同時フィットすることで統計量を上げた。作成した表面輝度分布には検出器ごとに系統誤差も含まれているため、スペクトルフィットから得られた EPIC 検出器間の系統誤差を表す const パラメータで補正した。またモデル関数は銀河団中心部の細かな構造を得るため、中心 2 arcmin の半径内で PSF (§3.5 参照) を畳み込み、望遠鏡応答をモデルに反映させた。PSF の角度とエネルギー依存性は中心 2 arcmin および 0.4–2.3 keV では、最大 ~ 10% 程度であることを確認したため、銀河団中心の PSF のみを用いた。式 (2.21) の β モデルは視線方向積分に対する解析解が存在するが、 2β モデルや式 (2.23) および式 (2.24) は解析解が

無いため、視線方向に対して柱状に数値積分することで表面輝度分布のモデルを作成する。また、銀河団以外からの宇宙拡散X線バックグラウンドのモデルとして、半径に対して一定のモデルを加えた。先に述べたようにEPIC間の系統誤差は補正しているため、バックグラウンドモデルはEPIC検出器で一様であるとした。モデル関数のエラー計算はパラメータのcovariance matrixからboot strap手法を用いて、リサンプリングし不偏分散をとることで 1σ エラーを得た。

4.5.2 Abell 1689による密度の半径分布の検証

先の解析手法によって得られた密度の半径分布が正しいかどうかを、先行研究の豊富なAbell 1689の比較により様々な検証を行った。その過程で業界標準で用いられている熱的プラズマ放射モデルAPECにおいて、フラックスの赤方偏移依存性にバグがあることを発見した。開発者に報告し、現時点ではバグは是正されている。また§4.4の密度への変換係数において、スペクトルフィットに用いた各円環で変換係数を求めると、中心部から外側へ向かうにつれ、減少するような半径依存性が見られた。これはシュミレーションスペクトルの検証から、レスポンスに補正されたvignetting (§3.3参照)の影響を受けており、イメージは既にvignetting補正されていることから、変換係数に半径依存性は必要ないとした。さらにvignetting補正は望遠鏡に集光されたX線にのみ必要な補正であるため、フィルターに用いられているアルミの輝線である1.5 keV付近のX線には不適切である。実際、1.4–1.6 keVのエネルギー帯域の表面輝度分布には外側ではね上がりが見られた。そのため、1.4–1.6 keVのエネルギー帯域のイメージを0.4–2.3 keVのイメージから差し引くことで、アルミ輝線の影響を除いた。図4.8はフィット結果と得られた密度の半径分布である。Abell 1689は β モデルよりもデータと一致度が高い 2β モデルを用いた。密度の半径分布において、先行研究より本研究の密度が、1 Mpc付近で16%ほど高い結果となった。表面輝度分布においても0.7 Mpcより外側で傾きが先行研究よりフラットになる傾向が見られた。外側の傾きはバックグラウンドモデルに大きく依存しており、バックグラウンド推定において先行研究がブランクスカイを用いているのに対し、本研究では実データによる推定を行っている点で違いが見られたと思われる。その定量的な影響については、§6で詳しく議論する。

4.6 温度の半径分布

4.6.1 プロジェクション温度の半径分布のフィッティング

§4.3で三次元温度の半径分布は、式(2.27)の中心部のクーリングを詳細に再現する項 $t_{\text{cool}}(r)$ を除いた(Martino et al., 2014a)で用いられたモデル関数を用いた。三次元温度の半径分布からプロジェクション温度の半径分布への変換式は、式(2.28)および式(2.29)両方でフィットを行い、Abell 1689では違いがないことを確認したため、本研究では式(2.29)のspectroscopic-like temperatureモデルを用いることにした。式(2.30)には§4.5で得られた密度の半径分布を組み込まれている。そのため、密度の半径分布をエラーで上下させ、温度のフィットを行い、中心値との差をエラーとして伝搬した。さらにモデル関数のエラーに密度の半径分布と同様、パラメータのcovariance matrixからboot strap手法を用いて、リサンプリングし不偏分散をとることで 1σ エラーを得た。

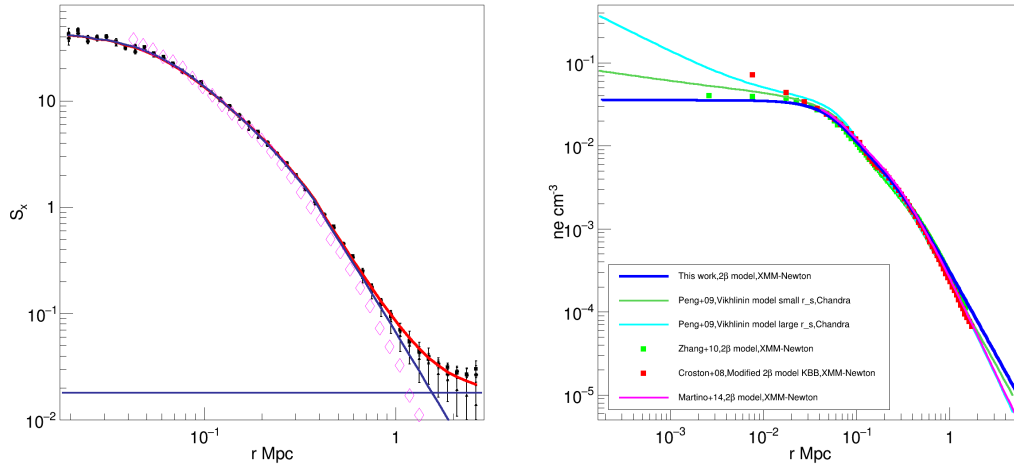


図 4.8: Abell 1689 における表面輝度分布 (左図) および電子密度の半径分布 (右図)。左図において、黒点は本研究の実データ、赤線は全モデル関数、青線は表面輝度分布モデルおよびバックグラウンドモデルである。また、マゼンタは (Martino et al., 2014a) の結果の規格値をスケールしたものである。0.7 Mpc より外側で傾きが先行研究よりフラットになる結果となった。右図において、青線が本研究結果、その他の色が先行研究の結果である。先行研究より本研究の密度が、1 Mpc 付近で 16% ほど高い結果となった。

4.6.2 Abell 1689 による温度の半径分布の検証

密度と同様に解析手法の検証のため、温度も先行研究と比較した。図 4.9 はフィット結果と得られた温度の半径分布である。Abell 1689(MCX CJ1311.5-0120) および Abell 291(MCX CJ0201.7-0212) において先行研究と比較し、本研究とエラーの範囲内で一致していない点もあるが、概ね先行研究と同様の温度の半径分布の傾向が得られ、概ね先行研究と違わない温度が得られたことを確認した。

4.7 ガス質量および全質量の導出

§4.5 および §4.6 で得た密度と温度の半径分布を用いて、式 (2.31) および式 (2.35) に代入し、ガス質量と全質量が得られる。Abell 1689 において先行研究と比較した結果を図 4.10 に示す。*XMM-Newton* 衛星を用いた研究とはエラーの範囲内で一致したが、*Chandra* 衛星を用いた研究では 23 ~ 27% ほど全質量が小さく見積もられた。これは 64 の低赤方偏移銀河団を用いた *XMM-Newton* 衛星と *Chandra* 衛星間の温度や質量の系統的違いを調査した研究 (Schellenberger et al., 2015) によると、*Chandra* 衛星は *XMM-Newton* 衛星に対して、銀河団質量を 25% 大きく推定することが影響していると考えられる。衛星間の系統的な違いを考慮すると、本研究結果は先行研究と違わない結果であると言える。

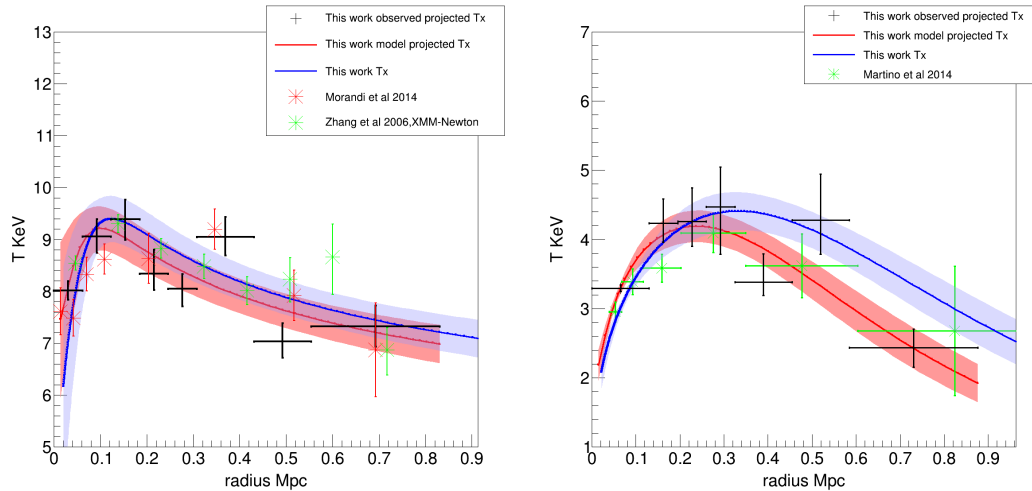


図 4.9: Abell 1689 および Abell 291 における温度の半径分布の比較。エラーの範囲内で一致していない点もあるが、概ね先行研究と一致した。

4.8 本章のまとめ

本章では *XMM-Newton* 衛星 EPIC 検出器データを用いた密度および温度の半径分布の導出から、質量導出までの解析の流れを述べた。以下に本解析パイプラインをまとめた。本解析パイプラインは XMM Cluster Analysis Software with ESAS(XCASE) と名付けパッケージ化して GitLab を通じて、共同研究チームに提供している。

1. イベントデータの較正および SPF 発生時間のイベント除去
2. 混入点源の領域リストの作成および補正
3. イメージおよびモデル QPB イメージ作成
4. フラックス重心位置の決定
5. 同心円環領域でスペクトルおよびレスポンスおよびモデル QPB スペクトル作成
6. 全円環領域のスペクトルを同時フィット
7. フィット結果から SPF の引きのこりのイメージモデル作成および SPF 差し引いたレートイメージ作成
8. 観測量から正味の電子密度への変換係数の導出
9. 表面輝度分布のフィッティング
10. 温度の半径分布のフィッティング
11. ガス質量、静水圧平衡質量の半径分布の作成

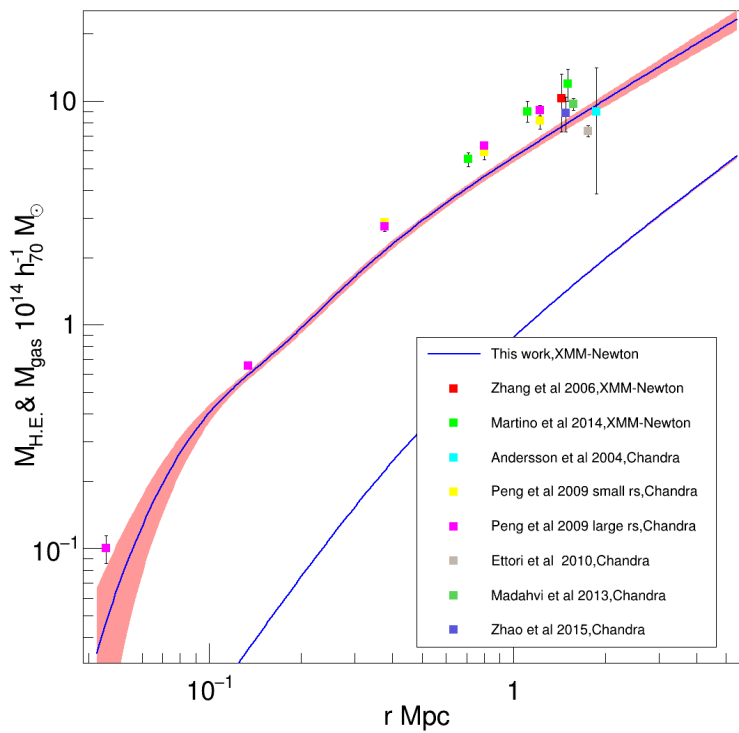


図 4.10: Abell 1689 における全質量の先行研究との比較。実線が本研究結果で全質量とガス質量の半径分布、点が先行研究の結果。Chandra 衛星の結果が本研究結果より系統的に大きいことがわかる。

第5章 解析結果

5.1 電子密度の半径分布

得られた密度の半径分布について述べる。サンプル銀河団には衝突銀河団もあり、モデルに修正を加える必要があった。MCXCJ0157.4-0550 はサブ銀河団からの X 線放射の影響を考慮するため、 β モデルをサブ銀河団中心からの半径分布としてモデルに加えており、

$$S'(r) = S_0 \left[1 + \left(\frac{r}{r_c} \right)^2 \right]^{-3\beta+1/2} + \frac{S_0}{2\pi} \int_0^{2\pi} d\theta \left[1 + \left(\frac{\sqrt{r^2 + d_{\text{off}}^2 - 2rd_{\text{off}} \cos \theta}}{r_c} \right)^2 \right]^{-3\beta+1/2} \quad (5.1)$$

の式を用いた。MCXCJ1415.2-0030 は 2Mpc 離れた領域に銀河群が存在し、ピリアル半径外であるため今まさに衝突しようとしている銀河団であり、同様に β モデルを加えている。それ以外の天体では、8 天体で β モデル、6 天体で 2β モデルを観測量との一致度を考慮して採用した。表 5.1 に表面輝度分布のベストフィット値を示す。 β モデルの銀河団では傾きを決めるパラメータ β の値 0.5 ~ 1.0 を示し、典型的な銀河団の値と概ね一致した。 2β モデルの銀河団では中心部の密度が β モデルの銀河団に対して大きいことがわかった。図 5.1 に示す電子密度の半径分布を見ると、確かに 2β モデルの銀河団は β モデルの銀河団に比べ、中心部の密度が 1 桁程大きくなっていることがわかる。サンプル銀河団の特性について、中心部の密度が高いものと低いものの 2 つの傾向があることがわかる。各銀河団の表面輝度分布のフィット結果をプロットしたものは付録 G に全て示す。

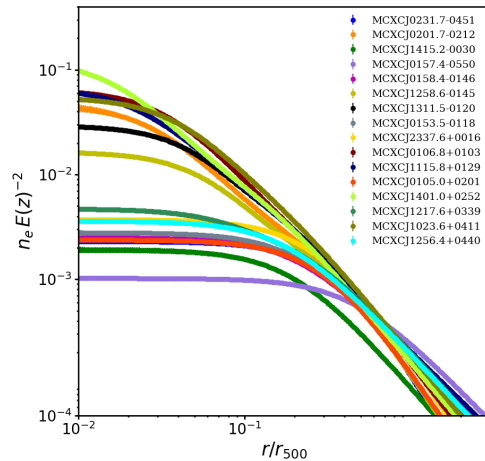


図 5.1: サンプル 16 銀河団の電子密度の半径分布。縦軸は $E(z)$ (式 (2.13) 参照) でスケールした密度、横軸は r_{500} (§5.3 参照) でスケールした半径である。大まかに中心部で密度の高いものと低いものの 2 つの密度の半径分布の傾向が見て取れる。

表 5.1: 表面輝度分布のベストフィットパラメータ。

MCXC 名	n_0	r_{c1} (arcmin)	β_1	n_{02}	r_{c2} (arcmin)	β_2
MCXCJ0157.4-0550* ³	10.00	3.463	0.625	1.682	0.055	0.461
MCXCJ0231.7-0451* ¹	0.026	2.060	0.995	0.000	0.000	0.000
MCXCJ0201.7-0212* ²	11.83	0.145	0.598	0.067	0.995	0.685
MCXCJ0158.4-0146* ¹	0.028	1.069	0.595	0.000	0.000	0.000
MCXCJ1258.6-0145* ²	0.669	0.721	0.706	0.018	3.308	0.832
MCXCJ1311.5-0120* ²	4.034	0.463	1.086	0.342	0.994	0.677
MCXCJ0153.5-0118* ¹	0.050	0.928	0.573	0.000	0.000	0.000
MCXCJ2337.6+0016* ¹	0.100	1.297	0.802	0.000	0.000	0.000
MCXCJ1415.2-0030* ³	0.273	1.645	0.928	0.694	0.429	0.416
MCXCJ0106.8+0103* ²	30.90	0.121	0.627	0.049	0.927	0.814
MCXCJ1115.8+0129* ²	41.78	0.077	0.515	0.065	2.014	3.304
MCXCJ0105.0+0201* ¹	0.030	1.578	0.802	0.000	0.000	0.000
MCXCJ1401.0+0252* ²	107.5	0.087	0.574	0.479	0.638	0.677
MCXCJ1217.6+0339* ¹	0.034	2.131	0.551	0.000	0.000	0.000
MCXCJ1023.6+0411* ¹	14.77	0.211	0.602	0.000	0.000	0.000
MCXCJ1256.4+0440* ¹	0.079	0.746	0.568	0.000	0.000	0.000

¹ β モデル

² 2β モデル

³ 衝突銀河団の 2 つの β モデル

⁴ n_0 と n_{02} の単位は正味の密度への変換途中であり、 cm^{-3} の単位ではない。

5.2 温度の半径分布

得られた温度の半径分布について述べる。図 5.2 左に温度の半径分布を示す。各銀河団でそれぞれ異なる温度のふるまいを示しており、7 天体で中心部の温度低下が見られた。ベストフィット値を表 5.2 に示す。a のパラメータが中心部の温度の傾きを決めており、中心部の温度低下が見られる銀河団はパラメータをフリーにし、そうでない銀河団は 0 に固定している。外側のスロープを決めるパラメータ c はフィットで決まらないものに対して、典型的な値で観測とモデルを一致させている。サンプル銀河団の温度の半径分布の一様性をみるため、三次元温度を全質量でスケールした Universal Temperature Profile を求めた (図 5.2 右)。規格値に用いているのはシミュレーションによる銀河団物理量の相関関係の研究である (Kravtsov et al., 2006) の r_{500} における全質量と温度の関係式、

$$E(z)M_{500} = C_T T^{3/2} \quad (5.2)$$

を用いてスケールしたものである。 C_T は規格値を決めるパラメータであり、(Kravtsov et al., 2006) の 14.41 ± 0.014 の値を用いた。§5.3 で紹介する本研究で得た r_{500} での全質量を用いて三次元温度をスケールした結果、概ね $0.2 - 0.6r_{500}$ の領域でサンプル銀河団で一様な温度の半径分布を示していることがわかった。この半径領域の一様性は §6 のスケーリング関係の議論で用いる。各銀河団の温度の半径分布のフィット結果をプロットしたものは付録 H に全て示す。

表 5.2: 温度分布のベストフィットパラメータ

model	T_0 (keV)	r_t (arcmin)	a	b^{*1}	c
MCXCJ0157.4-0550	3.517	7.284	0.000 ^{*1}	2.000	1.000 ^{*1}
MCXCJ0231.7-0451	5.636	2.849	0.000 ^{*1}	2.000	1.000 ^{*1}
MCXCJ0201.7-0212	7.514	4.716	-0.34	2.000	2.990
MCXCJ0158.4-0146	3.521	7.234	0.000 ^{*1}	2.000	3.000 ^{*1}
MCXCJ1258.6-0145	6.048	3.418	-0.09	2.000	0.499
MCXCJ1311.5-0120	11.597	0.375	-0.561	2.000	0.752
MCXCJ0153.5-0118	5.962	8.234	0.000 ^{*1}	2.000	3.000 ^{*1}
MCXCJ2337.6+0016	8.012	6.343	0.000 ^{*1}	2.000	3.000 ^{*1}
MCXCJ1415.2-0030	4.010	2.319	0.000 ^{*1}	2.000	1.000 ^{*1}
MCXCJ0106.8+0103	5.995	2.509	-0.33	2.000	2.101
MCXCJ1115.8+0129	9.142	1.362	-0.31	2.000	0.787
MCXCJ0105.0+0201	4.827	8.890	0.000 ^{*1}	2.000	3.000 ^{*1}
MCXCJ1401.0+0252	9.845	2.015	-0.28	2.000	0.563
MCXCJ1217.6+0339	7.069	5.304	-0.08	2.000	0.465
MCXCJ1023.6+0411	7.462	1.065	-0.28	2.000	0.474
MCXCJ1256.4+0440	5.619	3.428	0.000 ^{*1}	2.000	1.106

¹ フィットの際に固定したパラメータ。

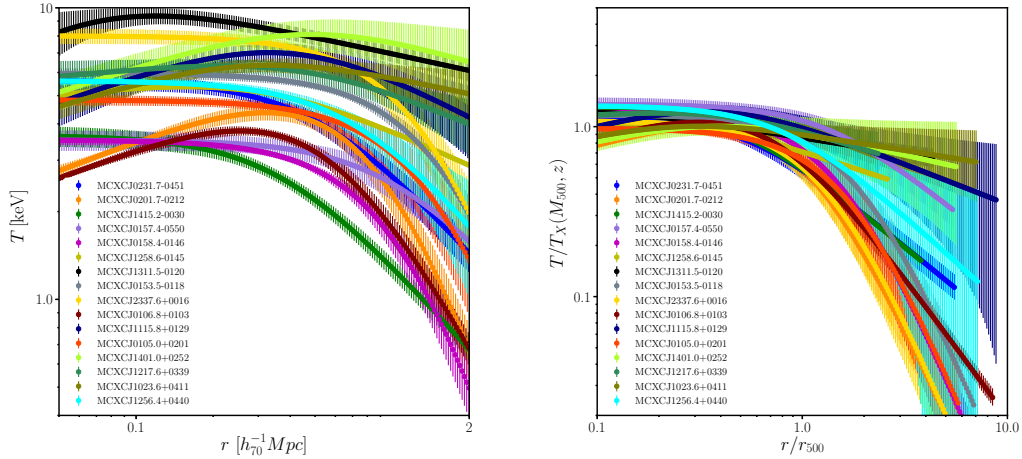


図 5.2: サンプル 16 銀河団の温度の半径分布。左図は縦軸を三次元温度、横軸を半径でプロットした図であり、各銀河団でそれぞれ異なる半径分布を示している。右図は縦軸を全質量から期待される温度でスケールした三次元温度、横軸を r_{500} (§5.3 参照) でスケールした半径でプロットしたもの。規格値は先行研究を参考に行っている。概ね $0.2 - 0.6r_{500}$ でサンプル銀河団の温度の半径分布が一様な振る舞いを示していることがわかる。

5.3 ガス質量および全質量

ガス質量および全質量について紹介する。銀河団のガス質量や全質量を議論する際にはよく典型的な半径 r_{Δ} を用いられている。これは銀河団の質量が宇宙の臨界密度 ρ_{cr} に体積をかけた質量の定数倍 (Δ) になる半径であり、

$$M_{\text{H.E.}}(< r_{\Delta}) = \rho_{\text{cr}}(z) \frac{4}{3} \pi r_{\Delta}^3 \times \Delta \quad (5.3)$$

の式を満たす半径である。X線で観測することができる半径の範囲は概ね $\sim r_{500}$ 程度であり、研究に頻繁に用いられるのは $\Delta = 2500, 1000, 500$ である。なお、 $r_{500} \sim 2r_{\text{vir}}/3 \sim r_{200}$ 程度である。ここで r_{vir} はビリアル半径である。本研究でもそれぞれに対応するガス質量、全質量を求めた。また全質量に対するガス質量の比であるガスフラクション f_{gas} も同様の半径で計算した。表 5.3–表 5.5 に各 r_{Δ} におけるガス質量、全質量、ガスフラクションの値を示す各銀河団のガス質量および全質量の半径分布をプロットしたものは付録 I に全て示す。

表 5.3: r_{2500} におけるガス質量、全質量、ガスフラクション

MCXC 名	r_{2500}	$M_{\text{gas},2500}(10^{14}h_{70}^{-1}M_{\odot})$	$M_{\text{H.E.},2500}(10^{14}h_{70}^{-1}M_{\odot})$	$f_{\text{gas},2500}$
MCXCJ0157.4-0550	$0.16^{+0.05}_{-0.13}$	$0.01^{+0.01}_{-0.01}$	$0.07^{+0.08}_{-0.07}$	$0.08^{+0.02}_{-0.02}$
MCXCJ0231.7-0451	$0.44^{+0.01}_{-0.01}$	$0.13^{+0.01}_{-0.01}$	$1.49^{+0.10}_{-0.09}$	$0.09^{+0.00}_{-0.00}$
MCXCJ0201.7-0212	$0.42^{+0.02}_{-0.02}$	$0.15^{+0.02}_{-0.02}$	$1.29^{+0.17}_{-0.18}$	$0.12^{+0.02}_{-0.02}$
MCXCJ0158.4-0146	$0.34^{+0.01}_{-0.01}$	$0.05^{+0.00}_{-0.00}$	$0.63^{+0.03}_{-0.03}$	$0.08^{+0.00}_{-0.00}$
MCXCJ1258.6-0145	$0.48^{+0.01}_{-0.01}$	$0.18^{+0.00}_{-0.00}$	$1.74^{+0.06}_{-0.06}$	$0.10^{+0.00}_{-0.00}$
MCXCJ1311.5-0120	$0.59^{+0.01}_{-0.01}$	$0.43^{+0.01}_{-0.01}$	$3.47^{+0.13}_{-0.13}$	$0.13^{+0.00}_{-0.00}$
MCXCJ0153.5-0118	$0.41^{+0.01}_{-0.01}$	$0.12^{+0.01}_{-0.01}$	$1.25^{+0.11}_{-0.11}$	$0.09^{+0.01}_{-0.01}$
MCXCJ2337.6+0016	$0.52^{+0.06}_{-0.08}$	$0.30^{+0.07}_{-0.09}$	$2.60^{+1.09}_{-1.05}$	$0.12^{+0.04}_{-0.03}$
MCXCJ1415.2-0030	$0.38^{+0.01}_{-0.01}$	$0.04^{+0.00}_{-0.00}$	$0.90^{+0.11}_{-0.09}$	$0.05^{+0.01}_{-0.00}$
MCXCJ0106.8+0103	$0.34^{+0.00}_{-0.00}$	$0.12^{+0.00}_{-0.00}$	$0.75^{+0.02}_{-0.02}$	$0.16^{+0.01}_{-0.01}$
MCXCJ1115.8+0129	$0.49^{+0.01}_{-0.01}$	$0.28^{+0.02}_{-0.02}$	$2.45^{+0.19}_{-0.20}$	$0.12^{+0.01}_{-0.01}$
MCXCJ0105.0+0201	$0.39^{+0.01}_{-0.01}$	$0.10^{+0.00}_{-0.00}$	$1.03^{+0.05}_{-0.05}$	$0.10^{+0.00}_{-0.00}$
MCXCJ1401.0+0252	$0.55^{+0.03}_{-0.03}$	$0.41^{+0.03}_{-0.03}$	$3.11^{+0.54}_{-0.50}$	$0.13^{+0.02}_{-0.01}$
MCXCJ1217.6+0339	$0.48^{+0.01}_{-0.01}$	$0.17^{+0.01}_{-0.01}$	$1.71^{+0.15}_{-0.15}$	$0.10^{+0.01}_{-0.01}$
MCXCJ1023.6+0411	$0.48^{+0.01}_{-0.01}$	$0.34^{+0.01}_{-0.01}$	$2.08^{+0.15}_{-0.14}$	$0.16^{+0.01}_{-0.01}$
MCXCJ1256.4+0440	$0.42^{+0.01}_{-0.01}$	$0.12^{+0.00}_{-0.00}$	$1.32^{+0.05}_{-0.05}$	$0.09^{+0.00}_{-0.00}$

表 5.4: r_{1000} におけるガス質量、全質量、ガスフラクション

MCXC 名	r_{1000}	$M_{\text{gas},1000}(10^{14}h_{70}^{-1}M_{\odot})$	$M_{\text{H.E.},1000}(10^{14}h_{70}^{-1}M_{\odot})$	$f_{\text{gas},1000}$
MCXCJ0157.4-0550	$0.49^{+0.02}_{-0.02}$	$0.09^{+0.01}_{-0.01}$	$0.75^{+0.07}_{-0.07}$	$0.12^{+0.01}_{-0.01}$
MCXCJ0231.7-0451	$0.73^{+0.03}_{-0.03}$	$0.29^{+0.02}_{-0.02}$	$2.63^{+0.35}_{-0.30}$	$0.11^{+0.02}_{-0.01}$
MCXCJ0201.7-0212	$0.70^{+0.02}_{-0.02}$	$0.31^{+0.04}_{-0.04}$	$2.37^{+0.17}_{-0.16}$	$0.13^{+0.02}_{-0.02}$
MCXCJ0158.4-0146	$0.56^{+0.00}_{-0.00}$	$0.13^{+0.00}_{-0.00}$	$1.19^{+0.02}_{-0.02}$	$0.11^{+0.00}_{-0.00}$
MCXCJ1258.6-0145	$0.78^{+0.01}_{-0.01}$	$0.36^{+0.01}_{-0.01}$	$2.94^{+0.17}_{-0.15}$	$0.12^{+0.01}_{-0.01}$
MCXCJ1311.5-0120	$0.92^{+0.01}_{-0.01}$	$0.78^{+0.02}_{-0.02}$	$5.22^{+0.21}_{-0.20}$	$0.15^{+0.01}_{-0.01}$
MCXCJ0153.5-0118	$0.70^{+0.01}_{-0.01}$	$0.31^{+0.01}_{-0.01}$	$2.48^{+0.10}_{-0.09}$	$0.13^{+0.01}_{-0.00}$
MCXCJ2337.6+0016	$0.84^{+0.09}_{-0.10}$	$0.66^{+0.11}_{-0.12}$	$4.55^{+1.68}_{-1.45}$	$0.15^{+0.05}_{-0.03}$
MCXCJ1415.2-0030	$0.59^{+0.03}_{-0.03}$	$0.08^{+0.01}_{-0.01}$	$1.33^{+0.25}_{-0.18}$	$0.06^{+0.01}_{-0.01}$
MCXCJ0106.8+0103	$0.59^{+0.00}_{-0.00}$	$0.24^{+0.01}_{-0.01}$	$1.52^{+0.04}_{-0.03}$	$0.16^{+0.01}_{-0.01}$
MCXCJ1115.8+0129	$0.73^{+0.02}_{-0.02}$	$0.48^{+0.03}_{-0.03}$	$3.16^{+0.32}_{-0.30}$	$0.15^{+0.02}_{-0.02}$
MCXCJ0105.0+0201	$0.72^{+0.03}_{-0.02}$	$0.28^{+0.02}_{-0.02}$	$2.53^{+0.30}_{-0.23}$	$0.11^{+0.01}_{-0.01}$
MCXCJ1401.0+0252	$0.89^{+0.05}_{-0.05}$	$0.76^{+0.06}_{-0.06}$	$5.18^{+0.96}_{-0.86}$	$0.15^{+0.02}_{-0.02}$
MCXCJ1217.6+0339	$0.78^{+0.02}_{-0.02}$	$0.38^{+0.02}_{-0.02}$	$2.85^{+0.28}_{-0.26}$	$0.13^{+0.01}_{-0.01}$
MCXCJ1023.6+0411	$0.75^{+0.02}_{-0.02}$	$0.62^{+0.02}_{-0.02}$	$3.25^{+0.27}_{-0.25}$	$0.19^{+0.01}_{-0.01}$
MCXCJ1256.4+0440	$0.67^{+0.01}_{-0.01}$	$0.26^{+0.01}_{-0.01}$	$2.13^{+0.13}_{-0.12}$	$0.12^{+0.01}_{-0.01}$

表 5.5: r_{500} におけるガス質量、全質量、ガスフラクション

MCXC 名	r_{500}	$M_{\text{gas},500}(10^{14}h_{70}^{-1}M_{\odot})$	$M_{\text{H.E.},500}(10^{14}h_{70}^{-1}M_{\odot})$	$f_{\text{gas},500}$
MCXCJ0157.4-0550	$0.75^{+0.03}_{-0.03}$	$0.21^{+0.02}_{-0.02}$	$1.37^{+0.17}_{-0.14}$	$0.16^{+0.02}_{-0.02}$
MCXCJ0231.7-0451	$0.98^{+0.05}_{-0.05}$	$0.43^{+0.03}_{-0.03}$	$3.21^{+0.51}_{-0.44}$	$0.13^{+0.03}_{-0.02}$
MCXCJ0201.7-0212	$0.93^{+0.03}_{-0.03}$	$0.45^{+0.06}_{-0.06}$	$2.82^{+0.33}_{-0.27}$	$0.16^{+0.04}_{-0.03}$
MCXCJ0158.4-0146	$0.78^{+0.01}_{-0.01}$	$0.22^{+0.01}_{-0.01}$	$1.57^{+0.09}_{-0.08}$	$0.14^{+0.01}_{-0.01}$
MCXCJ1258.6-0145	$1.08^{+0.02}_{-0.02}$	$0.52^{+0.02}_{-0.02}$	$3.87^{+0.24}_{-0.21}$	$0.14^{+0.01}_{-0.01}$
MCXCJ1311.5-0120	$1.26^{+0.02}_{-0.02}$	$1.16^{+0.03}_{-0.03}$	$6.81^{+0.40}_{-0.37}$	$0.17^{+0.01}_{-0.01}$
MCXCJ0153.5-0118	$1.00^{+0.02}_{-0.02}$	$0.56^{+0.02}_{-0.02}$	$3.69^{+0.21}_{-0.17}$	$0.15^{+0.01}_{-0.01}$
MCXCJ2337.6+0016	$1.18^{+0.13}_{-0.14}$	$1.02^{+0.15}_{-0.16}$	$6.23^{+2.34}_{-1.95}$	$0.16^{+0.06}_{-0.04}$
MCXCJ1415.2-0030	$0.78^{+0.05}_{-0.04}$	$0.11^{+0.02}_{-0.01}$	$1.54^{+0.34}_{-0.23}$	$0.07^{+0.02}_{-0.02}$
MCXCJ0106.8+0103	$0.84^{+0.02}_{-0.02}$	$0.36^{+0.02}_{-0.02}$	$2.22^{+0.17}_{-0.14}$	$0.16^{+0.01}_{-0.01}$
MCXCJ1115.8+0129	$0.99^{+0.04}_{-0.04}$	$0.73^{+0.06}_{-0.06}$	$3.97^{+0.47}_{-0.44}$	$0.18^{+0.03}_{-0.02}$
MCXCJ0105.0+0201	$1.04^{+0.06}_{-0.05}$	$0.46^{+0.04}_{-0.04}$	$3.87^{+0.75}_{-0.55}$	$0.12^{+0.02}_{-0.01}$
MCXCJ1401.0+0252	$1.24^{+0.08}_{-0.08}$	$1.14^{+0.10}_{-0.10}$	$6.98^{+1.48}_{-1.29}$	$0.16^{+0.03}_{-0.02}$
MCXCJ1217.6+0339	$1.07^{+0.04}_{-0.04}$	$0.64^{+0.04}_{-0.04}$	$3.79^{+0.42}_{-0.39}$	$0.17^{+0.02}_{-0.02}$
MCXCJ1023.6+0411	$1.05^{+0.03}_{-0.03}$	$0.93^{+0.05}_{-0.04}$	$4.37^{+0.44}_{-0.40}$	$0.21^{+0.02}_{-0.02}$
MCXCJ1256.4+0440	$0.91^{+0.02}_{-0.02}$	$0.42^{+0.02}_{-0.02}$	$2.68^{+0.21}_{-0.19}$	$0.16^{+0.02}_{-0.01}$

第6章 X線銀河団物理量の議論

6.1 ガスフラクション

重力崩壊のみの過程を経て銀河団が形成する場合、銀河団のバリオン組成比は宇宙の平均的な組成比と近いことが予想される。しかし、実際には銀河団内の放射冷却に伴う星生成活動や活動銀河核、超新星によるガスの吐き出しなどのバリオン物理による影響があり、それらは銀河団のバリオン組成比の変化として表れる (Kravtsov et al., 2005)。図 6.1 左に示すガスフラクションの半径分布を見ればわかるように、本研究でもバリオン物理の影響は見られ、先行研究と同様に銀河団中心部では星生成活動に起因するようなガスが減少が現れた。また、ガスの放射が支配的な領域の典型的な値である r_{500} におけるガスフラクションの平均値は $f_{\text{gas},500} = 0.152 \pm 0.006$ となり、WMAP による宇宙の平均的なエネルギー組成比 $\Omega_b/\Omega_m = 0.164 \pm 0.007$ (Komatsu et al., 2009) と比較すると、宇宙平均から 8% 程低くなる結果となった。星質量の全質量に対する比が概ね $f_{\text{star}} \sim 0.16h_{70}^{0.5} f_{\text{gas}}$ 程度であるとする (Lin and Mohr, 2004)、星質量を含めたバリオンフラクションは $f_{\text{baryon}} \sim 0.182$ 程度となり、本研究結果のバリオン組成比は WMAP から予想される $\Omega_b/\Omega_m = 0.164 \pm 0.007$ より 12% 程度大きいことがわかる。また我々は先行研究から得られている平均的なガスフラクションとの比較により、自身の研究結果の正当性の検証を行った。*XMM-Newton* 衛星を用いた先行研究と比較すると、Zhang et al. (2006) の $f_{\text{gas},500} = 0.116_{-0.007}^{+0.007}$ より 30%、Chiu et al. (2016) の $f_{\text{gas},500} = 0.1027_{-0.0073}^{+0.0073}$ より 48%、Mahdavi et al. (2013a) の $f_{\text{gas},500} = 0.12_{-0.01}^{+0.01}$ より 26% 大きい。*Chandra* 衛星を用いた先行研究では、Vikhlinin et al. (2009) の $f_{\text{gas},500} = 0.125_{-0.037}^{+0.037}$ より 21% 大きく、SZ 効果と重力レンズ質量を用いた結果では Umetsu et al. (2009) の $f_{\text{gas},500} = 0.126_{-0.019-0.016}^{+0.019+0.016}$ より 20% 大きい。 r_{2500} においては本研究結果は $f_{\text{gas},2500} = 0.103 \pm 0.002$ となり、LaRoque et al. (2006) の $f_{\text{gas},2500} = 0.110_{-0.003-0.018}^{+0.003+0.006}$ より 6% 大きく、Allen et al. (2008) の $f_{\text{gas},2500} = 0.1104_{-0.0016}^{+0.0016}$ より 6% 大きく見積もられた。多くの先行研究のガスフラクションの平均値より大きい。また、先行研究のガスフラクションと全質量との相関関係を比較を図 6.1 右に示す。図 6.1 右からガスフラクションの全質量分布が先行研究より傾きが急であり、ほとんどのサンプル銀河団で先行研究より大きい。ここで (Eckert et al., 2016) は弱い重力レンズ質量であり、弱い重力レンズ質量が過大評価されている可能性が指摘されており、ガスフラクションが低く見積もられている。また Vikhlinin et al. (2009) は重量級の銀河団を用いた研究であり、我々の質量 ($1.0 \sim 4.0 \times 10^{14} h_{70}^{-1} M_{\odot}$) の銀河団研究と相補的であると言える。さらに銀河群の X 線結果は観測が困難であるため少なく、先行研究においてもバラツキがあり、より多くの研究成果が必要とされているのが現状である。しかし、仮に我々のガスフラクションが過大推定しているとする、ガス質量の過大推定もしくは全質量の過小推定が原因であり、両方の観点から先行研究と比較することにより、自身のガスフラクションの正当性を検証することができる。以降その検証について述べる。

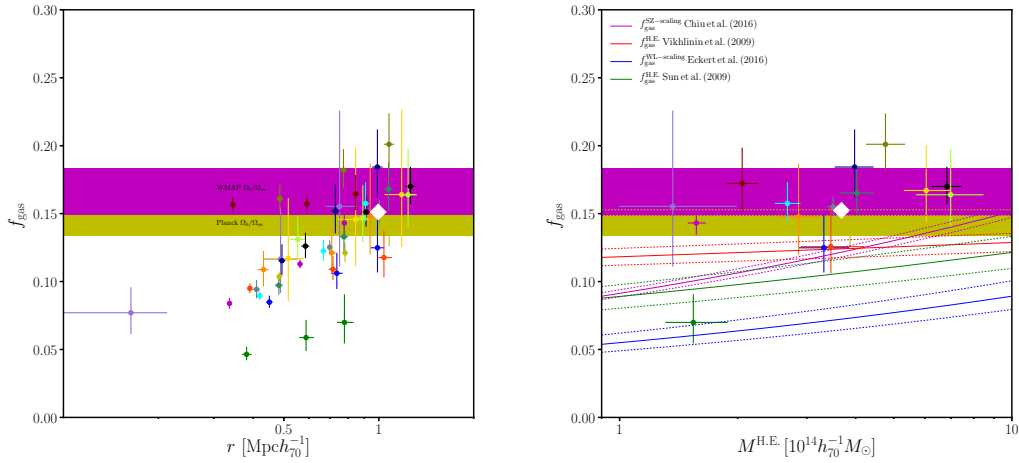


図 6.1: $r_{2500}, r_{1000}, r_{500}$ におけるガスフラクションの比較。左図はガスフラクションの半径分布であり、色点は本研究のガスフラクションであり、白点は本研究の平均値である。銀河団中心部の星生成活動によりガスが減少する傾向が見られた。右図は横軸を M_{500} に対するガスフラクションであり、先行研究より $1.0 \times 10^{14} h_{70}^{-1} M_{\odot}$ 以上で大きい値を持っている。

6.1.1 ガス質量の過大評価

ガス質量は密度にしか依存しないため、イメージ解析における表面輝度分布の作成やフィッティングに原因があると考えられる。図 4.8 で Abell 1689 における解析手法の検証の際に、1 Mpc 付近の表面輝度分布および密度の半径分布が先行研究より 16% 程度大きいことがわかっていた。付録 G にある表面輝度分布を参照すると 1 ~ 2 Mpc 付近で S/N が ~ 1 程度になっている銀河団が多いことがわかる。多くのサンプル銀河団で S/N に同様の傾向が見られ、1 Mpc 以上ではバックグラウンド推定の影響が表面輝度分布や密度の半径分布において大きいのではないかと考えられる。本研究では実観測データを用いて外側の半径領域でモデルバックグラウンド推定をしているのに対し、先行研究では blanksky データを用いて実データから差し引く形でバックグラウンド推定を行っていた。そのため、blanksky によるバックグラウンド推定を行うことにより、自身のバックグラウンド推定の有意性を検証した。blanksky データを自身の解析と同様のデータリダクションを行い、カウントイメージを作成し、銀河団データから差し引いた。用いた blanksky データの基本情報は表 6.1 に示す。

表 6.1: blanksky データの基本的な情報。

領域名	観測時期			ObsID	Exp(ks) ^{*1}			Filter ID ^{*2}
					MOS1	MOS2	PN	
Lockman hole	163.20	57.46	2000-04-27	0123700101	31.1	32.6	27.4	thin
Lockman hole	163.14	57.48	2002-12-04	0147511701	88.5	89.2	73.6	medium

¹ フレアカット後の exposure.

² アルミ filter の種類.

まずは Abell 1689 により検証を行った。その際多くの blanksky データを調査し、フレアの影響や検出器由来のバックグラウンド、exposure の長さなど様々な要因からできるだけクリーンな blanksky データを選定し、バックグラウンドとして採用した。XMM-Newton 衛星の Filter の種類により吸収量が異なるため、銀河団データと同様の Filter ID の blanksky データをそれぞれ用いた。多くの blanksky データはフレアの影響が大きく、バックグラウンドとしての不定性が懸念されたため、FilterID(thin,medium) のそれぞれで1つしかクリーンな観測データが確保できず、exposure がバックグラウンドデータとしては短く統計的にやや不安ではあるバックグラウンドとなった。図 6.2 に blanksky で差し引いた表面輝度分布と blanksky バックグラウンドの比較プロットを示す。エラーの範囲内ではモデルバックグラウンドによる推定値と一致しているが、実際に表面輝度分布のフィットを行い密度の半径分布を作成すると、図 6.2 になり、先行研究と密度の中心値は一致する結果となったが、エラーが大きく統計的には不定性が残る結果となった。ガス質量および全質量の推定を行うと、表 6.2 に示す結果となった。 r_{500} の値は多少増加したが、ガス質量の変化は見られなかった。一方、全質量は表 6.3 に示すように $7.36_{-1.15}^{+1.81} 10^{14} h_{70}^{-1} M_{\odot}$ となり、モデルによるバックグラウンド推定より 8% ほど増加した。これは静水圧平衡の式 (2.38) より全質量にはガス密度の傾きに大きく依存し、1 Mpc 付近の密度の傾きが急になることにより全質量が増加したためである。つまり、バックグラウンド推定の不定性が全質量に大きく影響することを意味する。Abell 1689 のみのガスフラクションは $f_{\text{gas},500} = 0.157 \pm 0.03$ となり、モデルによるバックグラウンド推定より 8% ほど減少した。先行研究では複数の blanksky データをスタッキングし、 ~ 300 ksec の high exposure のバックグラウンドデータを用いており、本研究の blanksky データを用いたバックグラウンド推定は統計的に先行研究よりはるかに劣る。それを踏まえると Zhang et al. (2008) とはエラーの範囲内で一致していると言える。しかし、16 個のサンプル銀河団で blanksky データを用いたバックグラウンド推定を行い、平均的なガスフラクションを求めると、 $f_{\text{gas},500} = 0.162 \pm 0.006$ となり、Abell 1689 のみではガスフラクションが減少する傾向にあったが、サンプル全体では 6.5% 増加する結果となった。そのためサンプルによって、バックグラウンド推定の不定性が異なり、モデリング手法でも正しくバックグラウンド推定できていると思われる。より詳細な検証には ~ 300 ksec を超えるクリーンな blanksky データの作成が必要であり、今後の課題である。

上記では解析的にガス質量の過大推定を議論してきたが、銀河団物理による寄与も考えられる。プロジェクト効果によって銀河団周辺にある銀河群などの小さい構造が写り込み、密度を過大評価してしまうことが近年の研究で示唆されている (Tchernin et al., 2016)。先行研究では三次元密度の半径分布がガス密度の平方根の平均値に対して、

$$S(r) \propto \langle \rho_{\text{gas}}^2 \rangle = C(r) \rho_{\text{gas}}^2 \quad (6.1)$$

のようにクランピーファクター $C(r)$ に対してどのくらい比例するか調査している。ここでクランピーファクターとは、ICM のクランピネスの度合いを表す量で、

$$C(r) = \frac{\langle \rho_{\text{gas}}^2 \rangle}{\langle \rho_{\text{gas}} \rangle^2} \geq 1.0 \quad (6.2)$$

であれば、ICM がクランピネスであるとしている。本研究では、 $S_x \propto n_e^2$ より、

$$C = \frac{\langle S_X \rangle}{\langle \sqrt{S_X} \rangle^2} \quad (6.3)$$

でクランピーファクターを計算した。なお、この計算はモデルを仮定していない。図 6.3 にその結果を示す。サンプルで 1.01 \sim 1.1 のクランピネスな表面輝度分布が示唆された。シミュレーションなどで期待さ

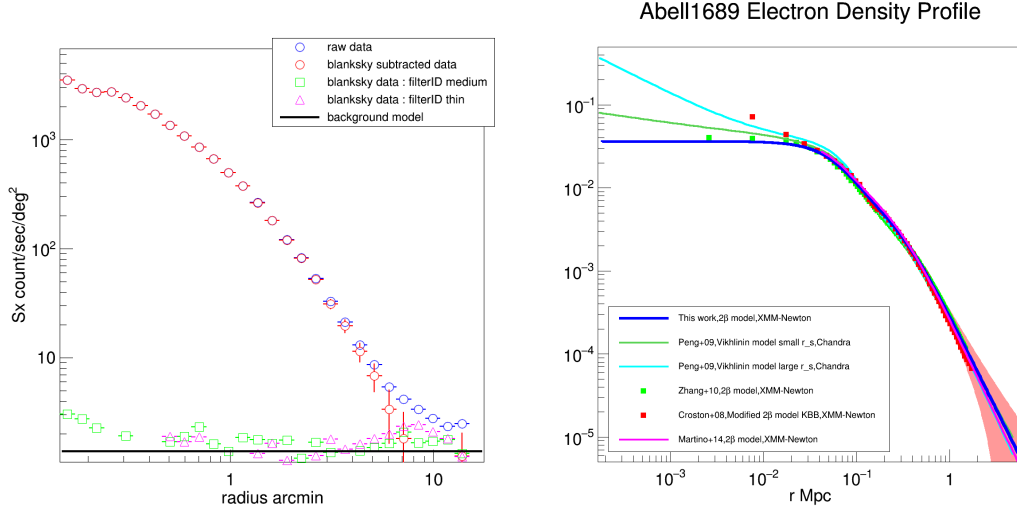


図 6.2: Abell 1689 における表面輝度分布および密度の半径分布。左図は blanksky で差し引いた表面輝度分布と blanksky の表面輝度分布およびモデルバックグラウンド推定値の半径分布である。blanksky データはあえてエラーを表示していないが、エラーの範囲内でモデルバックグラウンドと一致しており、中心値では blanksky のほうが大きいことがわかる。右図は密度の半径分布であり、先行研究とエラーの範囲内で一致していることがわかる。

れるような $r > R_{200}$ における $C \sim 2 - 10$ とは大きく異なっているが、我々が注目している $r < r_{500}$ の範囲では概ねシミュレーションと一致している。ガス質量がもし 1.1 倍程度過大評価しているのであれば、多くの先行研究とガス質量がエラーの範囲内で一致する。ガスのクランピー構造は局所的な放射の高まりとして現れるため、先行研究が除去している可能性がある。そこで Zhang et al. (2008) と同様のマスク (点源除去) を行い、ガスのクランピー構造をより細かく取り除き、ガスフラクションを求め比較することで、クランピー構造がガス質量の先行研究からの過大評価に実際に寄与しているか調べた。その結果、ガス質量は Zhang et al. (2008) と同様のマスクをしても変わらなかった。本研究のサンプルには少なくともガスのクランピー構造が見られるが、先行研究との差異を説明するものではなかった。

6.1.2 全質量の過小評価

静水圧平衡を仮定した質量は式 (2.38) に示すように、ガス密度と温度の両方に依存しているため、全ての解析の過程で変化する可能性がある。§6.1.1 でガス密度による考察を行ったため、温度による全質量の変化を議論する。式 (2.38) から全質量は温度の規格値の増加がそのまま反映されるため、温度が系統的に低く見積もられていれば、全質量もそれだけ低く見積もられ、ガスフラクションの増加を招く。

Schellenberger et al. (2015) によると *XMM-Newton* 衛星 EPIC と *Chandra* 衛星 ACIS で、0.7–7.0 keV の低赤方偏移銀河団の ICM スペクトルを用いた場合の銀河団の温度が、

$$\log_{10} \frac{kT_{\text{ACIS}}}{\text{keV}} = 0.889^{+0.005}_{-0.003} \times \log_{10} \frac{kT_{\text{XMM}}}{\text{keV}} + 0.0^{+0.005}_{-0.004} \pm 0.025 \quad (6.4)$$

表 6.2: A1689 の r_{500} におけるガス質量の先行研究との比較。

研究	r_{500}	$M_{\text{gas},500}(10^{14} M_{\odot})$	$M_{\text{gas},r_{\text{pre}}}^{\text{our model}}(10^{14} M_{\odot})^{*1}$	$M_{\text{gas},r_{\text{pre}}}^{\text{our blanksky}}(10^{14} M_{\odot})^{*2}$
This work	$1.26^{+0.02}_{-0.02}$	$1.16^{+0.03}_{-0.03}$	-	-
(Zhang et al., 2008)	1.44	$1.05^{+0.14}_{-0.14}$	$1.361^{+0.009}_{-0.009}$	$1.32^{+0.12}_{-0.12}$
(Peng et al., 2009)	$1.01^{+0.06}_{-0.03}$	$0.876^{+0.13}_{-0.13}$	$0.876^{+0.004}_{-0.004}$	$8.62^{+0.05}_{-0.05}$
(Umetsu et al., 2009)	$1.16^{+0.02}_{-0.02}$	$0.78^{+0.20}_{-0.18}$	$1.050^{+0.006}_{-0.005}$	$1.02^{+0.07}_{-0.07}$
(Martino et al., 2014b)	1.51	$1.25^{+0.007}_{-0.007}$	$1.43^{+0.01}_{-0.01}$	$1.378^{+0.13}_{-0.13}$
This work (blanksky)* ³	$1.29^{+0.05}_{-0.05}$	$1.16^{+0.15}_{-0.15}$	$1.21^{+0.007}_{-0.007}$	-

¹ 先行研究の r_{500} におけるモデルバックグラウンド解析のガス質量。

² 先行研究の r_{500} における blanksky 解析のガス質量。

³ blanksky を用いた解析結果。

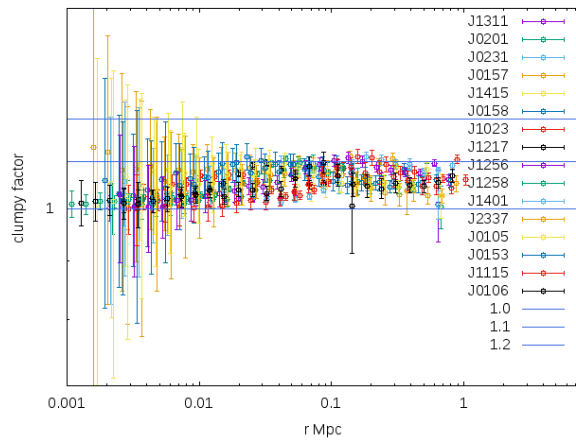


図 6.3: サンプル銀河団のクランピーファクター $C(r)$ 。サンプルによってバラツキがあるが全てのサンプルでクランピーファクターが 1.0 より大きいことがわかる。横線は clumpy factor=1.0、1.1、1.2 の線である。

程系統的にずれることが報告されている。これは異なる衛星の有効面積による温度の違いであることがわかっており、異なる衛星の系統誤差によるガスフラクションの過大評価を示唆している。Abell 1689 の温度は $7 \sim 10$ keV の範囲内で観測されたため、 $20 \sim 23\%$ 程 *Chandra* 衛星の温度および質量が高く見積もられることになる。そのため、本研究結果は、 $f_{\text{gas},500} = 0.123 \sim 0.126$ となり、先行研究と矛盾しない結果となる。

先の議論で *Chandra* 衛星 ACIS との温度では検出器間の系統誤差がある可能性があるため、同じ *XMM-Newton* 衛星の結果 Zhang et al. (2008) および Martino et al. (2014b) に注目して比較していく。図 6.3 に Abell 1689 および Abell 1835(MCX CJ1401.0+0252) における先行研究との温度の比較プロットを示す。Martino et al. (2014b) の温度は我々のサンプル銀河団の 2 つでは高く見積もられており、バックグラウンド推定に誤りがあることが示唆されている。一方、Zhang et al. (2008) は我々の温度と概ね一致しているが、 0.6 Mpc より外側の温度が測定されておらず、また三次元温度モデルとして外側で平らになる温度モデルを採用しているため、我々と同じ *XMM-Newton* 衛星を用いているにもかかわらず、全質量が高いと考え

られる。

星間吸収を決める水素柱密度の不定性は温度を変化させる要因の1つである (Schellenberger et al., 2015)。Abell 1689(MCXXCJ1311.5-0120) において LAB サーベイによる 21 cm 線観測で得られた水素柱密度で固定せず、フリーにして温度を求めた結果、平均して 0.5 ~ 0.8 keV 程度大きく推定された (図 6.5 参照)。水素柱密度は $0.0182 \times 10^{22} \text{cm}^{-2}$ から $0.00955 \times 10^{22} \text{cm}^{-2}$ と概ね半分程度減少した。ガスフラクションは $f_{\text{gas},500} = 0.170_{-0.01}^{+0.01}$ から $f_{\text{gas},500} = 0.160_{-0.01}^{+0.01}$ となり 6% 減少した。多くの先行研究では水素柱密度を固定しているが (Snowden et al., 2008b) のように実観測データのスペクトルフィットから推定している研究もあり、水素柱密度の不定性によるガスフラクションの過小・過大評価が示唆された。よって、先行研究との温度の不一致は、衛星間の系統差や解析の違いによる系統差により説明することができ、我々の温度の誤りを示唆するものとは言えない。

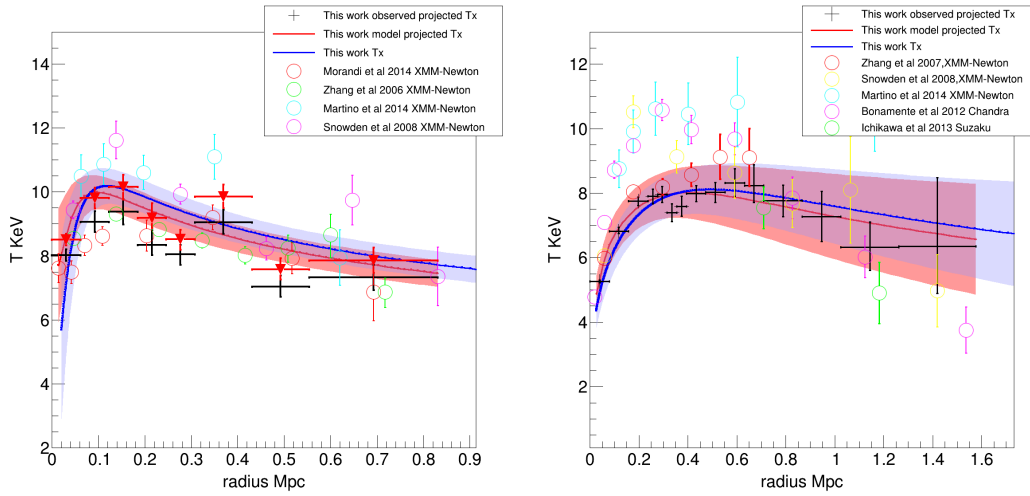


図 6.4: Abell 1689 および Abell 1835 における温度の半径分布の比較。左図 Abell 1689 の赤点は星間吸収モデルのパラメータ nH をフリーにしてフィットした結果である。LAB サーベイの 21cm の値で固定して求めた温度より温度が 0.5 ~ 0.8 keV 程度高くなっていることがわかる。Abell 1835 では 0.2-0.6 Mpc の領域で温度が先行研究より低いことがわかる。また、Zhang et al.2008 の温度の半径分布は銀河団外縁部の測定でされておらず、0.6 Mpc より外側は外層していることがわかる。

6.2 スケーリング関係

本章では自身の解析手法で得られた物理量からスケーリング関係を作成し、銀河団の自己相似解および先行研究との比較による議論を行う。§2.5.2 で述べたように銀河団の各物理量はべき関数的相関があると考えられる。そのため、モデルフィットはべき関数で行い、

$$y = ax + b + \sigma_{\text{int}} \quad (6.5)$$

表 6.3: Abell 1689 の r_{500} における全質量の先行研究との比較。

研究	r_{500}	$M_{\text{H.E.},500}(10^{14}M_{\odot})$	$M_{\text{H.E.},r_{\text{pre}}}^{\text{our model}}(10^{14}M_{\odot})^{*1}$	$M_{\text{gas},r_{\text{pre}}}^{\text{our blanksky}}(10^{14}M_{\odot})^{*2}$
This work	$1.26^{+0.02}_{-0.02}$	$6.81^{+0.40}_{-0.37}$	-	-
(Zhang et al., 2008)	1.44	$10.26^{+2.96}_{-2.96}$	$7.68^{+0.51}_{-0.51}$	$8.1^{+1.4}_{-1.2}$
(Peng et al., 2009)	$1.01^{+0.06}_{-0.03}$	$7.3^{+1.3}_{-0.5}$	$6.12^{+0.38}_{-0.37}$	$5.9^{+0.7}_{-0.6}$
(Umetsu et al., 2009)	$1.16^{+0.02}_{-0.02}$	$7.22^{+1.8}_{-1.8}$	$6.34^{+0.40}_{-0.40}$	$6.7^{+0.9}_{-0.7}$
(Martino et al., 2014b)	1.51	$11.98^{+1.94}_{-1.94}$	$7.95^{+0.54}_{-0.53}$	$8.4^{+1.5}_{-1.1}$
This work (blanksky)* ³	$1.29^{+0.05}_{-0.05}$	$7.36^{+1.81}_{-1.15}$	$6.96^{+0.44}_{-0.44}$	-

¹ 先行研究の r_{500} における本研究の値。

² 本研究に対する先行研究の質量の比。

³ blanksky を用いた解析結果。

表 6.4: Abell 1835 の r_{500} における全質量の先行研究との比較。

研究	r_{500}	$M_{\text{H.E.},500}(10^{14}M_{\odot})$	$M_{\text{H.E.},r_{\text{pre}}}^{\text{our model}}(10^{14}M_{\odot})^{*1}$	$M_{\text{gas},r_{\text{pre}}}^{\text{our blanksky}}(10^{14}M_{\odot})^{*2}$
This work	$1.24^{+0.08}_{-0.08}$	$6.98^{+1.48}_{-1.28}$	-	-
(Zhang et al., 2008)	1.30	$8.01^{+2.32}_{-2.32}$	$7.31^{+1.07}_{-1.06}$	$7.20^{+0.85}_{-0.84}$
(Bonamente et al., 2013)	$1.28^{+0.027}_{-0.027}$	$7.80^{+0.52}_{-0.49}$	$7.19^{+1.04}_{-1.03}$	$7.07^{+0.82}_{-0.81}$
(Martino et al., 2014b)	1.57	$14.04^{+1.27}_{-1.27}$	$8.51^{+1.41}_{-1.39}$	$8.12^{+1.08}_{-1.06}$
This work (blanksky)* ³	$1.23^{+0.05}_{-0.06}$	$6.8^{+1.1}_{-1.0}$	-	-

¹ 先行研究の r_{500} における本研究の値。

² 本研究に対する先行研究の質量の比。

³ blanksky を用いた解析結果。

の式を用いる。ここで σ_{int} は個々の銀河団による個性に起因する散逸度合いを表す intrinsic scatter である。パラメータおよび intrinsic scatter は対数尤度関数

$$\ln L \propto -\frac{1}{2} \sum_{i=1} \text{Log}(a^2 \sigma_{x,i}^2 + \sigma_{y,i}^2 + \sigma_{\text{int}}^2) - \sum_{n=1} \frac{(y - y_i)^2}{2(a^2 \sigma_{x,i}^2 + \sigma_{y,i}^2 + \sigma_{\text{int}}^2)} \quad (6.6)$$

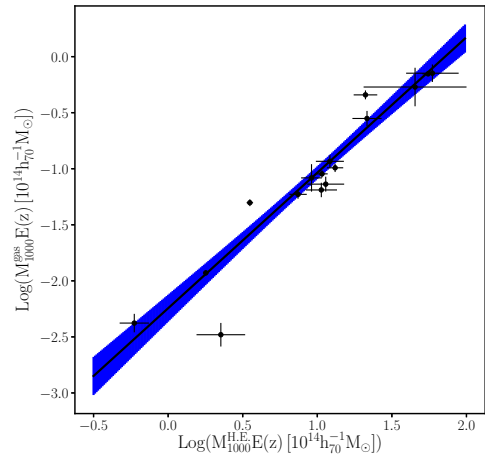
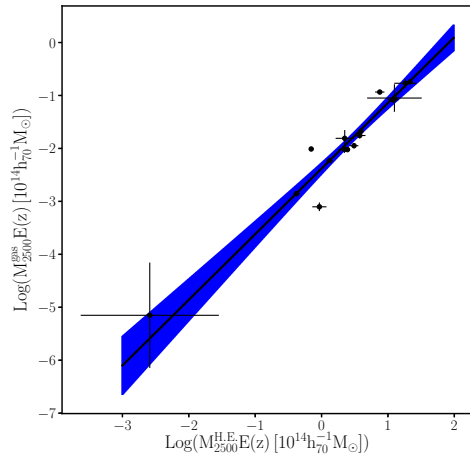
を最大化することにより得られる。単純な最尤法では局所最適解に陥る可能性があるため、マルコフ連鎖モンテカルロ法を用いて、モデルパラメータの事後分布を計算した。得られた事後分布から重み平均を取ることによってパラメータの最適解を計算し、covariance matrix を用いて、ブートストラップ手法を用いて、モデルの 1σ エラーの計算をした。

まずは全質量とガス質量のスケーリング関係を議論する。全質量とガス質量の自己相似解はべき 1.0 の単純比例関数であり、表 6.5 に示すように本研究結果とは 2σ の範囲で一致しているが、中心値では自己相似解より傾きが急となった。

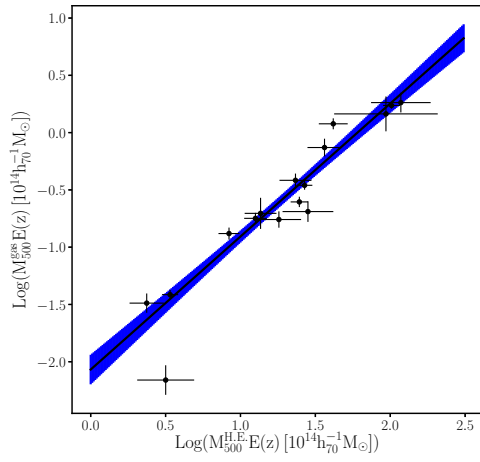
§5.2 から概ね $0.2 - 0.6r_{500}$ の領域がサンプルで様な温度の領域であることがわかっているため、スケーリング関係の作成にはこの半径領域で測定した温度と光度を用いる。温度は $0.2 - 0.6r_{500}$ の領域と、バックグラウンド推定のために $600-900 \text{ arcsec}$ の領域のスペクトルをモデルフィットして求めた。求めた温度と r_{500} における $M_{\text{H.E.}}$ とのスケーリング関係を図 6.6(a) に示す。 $0.2 - 0.6r_{500}$ における T_X と r_{500} における $M_{\text{H.E.}}$ のスケーリング関係は傾き 1.07 ± 0.13 となり、自己相似解 1.5 よりフラットになり、 3σ の範囲では一致という結果となった。先行研究 Zhang et al. (2008)、Chen et al. (2007)、Borgani et al. (2004) とともに自身の傾きは $0.47 - 0.58$ 程度フラットであった。また、 $0.2 - 0.6r_{500}$ の領域のスペクトルフィットから `cflux` コマンドを用いてフラックスを測定し、求めた光度と r_{500} における $M_{\text{H.E.}}$ とで作成したスケーリング関係を図 6.6(b) に示す。 r_{500} における $M_{\text{H.E.}}$ と $0.2 - 0.6r_{500}$ における L_X のスケーリング関係は傾き 1.65 ± 0.27 となり、自己相似解 1.5 とは 1σ の範囲では一致という結果となった。先行研究 Chen et al. (2007) とは 1σ の範囲で一致、Zhang et al. (2008) および Connor et al. (2014) とは 2σ の範囲で一致という結果となった。また、図 6.6(c) に示す $0.2 - 0.6r_{500}$ における T_X と L_X のスケーリング関係は、傾き 1.63 ± 0.42 となり、自己相似解 2.0 とは 1σ の範囲では一致という結果となった。先行研究 Zhang et al. (2008)、Borgani et al. (2004)、Ikebe et al. (2002) と比較すると、自身の傾きは 3σ 程度フラットであった。よって $M_{\text{H.E.}}$ 、 M_{gas} 、 T_X 、 L_X のスケーリング関係においては、 3σ の範囲内で自己相似解および先行研究と一致する結果となった。

表 6.5: 各物理量における $y = ax + b + \sigma_{\text{int}}$ のベストフィット値。

		Log Slope	Log Intercept	Intrinsic scatter
x	y	a	b	σ_{int}
$\log \left(\frac{M_{\text{H.E.},2500}}{10^{14} h_{70}^{-1} M_{\odot}} E(z) \right)$	$\log \left(\frac{M_{\text{gas},2500}}{10^{14} h_{70}^{-1} M_{\odot}} E(z) \right)$	1.24 ± 0.14	-2.37 ± 0.100	± 0.3
$\log \left(\frac{M_{\text{H.E.},1000}}{10^{14} h_{70}^{-1} M_{\odot}} E(z) \right)$	$\log \left(\frac{M_{\text{gas},1000}}{10^{14} h_{70}^{-1} M_{\odot}} E(z) \right)$	1.20 ± 0.1	-2.23 ± 0.11	± 0.2
$\log \left(\frac{M_{\text{H.E.},500}}{10^{14} h_{70}^{-1} M_{\odot}} E(z) \right)$	$\log \left(\frac{M_{\text{gas},500}}{10^{14} h_{70}^{-1} M_{\odot}} E(z) \right)$	1.14 ± 0.09	-2.03 ± 0.11	± 0.1
$\log \left(\frac{T_X}{\text{keV}} \right)$	$\log \left(\frac{M_{\text{H.E.},500}}{10^{14} h_{70}^{-1} M_{\odot}} E(z) \right)$	1.07 ± 0.13	-0.37 ± 0.21	± 0.2
$\log \left(\frac{M_{\text{H.E.},500}}{10^{14} h_{70}^{-1} M_{\odot}} E(z) \right)$	$\log \left(\frac{L_X}{10^{42} \text{ergs}^{-1}} E(z)^{-1} \right)$	1.65 ± 0.27	3.62 ± 0.38	± 0.2
$\log \left(\frac{T_X}{\text{keV}} \right)$	$\log \left(\frac{L_X}{10^{42} \text{ergs}^{-1}} E(z)^{-1} \right)$	1.63 ± 0.42	3.27 ± 0.66	± 0.7

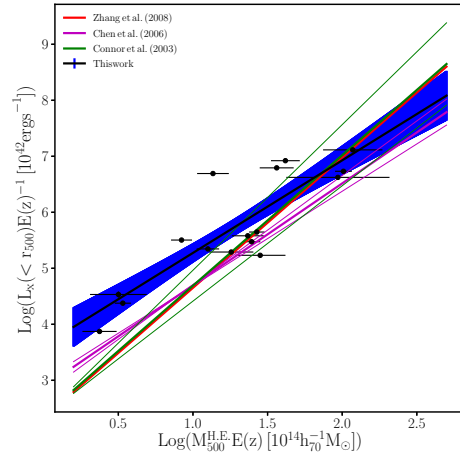
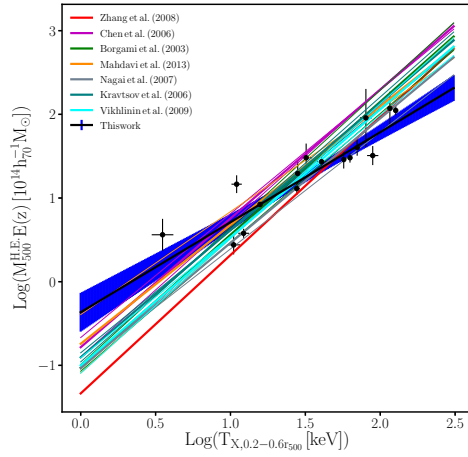


(a) r_{2500} における全質量とガス質量のスケーリング関係。 (b) r_{1000} における全質量とガス質量のスケーリング関係。

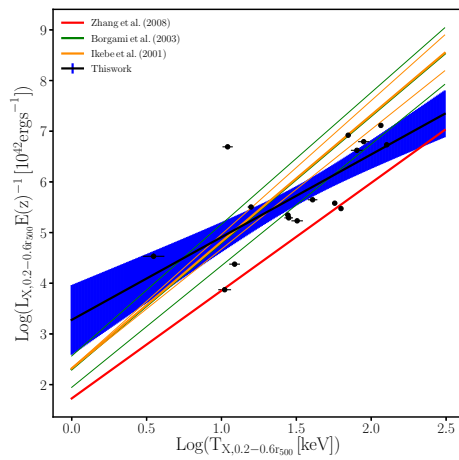


(c) r_{500} における全質量とガス質量のスケーリング関係。

図 6.5: $r_{2500}, r_{1000}, r_{500}$ における $M_{H.E.}$ と M_{gas} のスケーリング関係



(a) r_{500} の全質量と $0.2 - 0.6r_{500}$ の温度のスケーリング関係。
 (b) $0.2 - 0.6r_{500}$ の光度と r_{500} の全質量のスケーリング関係。



(c) $0.2 - 0.6r_{500}$ の光度と温度のスケーリング関係。

図 6.6: r_{500} における $M_{H.E.}$ と $0.2 - 0.6r_{500}$ における L_X と T_X のスケーリング関係。

6.3 まとめ

HSC-SSP サーベイ領域にある X 線で明るい銀河団の系統的解析を目的として、静水圧平衡を仮定した質量導出までの解析パイプラインを作成し、様々な検証を行った。そして、サンプル 16 個の銀河団の温度・密度の半径分布を導出し全質量を求めた。求めたガス質量と全質量からガスフラクションを求め先行研究と比較すると、我々のガスフラクションは r_{500} において 20 – 50% 高く見積もられる結果となった。*XMM-Newton* 衛星を用いた先行研究との比較からガス質量は、バックグラウンド推定の違い、ガスのクランビー構造による過大評価の可能性を示唆し、それらを考慮すると 1σ エラーの範囲内で一致する結果となった。一方、全質量は *Chandra* 衛星と *XMM-Newton* 衛星の系統的な違いもしくはスペクトルフィット手法の違いを考慮すると、先行研究と矛盾ない結果が得られることを示唆した。しかし、我々のガスフラクションが系統的に高い厳密な原因の特定には至らず、今後より詳細な検証が求められる。また、得られた全質量、ガス質量、温度、光度からスケーリング関係を作成し、自己相似解および先行研究と比較したところ、少なくとも 3σ の範囲内では矛盾しない結果が得られる結果となった。向こう 3 年で完遂する HSC-SSP サーベイにより得られる弱い重力レンズ質量および可視光観測量との比較により、さらなる成果を期待する。

謝辞

本修論研究には多くの方々の助けがあり、数々の問題を乗り越えることができました。主査である深澤先生には研究の進行状況の悪い中、寛大な目でしていただいたことに非常に感謝しています。またX線解析についてご指導していただいた北口貴雄先生ならびに、銀河団物理などのご指導していただいた岡部信広先生には深く感謝しています。CAMIRA 銀河団カタログのデータを我々に提供して頂いた大栗真宗様に深く感謝しております。XMMON に所属させて頂き、温かい目で見えていただいた太田直美様、赤松弘規様、三石郁之様、上田周太郎様、一戸悠人様、馬場崎康敬様、ならびに所属する皆様方に深く感謝申し上げます。また、研究室の先輩方やMCMCについて教えてくれた山田悠梨香さんに感謝申し上げます。

関連図書

- G. O. Abell. The Distribution of Rich Clusters of Galaxies. *ApJS*, 3:211, May 1958. doi: 10.1086/190036.
- N. Afshordi, Y.-T. Lin, D. Nagai, and A. J. R. Sanderson. Missing thermal energy of the intracluster medium. *MNRAS*, 378:293–300, June 2007. doi: 10.1111/j.1365-2966.2007.11776.x.
- H. Aihara, N. Arimoto, R. Armstrong, S. Arnouts, N. A. Bahcall, S. Bickerton, J. Bosch, K. Bundy, P. L. Capak, J. H. H. Chan, M. Chiba, J. Coupon, E. Egami, M. Enoki, F. Finet, H. Fujimori, S. Fujimoto, H. Furusawa, J. Furusawa, T. Goto, A. Goulding, J. P. Greco, J. E. Greene, J. E. Gunn, T. Hamana, Y. Harikane, Y. Hashimoto, T. Hattori, M. Hayashi, Y. Hayashi, K. G. Helminiak, R. Higuchi, C. Hikage, P. T. P. Ho, B.-C. Hsieh, K. Huang, S. Huang, H. Ikeda, M. Imanishi, A. K. Inoue, K. Iwasawa, I. Iwata, A. T. Jaelani, H.-Y. Jian, Y. Kamata, H. Karoji, N. Kashikawa, N. Katayama, S. Kawanomoto, I. Kayo, J. Koda, M. Koike, T. Kojima, Y. Komiyama, A. Konno, S. Koshida, Y. Koyama, H. Kusakabe, A. Leauthaud, C.-H. Lee, L. Lin, Y.-T. Lin, R. H. Lupton, R. Mandelbaum, Y. Matsuoka, E. Medezinski, S. Mineo, S. Miyama, H. Miyatake, S. Miyazaki, R. Momose, A. More, S. More, Y. Moritani, T. J. Moriya, T. Morokuma, S. Mukae, R. Murata, H. Murayama, T. Nagao, F. Nakata, M. Niida, H. Niihara, A. J. Nishizawa, Y. Obuchi, M. Oguri, Y. Oishi, N. Okabe, Y. Okura, Y. Ono, M. Onodera, M. Onoue, K. Osato, M. Ouchi, P. A. Price, T.-S. Pyo, M. Sako, S. Okamoto, M. Sawicki, T. Shibuya, K. Shimasaku, A. Shimono, M. Shirasaki, J. D. Silverman, M. Simet, J. Speagle, D. N. Spergel, M. A. Strauss, Y. Sugahara, N. Sugiyama, Y. Suto, S. H. Suyu, N. Suzuki, P. J. Tait, T. Takata, M. Takada, N. Tamura, M. M. Tanaka, M. Tanaka, M. Tanaka, Y. Tanaka, T. Terai, Y. Terashima, Y. Toba, J. Toshikawa, E. L. Turner, T. Uchida, H. Uchiyama, K. Umetsu, F. Uraguchi, Y. Urata, T. Usuda, Y. Utsumi, S.-Y. Wang, W.-H. Wang, K. C. Wong, K. Yabe, Y. Yamada, H. Yamanoi, N. Yasuda, S. Yeh, A. Yonehara, and S. Yuma. The Hyper Suprime-Cam SSP Survey: Overview and Survey Design. *ArXiv e-prints*, April 2017a.
- H. Aihara, R. Armstrong, S. Bickerton, J. Bosch, J. Coupon, H. Furusawa, Y. Hayashi, H. Ikeda, Y. Kamata, H. Karoji, S. Kawanomoto, M. Koike, Y. Komiyama, R. H. Lupton, S. Mineo, H. Miyatake, S. Miyazaki, T. Morokuma, Y. Obuchi, Y. Oishi, Y. Okura, P. A. Price, T. Takata, M. M. Tanaka, M. Tanaka, Y. Tanaka, T. Uchida, F. Uraguchi, Y. Utsumi, S.-Y. Wang, Y. Yamada, H. Yamanoi, N. Yasuda, N. Arimoto, M. Chiba, F. Finet, H. Fujimori, S. Fujimoto, J. Furusawa, T. Goto, A. Goulding, J. E. Gunn, Y. Harikane, T. Hattori, M. Hayashi, K. G. Helminiak, R. Higuchi, C. Hikage, P. T. P. Ho, B.-C. Hsieh, K. Huang, S. Huang, M. Imanishi, I. Iwata, A. T. Jaelani, H.-Y. Jian, N. Kashikawa, N. Katayama, T. Kojima, A. Konno, S. Koshida, A. Leauthaud, C.-H. Lee, L. Lin, Y.-T. Lin, R. Mandelbaum, Y. Matsuoka, E. Medezinski, S. Miyama, R. Momose, A. More, S. More, S. Mukae, R. Murata,

- H. Murayama, T. Nagao, F. Nakata, H. Niikura, A. J. Nishizawa, M. Oguri, N. Okabe, Y. Ono, M. Onodera, M. Onoue, M. Ouchi, T.-S. Pyo, T. Shibuya, K. Shimasaku, M. Simet, J. Speagle, D. N. Spergel, M. A. Strauss, Y. Sugahara, N. Sugiyama, Y. Suto, N. Suzuki, P. J. Tait, M. Takada, T. Terai, Y. Toba, E. L. Turner, H. Uchiyama, K. Umetsu, Y. Urata, T. Usuda, S. Yeh, and S. Yuma. First Data Release of the Hyper Suprime-Cam Subaru Strategic Program. *ArXiv e-prints*, February 2017b.
- S. W. Allen, D. A. Rapetti, R. W. Schmidt, H. Ebeling, R. G. Morris, and A. C. Fabian. Improved constraints on dark energy from Chandra X-ray observations of the largest relaxed galaxy clusters. *MNRAS*, 383:879–896, January 2008. doi: 10.1111/j.1365-2966.2007.12610.x.
- 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.
- J. E. Austermann, K. A. Aird, J. A. Beall, D. Becker, A. Bender, B. A. Benson, L. E. Bleem, J. Britton, J. E. Carlstrom, C. L. Chang, H. C. Chiang, H.-M. Cho, T. M. Crawford, A. T. Crites, A. Datesman, T. de Haan, M. A. Dobbs, E. M. George, N. W. Halverson, N. Harrington, J. W. Henning, G. C. Hilton, G. P. Holder, W. L. Holzzapfel, S. Hoover, N. Huang, J. Hubmayr, K. D. Irwin, R. Keisler, J. Kennedy, L. Knox, A. T. Lee, E. Leitch, D. Li, M. Lueker, D. P. Marrone, J. J. McMahon, J. Mehl, S. S. Meyer, T. E. Montroy, T. Natoli, J. P. Nibarger, M. D. Niemack, V. Novosad, S. Padin, C. Pryke, C. L. Reichardt, J. E. Ruhl, B. R. Saliwanchik, J. T. Sayre, K. K. Schaffer, E. Shirokoff, A. A. Stark, K. Story, K. Vanderlinde, J. D. Vieira, G. Wang, R. Williamson, V. Yefremenko, K. W. Yoon, and O. Zahn. SPTpol: an instrument for CMB polarization measurements with the South Pole Telescope. In *Millimeter, Submillimeter, and Far-Infrared Detectors and Instrumentation for Astronomy VI*, volume 8452 of Proc. SPIE, page 84521E, September 2012. doi: 10.1117/12.927286.
- L. E. Bleem, B. Stalder, T. de Haan, K. A. Aird, S. W. Allen, D. E. Applegate, M. L. N. Ashby, M. Bautz, M. Bayliss, B. A. Benson, S. Bocquet, M. Brodwin, J. E. Carlstrom, C. L. Chang, I. Chiu, H. M. Cho, A. Clocchiatti, T. M. Crawford, A. T. Crites, S. Desai, J. P. Dietrich, M. A. Dobbs, R. J. Foley, W. R. Forman, E. M. George, M. D. Gladders, A. H. Gonzalez, N. W. Halverson, C. Hennig, H. Hoekstra, G. P. Holder, W. L. Holzzapfel, J. D. Hrubes, C. Jones, R. Keisler, L. Knox, A. T. Lee, E. M. Leitch, J. Liu, M. Lueker, D. Luong-Van, A. Mantz, D. P. Marrone, M. McDonald, J. J. McMahon, S. S. Meyer, L. Mocanu, J. J. Mohr, S. S. Murray, S. Padin, C. Pryke, C. L. Reichardt, A. Rest, J. Ruel, J. E. Ruhl, B. R. Saliwanchik, A. Saro, J. T. Sayre, K. K. Schaffer, T. Schrabback, E. Shirokoff, J. Song, H. G. Spieler, S. A. Stanford, Z. Staniszewski, A. A. Stark, K. T. Story, C. W. Stubbs, K. Vanderlinde, J. D. Vieira, A. Vikhlinin, R. Williamson, O. Zahn, and A. Zenteno. Galaxy Clusters Discovered via the Sunyaev-Zel'dovich Effect in the 2500-Square-Degree SPT-SZ Survey. *ApJS*, 216:27, February 2015. doi: 10.1088/0067-0049/216/2/27.
- M. Bonamente, D. Landry, B. Maughan, P. Giles, M. Joy, and J. Nevalainen. Chandra X-ray observations of Abell 1835 to the virial radius. *MNRAS*, 428:2812–2823, February 2013. doi: 10.1093/mnras/sts202.
- S. Borgani, G. Murante, V. Springel, A. Diaferio, K. Dolag, L. Moscardini, G. Tormen, L. Tornatore,

- and P. Tozzi. X-ray properties of galaxy clusters and groups from a cosmological hydrodynamical simulation. *MNRAS*, 348:1078–1096, March 2004. doi: 10.1111/j.1365-2966.2004.07431.x.
- G. Bruzual and S. Charlot. Stellar population synthesis at the resolution of 2003. *MNRAS*, 344:1000–1028, October 2003. doi: 10.1046/j.1365-8711.2003.06897.x.
- G. Bruzual A. and S. Charlot. Spectral evolution of stellar populations using isochrone synthesis. *ApJ*, 405:538–553, March 1993. doi: 10.1086/172385.
- N. Cappelluti, P. Predehl, H. Böhringer, H. Brunner, M. Brusa, V. Burwitz, E. Churazov, K. Dennerl, A. Finoguenov, M. Freyberg, P. Friedrich, G. Hasinger, E. Kenziorra, I. Kreykenbohm, G. Lamer, N. Meidinger, M. Mühlegger, M. Pavlinsky, J. Robrade, A. Santangelo, J. Schmitt, A. Schwope, M. Steinnitz, L. Strüder, R. Sunyaev, and C. Tenzer. eROSITA on SRG. A X-ray all-sky survey mission. *Memorie della Societa Astronomica Italiana Supplementi*, 17:159, 2011.
- Y. Chen, T. H. Reiprich, H. Böhringer, Y. Ikebe, and Y.-Y. Zhang. Statistics of X-ray observables for the cooling-core and non-cooling core galaxy clusters. *A&A*, 466:805–812, May 2007. doi: 10.1051/0004-6361:20066471.
- I. Chiu, J. Mohr, M. McDonald, S. Bocquet, M. L. N. Ashby, M. Bayliss, B. A. Benson, L. E. Bleem, M. Brodwin, S. Desai, J. P. Dietrich, W. R. Forman, C. Gangkofner, A. H. Gonzalez, C. Hennig, J. Liu, C. L. Reichardt, A. Saro, B. Stalder, S. A. Stanford, J. Song, T. Schrabback, R. Šuhada, V. Strazzullo, and A. Zenteno. Baryon content of massive galaxy clusters at $0.57 < z < 1.33$. *MNRAS*, 455:258–275, January 2016. doi: 10.1093/mnras/stv2303.
- T. Connor, M. Donahue, M. Sun, H. Hoekstra, A. Mahdavi, C. J. Conselice, and B. McNamara. Scaling Relations and X-Ray Properties of Moderate-luminosity Galaxy Clusters from $0.3 < z < 0.6$ with XMM-Newton. *ApJ*, 794:48, October 2014. doi: 10.1088/0004-637X/794/1/48.
- Dark Energy Survey Collaboration, T. Abbott, F. B. Abdalla, J. Aleksić, S. Allam, A. Amara, D. Bacon, E. Balbinot, M. Banerji, K. Bechtol, A. Benoit-Lévy, G. M. Bernstein, E. Bertin, J. Blazek, C. Bonnett, S. Bridle, D. Brooks, R. J. Brunner, E. Buckley-Geer, D. L. Burke, G. B. Caminha, D. Capozzi, J. Carlsen, A. Carnero-Rosell, M. Carollo, M. Carrasco-Kind, J. Carretero, F. J. Castander, L. Clerkin, T. Collett, C. Conselice, M. Crocce, C. E. Cunha, C. B. D’Andrea, L. N. da Costa, T. M. Davis, S. Desai, H. T. Diehl, J. P. Dietrich, S. Dodelson, P. Doel, A. Drlica-Wagner, J. Estrada, J. Etherington, A. E. Evrard, J. Fabbri, D. A. Finley, B. Flaugher, R. J. Foley, P. Fosalba, J. Frieman, J. García-Bellido, E. Gaztanaga, D. W. Gerdes, T. Giannantonio, D. A. Goldstein, D. Gruen, R. A. Gruendl, P. Guarnieri, G. Gutierrez, W. Hartley, K. Honscheid, B. Jain, D. J. James, T. Jeltema, S. Jouvel, R. Kessler, A. King, D. Kirk, R. Kron, K. Kuehn, N. Kuropatkin, O. Lahav, T. S. Li, M. Lima, H. Lin, M. A. G. Maia, M. Makler, M. Manera, C. Maraston, J. L. Marshall, P. Martini, R. G. McMahon, P. Melchior, A. Merson, C. J. Miller, R. Miquel, J. J. Mohr, X. Morice-Atkinson, K. Naidoo, E. Neilsen, R. C. Nichol, B. Nord, R. Ogando, F. Ostrovski, A. Palmese, A. Papadopoulos, H. V. Peiris, J. Peoples, W. J. Percival, A. A. Plazas, S. L. Reed, A. Refregier, A. K. Romer, A. Roodman, A. Ross, E. Rozo,

- E. S. Rykoff, I. Sadeh, M. Sako, C. Sánchez, E. Sanchez, B. Santiago, V. Scarpine, M. Schubnell, I. Sevilla-Noarbe, E. Sheldon, M. Smith, R. C. Smith, M. Soares-Santos, F. Sobreira, M. Soumagnac, E. Suchyta, M. Sullivan, M. Swanson, G. Tarle, J. Thaler, D. Thomas, R. C. Thomas, D. Tucker, J. D. Vieira, V. Vikram, A. R. Walker, R. H. Wechsler, J. Weller, W. Wester, L. Whiteway, H. Wilcox, B. Yanny, Y. Zhang, and J. Zuntz. The Dark Energy Survey: more than dark energy - an overview. *MNRAS*, 460:1270–1299, August 2016. doi: 10.1093/mnras/stw641.
- M. Davis, G. Efstathiou, C. S. Frenk, and S. D. M. White. The evolution of large-scale structure in a universe dominated by cold dark matter. *ApJ*, 292:371–394, May 1985. doi: 10.1086/163168.
- D. Eckert, S. Ettori, J. Coupon, F. Gastaldello, M. Pierre, J.-B. Melin, A. M. C. Le Brun, I. G. McCarthy, C. Adami, L. Chiappetti, L. Faccioli, P. Giles, S. Lavoie, J. P. Lefèvre, M. Lieu, A. Mantz, B. Maughan, S. McGee, F. Pacaud, S. Paltani, T. Sadibekova, G. P. Smith, and F. Ziparo. The XXL Survey. XIII. Baryon content of the bright cluster sample. *A&A*, 592:A12, June 2016. doi: 10.1051/0004-6361/201527293.
- S. Ettori. Are we missing baryons in galaxy clusters? *MNRAS*, 344:L13–L16, September 2003. doi: 10.1046/j.1365-8711.2003.06810.x.
- W. Forman, C. Jones, L. Cominsky, P. Julien, S. Murray, G. Peters, H. Tananbaum, and R. Giacconi. The fourth Uhuru catalog of X-ray sources. *ApJS*, 38:357–412, December 1978. doi: 10.1086/190561.
- R. Fujimoto, K. Mitsuda, D. McCammon, Y. Takei, M. Bauer, Y. Ishisaki, F. Porter, H. Yamaguchi, K. Hayashida, and N. Yamasaki. Evidence for Solar-Wind Charge-Exchange X-Ray Emission from the Earth’s Magnetosheath. *Progress of Theoretical Physics Supplement*, 169:71–74, 2007. doi: 10.1143/PTPS.169.71.
- G. P. Garmire, M. W. Bautz, P. G. Ford, J. A. Nousek, and G. R. Ricker, Jr. Advanced CCD imaging spectrometer (ACIS) instrument on the Chandra X-ray Observatory. In J. E. Truemper and H. D. Tananbaum, editors, *X-Ray and Gamma-Ray Telescopes and Instruments for Astronomy.*, volume 4851 of *Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series*, pages 28–44, March 2003. doi: 10.1117/12.461599.
- M. Hasselfield, M. Hilton, T. A. Marriage, G. E. Addison, L. F. Barrientos, N. Battaglia, E. S. Battistelli, J. R. Bond, D. Crichton, S. Das, M. J. Devlin, S. R. Dicker, J. Dunkley, R. Dünner, J. W. Fowler, M. B. Gralla, A. Hajian, M. Halpern, A. D. Hincks, R. Hlozek, J. P. Hughes, L. Infante, K. D. Irwin, A. Kosowsky, D. Marsden, F. Menanteau, K. Moodley, M. D. Niemack, M. R. Nolta, L. A. Page, B. Partridge, E. D. Reese, B. L. Schmitt, N. Sehgal, B. D. Sherwin, J. Sievers, C. Sifón, D. N. Spergel, S. T. Staggs, D. S. Swetz, E. R. Switzer, R. Thornton, H. Trac, and E. J. Wollack. The Atacama Cosmology Telescope: Sunyaev-Zel’dovich selected galaxy clusters at 148 GHz from three seasons of data. *J. Cosmology Astropart. Phys.*, 7:008, July 2013. doi: 10.1088/1475-7516/2013/07/008.
- Y. Ikebe, T. H. Reiprich, H. Böhringer, Y. Tanaka, and T. Kitayama. A new measurement of the X-ray

- temperature function of clusters of galaxies. *A&A*, 383:773–790, March 2002. doi: 10.1051/0004-6361:20011769.
- H. Israel, T. H. Reiprich, T. Erben, R. J. Massey, C. L. Sarazin, P. Schneider, and A. Vikhlinin. The 400d Galaxy Cluster Survey weak lensing programme. III. Evidence for consistent WL and X-ray masses at $z < 0.5$. *A&A*, 564:A129, April 2014. doi: 10.1051/0004-6361/201322870.
- F. Jansen, D. Lumb, B. Altieri, J. Clavel, M. Ehle, C. Erd, C. Gabriel, M. Guainazzi, P. Gondoin, R. Much, R. Munoz, M. Santos, N. Schartel, D. Texier, and G. Vacanti. XMM-Newton observatory. I. The spacecraft and operations. *A&A*, 365:L1–L6, January 2001. doi: 10.1051/0004-6361:20000036.
- 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.
- K. Kettula, S. Giodini, E. van Uitert, H. Hoekstra, A. Finoguenov, M. Lerchster, T. Erben, C. Heymans, H. Hildebrandt, T. D. Kitching, A. Mahdavi, Y. Mellier, L. Miller, M. Mirkazemi, L. Van Waerbeke, J. Coupon, E. Egami, L. Fu, M. J. Hudson, J. P. Kneib, K. Kuijken, H. J. McCracken, M. J. Pereira, B. Rowe, T. Schrabback, M. Tanaka, and M. Velander. CFHTLenS: weak lensing calibrated scaling relations for low-mass clusters of galaxies. *MNRAS*, 451:1460–1481, August 2015. doi: 10.1093/mnras/stv923.
- E. Komatsu, J. Dunkley, M. R. Nolta, C. L. Bennett, B. Gold, G. Hinshaw, N. Jarosik, D. Larson, M. Limon, L. Page, D. N. Spergel, M. Halpern, R. S. Hill, A. Kogut, S. S. Meyer, G. S. Tucker, J. L. Weiland, E. Wollack, and E. L. Wright. Five-Year Wilkinson Microwave Anisotropy Probe Observations: Cosmological Interpretation. *ApJS*, 180:330–376, February 2009. doi: 10.1088/0067-0049/180/2/330.
- A. V. Kravtsov, D. Nagai, and A. A. Vikhlinin. Effects of Cooling and Star Formation on the Baryon Fractions in Clusters. *ApJ*, 625:588–598, June 2005. doi: 10.1086/429796.
- A. V. Kravtsov, A. Vikhlinin, and D. Nagai. A New Robust Low-Scatter X-Ray Mass Indicator for Clusters of Galaxies. *ApJ*, 650:128–136, October 2006. doi: 10.1086/506319.
- K. D. Kuntz and S. L. Snowden. Deconstructing the Spectrum of the Soft X-Ray Background. *ApJ*, 543:195–215, November 2000. doi: 10.1086/317071.
- K. D. Kuntz and S. L. Snowden. The EPIC-MOS particle-induced background spectra. *A&A*, 478:575–596, February 2008. doi: 10.1051/0004-6361:20077912.
- S. J. LaRoque, M. Bonamente, J. E. Carlstrom, M. K. Joy, D. Nagai, E. D. Reese, and K. S. Dawson. X-Ray and Sunyaev-Zel’dovich Effect Measurements of the Gas Mass Fraction in Galaxy Clusters. *ApJ*, 652:917–936, December 2006. doi: 10.1086/508139.
- Y.-T. Lin and J. J. Mohr. K-band Properties of Galaxy Clusters and Groups: Brightest Cluster Galaxies and Intracluster Light. *ApJ*, 617:879–895, December 2004. doi: 10.1086/425412.

- T. Louis, E. Grace, M. Hasselfield, M. Lungu, L. Maurin, G. E. Addison, P. A. R. Ade, S. Aiola, R. Allison, M. Amiri, E. Angile, N. Battaglia, J. A. Beall, F. de Bernardis, J. R. Bond, J. Britton, E. Calabrese, H.-m. Cho, S. K. Choi, K. Coughlin, D. Crichton, K. Crowley, R. Datta, M. J. Devlin, S. R. Dicker, J. Dunkley, R. Dünner, S. Ferraro, A. E. Fox, P. Gallardo, M. Gralla, M. Halpern, S. Henderson, J. C. Hill, G. C. Hilton, M. Hilton, A. D. Hincks, R. Hlozek, S. P. P. Ho, Z. Huang, J. Hubmayr, K. M. Huffenberger, J. P. Hughes, L. Infante, K. Irwin, S. Muya Kasanda, J. Klein, B. Koopman, A. Kosowsky, D. Li, M. Madhavacheril, T. A. Marriage, J. McMahon, F. Menanteau, K. Moodley, C. Munson, S. Naess, F. Nati, L. Newburgh, J. Nibarger, M. D. Niemack, M. R. Nolta, C. Nuñez, L. A. Page, C. Pappas, B. Partridge, F. Rojas, E. Schaan, B. L. Schmitt, N. Sehgal, B. D. Sherwin, J. Sievers, S. Simon, D. N. Spergel, S. T. Staggs, E. R. Switzer, R. Thornton, H. Trac, J. Treu, C. Tucker, A. Van Engelen, J. T. Ward, and E. J. Wollack. The Atacama Cosmology Telescope: Two-Season ACTPol Spectra and Parameters. *ArXiv e-prints*, October 2016.
- A. Mahdavi, H. Hoekstra, A. Babul, C. Bildfell, T. Jeltema, and J. P. Henry. Joint Analysis of Cluster Observations. II. Chandra/XMM-Newton X-Ray and Weak Lensing Scaling Relations for a Sample of 50 Rich Clusters of Galaxies. *ApJ*, 767:116, April 2013a. doi: 10.1088/0004-637X/767/2/116.
- A. Mahdavi, H. Hoekstra, A. Babul, C. Bildfell, T. Jeltema, and J. P. Henry. Joint Analysis of Cluster Observations. II. Chandra/XMM-Newton X-Ray and Weak Lensing Scaling Relations for a Sample of 50 Rich Clusters of Galaxies. *ApJ*, 767:116, April 2013b. doi: 10.1088/0004-637X/767/2/116.
- R. Martino, P. Mazzotta, H. Bourdin, G. P. Smith, I. Bartalucci, D. P. Marrone, A. Finoguenov, and N. Okabe. LoCuSS: hydrostatic mass measurements of the high- L_X cluster sample - cross-calibration of Chandra and XMM-Newton. *MNRAS*, 443:2342–2360, September 2014a. doi: 10.1093/mnras/stu1267.
- R. Martino, P. Mazzotta, H. Bourdin, G. P. Smith, I. Bartalucci, D. P. Marrone, A. Finoguenov, and N. Okabe. LoCuSS: hydrostatic mass measurements of the high- L_X cluster sample - cross-calibration of Chandra and XMM-Newton. *MNRAS*, 443:2342–2360, September 2014b. doi: 10.1093/mnras/stu1267.
- J. C. Mather, E. S. Cheng, R. E. Eplee, Jr., R. B. Isaacman, S. S. Meyer, R. A. Shafer, R. Weiss, E. L. Wright, C. L. Bennett, N. W. Boggess, E. Dwek, S. Gulakis, M. G. Hauser, M. Janssen, T. Kelsall, P. M. Lubin, S. H. Moseley, Jr., T. L. Murdock, R. F. Silverberg, G. F. Smoot, and D. T. Wilkinson. A preliminary measurement of the cosmic microwave background spectrum by the Cosmic Background Explorer (COBE) satellite. *ApJ*, 354:L37–L40, May 1990. doi: 10.1086/185717.
- P. Mazzotta, E. Rasia, S. Borgani, L. Moscardini, K. Dolag, and G. Tormen. Spectroscopic-Like Temperature of Clusters of Galaxies and Cosmological Implications. *ArXiv Astrophysics e-prints*, December 2004.
- 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.
- S. Miyazaki, Y. Komiyama, H. Nakaya, Y. Kamata, Y. Doi, T. Hamana, H. Karoji, H. Furusawa, S. Kawanomoto, T. Morokuma, Y. Ishizuka, K. Nariai, Y. Tanaka, F. Uraguchi, Y. Utsumi, Y. Obuchi, Y. Okura, M. Oguri, T. Takata, D. Tomono, T. Kurakami, K. Namikawa, T. Usuda, H. Yamanoi, T. Terai, H. Uekiyo, Y. Yamada, M. Koike, H. Aihara, Y. Fujimori, S. Mineo, H. Miyatake, N. Yasuda, J. Nishizawa, T. Saito, M. Tanaka, T. Uchida, N. Katayama, S.-Y. Wang, H.-Y. Chen, R. Lupton, C. Loomis, S. Bickerton, P. Price, J. Gunn, H. Suzuki, Y. Miyazaki, M. Muramatsu, K. Yamamoto, M. Endo, Y. Ezaki, N. Itoh, Y. Miwa, H. Yokota, T. Matsuda, R. Ebinuma, and K. Takeshi. Hyper Suprime-Cam. In *Ground-based and Airborne Instrumentation for Astronomy IV*, volume 8446 of Proc. SPIE, page 84460Z, September 2012. doi: 10.1117/12.926844.
- S. Miyazaki, M. Oguri, T. Hamana, M. Tanaka, L. Miller, Y. Utsumi, Y. Komiyama, H. Furusawa, J. Sakurai, S. Kawanomoto, F. Nakata, F. Uraguchi, M. Koike, D. Tomono, R. Lupton, J. E. Gunn, H. Karoji, H. Aihara, H. Murayama, and M. Takada. Properties of Weak Lensing Clusters Detected on Hyper Suprime-Cams 2.3 deg² field. *ApJ*, 807:22, July 2015. doi: 10.1088/0004-637X/807/1/22.
- S. Naess, M. Hasselfield, J. McMahon, M. D. Niemack, G. E. Addison, P. A. R. Ade, R. Allison, M. Amiri, N. Battaglia, J. A. Beall, F. de Bernardis, J. R. Bond, J. Britton, E. Calabrese, H.-m. Cho, K. Coughlin, D. Crichton, S. Das, R. Datta, M. J. Devlin, S. R. Dicker, J. Dunkley, R. Dünner, J. W. Fowler, A. E. Fox, P. Gallardo, E. Grace, M. Gralla, A. Hajian, M. Halpern, S. Henderson, J. C. Hill, G. C. Hilton, M. Hilton, A. D. Hincks, R. Hlozek, P. Ho, J. Hubmayr, K. M. Huffenberger, J. P. Hughes, L. Infante, K. Irwin, R. Jackson, S. Muya Kasanda, J. Klein, B. Koopman, A. Kosowsky, D. Li, T. Louis, M. Lungu, M. Madhavacheril, T. A. Marriage, L. Maurin, F. Menanteau, K. Moodley, C. Munson, L. Newburgh, J. Nibarger, M. R. Nolta, L. A. Page, C. Pappas, B. Partridge, F. Rojas, B. L. Schmitt, N. Sehgal, B. D. Sherwin, J. Sievers, S. Simon, D. N. Spergel, S. T. Staggs, E. R. Switzer, R. Thornton, H. Trac, C. Tucker, M. Uehara, A. Van Engelen, J. T. Ward, and E. J. Wollack.

- The Atacama Cosmology Telescope: CMB polarization at 200 l 9000. *J. Cosmology Astropart. Phys.*, 10:007, October 2014. doi: 10.1088/1475-7516/2014/10/007.
- J. P. Ostriker. Discovery of “Dark Matter” In Clusters of Galaxies. *ApJ*, 525:297, November 1999.
- E.-H. Peng, K. Andersson, M. W. Bautz, and G. P. Garmire. Discrepant Mass Estimates in the Cluster of Galaxies Abell 1689. *ApJ*, 701:1283–1299, August 2009. doi: 10.1088/0004-637X/701/2/1283.
- M. Pierre, F. Pacaud, C. Adami, S. Alis, B. Altieri, N. Baran, C. Benoist, M. Birkinshaw, A. Bongiorno, M. N. Bremer, M. Brusa, A. Butler, P. Ciliegi, L. Chiappetti, N. Clerc, P. S. Corasaniti, J. Coupon, C. De Breuck, J. Democles, S. Desai, J. Delhaize, J. Devriendt, Y. Dubois, D. Eckert, A. Elyiv, S. Ettori, A. Evrard, L. Faccioli, A. Farahi, C. Ferrari, F. Finet, S. Fotopoulou, N. Fourmanoit, P. Gandhi, F. Gastaldello, R. Gastaud, I. Georgantopoulos, P. Giles, L. Guennou, V. Guglielmo, C. Horellou, K. Husband, M. Huynh, A. Iovino, M. Kilbinger, E. Koulouridis, S. Lavoie, A. M. C. Le Brun, J. P. Le Fevre, C. Lidman, M. Lieu, C. A. Lin, A. Mantz, B. J. Maughan, S. Maurogordato, I. G. McCarthy, S. McGee, J. B. Melin, O. Melnyk, F. Menanteau, M. Novak, S. Paltani, M. Plionis, B. M. Poggianti, D. Pomarede, E. Pompei, T. J. Ponman, M. E. Ramos-Ceja, P. Ranalli, D. Rapetti, S. Raychaudury, T. H. Reiprich, H. Rottgering, E. Rozo, E. Rykoff, T. Sadibekova, J. Santos, J. L. Sauvageot, C. Schimd, M. Sereno, G. P. Smith, V. Smolčić, S. Snowden, D. Spergel, S. Stanford, J. Surdej, P. Valageas, A. Valotti, I. Valtchanov, C. Vignali, J. Willis, and F. Ziparo. The XXL Survey. I. Scientific motivations - XMM-Newton observing plan - Follow-up observations and simulation programme. *A&A*, 592:A1, June 2016. doi: 10.1051/0004-6361/201526766.
- R. Piffaretti, M. Arnaud, G. W. Pratt, E. Pointecouteau, and J.-B. Melin. The MCXC: a meta-catalogue of x-ray detected clusters of galaxies. *A&A*, 534:A109, October 2011a. doi: 10.1051/0004-6361/201015377.
- R. Piffaretti, M. Arnaud, G. W. Pratt, E. Pointecouteau, and J.-B. Melin. The MCXC: a meta-catalogue of x-ray detected clusters of galaxies. *A&A*, 534:A109, October 2011b. doi: 10.1051/0004-6361/201015377.
- Planck Collaboration, P. A. R. Ade, N. Aghanim, M. Arnaud, M. Ashdown, J. Aumont, C. Baccigalupi, A. J. Banday, R. B. Barreiro, J. G. Bartlett, and et al. Planck 2015 results. XXIV. Cosmology from Sunyaev-Zeldovich cluster counts. *ArXiv e-prints*, February 2015.
- W. H. Press and P. Schechter. Formation of Galaxies and Clusters of Galaxies by Self-Similar Gravitational Condensation. *ApJ*, 187:425–438, February 1974. doi: 10.1086/152650.
- C. L. Sarazin. *X-ray emission from clusters of galaxies*. 1988.
- G. Schellenberger, T. H. Reiprich, L. Lovisari, J. Nevalainen, and L. David. XMM-Newton and Chandra cross-calibration using HIFLUGCS galaxy clusters . Systematic temperature differences and cosmological impact. *A&A*, 575:A30, March 2015. doi: 10.1051/0004-6361/201424085.

- H. Shan, J.-P. Kneib, C. Tao, Z. Fan, M. Jauzac, M. Limousin, R. Massey, J. Rhodes, K. Thanjavur, and H. J. McCracken. Weak Lensing Measurement of Galaxy Clusters in the CFHTLS-Wide Survey. *ApJ*, 748:56, March 2012. doi: 10.1088/0004-637X/748/1/56.
- G. P. Smith, P. Mazzotta, N. Okabe, F. Ziparo, S. L. Mulroy, A. Babul, A. Finoguenov, I. G. McCarthy, M. Lieu, Y. M. Bahé, H. Bourdin, A. E. Evrard, T. Futamase, C. P. Haines, M. Jauzac, D. P. Marrone, R. Martino, P. E. May, J. E. Taylor, and K. Umetsu. LoCuSS: Testing hydrostatic equilibrium in galaxy clusters. *MNRAS*, 456:L74–L78, February 2016. doi: 10.1093/mnras/slv175.
- 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. *ApJ*, 556:L91–L95, August 2001. doi: 10.1086/322992.
- G. F. Smoot, C. L. Bennett, A. Kogut, E. L. Wright, J. Aymon, N. W. Boggess, E. S. Cheng, G. de Amici, S. Gulks, M. G. Hauser, G. Hinshaw, P. D. Jackson, M. Janssen, E. Kaita, T. Kelsall, P. Keegstra, C. Lineweaver, K. Loewenstein, P. Lubin, J. Mather, S. S. Meyer, S. H. Moseley, T. Murdock, L. Rokke, R. F. Silverberg, L. Tenorio, R. Weiss, and D. T. Wilkinson. Structure in the COBE differential microwave radiometer first-year maps. *ApJ*, 396:L1–L5, September 1992. doi: 10.1086/186504.
- S. L. Snowden, M. R. Collier, and K. D. Kuntz. XMM-Newton Observation of Solar Wind Charge Exchange Emission. *ApJ*, 610:1182–1190, August 2004. doi: 10.1086/421841.
- S. L. Snowden, R. F. Mushotzky, K. D. Kuntz, and D. S. Davis. A catalog of galaxy clusters observed by XMM-Newton. *A&A*, 478:615–658, February 2008a. doi: 10.1051/0004-6361:20077930.
- S. L. Snowden, R. F. Mushotzky, K. D. Kuntz, and D. S. Davis. A catalog of galaxy clusters observed by XMM-Newton. *A&A*, 478:615–658, February 2008b. doi: 10.1051/0004-6361:20077930.
- V. Springel, S. D. M. White, A. Jenkins, C. S. Frenk, N. Yoshida, L. Gao, J. Navarro, R. Thacker, D. Croton, J. Helly, J. A. Peacock, S. Cole, P. Thomas, H. Couchman, A. Evrard, J. Colberg, and F. Pearce. Simulations of the formation, evolution and clustering of galaxies and quasars. *Nature*, 435: 629–636, June 2005. doi: 10.1038/nature03597.
- L. Strüder, U. Briel, K. Dennerl, R. Hartmann, E. Kendziorra, N. Meidinger, E. Pfeffermann, C. Reppin, B. Aschenbach, W. Bornemann, H. Bräuninger, W. Burkert, M. Elender, M. Freyberg, F. Haberl, G. Hartner, F. Heuschmann, H. Hippmann, E. Kastelic, S. Kemmer, G. Kettenring, W. Kink, N. Krause, S. Müller, A. Oppitz, W. Pietsch, M. Popp, P. Predehl, A. Read, K. H. Stephan, D. Stötter, J. Trümper, P. Holl, J. Kemmer, H. Soltau, R. Stötter, U. Weber, U. Weichert, C. von Zanthier, D. Carathanassis, G. Lutz, R. H. Richter, P. Solc, H. Böttcher, M. Kuster, R. Staubert, A. Abbey, A. Holland, M. Turner, M. Balasini, G. F. Bignami, N. La Palombara, G. Villa, W. Buttler, F. Gianini, R. Lainé, D. Lumb, and P. Dhez. The European Photon Imaging Camera on XMM-Newton: The pn-CCD camera. *A&A*, 365:L18–L26, January 2001. doi: 10.1051/0004-6361:20000066.

- C. Tchernin, D. Eckert, S. Ettori, E. Pointecouteau, S. Paltani, S. Molendi, G. Hurier, F. Gastaldello, E. T. Lau, D. Nagai, M. Roncarelli, and M. Rossetti. The XMM Cluster Outskirts Project (XCOP): Physical conditions of Abell 2142 up to the virial radius. *A&A*, 595:A42, October 2016. doi: 10.1051/0004-6361/201628183.
- M. J. L. Turner, A. Abbey, M. Arnaud, M. Balasini, M. Barbera, E. Belsole, P. J. Bennie, J. P. Bernard, G. F. Bignami, M. Boer, U. Briel, I. Butler, C. Cara, C. Chabaud, R. Cole, A. Collura, M. Conte, A. Cros, M. Denby, P. Dhez, G. Di Coco, J. Dowson, P. Ferrando, S. Ghizzardi, F. Gianotti, C. V. Goodall, L. Gretton, R. G. Griffiths, O. Hainaut, J. F. Hochedez, A. D. Holland, E. Jourdain, E. Kendziorra, A. Lagostina, R. Laine, N. La Palombara, M. Lortholary, D. Lumb, P. Marty, S. Molendi, C. Pigot, E. Poindron, K. A. Pounds, J. N. Reeves, C. Reppin, R. Rothenflug, P. Salvétat, J. L. Sauvageot, D. Schmitt, S. Sembay, A. D. T. Short, J. Spragg, J. Stephen, L. Strüder, A. Tiengo, M. Trifoglio, J. Trümper, S. Vercellone, L. Vigroux, G. Villa, M. J. Ward, S. Whitehead, and E. Zonca. The European Photon Imaging Camera on XMM-Newton: The MOS cameras : The MOS cameras. *A&A*, 365:L27–L35, January 2001. doi: 10.1051/0004-6361:20000087.
- K. Umetsu, M. Birkinshaw, G.-C. Liu, J.-H. P. Wu, E. Medezinski, T. Broadhurst, D. Lemze, A. Zitrin, P. T. P. Ho, C.-W. L. Huang, P. M. Koch, Y.-W. Liao, K.-Y. Lin, S. M. Molnar, H. Nishioka, F.-C. Wang, P. Altamirano, C.-H. Chang, S.-H. Chang, S.-W. Chang, M.-T. Chen, C.-C. Han, Y.-D. Huang, Y.-J. Hwang, H. Jiang, M. Kesteven, D. Y. Kubo, C.-T. Li, P. Martin-Cocher, P. Oshiro, P. Raffin, T. Wei, and W. Wilson. Mass and Hot Baryons in Massive Galaxy Clusters from Subaru Weak-Lensing and AMiBA Sunyaev-Zel’Dovich Effect Observations. *ApJ*, 694:1643–1663, April 2009. doi: 10.1088/0004-637X/694/2/1643.
- 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.
- A. Vikhlinin, R. A. Burenin, H. Ebeling, W. R. Forman, A. Hornstrup, C. Jones, A. V. Kravtsov, S. S. Murray, D. Nagai, H. Quintana, and A. Voevodkin. Chandra Cluster Cosmology Project. II. Samples and X-Ray Data Reduction. *ApJ*, 692:1033–1059, February 2009. doi: 10.1088/0004-637X/692/2/1033.
- X-Ray Background Tool. X-ray background tool, 2000. http://heasarc.gsfc.nasa.gov/cgi-bin/Tools/xraybg/xraybg.pl?Entry=&NR=GRB\%2FSIMBAD\%2BSesame\%2FNED&CoordSys=J2000&radius=2.00®ion=annulus&inner_radius=1.0&spectrum=create&scaling=hist.
- XMM-Newton Community Support Team. Xmm-newton users’ handbook. http://xmm.esac.esa.int/external/xmm_user_support/documentation/uhb/XMM_UHB.pdf.
- D. G. York, J. Adelman, J. E. Anderson, Jr., S. F. Anderson, J. Annis, N. A. Bahcall, J. A. Bakken, R. Barkhouser, S. Bastian, E. Berman, W. N. Boroski, S. Bracker, C. Briegel, J. W. Briggs, J. Brinkmann, R. Brunner, S. Burles, L. Carey, M. A. Carr, F. J. Castander, B. Chen, P. L. Colestock, A. J. Connolly, J. H. Crocker, I. Csabai, P. C. Czarapata, J. E. Davis, M. Doi, T. Dombeck,

D. Eisenstein, N. Ellman, B. R. Elms, M. L. Evans, X. Fan, G. R. Federwitz, L. Fiacelli, S. Friedman, J. A. Frieman, M. Fukugita, B. Gillespie, J. E. Gunn, V. K. Gurbani, E. de Haas, M. Haldeman, F. H. Harris, J. Hayes, T. M. Heckman, G. S. Hennessy, R. B. Hindsley, S. Holm, D. J. Holmgren, C.-h. Huang, C. Hull, D. Husby, S.-I. Ichikawa, T. Ichikawa, Ž. Ivezić, S. Kent, R. S. J. Kim, E. Kinney, M. Klaene, A. N. Kleinman, S. Kleinman, G. R. Knapp, J. Korienek, R. G. Kron, P. Z. Kunszt, D. Q. Lamb, B. Lee, R. F. Leger, S. Limmongkol, C. Lindenmeyer, D. C. Long, C. Loomis, J. Loveday, R. Lucinio, R. H. Lupton, B. MacKinnon, E. J. Mannery, P. M. Mantsch, B. Margon, P. McGehee, T. A. McKay, A. Meiksin, A. Merelli, D. G. Monet, J. A. Munn, V. K. Narayanan, T. Nash, E. Neilsen, R. Neswold, H. J. Newberg, R. C. Nichol, T. Nicinski, M. Nonino, N. Okada, S. Okamura, J. P. Ostriker, R. Owen, A. G. Pauls, J. Peoples, R. L. Peterson, D. Petravick, J. R. Pier, A. Pope, R. Pordes, A. Prosapio, R. Rechenmacher, T. R. Quinn, G. T. Richards, M. W. Richmond, C. H. Rivetta, C. M. Rockosi, K. Ruthmansdorfer, D. Sandford, D. J. Schlegel, D. P. Schneider, M. Sekiguchi, G. Sergey, K. Shimasaku, W. A. Siegmund, S. Smee, J. A. Smith, S. Snedden, R. Stone, C. Stoughton, M. A. Strauss, C. Stubbs, M. SubbaRao, A. S. Szalay, I. Szapudi, G. P. Szokoly, A. R. Thakar, C. Tremonti, D. L. Tucker, A. Uomoto, D. Vanden Berk, M. S. Vogeley, P. Waddell, S.-i. Wang, M. Watanabe, D. H. Weinberg, B. Yanny, N. Yasuda, and SDSS Collaboration. The Sloan Digital Sky Survey: Technical Summary. *AJ*, 120:1579–1587, September 2000. doi: 10.1086/301513.

Y.-Y. Zhang, H. Böhringer, A. Finoguenov, Y. Ikebe, K. Matsushita, P. Schuecker, L. Guzzo, and C. A. Collins. X-ray properties in massive galaxy clusters: XMM-Newton observations of the REFLEX-DXL sample. *A&A*, 456:55–74, September 2006. doi: 10.1051/0004-6361:20053650.

Y.-Y. Zhang, A. Finoguenov, H. Böhringer, J.-P. Kneib, G. P. Smith, R. Kneissl, N. Okabe, and H. Dahle. LoCuSS: comparison of observed X-ray and lensing galaxy cluster scaling relations with simulations. *A&A*, 482:451–472, May 2008. doi: 10.1051/0004-6361:20079103.

付録 A 中心シフト

半径 250 arcsec と半径 500kpc の場合の中心探査結果の比較。初めは見かけの大きさを採用していたが、本来の銀河団の大きさを反映している 500 kpc の方を最終的には採用した。表 6 にサンプルの銀河団中心と中心シフトを示す。衝突銀河団ではサブ銀河団のフラックスにより中心位置がフラックス中心から大きくずれることがあるため、適宜半径の大きさを変えて中心位置を同定した。シフトが 10 arcsec を超える天体が 8 つあるが、そのうち 6 つは衝突銀河団でありサブ銀河団に引きずられているため、J1217.6+0339 は $z=0.0766$ の低赤方偏移銀河団で見かけの角度と本来の大きさの差が大きいため、J1200.4+0320 は PN のデータがなく統計が悪いためである。また MCXC カタログ値は自身の結果と大きくずれていることを確認した。

表 6: サンプル銀河団の中心位置と中心シフト

サンプル	RA* ¹	dec* ¹	δ_a (arcsec)* ²	δ_b (arcsec)* ³
J0157.4-0550* ⁴	29.2933	-5.8696	175.7	234.0
J0231.7-0451	37.9253	-4.8820	1.5	122.7
J0201.7-0212	30.4292	-2.1966	2.4	23.2
J1330.8-0152* ⁴	202.703	-1.8635	257.8	36.3
J0158.4-0146	29.6032	-1.7820	2.8	54.5
J1258.6-0145	194.672	-1.7592	1.8	8.8
J1311.5-0120	197.872	-1.3399	0.5	18.5
J0153.5-0118	28.3893	-1.3056	8.8	31.9
J2337.6+0016	354.412	0.2719	1.6	30.3
J1415.2-0030* ⁴	213.784	-0.4910	23.2	94.5
J0152.7+0100* ⁴	28.1761	1.0081	3.9	34.9
J0106.8+0103	16.7055	1.0566	1.4	15.9
J1115.8+0129	168.966	1.4985	1.8	32.3
J0105.0+0201	16.2531	2.0363	6.7	32.5
J1113.3+0231* ⁴	168.359	2.5374	132.0	85.7
J1401.0+0252	210.257	2.8777	0.5	10.9
J1200.4+0320	180.097	3.3420	13.4	42.3
J2311.5+0338* ⁴	347.894	3.6389	13.9	27.8
J1217.6+0339	184.420	3.6565	14.4	21.7
J1023.6+0411	155.913	4.1873	0.3	8.95
J2256.9+0532* ⁴	344.212	5.5007	10.3	190.3
J1256.4+0440	194.106	4.673	2.2	27.9

¹ 解析に用いた 500 kpc 半径を採用した際の銀河団中心位置。

² 250 arcsec の半径を採用した中心から 500 kpc の半径を採用した中心位置の差分をとったもの。

³ MCXC カタログ中心から 500 kpc の半径を採用した中心位置の差分をとったもの。

⁴ 衝突銀河団。

付録 B サンプル銀河団レートイメージ

サンプル銀河団 22 個の点源除去後のスムージングレートイメージを以下に載せる。

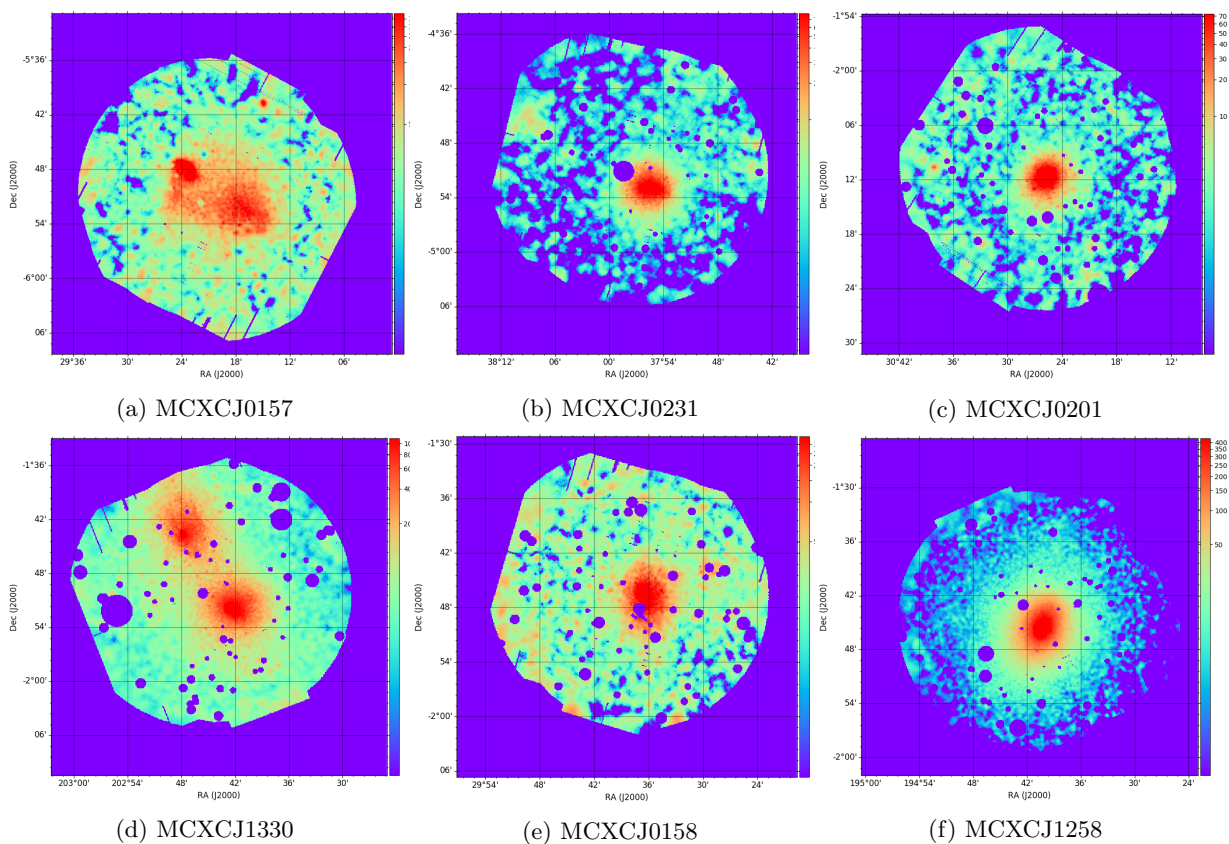


図 7: 3 つの EPIC 検出器の複合スムージングレートイメージ。

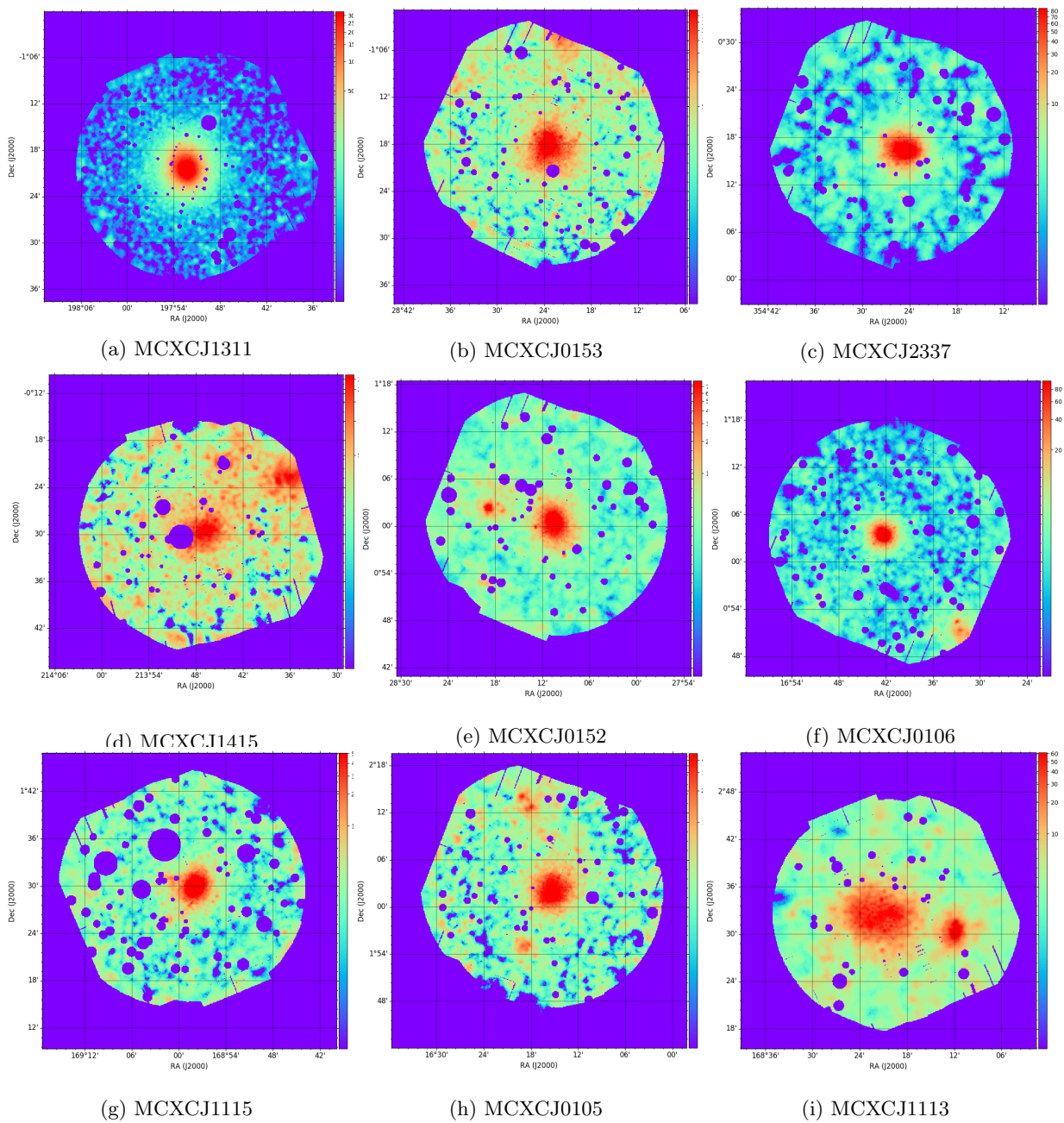


図 8: 3つの EPIC 検出器の複合スムージングレートイメージ。

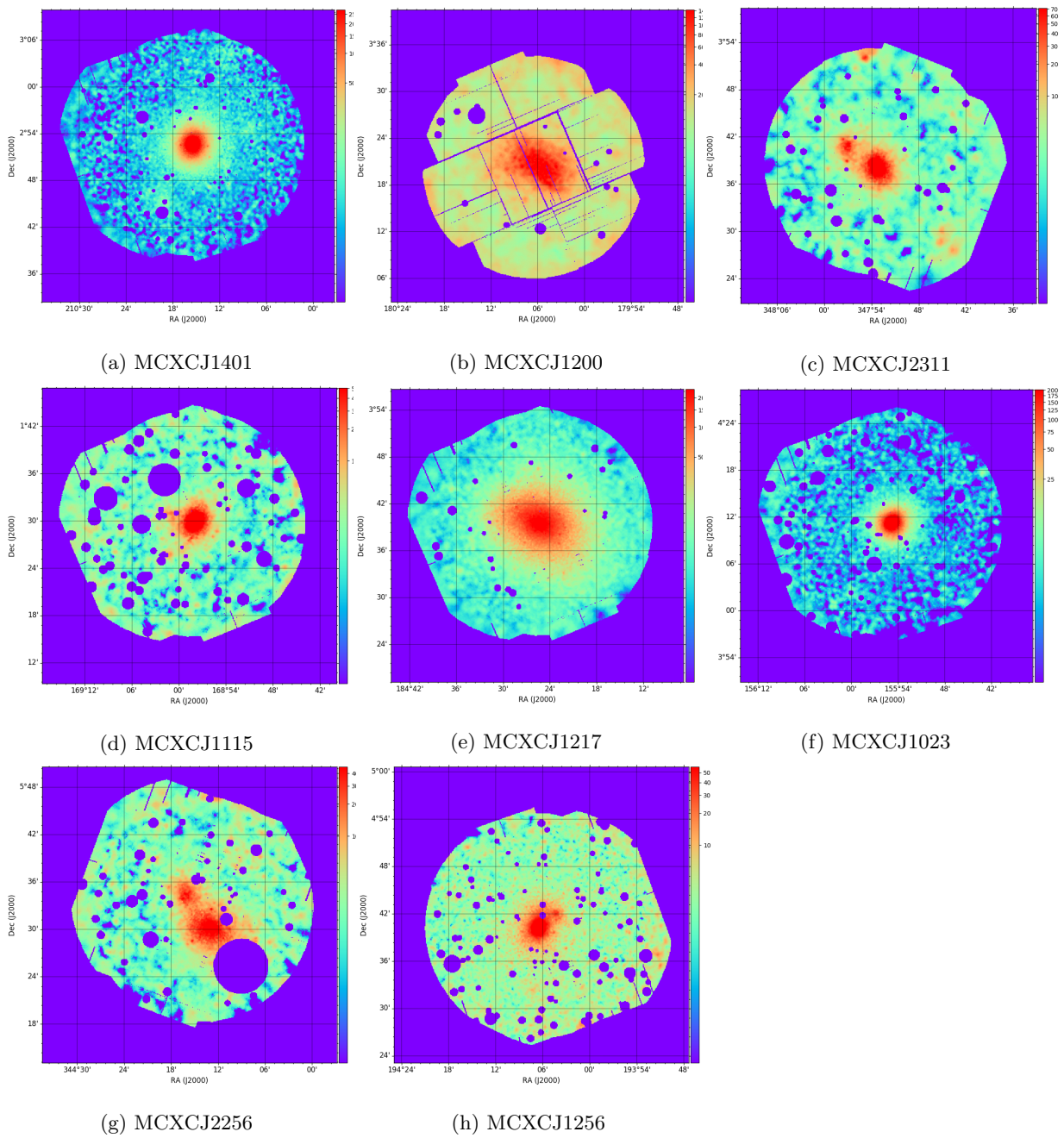


図 9: 3つの EPIC 検出器の複合スムージングレートイメージ。

付録 C フレアの引き残りモデルの有無についての調査

ベストフィットからでは恣意的な判断が残るため、フレアの引き残りモデルの定量的スレッシュホールドを調査した。フレアの引き残り成分はイベントヒストグラムの高カウントレート成分のガウシアンからのズレとして現れる。解析に用いるのはガウシアンフィッティングで得られたカウントレート中心から 2σ の範囲内であるため、その範囲内でモデルとのズレをスレッシュホールドに採用するのが自然である。表 7 は解析に用いるデータの範囲内で、イベントヒストグラムガウスフィットした結果である。ガウシアン中心部のイベントヒストグラムが数点跳ね上がるものが見られ、銀河団の定常放射はバックグラウンドの定常放射より統計が良いため、ヒストグラムの拡がり小さく、ガウシアン中心で跳ね上がると推定される。跳ね上がり点を除き再度ガウシアンフィットを試したが、 χ^2 値とモデルの有無との有意な相関は見られなかった。

表 7: フレアイベントの割合とイベントヒストグラムの χ/ν 値。

サンプル	モデルの有無* ¹	$N_{\text{flare}}/N_{\text{total}} * ^2$			$\chi/\nu * ^3$		
		MOS1	MOS2	PN	MOS1	MOS2	PN
J0157.4-0550	yes	0.18	0.19	0.46	3.2	6.0	6.3
J0231.7-0451	yes	0.06	0.06	0.20	8.6	7.6	1.0
J0201.7-0212	no	0.05	0.05	0.23	4.0	2.3	1.7
J0158.4-0146	yes	0.31	0.30	0.41	19.8	1.6	1.6
J1258.6-0145	yes	0.19	0.17	0.26	8.2	11.3	2.2
J1311.5-0120	yes	0.12	0.09	0.23	6.1	2.9	3.2
J0153.5-0118	yes	0.27	0.25	0.43	7.4	6.4	3.1
J2337.6+0016	yes	0.05	0.05	0.21	5.3	1.7	2.2
J1415.2-0030	yes	0.07	0.07	0.22	4.8	8.6	2.6
J0106.8+0103	no	0.03	0.04	0.16	7.6	2.7	1.4
J1115.8+0129	no	0.65	0.60	0.72	6.0	21.1	4.6
J0105.0+0201	no	0.24	0.22	0.45	2.8	5.0	2.4
J1401.0+0252	yes	0.47	0.41	0.73	34.7	24.7	6.3
J1217.6+0339	no	0.21	0.18	0.45	5.5	5.2	2.4
J1023.6+0411	no	0.36	0.37	0.51	11.2	7.5	3.4
J1256.4+0440	no	0.08	0.05	0.24	20.1	13.1	4.8

¹ フレアの引き残り成分のモデルをスペクトルフィットに組み込んだかどうか。

² 総イベント数に対するフレアと判断したイベント数の割合。

³ イベントヒストグラムのガウシアンフィッティングの結果。

付録 D EPIC 検出器間の系統差

表 8: スペクトルフィットから得られた検出器間の系統差

MCXC 名	constant (§2.3.2 参照)		
	MOS1	MOS2	PN
MCXCJ0157.4-0550	1.028	1.0	0.979
MCXCJ0231.7-0451	0.978	1.0	0.959
MCXCJ0201.7-0212	0.939	1.0	0.920
MCXCJ0158.4-0146	0.989	1.0	0.987
MCXCJ1258.6-0145	0.969	1.0	0.977
MCXCJ1311.5-0120	0.971	1.0	0.950
MCXCJ0153.5-0118	0.986	1.0	0.995
MCXCJ2337.6+0016	0.971	1.0	0.968
MCXCJ1415.2-0030	1.020	1.0	1.000
MCXCJ0106.8+0103	0.966	1.0	1.033
MCXCJ1115.8+0129	0.989	1.0	1.026
MCXCJ0105.0+0201	1.050	1.0	0.971
MCXCJ1401.0+0252	0.976	1.0	0.964
MCXCJ1217.6+0339	0.987	1.0	0.965
MCXCJ1023.6+0411	0.965	1.0	0.967
MCXCJ1256.4+0440	1.000	1.0	0.966

付録E サンプル銀河団のスペクトルフィット図

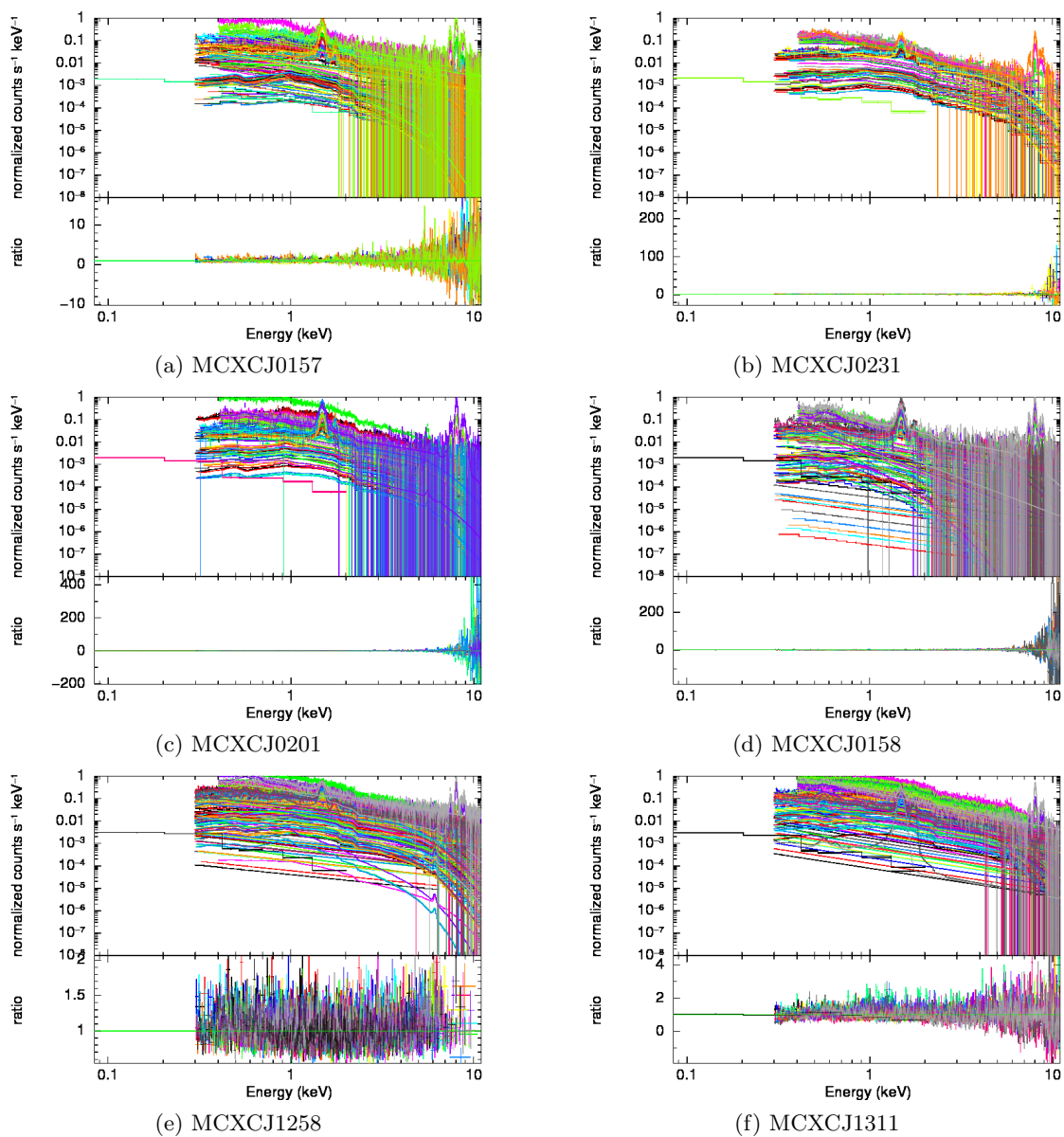
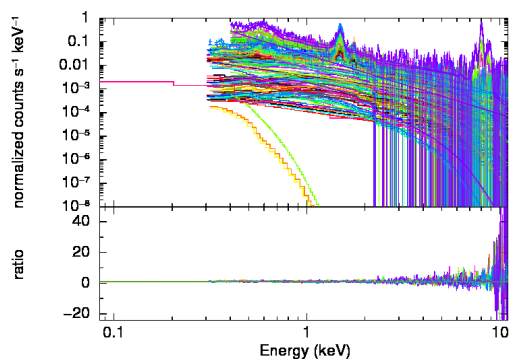
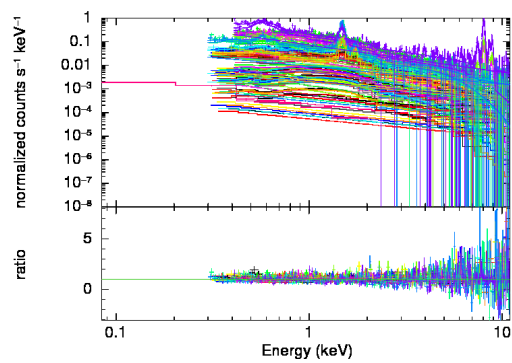


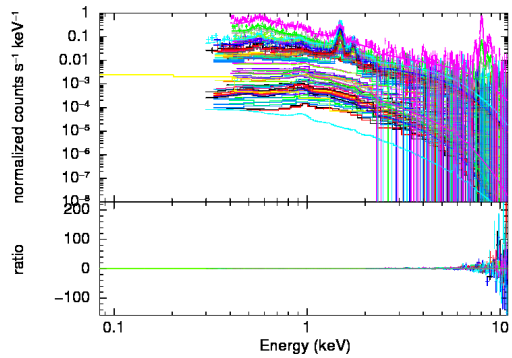
図 10: 全円環領域のスペクトルフィット結果。上プロットは実データのスペクトル、モデルスペクトル、下プロットはデータとモデルとの比。



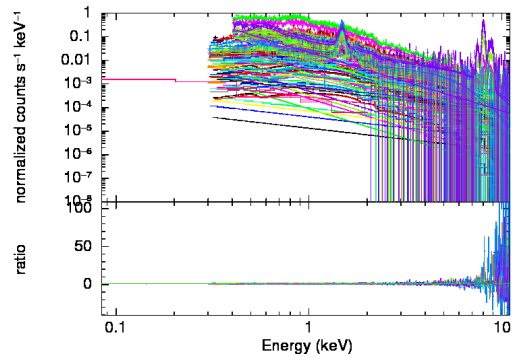
(a) MCXCJ0153



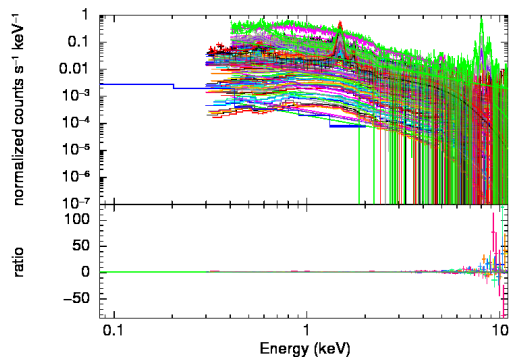
(b) MCXCJ2337



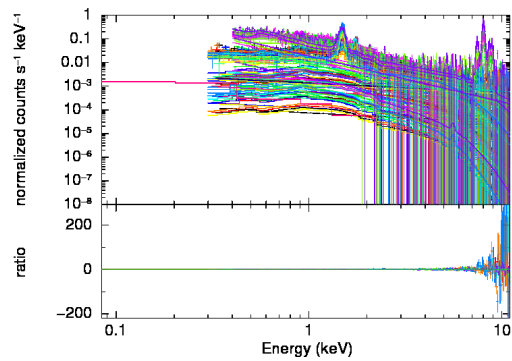
(c) MCXCJ1415



(d) MCXCJ0106

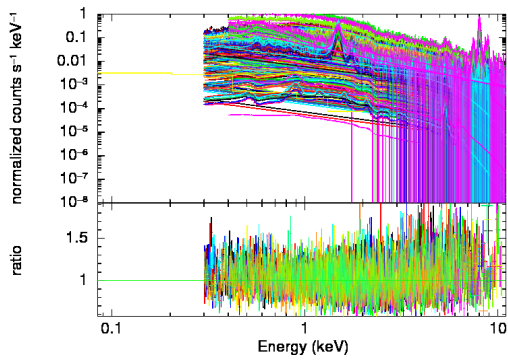


(e) MCXCJ1115

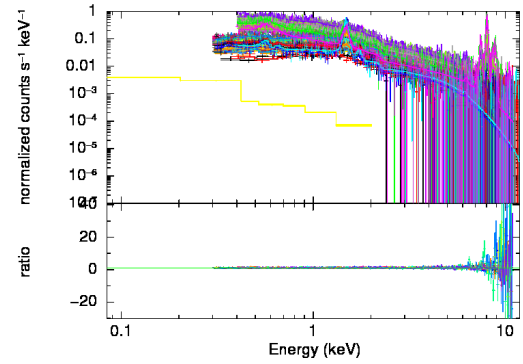


(f) MCXCJ0105

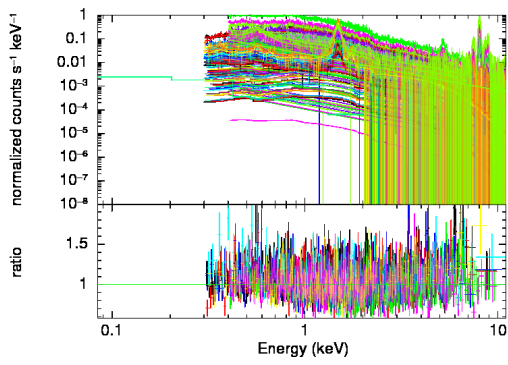
図 11: 全円環領域のスペクトルフィット結果。上プロットは実データのスペクトル、モデルスペクトル、下プロットはデータとモデルとの比。



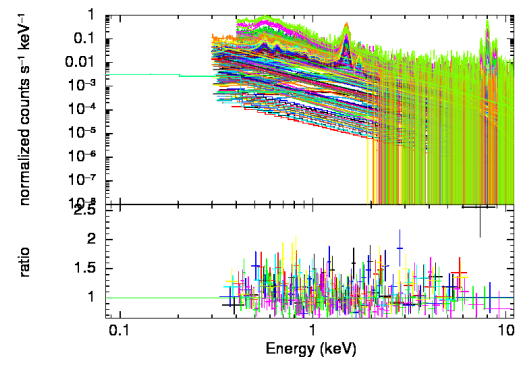
(a) MCXCJ1401



(b) MCXCJ1217



(c) MCXCJ1023



(d) MCXCJ1256

図 12: 全円環領域のスペクトルフィット結果。上プロットは実データのスペクトル、モデルスペクトル、下プロットはデータとモデルとの比。

付録 F サンプル銀河団の各円環領域における温度

Name ^a	Annulus ^b (arcsec)	Temperature ^c (keV)	reduced chisq	ν^d
MCXCJ0157.4-0550	0-60	$3.51^{+3.83}_{-3.25}$	1.37	3861
	60-100	$3.02^{+3.28}_{-2.79}$		
	100-140	$3.28^{+3.61}_{-3.03}$		
	140-180	$2.84^{+3.14}_{-2.61}$		
	180-270	$2.73^{+3.01}_{-2.61}$		
	270-360	$2.54^{+2.85}_{-2.43}$		
MCXCJ0231.7-0451	0-40	$5.64^{+6.05}_{-5.30}$	1.16	1479
	40-60	$5.03^{+5.41}_{-4.66}$		
	60-80	$4.33^{+4.69}_{-4.06}$		
	80-100	$5.03^{+5.54}_{-4.56}$		
	100-140	$4.09^{+4.32}_{-3.87}$		
	140-180	$4.49^{+5.04}_{-4.06}$		
	180-270	$3.10^{+3.64}_{-2.72}$		
MCXCJ0201.7-0212	0-40	$3.30^{+3.34}_{-3.25}$	1.13	2954
	40-60	$4.23^{+4.59}_{-3.96}$		
	60-80	$4.26^{+4.74}_{-3.90}$		
	80-100	$4.47^{+5.05}_{-3.78}$		
	100-140	$3.38^{+3.79}_{-3.19}$		
	140-180	$4.28^{+4.94}_{-3.78}$		
	180-270	$2.43^{+2.71}_{-2.15}$		

表 9: ^aCluster name. ^bCluster-centric annulus ^c Best-fit temperature ^d degrees of freedom

Name ^a	Annulus ^b (arcsec)	Temperature ^c (keV)	reduced chisq	ν^d
MCXCJ0158.4-0146	0-40	3.30 ^{+3.41} _{-3.15}	1.27	2993
	40-70	3.13 ^{+3.24} _{-2.97}		
	70-100	3.11 ^{+3.22} _{-2.93}		
	100-140	2.83 ^{+2.96} _{-2.59}		
	140-200	2.12 ^{+2.29} _{-1.97}		
MCXCJ1258.6-0145	0-15	4.86 ^{+4.99} _{-4.74}	1.152	13915
	15-30	5.06 ^{+5.15} _{-4.98}		
	30-40	5.08 ^{+5.18} _{-4.98}		
	40-55	5.33 ^{+5.42} _{-5.25}		
	55-70	5.15 ^{+5.23} _{-5.06}		
	70-90	5.32 ^{+5.40} _{-5.24}		
	90-110	5.09 ^{+5.18} _{-5.01}		
	110-130	5.39 ^{+5.54} _{-5.29}		
	130-150	5.02 ^{+5.13} _{-4.92}		
	150-180	5.20 ^{+5.30} _{-5.11}		
	180-270	4.81 ^{+4.89} _{-4.74}		
	270-315	4.54 ^{+4.72} _{-4.37}		
	315-360	4.12 ^{+4.29} _{-3.96}		
	360-500	3.63 ^{+3.83} _{-3.43}		
	MCXCJ1311.5-0120	0-20		
20-40		9.06 ^{+9.39} _{-8.74}		
40-60		9.39 ^{+9.77} _{-8.98}		
60-80		8.34 ^{+8.80} _{-8.02}		
80-100		8.05 ^{+8.33} _{-7.71}		
100-140		9.05 ^{+9.43} _{-8.69}		
140-180		7.04 ^{+7.39} _{-6.71}		
180-270		7.33 ^{+7.73} _{-6.93}		
MCXCJ0153.5-0118	0-40	6.18 ^{+6.60} _{-5.82}	1.17	2378
	40-60	4.79 ^{+5.32} _{-4.33}		
	60-80	5.53 ^{+6.13} _{-4.79}		
	80-100	5.60 ^{+6.59} _{-5.10}		
	100-140	5.05 ^{+5.36} _{-4.63}		
	140-180	3.76 ^{+4.30} _{-3.57}		
	180-270	3.65 ^{+4.35} _{-3.45}		

表 10: ^aCluster name. ^bCluster-centric annulus ^c Best-fit temperature ^d degrees of freedom

Name ^a	Annulus ^b (arcsec)	Temperature ^c (keV)	reduced chisq	ν^d
MCXCJ2337.6+0016	0-40	$8.73^{+9.67}_{-8.06}$	1.13	1559
	40-60	$7.46^{+8.47}_{-6.55}$		
	60-80	$7.27^{+8.44}_{-6.22}$		
	80-120	$6.18^{+6.58}_{-5.63}$		
	120-140	$7.51^{+10.17}_{-6.39}$		
	140-180	$5.14^{+6.21}_{-4.60}$		
	180-300	$5.17^{+6.46}_{-4.44}$		
MCXCJ1415.2-0030	0-50	$3.12^{+3.37}_{-2.87}$	1.37	1268
	50-90	$3.99^{+4.45}_{-3.58}$		
	90-140	$2.99^{+3.30}_{-2.65}$		
	140-180	$2.03^{+2.57}_{-1.65}$		
	180-270	$1.71^{+1.83}_{-1.59}$		
	270-360	$1.75^{+2.05}_{-1.52}$		
MCXCJ0106.8+0103	0-20	$2.65^{+2.68}_{-2.60}$	1.30	2665
	20-40	$3.31^{+3.61}_{-3.14}$		
	40-60	$3.98^{+4.32}_{-3.70}$		
	60-80	$3.24^{+3.71}_{-2.90}$		
	80-120	$3.17^{+3.37}_{-2.98}$		
	120-180	$2.34^{+2.68}_{-2.06}$		
MCXCJ1115.8+0129	0-20	$5.17^{+5.27}_{-5.06}$	1.12	2893
	20-40	$6.53^{+6.71}_{-6.35}$		
	40-50	$7.60^{+8.11}_{-7.02}$		
	50-60	$6.62^{+7.19}_{-6.21}$		
	60-80	$7.08^{+7.58}_{-6.62}$		
	80-100	$5.79^{+6.21}_{-5.40}$		
	100-140	$6.58^{+7.31}_{-6.15}$		
	140-220	$5.79^{+6.43}_{-5.01}$		
MCXCJ0105.0+0201	0-50	$5.06^{+5.33}_{-4.80}$	1.15	2225
	50-80	$4.18^{+4.43}_{-3.95}$		
	80-100	$5.37^{+6.05}_{-4.84}$		
	100-140	$3.64^{+3.93}_{-3.34}$		
	140-200	$5.21^{+5.89}_{-4.63}$		
	200-300	$3.20^{+3.92}_{-2.66}$		
	300-400	$3.52^{+8.14}_{-1.97}$		

表 11: ^aCluster name. ^bCluster-centric annulus ^c Best-fit temperature ^d degrees of freedom

Name ^a	Annulus ^b (arcsec)	Temperature ^c (keV)	reduced chisq	ν^d
MCXCJ1401.0+0252	0-20	5.27 ^{+5.31} _{-5.22}	1.142	13213
	20-40	6.82 ^{+6.94} _{-6.75}		
	40-60	7.75 ^{+7.88} _{-7.62}		
	60-70	7.91 ^{+8.13} _{-7.68}		
	70-80	7.96 ^{+8.21} _{-7.71}		
	80-90	7.40 ^{+7.67} _{-7.12}		
	90-100	7.59 ^{+7.91} _{-7.28}		
	100-120	7.99 ^{+8.23} _{-7.73}		
	120-140	8.03 ^{+8.34} _{-7.71}		
	140-160	8.32 ^{+8.75} _{-7.91}		
	160-180	8.23 ^{+8.88} _{-7.72}		
	180-220	7.77 ^{+8.26} _{-7.28}		
	220-260	7.27 ^{+8.06} _{-6.50}		
	260-320	6.32 ^{+7.11} _{-5.61}		
	320-400	6.36 ^{+8.48} _{-4.89}		
MCXCJ1217.6+0339	0-20	6.13 ^{+6.54} _{-5.71}	1.075	9392
	20-40	5.72 ^{+5.97} _{-5.46}		
	40-50	6.22 ^{+6.51} _{-5.92}		
	50-60	6.32 ^{+6.61} _{-6.03}		
	60-70	6.22 ^{+6.50} _{-5.94}		
	70-80	6.17 ^{+6.44} _{-5.90}		
	80-90	6.05 ^{+6.33} _{-5.77}		
	90-100	6.41 ^{+6.68} _{-6.14}		
	100-120	6.12 ^{+6.31} _{-5.93}		
	120-140	6.09 ^{+6.27} _{-5.91}		
	140-160	6.00 ^{+6.20} _{-5.80}		
	160-180	6.31 ^{+6.53} _{-6.08}		
	180-200	5.99 ^{+6.22} _{-5.76}		
	200-230	6.11 ^{+6.30} _{-5.91}		
	230-270	6.07 ^{+6.26} _{-5.88}		
	270-300	5.31 ^{+5.56} _{-5.13}		
	300-340	5.89 ^{+6.14} _{-5.63}		
	340-400	5.73 ^{+6.00} _{-5.45}		
400-500	5.09 ^{+5.29} _{-4.86}			
500-600	5.75 ^{+6.21} _{-5.22}			
600-700	4.55 ^{+5.10} _{-3.94}			

表 12: ^aCluster name. ^bCluster-centric annulus ^c Best-fit temperature ^d degrees of freedom

Name ^a	Annulus ^b (arcsec)	Temperature ^c (keV)	reduced chisq	ν^d
MCXCJ1023.6+0411	0-20	4.81 ^{+4.87} _{-4.76}	1.17	8361
	20-30	5.69 ^{+5.80} _{-5.57}		
	30-40	6.07 ^{+6.20} _{-5.93}		
	40-50	6.19 ^{+6.35} _{-6.02}		
	50-60	6.58 ^{+6.78} _{-6.37}		
	60-70	6.51 ^{+6.74} _{-6.28}		
	70-80	6.42 ^{+6.69} _{-6.15}		
	80-90	5.90 ^{+6.17} _{-5.62}		
	90-100	5.83 ^{+6.14} _{-5.51}		
	100-120	5.91 ^{+6.19} _{-5.63}		
	120-140	5.82 ^{+6.20} _{-5.44}		
	140-180	7.17 ^{+7.82} _{-6.57}		
	180-220	5.85 ^{+6.55} _{-5.03}		
	220-270	5.69 ^{+6.80} _{-4.60}		
	270-310	5.16 ^{+7.80} _{-3.53}		
MCXCJ1256.4+0440	0-20	5.48 ^{+5.84} _{-5.19}	1.24	5696
	20-30	5.45 ^{+5.76} _{-5.16}		
	30-40	5.06 ^{+5.28} _{-4.85}		
	40-50	5.40 ^{+5.78} _{-5.19}		
	50-60	4.98 ^{+5.21} _{-4.76}		
	60-70	4.69 ^{+4.94} _{-4.46}		
	70-80	4.63 ^{+4.91} _{-4.38}		
	80-100	5.04 ^{+5.26} _{-4.82}		
	100-120	4.87 ^{+5.18} _{-4.63}		
	120-140	3.86 ^{+4.10} _{-3.67}		
	140-160	3.71 ^{+3.96} _{-3.51}		
	160-180	3.50 ^{+3.80} _{-3.33}		
	180-220	2.91 ^{+3.18} _{-2.83}		
	220-270	2.95 ^{+3.34} _{-2.82}		
	270-310	3.92 ^{+5.66} _{-3.78}		
310-360	2.63 ^{+2.94} _{-1.96}			
360-460	1.82 ^{+2.67} _{-1.72}			

表 13: ^aCluster name. ^bCluster-centric annulus ^c Best-fit temperature ^d degrees of freedom

付録 G サンプル銀河団の表面輝度分布

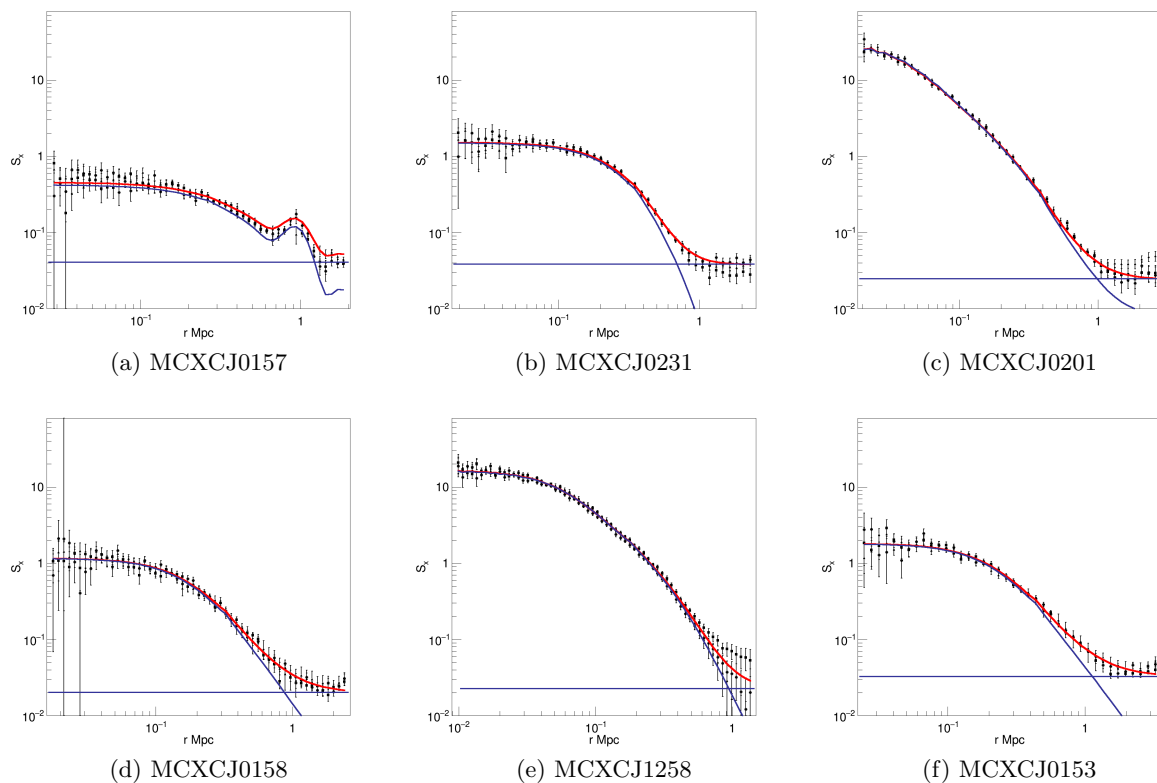


図 13: サンプル銀河団の表面輝度分布フィット結果。黒点が実データ、赤線が全モデル、青線が表面輝度分布モデルおよびバックグラウンドモデルである。エラーは全て 1σ エラーを採用している。

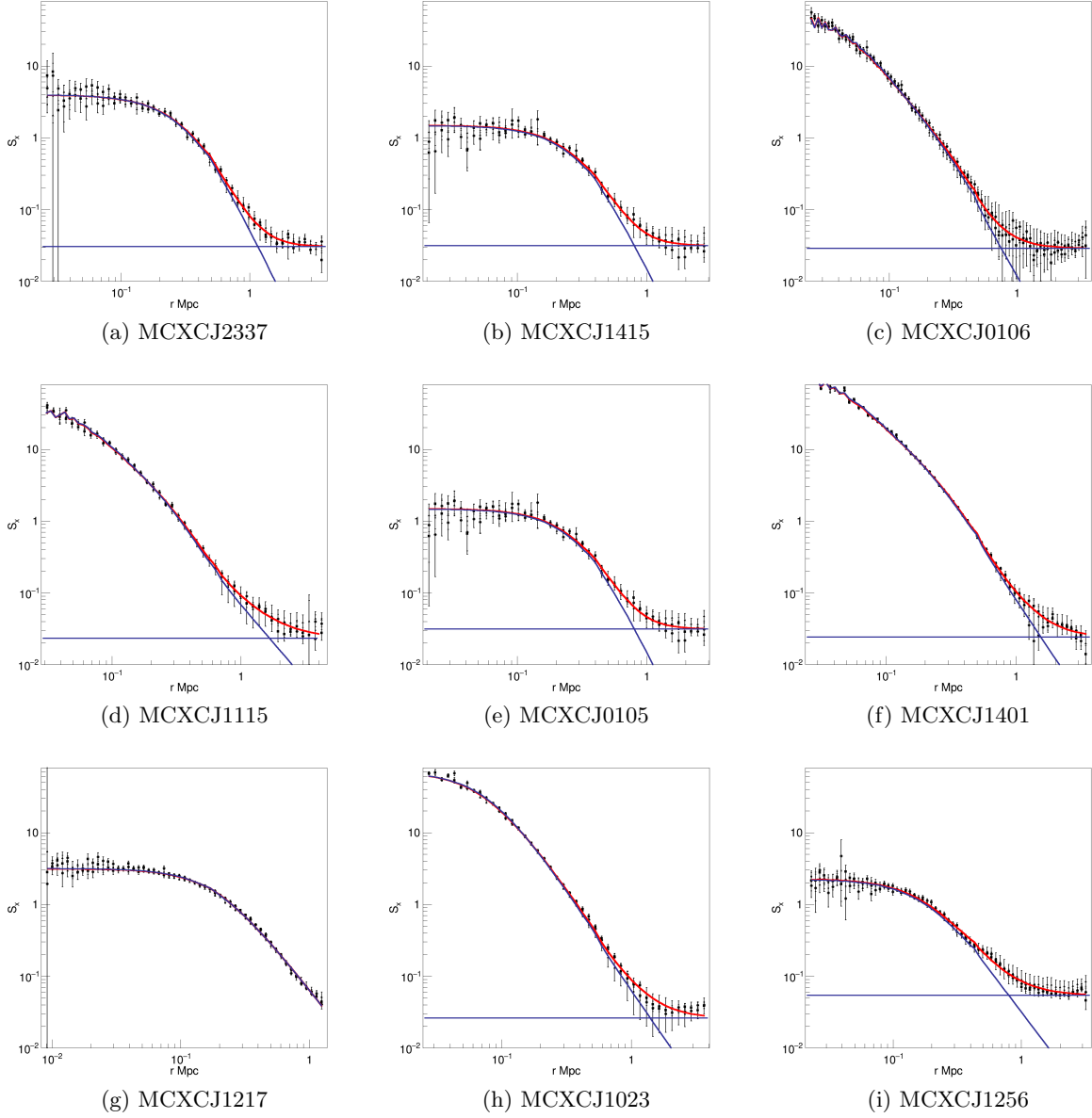
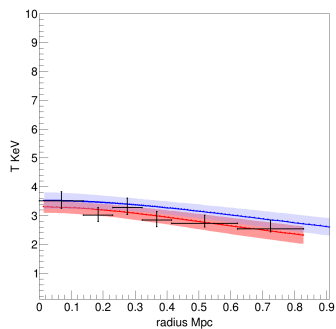
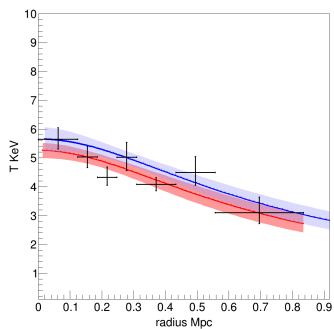


図 14: サンプル銀河団の表面輝度分布フィット結果。黒点が実データ、赤線が全モデル、青線が表面輝度分布モデルおよびバックグラウンドモデルである。エラーは全て 1σ エラーを採用している。

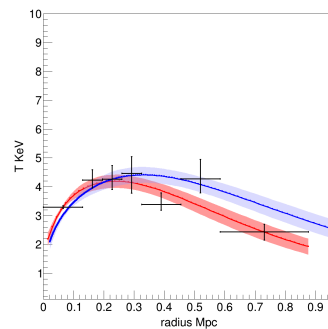
付録 H サンプル銀河団の温度の半径分布



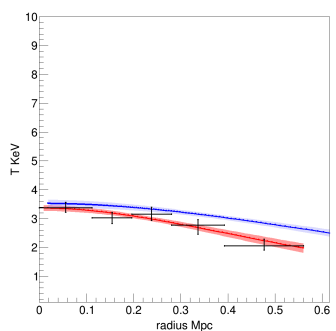
(a) MCXCJ0157



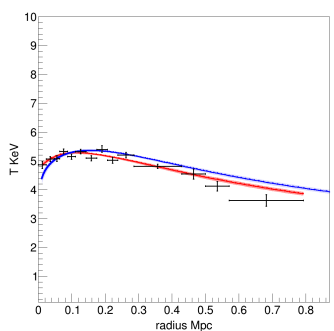
(b) MCXCJ0231



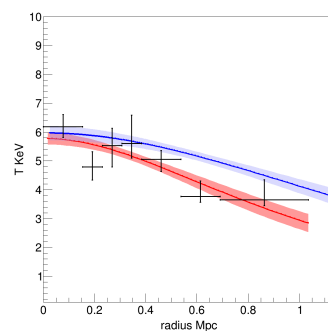
(c) MCXCJ0201



(d) MCXCJ0158

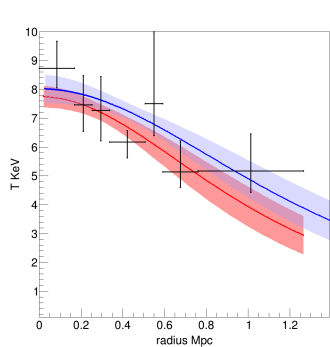


(e) MCXCJ1258

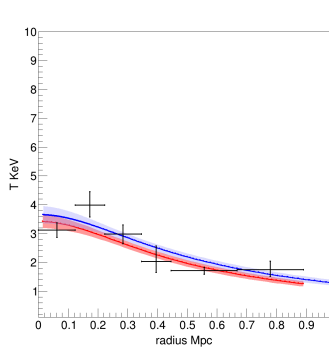


(f) MCXCJ0153

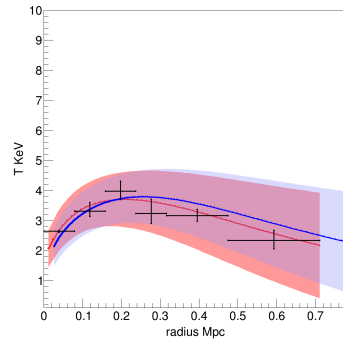
図 15: サンプル銀河団の温度の半径分布のフィット結果。黒点が測定した温度、赤線がプロジェクション温度の半径分布モデル、青線が三次元温度の半径分布モデルである。エラーは全て 1σ エラーを採用している。



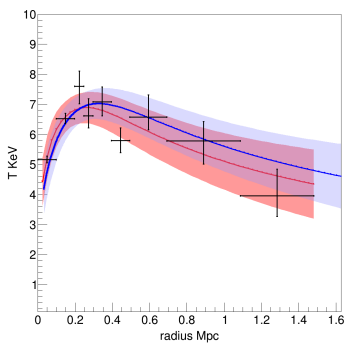
(a) MCXCJ2337



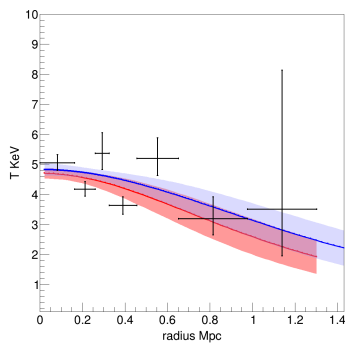
(b) MCXCJ1415



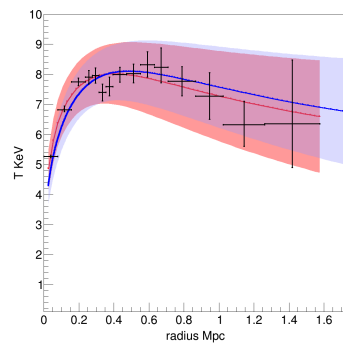
(c) MCXCJ0106



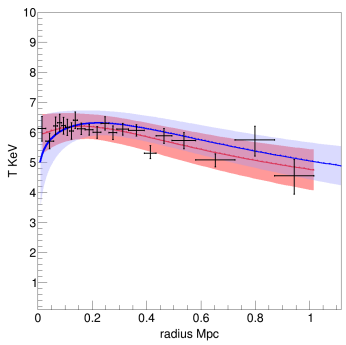
(d) MCXCJ1115



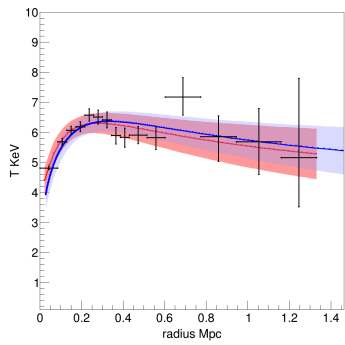
(e) MCXCJ0105



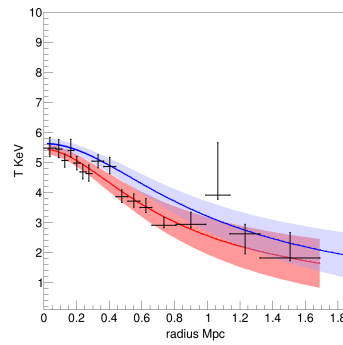
(f) MCXCJ1401



(g) MCXCJ1217



(h) MCXCJ1023



(i) MCXCJ1256

図 16: サンプル銀河団の温度の半径分布のフィット結果。黒点が測定した温度、赤線がプロジェクション温度の半径分布モデル、青線が三次元温度の半径分布モデルである。エラーは全て 1σ エラーを採用している。

付録I サンプル銀河団のガス質量および全質量の半径分布

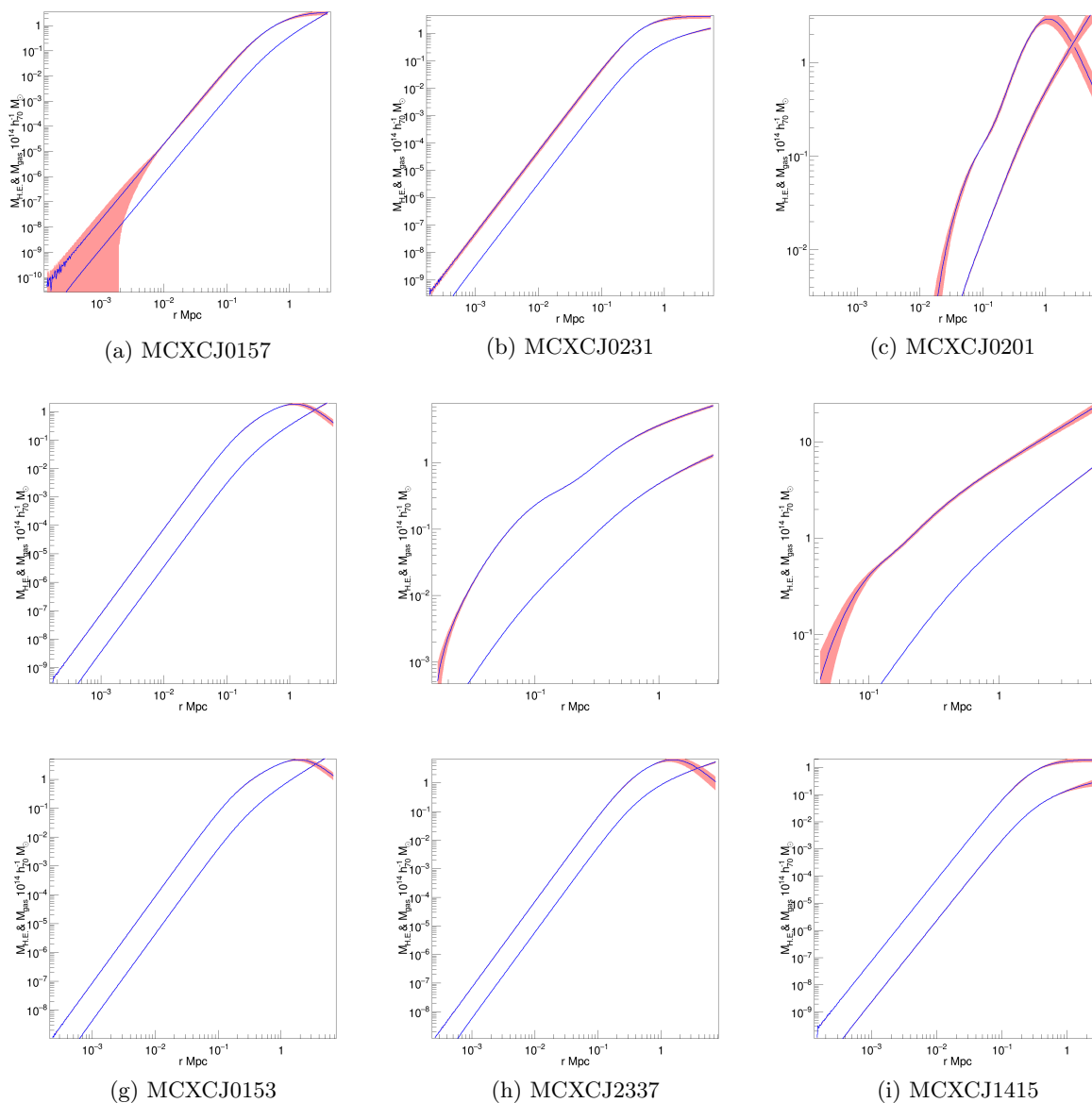
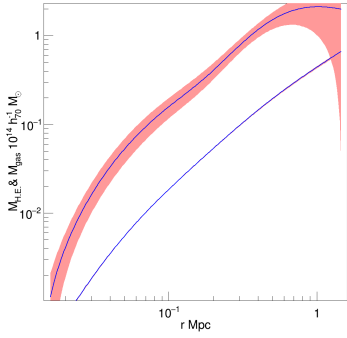
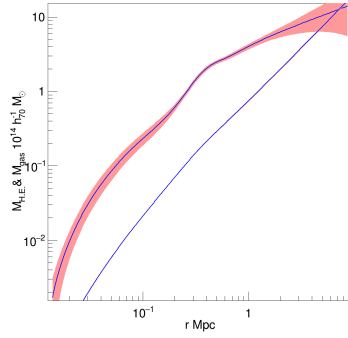


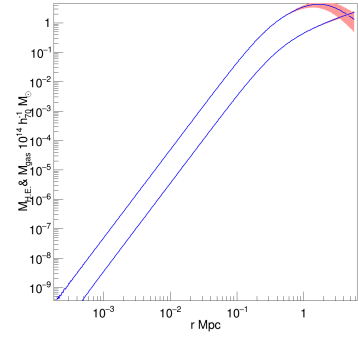
図 17: サンプル銀河団のガス質量および全質量の半径分布。実線が中心値、エラーは全て 1σ エラーを採用している。



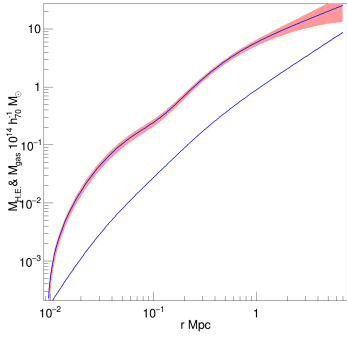
(a) MCXCJ0106



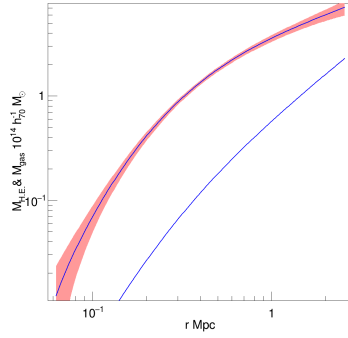
(b) MCXCJ1115



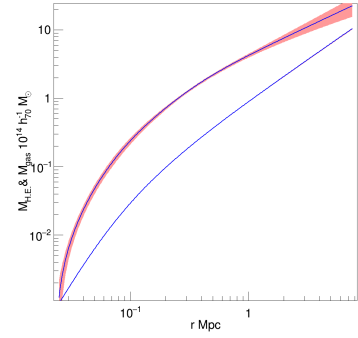
(c) MCXCJ0105



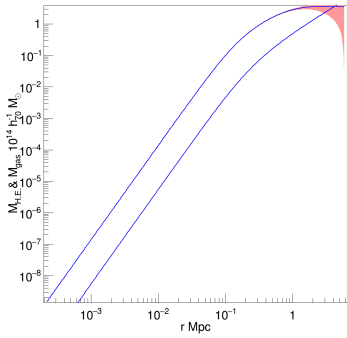
(d) MCXCJ1401



(e) MCXCJ1217



(f) MCXCJ1023



(g) MCXCJ1256

図 18: サンプル銀河団のガス質量および全質量の半径分布。実線が中心値、エラーは全て 1σ エラーを採用している。