

Subaru/HSC サーベイ領域にある重量級銀河団の X 線観測に
よる質量推定

物理科学科

高エネルギー宇宙・可視赤外線天文学研究室

B123739

宮岡 敬太

指導教官:深澤 泰司

主査:深澤 泰司

副査:小畠 康史

2015年

概要

宇宙最大の自己重力系である銀河団は、宇宙の組成や構造進化の情報を色濃く残している。そのため銀河団を観測することは、宇宙論の研究において重要である。本研究ではすばる望遠鏡の Hyper Suprime-Cam Subaru Strategic Program (HSC SSP) 領域にある 22 個の重量級銀河団を、*XMM-Newton* 衛星で観測した X 線データを用いて、暗黒物質を含めた銀河団の全質量の導出を目指す。

XMM-Newton 衛星に搭載されている X 線望遠鏡は視野も有効面積も広いので、銀河団のような広がった天体の観測に適している。銀河団からの X 線放射は熱的制動放射と輝線放射であり、これらを観測することにより銀河団ガスの温度分布および表面輝度分布がわかり、そしてガスの静水圧平衡を仮定することで銀河団の全質量が求まる。解析には広がった天体の解析に特化したソフトウェアパッケージ Extended Source Analysis Software (ESAS) を使用した。ESAS は比較的新しいツールなので、それを検証するために導出した温度分布を、ESAS を用いた銀河団カタログ Snowden et al.,(2008) と比較した。その結果、使用した望遠鏡応答関数の更新による違いを考慮すれば、温度分布はよく一致するので、ESAS を用いた銀河団データ解析手法を検証できた。

本論文では 22 個の銀河団のうち、手始めに MCXC J1311.5-0120 および MCXC J0106.8+0103 の銀河団の解析を行った。銀河団中心から同心円状に円環で領域を指定し、各円環のスペクトルを全領域で同時フィットすることでバックグラウンドモデルを制限しつつ、温度分布を作成した。またイメージから半径方向の表面輝度分布を 5 個のエネルギー帯域で作成し、 β モデルを仮定した表面輝度分布でフィットした。その結果、MCXC J1311.5-0120 は平均して 8.94 keV、MCXC J0106.8+0103 は 3.65 keV となり、MCXC J1311.5-0120 に関しては一般的な銀河団ガスの特徴である銀河団中心から外側になるにつれて温度が上がり、およそ 36.09 arcsec でピークを持って再び下がる温度分布が見られた。また β モデルのフィットに関しては、MCXC J1311.5-0120 は 5 個のエネルギー帯域において、平均してコア半径 37.8 arcsec、 $\beta \sim 0.66$ 、MCXC J0106.8+0103 はコア半径 20.8 arcsec、 $\beta \sim 0.67$ となった。

今後は、より現実的に合うモデル、例えば表面輝度分布を Vikhlinin et al. (2006) のモデルで、温度分布は Mazzotta et al. (2004) のモデルでフィットして、得られたパラメータから銀河団の全質量を導出する。そして残りの 20 個の銀河団に対して、同様の解析を行い、質量を求めて、重力レンズによる質量と比較する。

目次

第 1 章	序論	7
1.1	研究背景	7
1.2	研究目的	8
第 2 章	銀河団の物理	9
2.1	銀河団とは	9
2.2	高温ガスからの放射	9
2.2.1	熱的制動放射	10
2.2.2	輝線放射	11
2.3	表面輝度分布	12
2.4	温度分布	14
2.5	銀河団の重力質量	16
2.5.1	静水圧平衡による重力質量の導出	16
2.5.2	スケーリング関係	16
2.5.3	銀河団の質量関数	17
第 3 章	XMM-Newton 衛星	18
3.1	概要	18
3.2	性能比較	19
3.3	X 線反射望遠鏡	19
3.4	X 線 CCD カメラ	22
3.5	EPIC バックグラウンド	22
第 4 章	解析ソフトウェアパッケージ ESAS の検証	26
4.1	Extended Source Analysis Software (ESAS)	26
4.1.1	テストデータ Abell 1795	26
4.1.2	データ加工	26
4.1.3	スクリーニング	27
4.1.4	スペクトルおよびイメージの作成	28
4.2	スペクトル解析	29
4.2.1	フィットモデル	29
4.2.2	フィットパラメーター	30
4.2.3	フィット結果および温度プロファイル	30
4.3	検証のまとめ	32

第 5 章	データ解析	37
5.1	サンプルセレクション	37
5.1.1	研究対象の銀河団	37
5.2	データ加工	37
5.3	イメージ解析	39
5.3.1	表面輝度分布	40
5.4	スペクトル解析	43
5.4.1	スペクトルフィット	43
5.4.2	温度分布	43
第 6 章	まとめと今後の課題	48
	謝辞	49

目次

2.1	Abell 1795 の X 線スペクトル。6.7 keV の鉄輝線が見られる。	11
2.2	<i>Chandra</i> による Abell 1795 の質量および密度分布 (Vikhlinin et al., 2006)。横軸は銀河団中心からの距離 (kpc)、縦軸は質量および密度 (M_{\odot})。赤線が全質量分布およびその密度分布、青線がガス質量分布およびその密度分布。質量分布は半径が増加するとともに増加し、密度はその反対に減少する。	13
2.3	β モデル (青) と Vikhlinin モデル (赤) の密度分布。Vikhlinin モデルは中心付近に立ち上がりが見られる。	14
2.4	<i>Chandra</i> による Abell 1795 の温度分布 (Vikhlinin et al., 2006)。横軸は銀河団中心からの距離 (kpc)、縦軸は温度 (KeV)。黒点が観測されたプロジェクション温度、赤線は 3 次元温度分布モデルのベストフィット、青線は視線方向に投影した温度分布モデルのベストフィット。点線はそれぞれの 68% エラーである。	15
2.5	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。	17
3.1	XMM-Newton 衛星の概略図 (Jansen et al., 2001)	18
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)。	20
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。	20
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。	21
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。	21
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。	21
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。	21
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。	23

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。	23
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。	25
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。	25
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。	25
4.1	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。	28
4.2	Abell 1795 の MOS1 の対象天体のイメージ (左) およびマスクイメージ (右)。黒の円で抜かれた部分が除去した混入点源の領域である。	29
4.3	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。	32
4.4	Abell 1795 の MOS1 および MOS2 の 0–30,30–60,60–120 領域のスペクトル (左) およびデータとモデルの比 (右)。左図にはスペクトルに加え、輝線および Cosmic Background および銀河団高温ガスを合わせた成分、SPF の引きのこり成分であるパワーロー、それらを合わせたベストフィットおよび RASS のデータがある。	33
4.5	図 4.4 と同様ではあるが、120-180,180-240,240-300 領域のスペクトル (左) およびデータとモデルの比 (右)。	34
4.6	図 4.4 と同様ではあるが、300-420,420-540,540-720,720-840 領域のスペクトル (左) およびデータとモデルの比 (右)。	35
4.7	Abell 1795 の温度分布。青点が本研究の解析結果で赤点が先行研究の結果である。平均しておよそ 0.2 keV のずれが見られた。	36
4.8	Caldb の異なるバージョンによる温度分布の違い (Snowden et al., 2008)。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。	36
5.1	本研究に用いる銀河団の選定基準。左図の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、右図は X 線光度を全質量に変換したものである。黒点は MCXC カタログに載っている銀河団、赤点は本研究で用いる銀河団、緑の点線が赤方偏移および質量の選定基準である。	38

5.2	MCXC J1311.5-0120(左) および MCXC J0106.8+0103(右) 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)。MCXC J1311.5-0120 では黒点のデータである SPF の影響が見られるが、MCXC J0106.8+0103 では SPF の影響はほとんど見られない。 . . .	39
5.3	MCXC J1311.5-0120 の MOS1 におけるソースイメージおよびマスクイメージ。	39
5.4	MCXC J0106.8+0103 MOS1 におけるソースイメージおよびマスクイメージ。§3.4 で述べたように 2005 年、2012 年以降は CCD6 および CCD3 のデータは観測されていないため、CCD が 2 つ欠けている。	40
5.5	MCXC J0106.8+0103 の 0.4–2.3 keV、2.3–4.2 keV、4.2–6.1 keV、6.1–8.0 keV、8.0–9.9 keV の表面輝度分布と β モデルでのフィット。。一様な Cosmic Background 成分も示してある。	41
5.6	図 5.5 と同様ではあるが、MCXC J1311.5-0120 の 0.4–2.3 keV、2.3–4.2 keV、4.2–6.1 keV、6.1–8.0 keV、8.0–9.9 keV の表面輝度分布と β モデルでのフィット。一様な Cosmic Background 成分も示してある。	42
5.7	MCXC J1311.5-0120 の MOS1 および MOS2 の 0–30,30–60,60–120 領域のスペクトル (左) およびデータとモデルの比 (右)。左図にはスペクトルに加え、ベストフィットおよび SPF の引きのこり成分であるパワーローおよび RASS のデータがある。	44
5.8	図 5.7 と同様ではあるが、120–180,180–240,240–300 領域のスペクトル (左) およびデータとモデルの比 (右)。	45
5.9	MCXC J0106.8+0130 の MOS1 および MOS2 の 0–30,30–60,60–120,120–180 領域のスペクトル (左) およびデータとモデルの比 (右)。	46
5.10	MCXC J1311.5-0120 および MCXC J0106.8+0103 の温度分布。青点が本研究、オレンジ色の点が Morandi+11、緑の点が Ying+08、ピンクの点が Snowden+07 の結果である。 . . .	47

表 目 次

2.1	銀河団の組成	9
2.2	銀河団の主な放射過程。	10
2.3	高温ガスの主な輝線。	11
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)。	19
3.2	<i>XMM-Newton</i> 搭載 EPIC カメラの特性 (Turner et al., 2001)(Strüder et al., 2001)。	22
4.1	テストデータ Abell 1795 の基本データ。	26
4.2	スペクトルフィットパラメータ	31
5.1	研究対象の銀河団の X 線特性。	38
5.2	MCXC J1311.5-0120 および MCXC J0106.8+0103 の積分時間、SPF カット後の積分時間。	39
5.3	MCXC J1311.5-0120 の表面輝度分布を β モデルでフィットした結果。	43
5.4	MCXC J0106.8+0103 の表面輝度分布を β モデルでフィットした結果。	43
5.5	MCXC J1311.5-0120 および MCXC J0106.8+0103 のスペクトルフィット結果。	47

第1章 序論

1.1 研究背景

我々の宇宙は、冷たい暗黒物質による階層的構造形成モデルに基づけば、初期の密度揺らぎを種にして小さな構造が最初にでき、より大きな構造がより後に形成されることが知られている。現在の宇宙は銀河群や銀河団が互いに結びついて、フィラメント構造やボイド構造などの大規模構造を形成している。大規模構造を形成している天体の中で、最大の自己重力系である銀河団はごく最近に形成されていることから、線形性を保っており宇宙論を研究する上で理想的な観測ターゲットになっている。特に銀河団の質量関数は宇宙論パラメータに敏感であり、銀河団の質量を求めることは宇宙論にとって有益であると言える。

銀河団は数百から数千にもおよぶ銀河の集まりであり、その放射機構は多岐に渡っている。そのため、銀河団は可視光や電波、およびX線と多波長の電磁波で観測される。可視光領域では銀河団中の個々の銀河からの光が観測され、X線領域では銀河団全体に広がる光学的に薄い高温ガスからの熱的制動放射と輝線放射が観測される。また、電波領域では磁場中の荷電粒子によるシンクロトロン放射やSZ効果による放射も観測される。

銀河団のカタログは広範囲の撮像が可能な可視光およびX線による観測によって作られてきた。古くは可視光の写真乾板による観測から作られたエイベルカタログやX線では *ROSAT* 衛星のX線観測から作られた *RXC* などがあり、観測機器の性能の向上に伴い経年変化してきた。本卒論執筆時である2016年は可視光およびX線の広範囲サーベイによって、今までにない大量の銀河団が観測され、銀河団カタログの過渡期であると言える。

ハワイ島マウナケア山約4200 mの山頂にあるすばる望遠鏡の新主焦点大高視野カメラ *HSC* を用いた可視光銀河サーベイ、*Hyper Suprime-Cam Subaru Strategic Program Survey (HSC SSP Survey)* が2014年度より進行中である。すばる望遠鏡は、8.2 mの1枚鏡による高い集光能力を持ち、約0.7秒程度の高いシーイング条件にある世界最高性能の望遠鏡の1つである。新主焦点カメラは、視野1.5平方度と広く、1度に効率よく天域を観測することができる。HSCによる、約300晩に及ぶサーベイにより、1400平方度の領域を約26等の限界等級で、5バンド観測することができる。この広視野サーベイにより合計で約数万個以上もの銀河団を発見することが期待されている。これらの銀河団の全質量を求める手段として、弱い重力レンズを用いる方法がある。弱い重力レンズは背景銀河の像の歪みを観測することによって、銀河団の力学状態の仮定なしに質量を求めることができるため、質量測定における有力な手段の1つである。また同領域は、プリンストン大学による *Act-Pol* 電波サーベイによるスニアエフ・ゼルドビッチ効果による銀河団カタログや高温ガスの圧力情報が系統的にもたらせる。

また将来的な計画としては、X線銀河団探査による宇宙論パラメータの制限を目的とした *eROSITA* によるX線サーベイがある。*eROSITA* の打ち上げは2017年を予定しており、このX線サーベイによる銀河団の観測にはいくつかの制約がある。このサーベイにより得られるデータのほとんどは積分時間が短いため、静水圧平衡質量の測定に十分な光子数を得ることができない。そのため、X線で得られる光度やガス

質量などの銀河団ガスの物理量にスケーリング関係を適用することで、間接的に質量を求める。また、十分な光子数が得られた銀河団の質量の導出には静水圧平衡を仮定する必要がある、静水圧平衡の妥当性の検証なくしては銀河団の全質量を正確に求めることができない。よって、*eROSITA* による銀河団における宇宙論の研究にはスケーリング関係の構築と静水圧平衡の妥当性の研究が必要不可欠である。

1.2 研究目的

本研究では HSC サーベイ領域にある既知の重量級銀河団 22 個を、*XMM-Newton* 衛星によって行われた X 線観測データを用い、系統的に銀河団ガスの温度・密度プロファイルおよび静水圧平衡質量の測定を行うことを主目的にする。HSC サーベイの初期段階で、既知の重量級銀河団の系統的な観測結果をもたらすことは、サーベイ計画において非常に重要である。また、今後 HSC サーベイから得られた弱い重力レンズ情報や、銀河の可視光データを組み合わせ、銀河団のスケーリング関係や静水圧平衡質量の妥当性の検証など、銀河団を用いた宇宙論研究において重要な役割を演じると考えられる。

我々は HSC サーベイのコンプリートサンプルである重量級銀河団を、*eROSITA* 衛星では到達できない深い積分時間で観測し、十分なフォトン数を得る戦略を採用する。これにより、数が少ないものの、高い質を持つ X 線、弱い重力レンズ、光学、スニアエフ・ゼルドビッチ効果 (電波) のデータが揃い、新たな時代の研究の先駆けになりうる。

また *eROSITA* では、大量の銀河団が見つかる期待されるものの、その多くが質量の小さい銀河群や銀河団であるだけでなく、X 線データの質は本研究よりも劣る。そのため *eROSITA* を用いたサイエンスは個々の銀河団ではなく、複数の銀河団を集めたスタッキング解析が主流になる。このように、本研究は *eROSITA* 時代のサイエンスと相補的であり、重要な研究であると言える。

第2章 銀河団の物理

2.1 銀河団とは

銀河団とは数 Mpc にも広がる数百から数千もの銀河の集合体であり、宇宙最大の自己重力系である。銀河団の質量組成は、占める割合の多い順にダークマター、高温ガス、星で構成される。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%

銀河団は広範囲の領域が重力崩壊することでできた天体であり、その力学的構造変化および冷却に必要な時間スケールは宇宙年齢とほぼ等しいため、宇宙の組成およびその構造進化の情報を多分に残していると言える。それらを観測から得るためには銀河団を多波長で観測する必要がある。

可視光では銀河団銀河は離散的に分布しているため、個々の銀河団の明瞭な形状を観測することは難しく、個々の銀河の光度、形態、色、形状についての情報が得られる。また可視光による撮像により、背景銀河の形状の歪みを測定することによって、銀河団の全質量を求めることができる。これは重力レンズ効果と言われ、一般相対性理論に基づく強い重力場での時空の歪みによる光路の曲がりである。この効果を統計的に扱うことで歪みの小さい場合においても適用できる弱い重力レンズ効果は銀河団の力学状態の仮定によらず全質量を測定することができる。

X線では高温ガスからの熱的制動放射および輝線放射が観測される。X線観測からは高温ガスの密度、温度および重元素組成が得られ、さらに静水圧平衡を仮定することで重力質量を求めることができる。高温ガスは銀河団全域に広がっており、宇宙の平均密度および温度に比べて高い。§2.2 で述べるが高温ガスからのX線放射は密度の2乗および温度の平方根に比例するので、中心部が明るい。

現在の銀河団の観測的研究は、X線、重力レンズ、可視光、電波などの多波長のデータを組み合わせた多波長研究が行われている。

2.2 高温ガスからの放射

高温ガス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かれる。X線で観測されるのは主に高温ガスからの熱的制動放射および輝線放射が観測される。電波では高エネルギー電子に

よるシンクロトロン放射、硬X線では、高エネルギー電子と宇宙マイクロ波背景放射との逆コンプトン散乱による放射などが観測される。また、高エネルギー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観測が期待されているが、現在のところ有意な観測は報告されていない表 2.2 に高温ガスからの主な放射過程を示す。

表 2.2: 銀河団の主な放射過程。

	放射過程	観測波長域
星	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
高エネルギー粒子	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

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。

$$P_M(v)d^3v = \left(\frac{m}{2\pi k_B T}\right)^{3/2} \exp\left(-\frac{mv^2}{2k_B T}\right) d^3v \quad (2.1)$$

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。高温ガスの主成分は高電離の物質で構成されているため、個々の電子はイオンのクーロン力によって2体散乱を起こす。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

$$\epsilon_\nu^{rs} = \frac{16\pi Z_i^2 e^6}{3\sqrt{3}c^3 m_e^2 v} n_e n_i g_{ff}(v, \omega) \quad (2.2)$$

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ある。個々のクーロン散乱による放射はマックスウェル分布に従って放射しているため、エネルギー放射率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

$$\begin{aligned} \epsilon_\nu^{ff} &= \int_0^\infty \frac{\epsilon_\nu^{rs} d\omega}{\sqrt{2h_P \nu / m_e}} P_M(\vec{v}) 4\pi v^2 dv \\ &= \frac{2^5 \pi Z_i^2 e^6}{3m_e c^3} \sqrt{\frac{2\pi}{3k_B m_e}} n_e n_i T_e^{-1/2} e^{-h_P \nu / k_B T_e} \overline{g_{ff}}(T_e, \nu) \end{aligned} \quad (2.3)$$

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

$$\begin{aligned} \epsilon^{ff} &= \int_0^\infty \epsilon_\nu^{ff} d\nu \\ &= \Lambda(T_e) n_e^2 \text{ erg s}^{-1} \text{ cm}^{-3} \end{aligned} \quad (2.4)$$

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

高温ガスは互いの衝突によって、束縛電子を励起状態へと遷移させる。励起状態にある電子はポテンシャルの安定性を求めるため、低エネルギー準位へと遷移する。その準位間のエネルギー差による放射を輝線という。高温ガスからの輝線放射は鉄や酸素などの重イオンによるものであり、表 2.3 のようなものがある。

表 2.3: 高温ガスの主な輝線。

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

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。輝線による放射率は

$$P_{\text{line}} = f_{\text{line}}(T_e) Z n_e^2 = \Lambda_{\text{line}}(T_e, Z) n_e^2 \quad (2.5)$$

と表せる。 Λ_{line} は輝線放射に対する冷却関数である。

X線で観測されるのは主に以上の2つの放射であり、図 2.1 に銀河団からの 0.3-10 keV のスペクトルを示す。式 (2.3) 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。

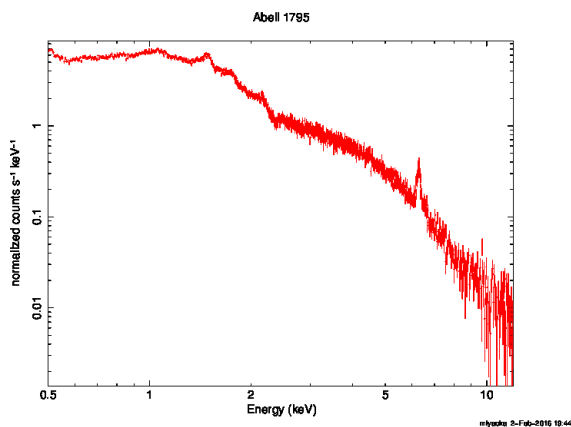


図 2.1: Abell 1795 の X 線スペクトル。6.7 keV の鉄輝線が見られる。

2.3 表面輝度分布

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達する時間で表せる。

$$t_s = \frac{2R}{c_s} \sim 2 \text{ Gyr} \left(\frac{R}{1 \text{ Mpc}} \right) \left(\frac{c_s}{1000 \text{ kms}^{-1}} \right)^{-1} \quad (2.6)$$

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、

$$t_{\text{ff}} = \sqrt{\frac{3\pi}{32G\rho}} \sim 4 \text{ Gyr} \left(\frac{\rho}{100\bar{\rho}_m(z=0)} \right)^{-1/2} \quad (2.7)$$

$$\bar{\rho}_m = \Omega_m \rho_{\text{cr}} \quad (2.8)$$

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、 ρ_{cr} は宇宙の臨界密度である。式 (2.6) が式 (2.7) 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、静水圧平衡が成り立っていることを意味する。よって、

$$\frac{1}{\rho_g} \frac{dP_g}{dr} = -\frac{d\phi}{dr} \quad (2.9)$$

が成り立つ。 ρ_g は高温ガスの質量密度、 P_g は高温ガスの圧力、 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、気体の状態方程式から圧力の関係式として、

$$P_g(r) = k_B n_g(r) T_g \quad (2.10)$$

が成り立つ。 n_g は高温ガス密度、 T_g は高温ガスの温度である。式 (2.9) と式 (2.10) から、

$$\frac{d \ln \rho_g}{dr} = -\frac{\mu m_p}{k_B T_g} \frac{d\phi}{dr} \quad (2.11)$$

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、

$$\frac{\ln \rho_G}{dr} = -\frac{1}{\sigma^2} \frac{d\phi}{dr} \quad (2.12)$$

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、キングプロファイルという経験則に従うことが多い。

$$\rho_G \sim \rho_{\text{King}} = \rho_0 \left[1 + \left(\frac{r}{r_c} \right)^2 \right]^{-3/2} \quad (2.13)$$

r_c は密度が一定であるとみなせる半径 (コア半径) である。式 (2.11) と式 (2.12) の比較により、

$$\rho_g = \rho_G^\beta, \quad \beta = \frac{\mu m_p \sigma^2}{k_B T_g} \quad (2.14)$$

という関係が得られ、式 (2.13) の ρ_G を代入すると、高温ガスの電子の密度分布は

$$n_e(r) = n_{e0} \left[1 + \left(\frac{r}{r_c} \right)^2 \right]^{-3\beta/2} \quad (2.15)$$

の式で表すことができ、この式は β モデルと呼ばれる。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。図 2.2 に *Chandra* 衛星による Abell 1795 の観測から求められた密度および質量分布を示す。図 2.2 に示すように式 (2.15) の β モデルは半径の増加に伴い密度が減少するような特徴を表す。

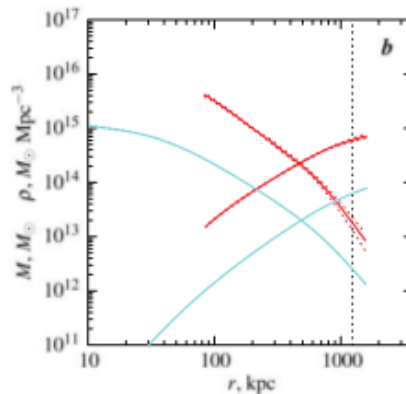


図 2.2: *Chandra* による Abell 1795 の質量および密度分布 (Vikhlinin et al., 2006)。横軸は銀河団中心からの距離 (kpc)、縦軸は質量および密度 (M_\odot)。赤線が全質量分布およびその密度分布、青線がガス質量分布およびその密度分布。質量分布は半径が増加するとともに増加し、密度はその反対に減少する。

式 (2.4) に式 (2.15) を代入し、視線方向で積分することで、高温ガスの表面輝度分布が得られる。

$$S(r) = S_0 \left[1 + \left(\frac{r}{r_c} \right)^2 \right]^{-3\beta+1/2} \quad (2.16)$$

$$S_0 = n_{e0} n_{H0} \Lambda(T_e) \frac{\sqrt{\pi} r_c}{4\pi D_L^2} \frac{\Gamma(3\beta - 1/2)}{\Gamma(3\beta)} \text{ erg s}^{-1} \text{ cm}^{-4} \quad (2.17)$$

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。

近年の高角度分解能による X 線撮像観測により、中心部付近でのクーリングによる密度の立ち上がりが見られ、これを組み込んだ密度分布のモデルとして、Vikhlinin による

$$n_p n_e(r) = \frac{n_0^2 (r/r_{c1})^{-\alpha}}{\left[1 + \left(\frac{r}{r_{c1}} \right)^2 \right]^{3\beta_1 - \alpha/2}} \frac{1}{\left(1 + \left(\frac{r}{r_s} \right)^\gamma \right)^{\epsilon/\gamma}} + \frac{n_{02}^2}{\left[1 + \left(\frac{r}{r_c} \right)^2 \right]^{3\beta_2}} \quad (2.18)$$

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、

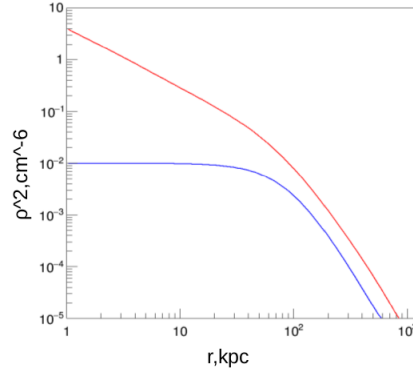


図 2.3: β モデル (青) と Vikhlinin モデル (赤) の密度分布。Vikhlinin モデルは中心付近に立ち上がりが見られる。

γ は勾配の幅を決めるパラメータである。また、この簡易的なモデルとして、Local Cluster Substructure Survey (LoCuSS) の研究論文 (Martino et al., 2014) で用いられた、

$$n_p n_e(r) = \frac{n_0^2 (r/r_{c1})^{-\alpha}}{\left[1 + \left(\frac{r}{r_{c1}}\right)^2\right]^{3\beta_1 - \alpha/2}} + \frac{n_{02}^2}{\left[1 + \left(\frac{r}{r_c}\right)^2\right]^{3\beta_2}} \quad (2.19)$$

がある。図 2.3 に式 (2.15) の β モデルと式 (2.18) の Vikhlinin のモデルをプロットした。

2.4 温度分布

式 (2.4),(2.5) からわかるように高温ガスによる X 線の放射率は温度に依存する。そのため、高温ガスからの X 線を観測することによって温度分布を導出することができる。図 2.4 に *Chandra* 衛星による Abell 1795 の視線方向に投影した温度の半径分布を示す。図 2.4 にあるように、今までの観測から温度は中心では低く、外側に行くにつれて上がり、再び下がるような分布を示すことが分かった。

中心付近のクーリングを除いた外側領域での 3 次元温度分布の形状を表す関数として、

$$t(r) = \frac{(r/r_t)^{-a}}{\left[1 + \left(\frac{r}{r_t}\right)^2\right]^{c/2}} \quad (2.20)$$

がある。 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。また、中心付近のクーリングは、

$$t_{\text{cool}} = \frac{x + T_{\text{min}}/T_0}{x + 1}, \quad x = \left(\frac{r}{r_{\text{cool}}}\right)^{a_{\text{cool}}} \quad (2.21)$$

という関数が観測と一致することが分かっている。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 (2.20)

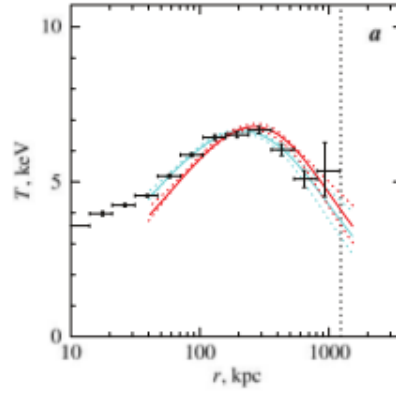


図 2.4: *Chandra* による Abell 1795 の温度分布 (Vikhlinin et al., 2006)。横軸は銀河団中心からの距離 (kpc)、縦軸は温度 (KeV)。黒点が観測されたプロジェクション温度、赤線は 3 次元温度分布モデルのベストフィット、青線は視線方向に投影した温度分布モデルのベストフィット。点線はそれぞれの 68% エラーである。

および式 (2.21) から Vikhlinin により求められた関数 (Vikhlinin et al., 2006) として、

$$T_{3D}(r) = T_0 t_{cool}(r) t(r) \quad (2.22)$$

がある。式 (2.22) は 9 個のフリーパラメータを持ち、全半径領域における多数の銀河団の温度分布を説明することができる。

式 (2.20) を 3 次元温度分布なので、観測から得られるプロジェクション温度分布に直す必要がある。そのためによく用いられる方法として、高温ガスからの熱的制動放射の放射率で重み付けを行う方法がある。

$$T_{ew} = \frac{\int \Lambda(T) n_p n_p T dV}{\int \Lambda(T) n_p n_p dV} \quad (2.23)$$

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、

$$T_{sl} = \frac{\int W T_{3D} dV}{\int W dV} \quad (2.24)$$

$$W = \frac{n_p n_e}{T_{3D}^\alpha} \quad (2.25)$$

のプロジェクショ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ライク (SL) 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、 $\alpha = 3/4$ で銀河団温度をより正確に反映すると考えられている。

2.5 銀河団の重力質量

2.5.1 静水圧平衡による重力質量の導出

§2.3 の議論で銀河団が近似的に静水圧平衡状態にあることがわかった。静水圧平衡の式 (2.9) 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、

$$\frac{1}{\rho_g} \frac{\partial p}{\partial r} = -\frac{GM(r)}{r^2} \quad (2.26)$$

となり、質量 $M(r)$ について整理すると、

$$M(r) = -\frac{r^2}{G\rho_g} \frac{\partial p}{\partial r} \quad (2.27)$$

となる。ここで、

$$\frac{\partial p}{\partial r} = \frac{p}{r} \frac{d \ln p}{d \ln r} \quad (2.28)$$

と式変形すると、

$$M(r) = -\frac{r}{G} \frac{p(r)}{\rho_g(r)} \frac{d \ln p(r)}{d \ln r} \quad (2.29)$$

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、

$$M(r) = -\frac{k_B T_g(r) r}{G \mu m_p} \left[\frac{\partial \ln \rho_g(r)}{d \ln r} + \frac{\partial \ln T_g(r)}{\partial \ln r} \right] \quad (2.30)$$

と表される。図 2.2 に示したように、当然だが半径の増加に伴い質量も増加する。式 (2.29) 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、全質量が求まる。

×線観測から得られる温度は熱的な放射のみしか考慮していないため、静水圧平衡のつり合いの式において、非熱的圧力を考慮していない。仮に乱流やバルク運動など非熱的圧力が存在すると、質量が過小評価される可能性がある。銀河団の力学状態を仮定しない弱い重力レンズによる測定はこの非熱的な成分も含んだ全質量を求めることができる。これら 2 つの質量を比較することで、銀河団の静水圧平衡の妥当性を検証することができる。今までの研究から静水圧平衡質量 M_X と弱い重力レンズ質量 M_{WL} の平均的な比は、

$$M_X/M_{WL} \simeq 0.9 \sim 0.95 \quad (2.31)$$

程度になることがわかっている (Smith et al., 2016)。また Astro-H/SXS により、銀河団中心部の乱流やバルク運動が直接観測されると期待されている

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

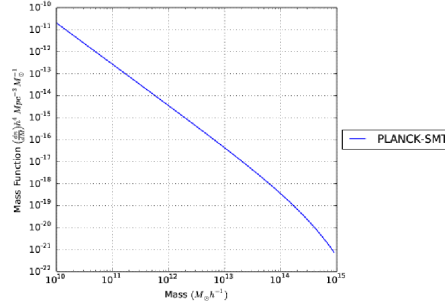


図 2.5: Mass function calculator で計算した質量関数。質量関数は Sheth, Mo & Tormen (2001) の関数を用いた。

河光度、弱い重力レンズによる質量 M_{WL} などの物理量の相関である。高い精度のスケーリング関係を構築することで間接的に銀河団の全質量を求めることができる。観測時間の限界から、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。このため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である。

2.5.3 銀河団の質量関数

宇宙に存在する天体の個数密度は、密度揺らぎの線形成長解であるプレス・シェヒター関数で簡潔に表され、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、

$$n(M, z)dM = \sqrt{\frac{2}{\pi}} \frac{\bar{\rho}_m}{M} \frac{\delta_c(z)}{\sigma^2(M)} \left| \frac{d\sigma(M)}{dM} \right| \exp \left[-\frac{\delta_c^2(z)}{2\sigma^2(M)} \right] dM \quad (2.32)$$

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。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。図 2.5 は数値シミュレーションにより導出された質量関数である。

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広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 (2016 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。

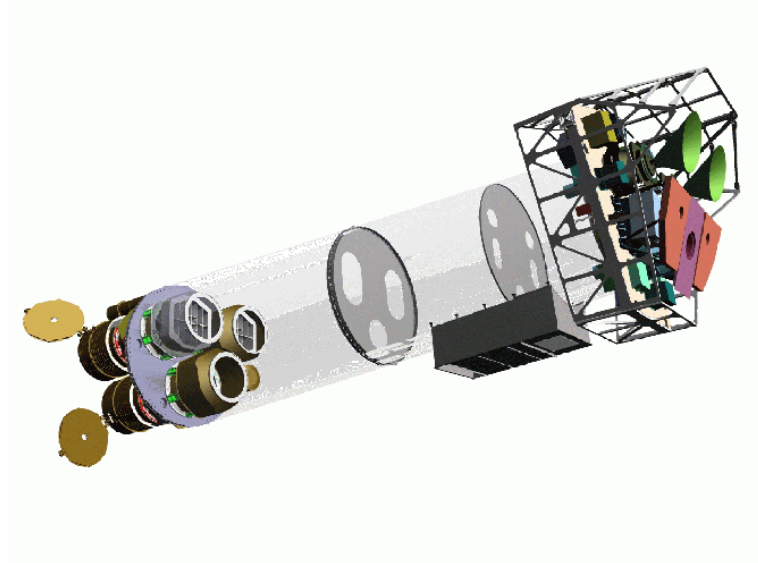


図 3.1: XMM-Newton 衛星の概略図 (Jansen et al., 2001)

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

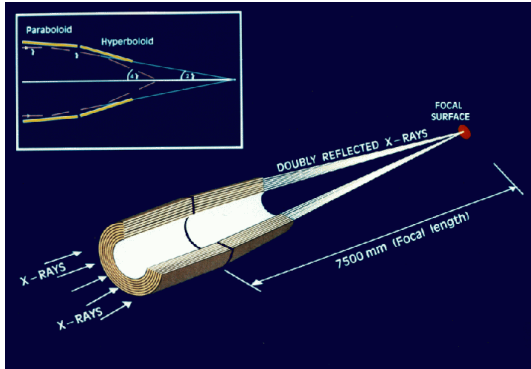


図 3.2: pn 検出器に対する望遠鏡の入射 X 線の光路。(XMM-Newton Community Support Team)。

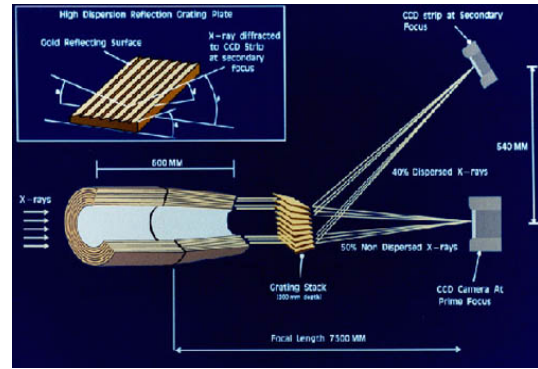


図 3.3: MOS および RGS に対する望遠鏡の入射 X 線の光路 (XMM-Newton Community Support Team)。望遠鏡と MOS 検出器の間に分散器が置いてあり、40%の X 線が RGS 検出器に、44%が MOS 検出器に入る。

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。

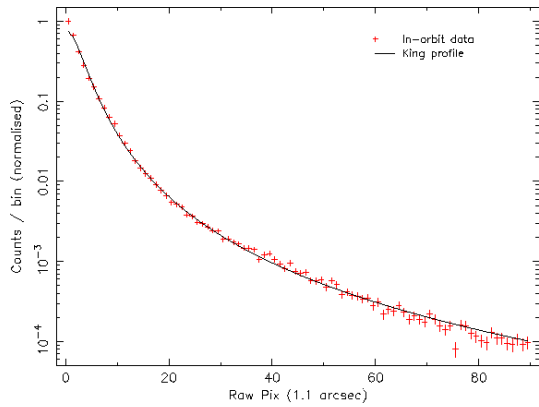


図 3.4: MOS1 の光軸における PSF(XMM-Newton Community Support Team)。実線は PSF モデルとしてフィットしたキングプロファイルを表す。

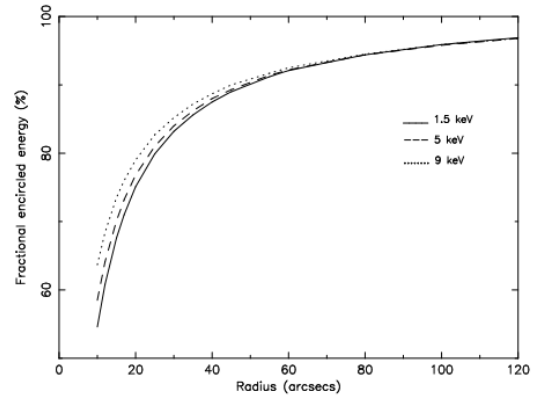


図 3.5: MOS1 の光軸における PSF の積分値。40'' で全エネルギーの 90%が含まれる (XMM-Newton Community Support Team)。実線、破線および点線は、それぞれ 1.5 keV、6.0 keV および 9.0 keV での PSF の積分値を示す。

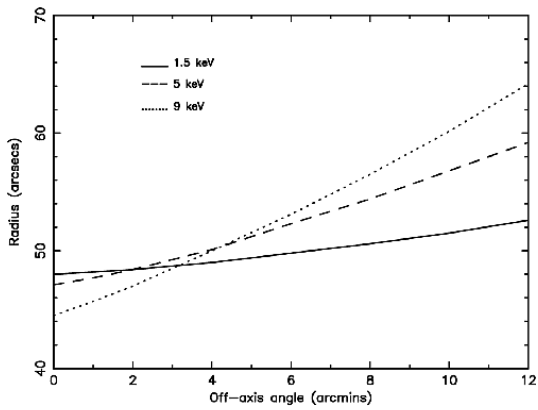


図 3.6: PSF の拡がりの X 線入射角依存性 (XMM-Newton Community Support Team)。縦軸は、ある入射角度での PSF を 5' まで積分し、その 90%が含まれる半径を表す。

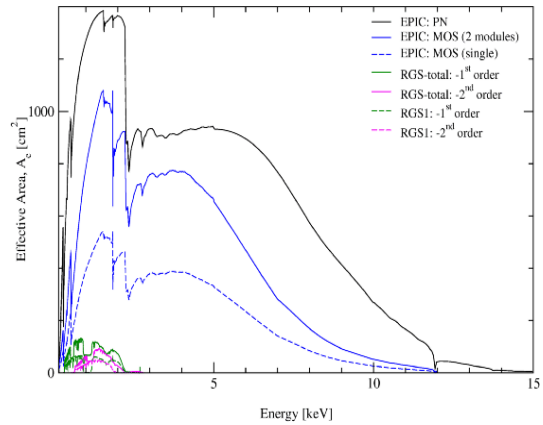


図 3.7: 望遠鏡の集光面積に、EPIC および RGS の検出効率をかけた有効面積 (XMM-Newton Community Support Team)。2 keV 付近に見られるエッジは X 線反射鏡の Au M 吸収端である。

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 μm	150 μm
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 × 2.5 cm であり、600 × 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 μm 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 × 1.0 cm であり、200 × 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 μm 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 μm 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 線だけでなく赤外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)

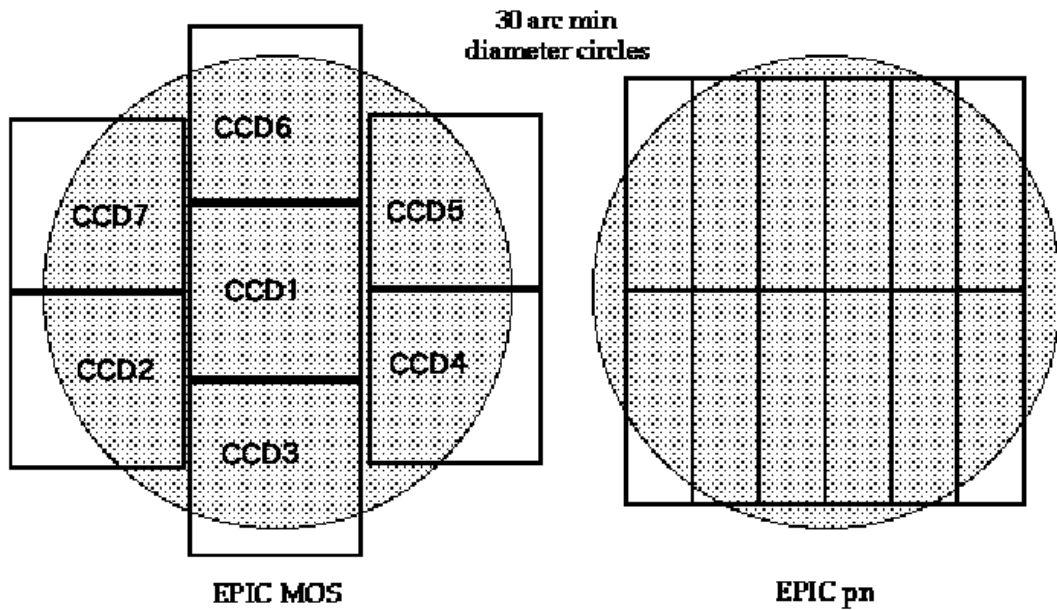


図 3.8: MOS および pn 検出器の概略図 (XMM-Newton Community Support Team)。MOS は 7 枚、pn は 12 枚の CCD から成る。読み出し口の位置は、MOS は各 CCD の一端にあり、pn は両端に一列に並んでいる。

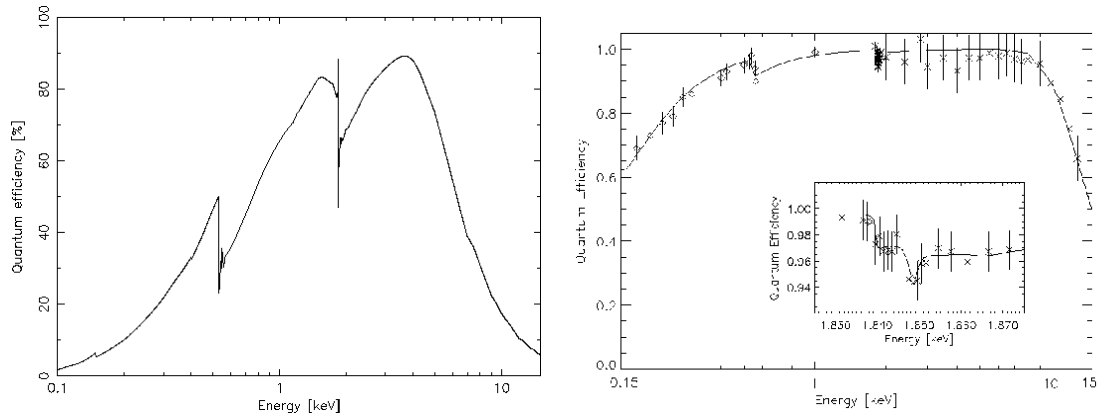


図 3.9: MOS (左)(Turner et al., 2001) および pn (右)(Strüder et al., 2001) の 0.1 – 10 keV における量子効率。0.5 keV 付近に Si L、1.8 keV 付近に Si K 吸収端がある。

- 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。

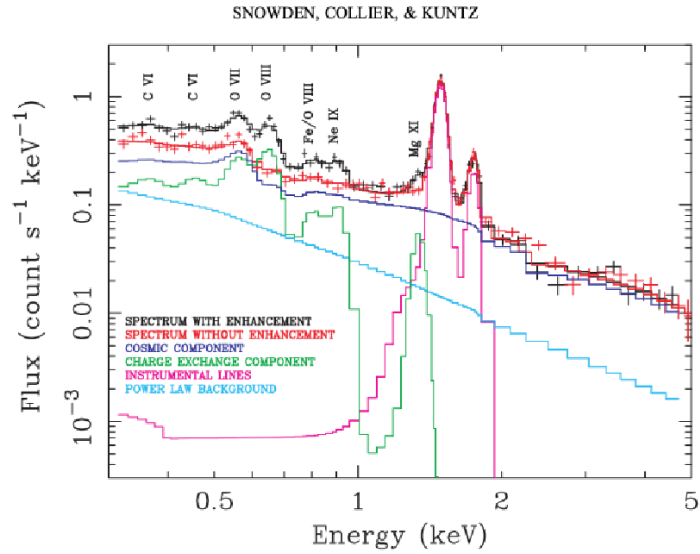


図 3.10: MOS で取得したブランクスカイ (Hubble Deep Field) のスペクトル (Snowden et al., 2004)。黒および赤が観測されたスペクトルで、SWCX を検出している時間帯とそれ以外のデータを表している。実線は全てモデルで、青が LHB と TAE、緑が SWCX、水色が CXB、ピンク色が装置起因の輝線である。

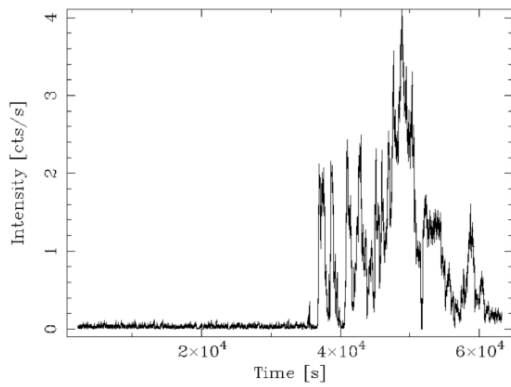


図 3.11: MOS1 の低エネルギー陽子によるフレアが起きている MOS1 のライトカーブ (XMM-Newton Community Support Team)。観測の前半は静穏なバックグラウンドだが、後半はフレアの影響を受けている。

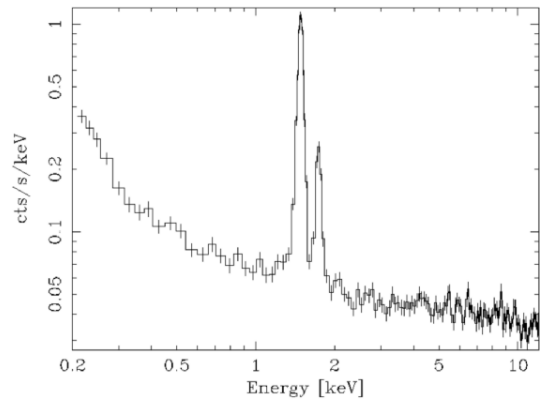


図 3.12: MOS1 の QPB スペクトル (Kuntz and Snowden, 2008)。望遠鏡からの X 線を 1.05 mm 厚さのアルミフィルターで遮光して取得したデータ。1.5 keV と 1.7 keV に Al $K\alpha$ 輝線と Si $K\alpha$ 輝線が見られる。0.5 keV 以下のレート上昇は、検出器起因のノイズが含まれている。

第4章 解析ソフトウェアパッケージESASの検証

4.1 Extended Source Analysis Software (ESAS)

Extended Source Analysis Software (ESAS) は、*XMM-Newton* が観測した広がった天体の解析に特化したソフトウェアパッケージである。視野いっぱいに広がった天体ではブランクスカイがないので、点源解析のようにブランクな領域をバックグラウンドとして用いることができない。§3.5 で示したように、*XMM-Newton* のバックグラウンドは時間変動し場所にも依存するため、バックグラウンドを精度良く差し引くことが広がった天体解析にとって肝となる。ESAS は、過去の較正データや銀河団放射の弱まる外縁部でのデータを元に、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 は、*XMM-Newton* 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いる。

Snowden et al. (2008) は ESAS を用いた 70 もの近傍銀河団の X 線カタログであり、その実績を表す。しかし ESAS は 2009 年に SAS バージョン 9 から公開されたため、SAS に比べると枯れたツールではない。そこでこの章では、ESAS のマニュアルに従ってテストデータを解析してその方法を説明するとともに、Snowden et al. (2008) の結果と比べることで、ESAS の検証を行う。

解析に用いたソフトウェアのバージョンは、SAS は 14.0.0 である。また天体データの標準フォーマット FITS を解析するツール群 HEASoft はバージョン 6.17 を、それに含まれている X 線スペクトル解析ソフトウェア XSPEC はバージョン 12.9.0 を使用した。

4.1.1 テストデータ Abell 1795

ESAS の検証には Abell 1795 をテストデータとして用いた。Abell 1795 は近傍で明るい銀河団であるため、データの質が高く結果の整合性をとりやすい上に、先行研究による解析結果が豊富に存在する。また ESAS マニュアルでは、具体的な解析方法を Abell 1795 データを例に説明している。Abell 1795 の基本特性を表 4.1 に示す。データは *ROSAT* 衛星による MCXC カタログから引用した (Piffaretti et al., 2011)。

4.1.2 データ加工

本節ではテストデータ Abell 1795 の解析を例に上げ、ESAS を用いたイメージおよびスペクトル作成までの流れを示す。簡易的な解析の流れを以下に示す。かっこ内は解析したエネルギー領域および使用した

表 4.1: テストデータ Abell 1795 の基本データ。

天体名	z	RA	Dec	$L_X \text{ erg s}^{-1}$	$M_{500} M_\odot$	観測時期
A1795	0.0625	207.22	26.60	5.48e+44	5.53e+14	2000-06-26

ESAS のコマンドである。

リスト中の All は全エネルギー帯域のデータについて、5bands は 5 の領域に分けたエネルギー帯の各データについて、操作を行ったことを示す。

1. イベントデータの較正 (All&5bands) (emchain&epchain)
2. SPF 発生時間のイベント除去 (All&5bands) (mos-filter&pn-filter)
3. 混入点源の領域ファイルの作成 (All&5bands) (cheese)
4. 全領域のソーススペクトルおよびイメージ作成 (All&5bands) (mos-spectra&pn-spectra)
5. 全領域の QPB モデルスペクトルおよびイメージ作成 (All&5bands) (mos_back&pn_back)
6. すべての EPIC のイメージデータを合成 (All&5bands) (comb&bin_image)
7. 銀河団のフラックス重心位置の決定 (All)
8. 表面輝度分布の作成 (5bands)
9. 表面輝度分布からスペクトルフィットに用いる円環領域の指定 (5bands)
10. 各円環領域でスペクトルおよび望遠鏡応答関数を作成 (All) (mos-spectra&pn-spectra)
11. 各円環領域で QPB モデルスペクトルの作成 (All) (mos_back&pn_back)
12. 全円環領域のスペクトルを同時フィット (All)
13. 温度分布作成 (All)
14. 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 (All&5bands) (sp_partial&proton)
15. SPF を差し引いたイメージの作成 (5bands) (comb&bin_image)
16. 表面輝度分布の作成 (5bands)

4.1.3 スクリーニング

観測データの中には対象天体からの X 線に由来しない、様々なバックグラウンド信号が含まれている。それらを除去して質の高いデータを抽出することを、スクリーニングという。本節では低エネルギー陽子によるフレアおよび混入点源のスクリーニングについて述べる。

XMM-Newton の軌道は地球磁気圏の外にあるため、低周回軌道の「すざく」にはない突発的なバックグラウンドレートの上昇 (SPF, 図 3.11) が存在する。対象天体が銀河団のように定常的に X 線を放射するのなら、カウントレート分布は正規分布に近似できるので、レート分布を正規分布モデルでフィットして、ピークから $\pm 2\sigma$ を外れるレートを示す時間帯は、解析に用いないことにした。図 4.1 は ESAS により作成された Abell 1795 のカウントレート分布およびライトカーブである。上図において、しきい値の上限付近で正規分布モデルを超過する成分があり、フレアの引きのこりを示唆している。この超過成分の差し引きは、§4.2.1 で詳しく述べる。

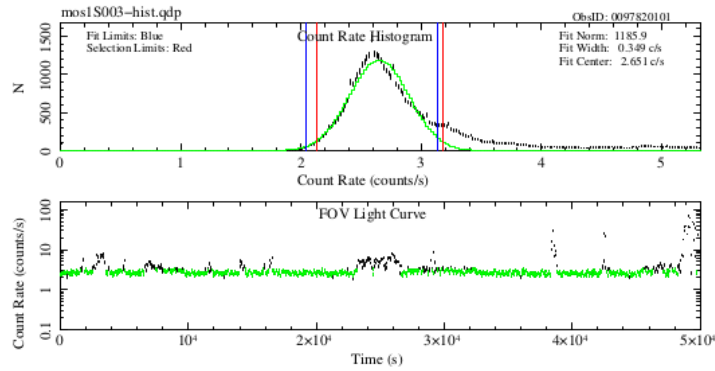


図 4.1: Abell 1795 の MOS1 におけるカウントレート分布 (上) およびライトカーブ (下)。上図の黒点は実データ、緑線は正規分布モデル、青線はフィット範囲、赤線はしきい値の上限および下限を示す。下図の緑点はしきい値の範囲内にあるその後の解析に用いたデータを表す。

次に混入点源によるスクリーニングについて述べる。望遠鏡の視野内には対象天体以外にも、複数の明るい点源が混入している。それらを除くために、イメージから点源領域を指定し、その範囲のイベントを用いない。点源検出は、イメージにおけるカウントの勾配にしきい値をかけることで決めており、Abell 1795 に関しては 0.4–7.5 keV のイメージを用いて、フラックスが 10^{-14} erg cm $^{-2}$ s $^{-1}$ 以上の点源を除去した。領域は円形で指定し、その半径は PSF モデルで見積もったカウントがバックグラウンドの 1/4 になる値まで広げた。図 4.2 に、ESAS で作成した Abell 1795 のマスクイメージを示す。除去する点源の領域は、検出器座標および赤道座標で出力されるが、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が発見した。今後の解析には赤道座標を検出器座標に変換することで対処した。

4.1.4 スペクトルおよびイメージの作成

前節 §4.2.2 で述べたスクリーニングにより解析に適したクリーンなイベントデータを得た。本論文では、この加工データから作成したスペクトルおよびイメージを、ソーススペクトルおよびソースイメージと呼ぶ。しかしこのクリーンなイベントデータ中にも、X線信号と区別できないバックグラウンド信号 (§3.5 参照) が含まれている。QPB は高エネルギー陽子による静穏で一様なバックグラウンドであるため、過去に厚いアルミフィルターにより宇宙 X 線を遮断した観測データを、集光 X 線の当たらない検出器領域のデータで補正して作成する (Kuntz and Snowden, 2008)。その他の宇宙 X 線起因の CXB や LHB などは、スペクトルフィット時にモデルに含めて考慮する。

本研究では 0.4–9.9 keV のエネルギー帯域について、カウントレートイメージおよびスペクトルを作成した。加えて同エネルギー帯域で複数の円環領域に分けてスペクトルを作成し、さらには 0.4–2.3 keV, 2.3–4.2 keV, 4.2–6.1 keV, 6.1–8.0 keV, 8.0–9.9 の 5 バンドでイメージを作成した。

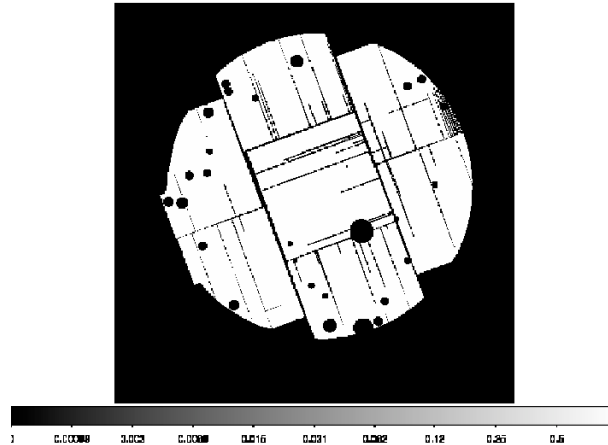


図 4.2: Abell 1795 の MOS1 の対象天体のイメージ (左) およびマスクイメージ (右)。黒の円で抜かれた部分が除去した混入点源の領域である。

4.2 スペクトル解析

温度分布は銀河団中心からバームクーヘン状に円環領域を指定し、各円環ごとにスペクトルフィットによる温度を導出することで求める。円環は銀河団中心から arcsec の単位で (0–30, 30–60, 60–120, 120–180, 180–240, 240–300, 300–420, 420–540, 540–720, 720–840) の全 10 領域を指定した。そのため温度分布の作成には銀河団中心位置および円環領域の決定、各円環ごとのスペクトルおよび望遠鏡応答関数ファイルの作成が必要となる。Abell 1795 に関しては先行研究である (Snowden et al., 2008) 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。本データの銀河団中心位置および円環領域の決定は §5.3.1 で述べる。またスペクトルフィットは、先行研究と同様に、MOS のみのデータで行った。pn を除いたのは、MOS よりもバックグラウンドが高いためである。

4.2.1 フィットモデル

スペクトルフィットに用いるモデルは先行論文に倣って以下を用いた。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)、wabs は星間塵による吸収、pow はべき型放射のモデルを表す。使用した apec のデータベース AtomDB は、先行研究に合わせてバージョン 1.10 を使用した。

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

- 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)

- 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
- gauss6&gauss7 … 太陽風電荷交換反応による放射である SWCX の輝線
- 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)
- wabs*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)
- wabs*apec3 … 銀河団高温ガスからの放射
- pow2 … SPF の引きのこり成分

SPF は §3.1.2 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った。SPF の原因である陽子は X 線とは異なる応答を示すので、SPF の引きのこりを表すモデルとして、べき型関数を応答関数をかけずにそのまま付加した。他のモデル関数は、望遠鏡の X 線に対する応答関数をかけて、モデルに足している。

銀河団以外からの宇宙拡散 X 線である CXB、LHB、および TAE は、銀河団放射とカップルするため、*XMM-Newton* データのみだと精度良く決まらない。そこで、*ROSAT* 衛星の全天サーベイ (RASS) データから、銀河団中心に外半径 2 度および内半径 1 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) を用いて作成した。このような銀河団の外側のスペクトルでは、銀河団放射は十分に弱く無視できるので、作成スペクトルを CXB、LHB、および TAE のみのモデルを用いて、*XMM-Newton* データと同時フィットした。

4.2.2 フィットパラメーター

Abell 1795 の解析では、銀河団中心から arcsec 単位で 0–30, 30–60, 60–120, 120–180, 180–240, 240–300, 300–420, 420–540, 540–720, 720–840 の 10 個の円環領域のスペクトルを作成し、MOS2 つで計 20 個のスペクトルを同時フィットした。RASS を含めて 21 個のスペクトルに対して、モデルの自由パラメータは全部で 649 個となった。この中は独立でないパラメータがほとんどであり、例えば銀河団の赤方偏移や星間吸収を決める水素柱密度などは、全円環スペクトルで共通にすべきである。また装置由来の輝線の中心エネルギーは、既知なので固定した。その結果、独立したパラメータの数は 78 個になった。

表 4.2 にフィットモデルの各パラメータを示す。星間吸収を表す水素柱密度 (nH) は最初は NASA/HEASARC の nH を計算するページ (nH calculation tool, 2005) で、Abell 1795 周辺の nH の平均値で固定し、その後フリーにした。赤方偏移も Abell 1795 の可視光観測で測った値で固定し、その後フリーにした。

4.2.3 フィット結果および温度プロファイル

Abell 1795 のスペクトルフィットの結果を図 4.3 および図 4.4 に、温度分布を図 4.7 に示す。得られた温度は先行研究と比べると、平均しておよそ 0.065 keV、最大 0.35 ± 0.12 ほど低い結果となった。この差異

表 4.2: スペクトルフィットパラメータ

モデル名	パラメータ名	初期値	初期状態	最終状態
gauss1-5 ¹	line	*2	fix	fix
gauss1-5 ¹	sigma	*2	fix	fix
gauss1-5 ¹	norm	*2	free	free
const1	有効面積比の補正	*3	*3	*3
const2	立体角	*4	fix	fix
gauss6-7	line	*2	fix	fix
gauss6-7	sigma	*2	fix	fix
gauss6-7	norm	*2	free	free
apec1	kT	0.109	free	free
apec1	Abundance	1	fix	fix
apec1	redshift	0	fix	fix
apec1	norm	1.44E-06	free	free
wabs	nH	1.21E-02	fix	free
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
pow1	index	1.46	fix	fix
pow1	norm	8.69E-07	free	free
apec3	kT	*5	free	free
apec3	Abundance* ⁶	*5	free	free
apec3	redshift	*5	fix	free
apec3	norm	*5	free	free
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。

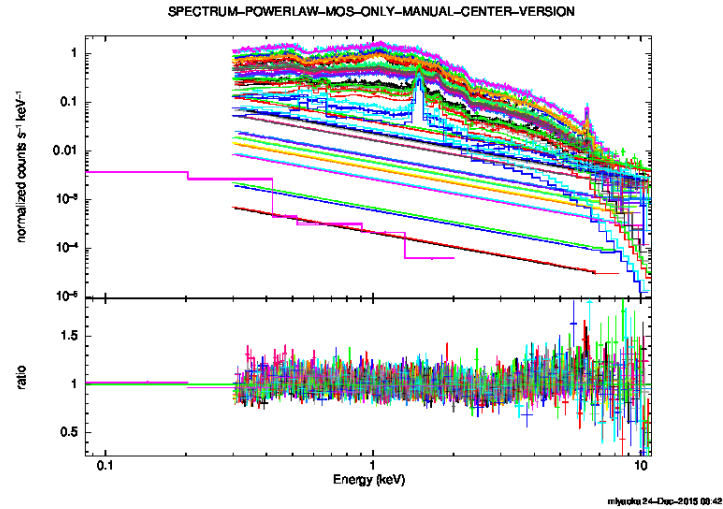


図 4.3: Abell 1795 の MOS1 および MOS2 のスペクトルフィット。上図は各領域および各 MOS のスペクトルとベストフィット、SPF の引きのこりの成分であるパワーローがある。また低エネルギー側に RASS のデータがある。下図はデータとモデルの比である。

は、1 keV 以下で顕著に現れる、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., 2008) では、その影響も調べており、図 4.8 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の結果と一致したと言える。

4.3 検証のまとめ

以上のように、EASA を用いて Abell 1795 の温度の半径分布を導くことが出来た。得られた温度は、先行研究 (Snowden et al., 2008) よりも系統的に低く見積もられたが、応答関数の更新による違いを考慮すれば、先行研究の結果を再現したと言える。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。

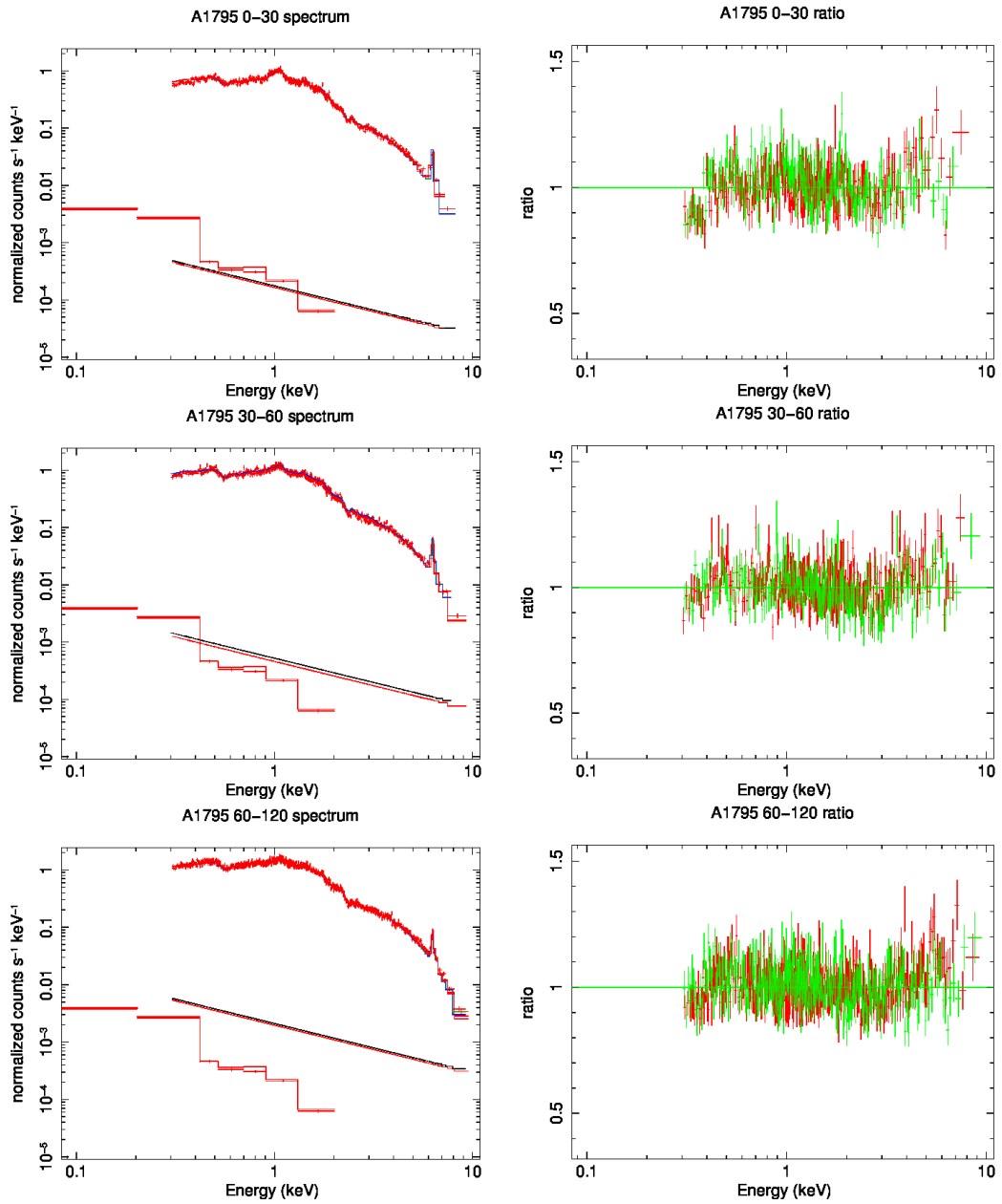


図 4.4: Abell 1795 の MOS1 および MOS2 の 0–30,30–60,60–120 領域のスペクトル (左) およびデータとモデルの比 (右)。左図にはスペクトルに加え、輝線および Cosmic Background および銀河団高温ガスを合わせた成分、SPF の引きのこり成分であるパワーロー、それらを合わせたベストフィットおよび RASS のデータがある。

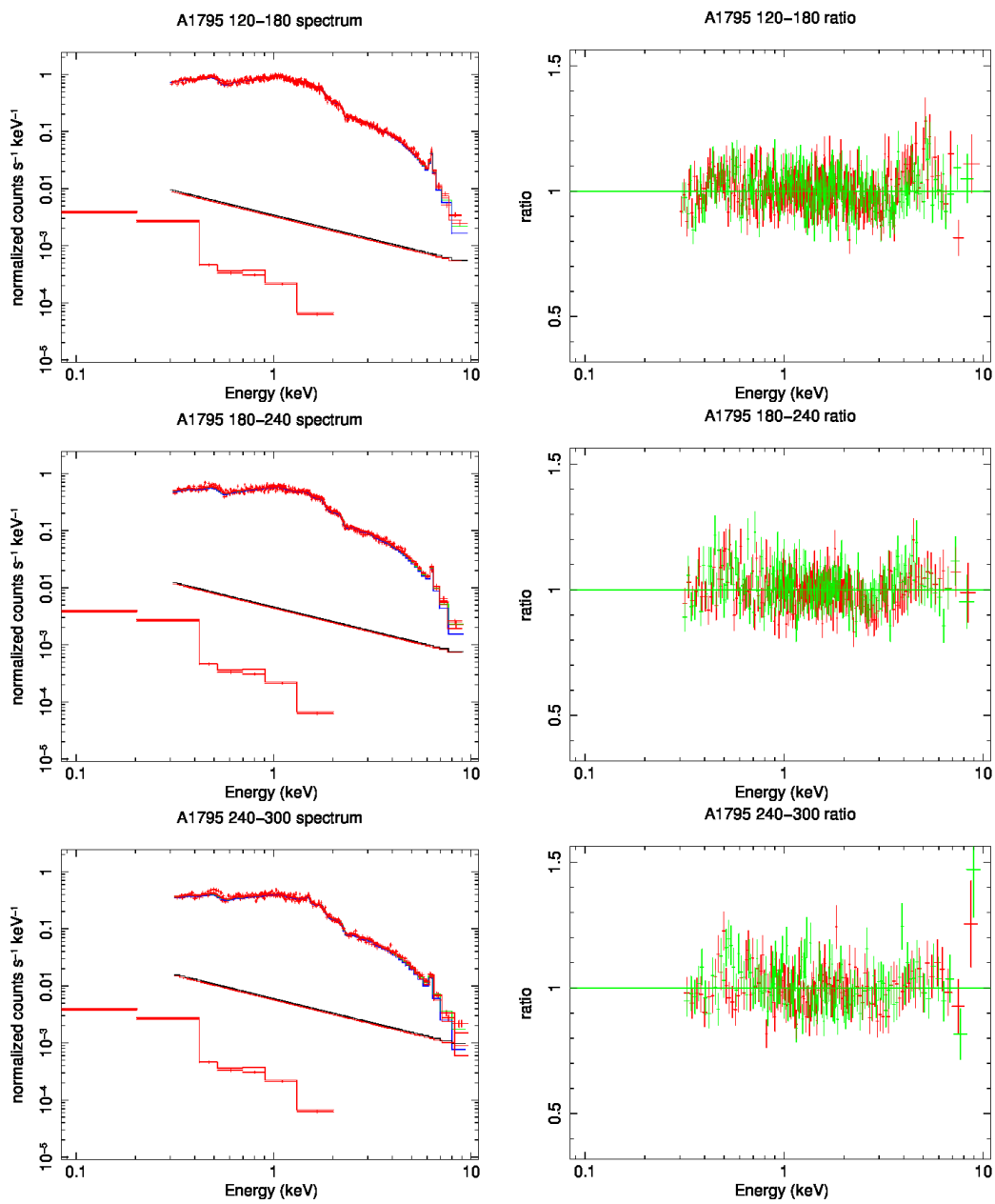


図 4.5: 図 4.4 と同様ではあるが、120-180,180-240,240-300 領域のスペクトル (左) およびデータとモデルの比 (右)。

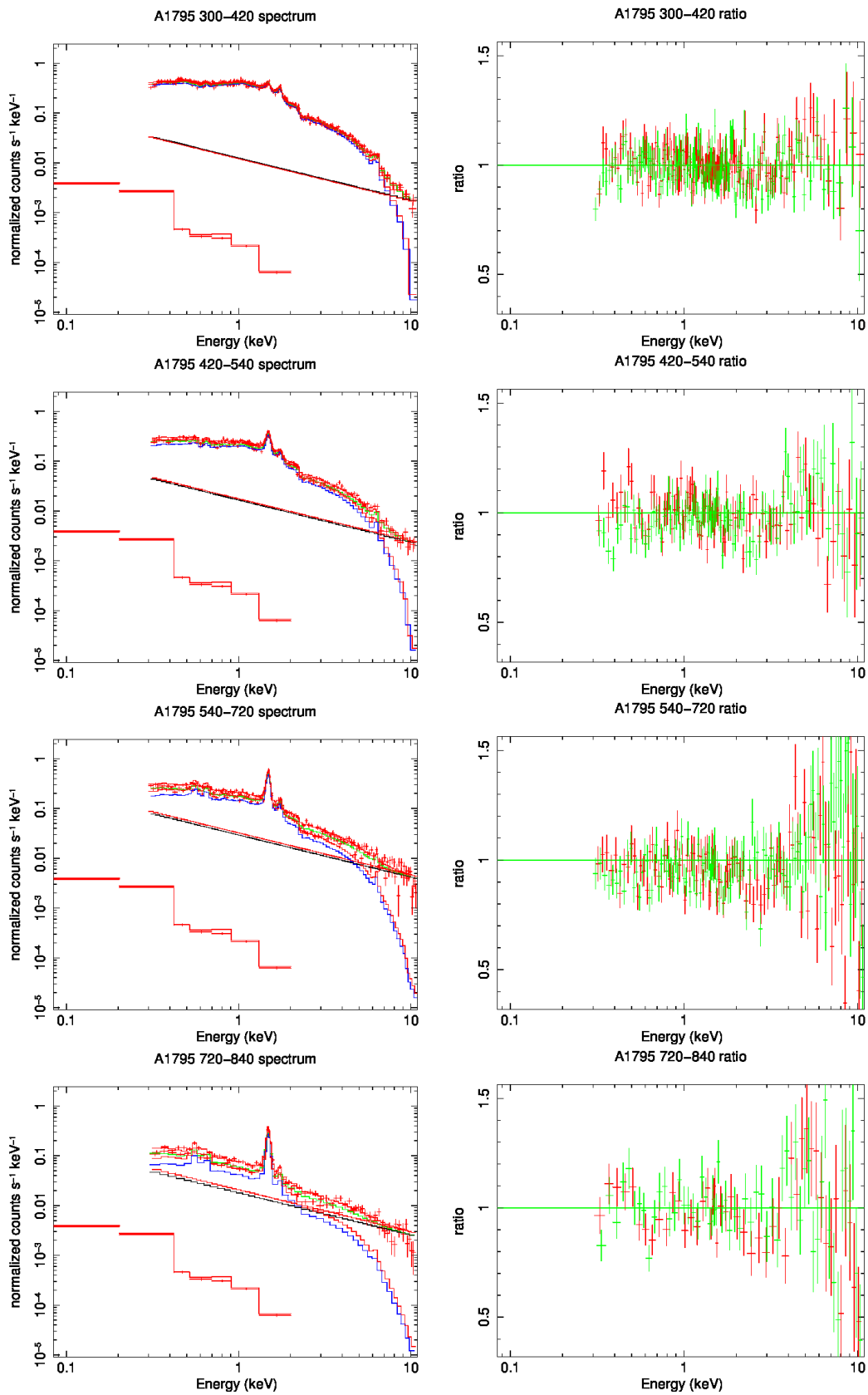


図 4.6: 図 4.4 と同様ではあるが、300-420,420-540,540-720,720-840 領域のスペクトル (左) およびデータとモデルの比 (右)。

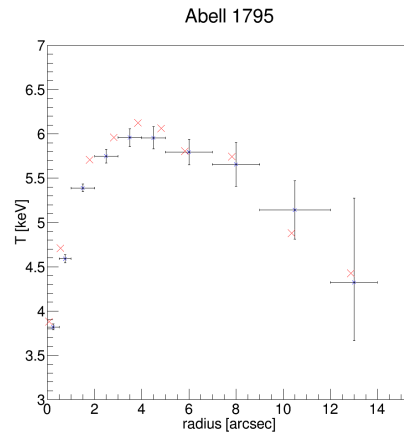


図 4.7: Abell 1795 の温度分布。青点が本研究の解析結果で赤点が先行研究の結果である。平均しておよそ 0.2 keV のずれが見られた。

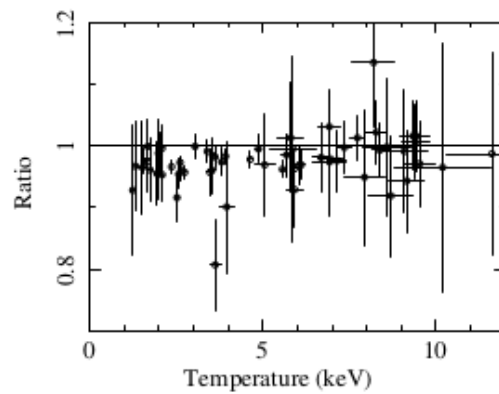


図 4.8: Caldb の異なるバージョンによる温度分布の違い (Snowden et al., 2008)。縦軸は 2007 年の Caldb とカタログ作成時の古い Caldb で解析した温度の比、横軸は対応する温度。

第5章 データ解析

5.1 サンプルセレクション

本研究の主目的は、望遠鏡 Hyper Suprime-Cam (HSC) 戦略サurvey領域にある既知の銀河団のX線放射を、系統的に解析することである。X線での測定結果を、将来 HSC の可視光データを用いた弱い重力レンズの結果と比較し、X線および重力レンズで求めた質量のスケール関係を導くため、重量級銀河団の深い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., 2011)) カタログから、低赤方偏移にある重量級銀河団を選定した。選定条件は HSC 戦略サurvey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、 $E(z) = (\Omega_{m0}(1+z)^3 + \Omega_{\Lambda})^{1/2}$ であり、この選定条件により、22 個の重量級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図 5.1 に示す。X線光度および銀河団質量の概算は、参考文献 (Piffaretti et al., 2011) を引用した。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、今年度 (AO14) と来年度 (AO15) で採択された。22 個の銀河団のうち、アーカイブにあるデータは 13 個で、我々のプロポーザルで観測された銀河団は 4 個、卒論執筆時にスケジュール・リングされているものは 3 個、残り 2 個は来年度観測予定である。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。

5.1.1 研究対象の銀河団

本論文では研究の第一歩として、22 個の銀河団のうち MCXC J1311.5-0120 および MCXC J0106.8+0103 の 2 個の銀河団の解析を行った。MCXC J1311.5-0120 はアーカイブにある公開データの中で比較的明るいものであり、別名 Abell 1689 と呼ばれ、重力レンズで詳しく研究されてきた有名な銀河団である。同様に MCXC J0106.8+0103 も、我々が提案しては新しく観測した銀河団の中で比較的明るいものを選定した。

5.2 データ加工

SPF による影響を検証するために、MCXC J1311.5-0120 および MCXC J0106.8+0103 のカウントレート分布およびライトカーブを図 5.2 に示す。MCXC J1311.5-0120 はテストデータ Abell 1795(図 4.1) に比べると、SPF の影響が少ないものの存在することが分かる。また表 5.2 でも同様のことが言える。一方 MCXC

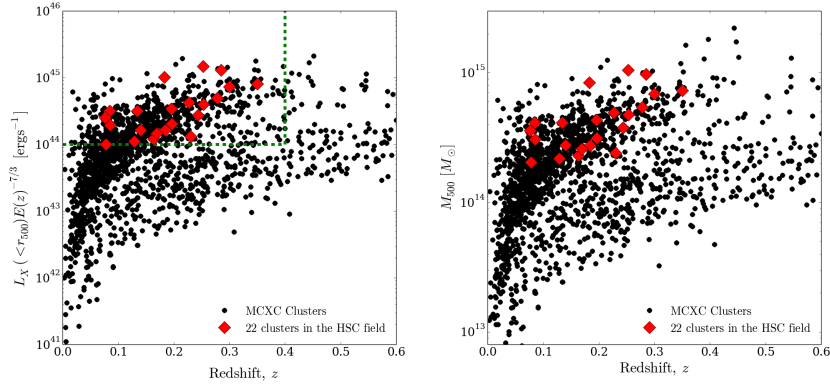


図 5.1: 本研究に用いる銀河団の選定基準。左図の横軸は銀河団の赤方偏移、縦軸は r_{500} (銀河団の質量密度が宇宙の臨界密度の 500 倍になる半径) 内の全 X 線光度、右図は X 線光度を全質量に変換したものである。黒点は MCXC カタログに載っている銀河団、赤点は本研究で用いる銀河団、緑の点線が赤方偏移および質量の選定基準である。

表 5.1: 研究対象の銀河団の X 線特性。

MCXC 名	別名	z	RA	Dec	L_X (10^{44}erg s^{-1})	$M_{500}10^{14}(M_{\odot})$
J0157.4-0550	ABELL0281	0.1289	29.35125	-5.84000	1.29	2.18
J0231.7-0451	ABELL0362	0.1843	37.94708	-4.85583	2.01	2.74
J0201.7-0212	ABELL0291	0.1960	30.43417	-2.20083	4.27	4.31
J1330.8-0152	ABELL1750	0.0852	202.70792	-1.87278	2.13	3.06
J0158.4-0146	ABELL0286	0.1632	29.61833	-1.78083	1.45	2.29
J1258.6-0145	ABELL1650	0.0845	194.67125	-1.75694	3.47	4.12
J1311.5-0120	ABELL1689	0.1832	197.87500	-1.33528	12.5	8.39
J0153.5-0118		0.2438	28.38333	-1.31222	3.62	3.76
J2337.6+0016	ABELL2631	0.2779	354.41917	0.27667	6.90	5.42
J1415.2-0030	ABELL1882	0.1403	213.80917	-0.50111	1.91	2.75
J0152.7+0100	ABELL0267	0.2270	28.18167	1.01611	5.53	4.93
J0106.8+0103		0.2537	16.70958	1.05472	5.36	4.74
J1115.8+0129		0.3499	168.97500	1.49556	12.3	7.27
J0105.0+0201		0.1967	16.25958	2.03000	2.54	3.14
J1113.3+0231	ABELL1205	0.0780	168.33625	2.53222	1.09	2.04
J1401.0+0252	ABELL1835	0.2528	210.25958	2.88000	1.97	10.5
J1200.4+0320	ABELL1437	0.1339	180.10583	3.33361	36.7	4.12
J2311.5+0338	ABELL2552	0.2998	347.88792	3.64361	10.4	6.86
J1217.6+0339		0.0766	184.41917	3.66250	2.74e	3.59
J1023.6+0411		0.2850	155.91167	4.18639	18.1	9.71
J2256.9+0532	ABELL2507	0.1696	344.23792	5.54694	1.77e	2.58
J1256.4+0440		0.2300	194.11042	4.66666	1.71e	2.40

表 5.2: MCXC J1311.5-0120 および MCXC J0106.8+0103 の積分時間、SPF カット後の積分時間。

MCXC 名	積分時間 (sec)	SPF カット後の積分時間 (sec)
MCXC J1311.5-0120	39170	35022
MCXC J0106.8+0103	28153	27248

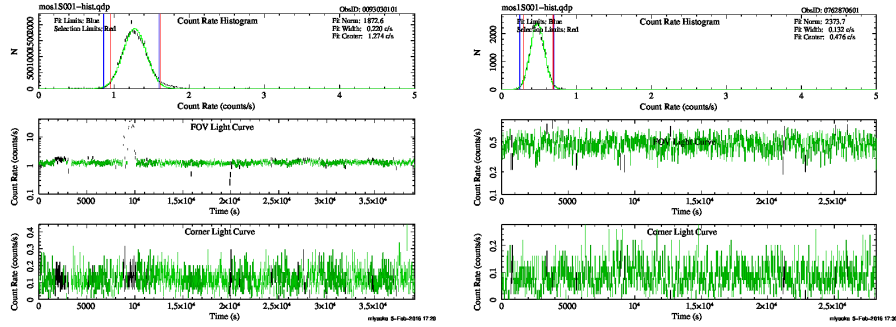


図 5.2: MCXC J1311.5-0120(左) および MCXC J0106.8+0103(右) の MOS1 におけるカウントレート分布 (上) およびライトカーブ (下)。MCXC J1311.5-0120 では黒点のデータである SPF の影響が見られるが、MCXC J0106.8+0103 では SPF の影響はほとんど見られない。

J0106.8+0103 は SPF による影響が非常に小さい。図 5.3 および図 5.4 にソースイメージと混入点源の除去を示す。

5.3 イメージ解析

本節ではスクリーニング後のイメージを用いて、銀河団ガスの X 線表面輝度分布の作成方法およびモデルフィットを述べる。

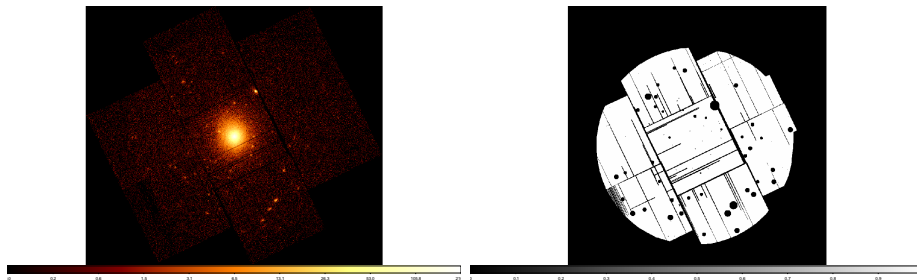


図 5.3: MCXC J1311.5-0120 の MOS1 におけるソースイメージおよびマスクイメージ。

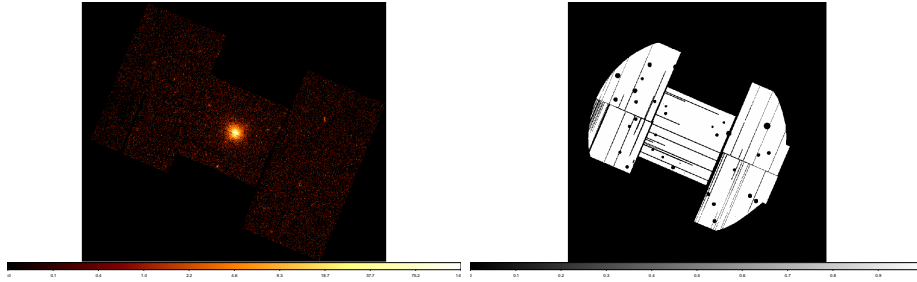


図 5.4: MCXC J0106.8+0103MOS1 におけるソースイメージおよびマスクイメージ。§3.4 で述べたように 2005 年、2012 年以降は CCD6 および CCD3 のデータは観測されていないため、CCD が 2 つ欠けている。

5.3.1 表面輝度分布

テストデータ Abell 1795 の解析では解析ソフトの検証のため、ESAS マニュアルに記載された中心位置を用いたが、研究対象の銀河団についてはフラックス重心位置を中心として用いた。具体的な中心位置の計算方法は、全エネルギー帯 (0.4–9.9 keV) のイメージを用いて、まずは画像の真ん中を中心とし半径 250arcsec 内のフラックスで重心位置を求めた。その計算においては混入点源が入らないように調節した。そして得られた重心位置を中心に、半径 250arcsec 内のフラックスで重心位置を求め直した。この操作を繰り返し、収束したフラックス重心位置を銀河団中心とした。

得られたフラックス重心を中心とした X 線表面輝度分布を図 5.5 から図 5.6 に示す。高エネルギーバンドで外側に立ち上がりがあるが、これは検出器にほぼ一様に分布する SPF の引きのこり成分がソースイメージに含まれているにもかかわらず、それを vignetting 補正を施しているためである。MCXC J1311.5-0120 では SPF の影響が有意に見られたため、スペクトルフィットにより得られた SPF の引きのこり成分であるべき型関数モデルのベストフィット値を用いてイメージを作成して差し引いた。

表 5.3 および表 5.4 に表面輝度を β モデル (式 2.16) でフィットした結果を示す。MCXC J0106.8+0103 の 8.0–9.9 keV の表面輝度分布は光子数が少なくエラーが大きいため、フィットパラメータが定まらなかった。またソースイメージには一様な Cosmic Background 成分が含まれているため、それを表すオフセット成分をモデルに付加している。

$$\begin{aligned}
 S(r) &= \text{Source} + \text{Cosmic Background} \\
 &= S_0 \left[1 + \left(\frac{r}{r_c} \right)^2 \right]^{-3\beta+1/2} + \text{Constant}
 \end{aligned}$$

異なるエネルギー帯域の r_c および β に注目すると、カイ 2 乗検定を用いた統計的解析の結果、どの r_c および β もエラーの範囲内では有意な差は見られなかった。

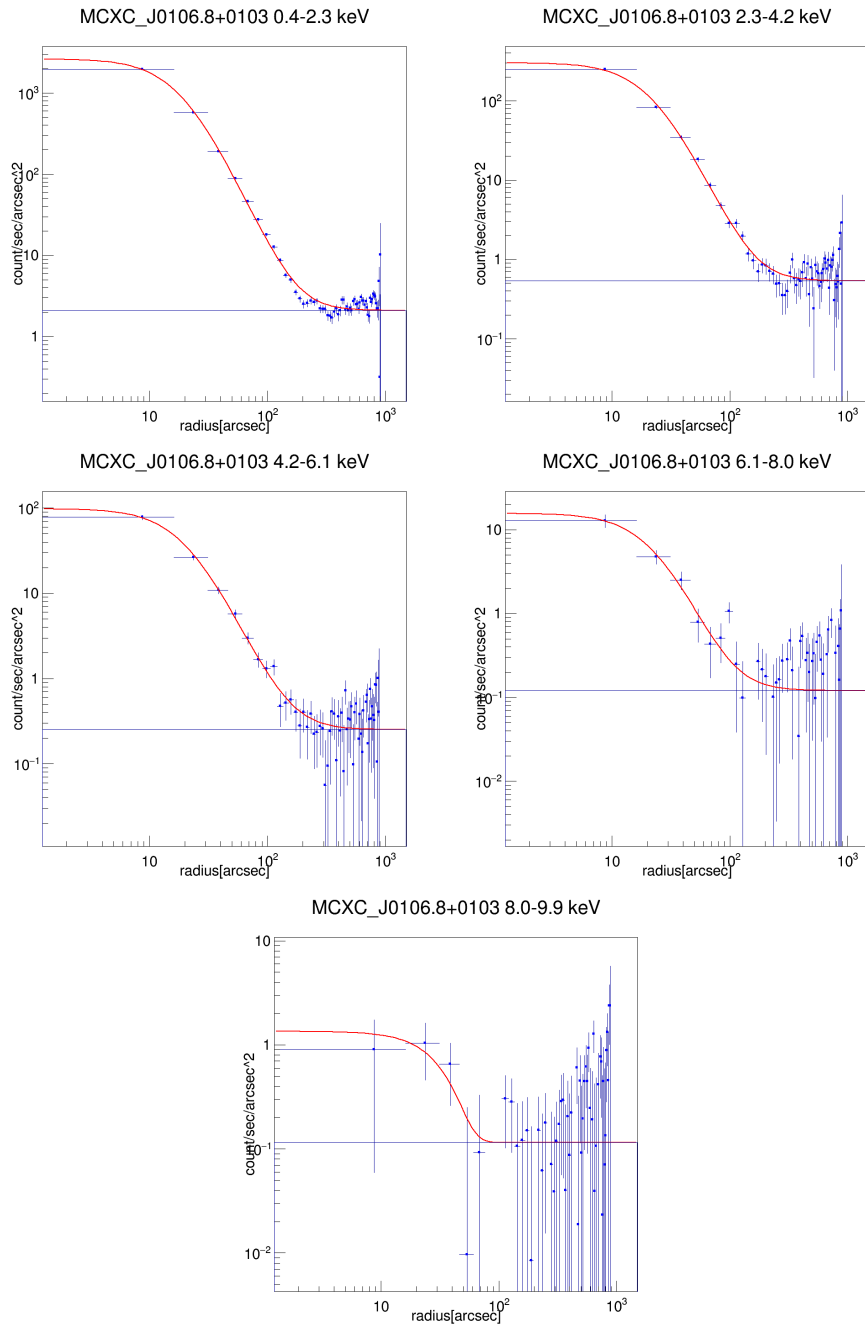


図 5.5: MCXC J0106.8+0103 の 0.4–2.3 keV、2.3–4.2 keV、4.2–6.1 keV、6.1–8.0 keV、8.0–9.9 keV の表面輝度分布と β モデルでのフィット。一様な Cosmic Background 成分も示してある。

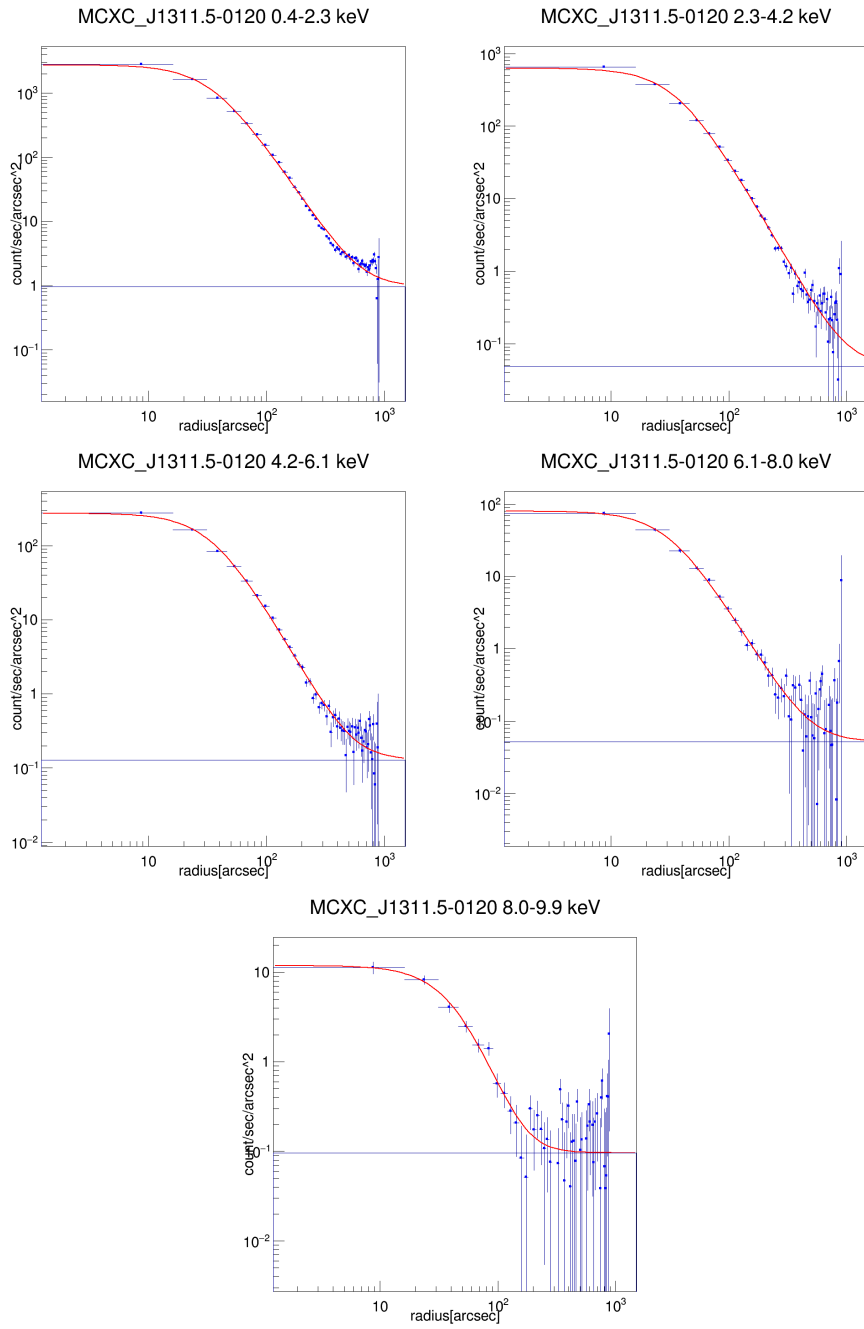


図 5.6: 図 5.5 と同様ではあるが、MCXC J1311.5-0120 の 0.4–2.3 keV、2.3–4.2 keV、4.2–6.1 keV、6.1–8.0 keV、8.0–9.9 keV の表面輝度分布と β モデルでのフィット。一様な Cosmic Background 成分も示してある。

表 5.3: MCXC J1311.5-0120 の表面輝度分布を β モデルでフィットした結果。

エネルギー帯域 (keV)	S_0 (count/sec/arcsec ²)	r_c (arcsec)	β	Constant (count/sec/arcsec ²)
0.4–2.3	2742 ± 25.3	35.85 ± 0.33	0.6273 ± 0.0022	0.9603 ± 0.0510
2.3–4.2	629.1 ± 12.0	37.37 ± 0.73	0.6437 ± 0.0050	0.04808 ± 0.02630
4.2–6.1	273.4 ± 8.2	36.63 ± 1.18	0.6417 ± 0.0086	0.1286 ± 0.0241
6.1–8.0	79.97 ± 4.83	32.25 ± 2.28	0.6178 ± 0.0192	0.05137 ± 0.02471
8.0–9.9	11.76 ± 1.68	46.85 ± 10.68	0.7822 ± 0.1299	0.0963 ± 0.0227

表 5.4: MCXC J0106.8+0103 の表面輝度分布を β モデルでフィットした結果。

エネルギー帯域 (keV)	S_0 (count/sec/arcsec ²)	r_c (arcsec)	β	Constant (count/sec/arcsec ²)
0.4–2.3	2622 ± 45.3	18.84 ± 0.33	0.6892 ± 0.0054	2.100 ± 0.0
2.3–4.2	301.4 ± 14.5	21.92 ± 1.21	0.6835 ± 0.0182	0.5345 ± 0.0352
4.2–6.1	97.9 ± 9.0	20.08 ± 2.26	0.6440 ± 0.034	0.2519 ± 0.0321
6.1–8.0	15.56 ± 4.05	22.22 ± 8.56	0.6675 ± 0.1497	0.1206 ± 0.0336

5.4 スペクトル解析

5.4.1 スペクトルフィット

§4.2 で述べたようにテストデータ Abell 1795 と同様にスペクトルを作成し、同じモデルでフィットした。MCXC J0106.8+0103 に関しては SPF の影響が見られなかったため、SPF を表すベキ型関数をモデルから外した。またテストデータ Abell 1795 は近傍で明るいいため、外側の円環領域でも十分な光子数を得られたが、MCXC J1311.5-0120 および MCXC J0106.8+0103 では、図 5.5 および図 5.6 の表面輝度分布で示したように、それぞれ半径 300 arcsec および 200 arcsec より外側ではバックグラウンドが支配的である。このような外側の円環領域では、バックグラウンドモデルを精度良く見積もるために、フィットモデル中の銀河団放射を外して、フィットした。その結果 MCXC J1311.5-0120 は内側 6 つの円環領域で、MCXC J0106.8+0103 は内側 4 つの円環領域で、スペクトルフィットを行った。それら 2 つのフィット結果を表 5.5 に示す。

5.4.2 温度分布

MCXC J1311.5-0120 および MCXC J0106.8+0103 の温度分布を以下に示す。温度のエラーは 1σ を採用し、MCXC J1311.5-0120 に関しては先行研究 Leccardi and Molendi (2008)、Zhang et al. (2008)、Snowden et al. (2008) の結果も同時にプロットしている。MCXC J1311.5-0120 は平均して 8.94 keV となり、一般的な銀河団ガスの特徴が見られ、銀河団中心から外側になるにつれて温度が上がり、およそ 36.09 arcsec でピークを持って再び下がる温度分布を示した。先行研究との結果と比較すると、2.5–5.0 arcsec の領域ではエラーの範囲内で一致しているが、中心付近の 0.0–2.0 arcsec の領域では先行研究より温度が高く見積もら

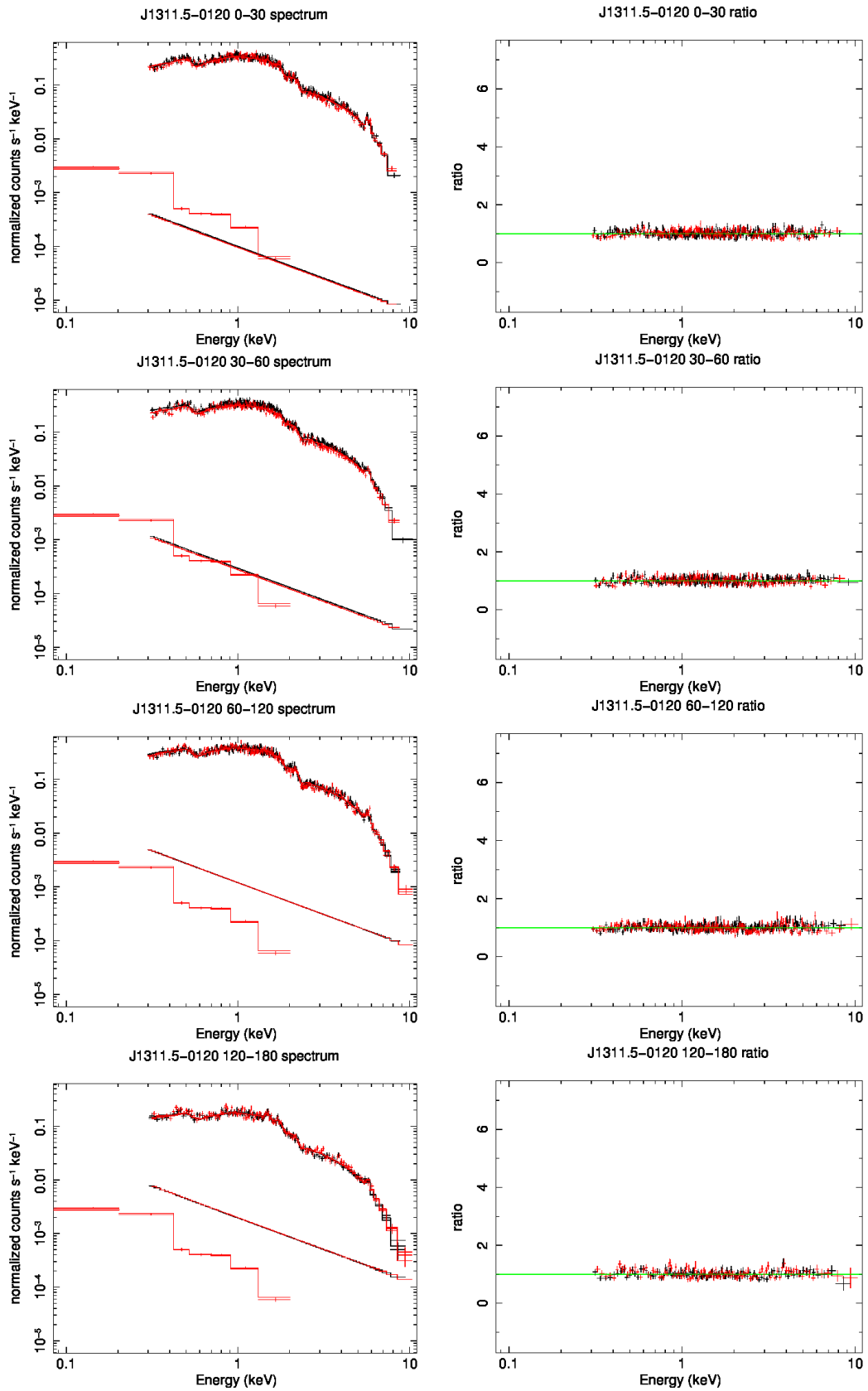


図 5.7: MCXC J1311.5-0120 の MOS1 および MOS2 の 0-30, 30-60, 60-120 領域のスペクトル (左) およびデータとモデルの比 (右)。左図にはスペクトルに加え、ベストフィットおよび SPF の引きのこり成分であるパワーローおよび RASS のデータがある。

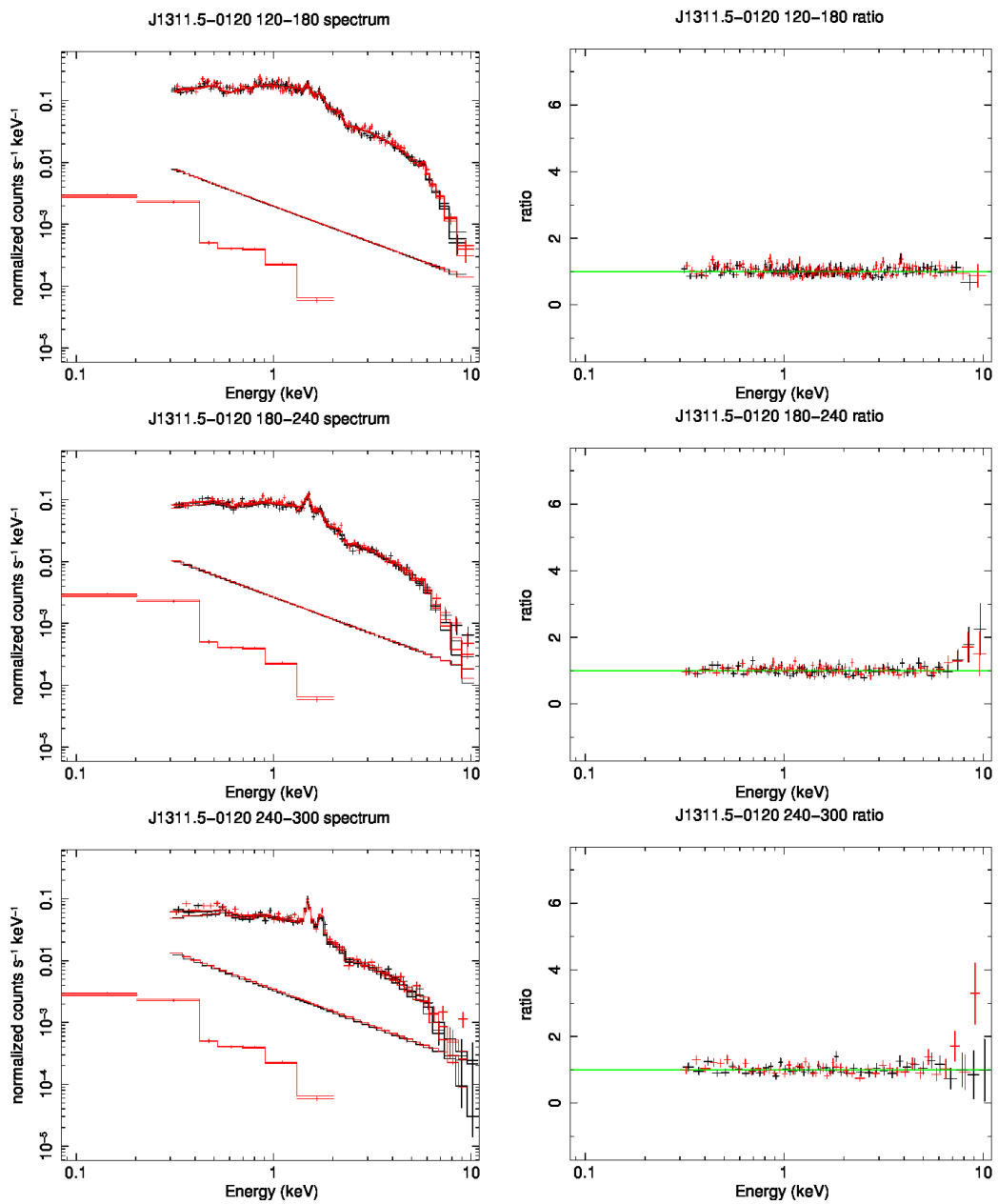


図 5.8: 図 5.7 と同様ではあるが、120-180,180-240,240-300 領域のスペクトル (左) およびデータとモデルの比 (右)。

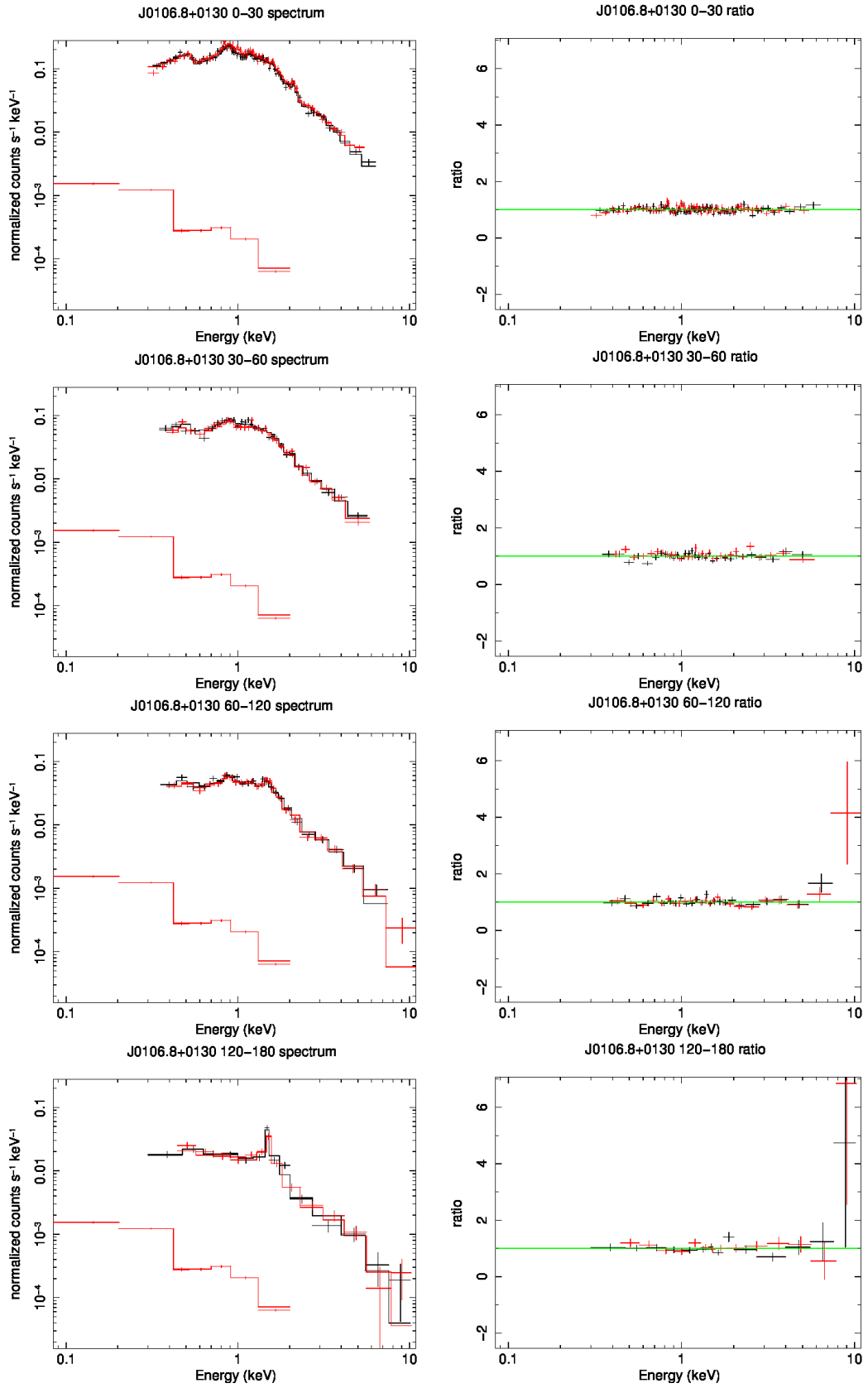


図 5.9: MCXC J0106.8+0130 の MOS1 および MOS2 の 0-30,30-60,60-120,120-180 領域のスペクトル (左) およびデータとモデルの比 (右)。

表 5.5: MCXC J1311.5-0120 および MCXC J0106.8+0103 のスペクトルフィット結果。

領域 (arcsec)	MCXC J1311.5-0120 T (keV)	MCXC J0106.8+0103 T (keV)
0-30	9.39 ± 0.26	3.09 ± 0.069
30-60	10.32 ± 0.28	3.65 ± 0.15
60-120	9.42 ± 0.26	3.80 ± 0.20
120-180	8.22 ± 0.27	4.05 ± 0.65
180-240	8.95 ± 0.68	-
240-300	7.33 ± 0.77	-
Reduced chi-squared/自由度	1.15013/1955	1.2308/303

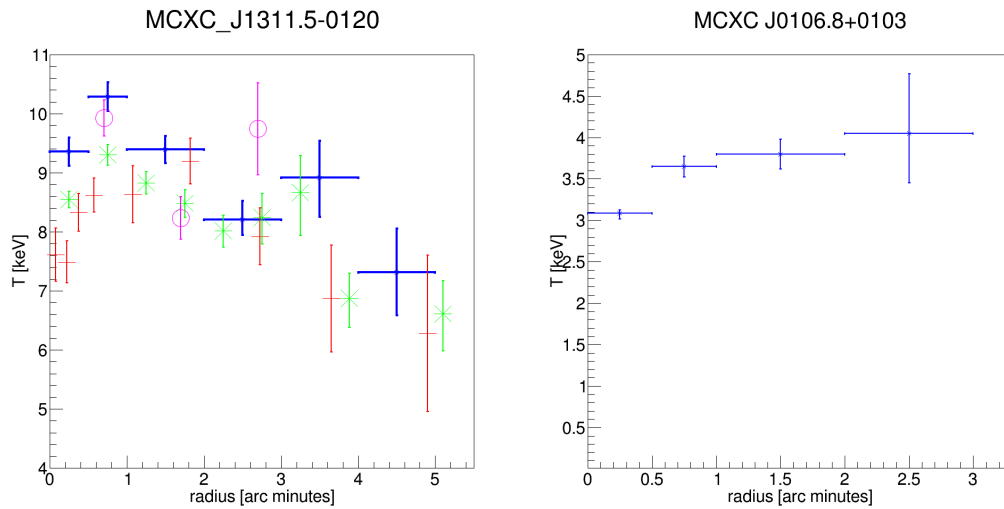


図 5.10: MCXC J1311.5-0120 および MCXC J0106.8+0103 の温度分布。青点が本研究、オレンジ色の点が Morandi+11、緑の点が Ying+08、ピンクの点が Snowden+07 の結果である。

れた。解析方法の違いによる系統誤差の影響を考えると MCXC J1311.5-0120 の温度分布は概ね先行結果と一致しているといえる。温度分布は 0-5.0 arcmin の領域内で最大 3.0 keV ほど異なっており、内側と外側で温度に有意な差があることが分かる。

MCXC J0106.8+0103 は平均して 3.65 keV となった。120-180 arcsec の外側領域では光子数が少なくエラーが大きいため、温度の不定性が大きくなった。また温度分布は 0-3 arcmin の範囲内では温度に有意な差は見られなかった。

第6章 まとめと今後の課題

本論文では、すばる望遠鏡 HSC 戦略サーベイ領域にある重量級銀河団の、*XMM-Newton* で観測した X 線データを系統的に解析するために、まずは拡散放射解析ソフトウェアパッケージ ESAS の検証を行った。テストデータ Abell 1795 の温度分布を、ESAS を用いた先行研究 (Snowden et al., 2008) と比べたところ、平均的に 0.065 keV の違いが生じたが、用いた応答関数の違いを考慮すれば、この違いを説明できることを示し、正しく温度分布を求めることができた。次に研究対象である 22 個の銀河団のうち 2 個の表面輝度分布および温度分布を導出し、MCXC J1311.5-0120 に関しては先行研究との結果と比較することでエラーの範囲内で一致することがわかった。

今後の予定は温度分布をより精度よく求めるために、本論文では用いなかった pn カメラも含めて、スペクトルフィットを行う。また表面輝度分布については、古典的な β モデルではなく、§2.3 で述べた Vikhlinin モデルを使用する。そして得られた表面輝度分布および温度分布から、銀河団の全質量を推定する。以上により質量推定法を確率して、残り 20 個の銀河団も同様に質量推定を行う。

謝辞

本卒論研究においては多くの方に助けていただきました。主査である深澤先生には研究の進行状況の悪い中、寛大な目で見えていただいたことに非常に感謝しています。また事実上の指導教官である北口さんならびに岡部さんには研究についての御指導、御鞭撻をしていただき有難うございました。また研究室の先生方ならびに先輩方には自分の質問に答えていただき感謝しています。

関連図書

- 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.
- 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.
- 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.
- A. Leccardi and S. Molendi. Radial temperature profiles for a large sample of galaxy clusters observed with XMM-Newton. *A&A*, 486:359–373, August 2008. doi: 10.1051/0004-6361:200809538.
- 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 2014. doi: 10.1093/mnras/stu1267.
- 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.
- nh calculation tool. nh calculation tool, 2005. <https://heasarc.gsfc.nasa.gov/cgi-bin/Tools/w3nh/w3nh.pl>.
- 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 2011. doi: 10.1051/0004-6361/201015377.
- 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.
- 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 2008. doi: 10.1051/0004-6361:20077930.
- 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.

- 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.
- 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.
- 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.
- 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.