

衝突銀河団 MCXCJ0157.4-0550 の衝突状態の X 線観測による研究

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

M172518

楊冲

主査 深澤 泰司

副査 両角 卓也

2019 年 2 月

概要

銀河団は宇宙最大の重力束縛システムである。銀河団の観測的性質から、宇宙論パラメータを制限することができる。宇宙の大規模構造の進化を理解するため、銀河団の衝突や合体を研究する必要がある。銀河団衝突を統一的に理解するためには、銀河、銀河団ガス、暗黒物質を直接観測する可視光、X線、弱い重力レンズ効果によるデータを組み合わせる多波長研究が重要である。そのため、衝突銀河団の解明を目指し、XMM-Newton 衛星の X 線データと、すばる望遠鏡 HSC による銀河測光データと弱い重力レンズデータを組み合わせた多波長研究のプロジェクトが現在遂行されている。衝突銀河団 MCXCJ0157.4-0550 は HSC-SSP サーベイおよび XMM-Newton のデータが両方が存在し、X 線、銀河、重力レンズの情報が使える。MCXCJ0157.4-0550 は赤方偏移 0.1289 で、西の方はメイン銀河団で、北の方は銀河群である。中心部に動圧を受けている構造が見られる。図 1 の等高線は密度分布を表し、勾玉状の構造があることが目で確認された。これは落ちてきているガス構造がモーメントを持っていることを意味している。我々は、簡易的な方法と詳細な方法の 2 種類の解析で温度マップを作成、密度マップと掛け合わせることで圧力マップを作成した。まず低エネルギー側と高エネルギー側のイメージの比率から簡易的に求め (図 2)、その後、contour binning アルゴリズムを利用し、衝突銀河団の各領域を分割した。各領域のスペクトルをフィットして、温度マップを作成した。こうして分割した各領域状況を議論することにより、この衝突銀河団の状態について考察する。

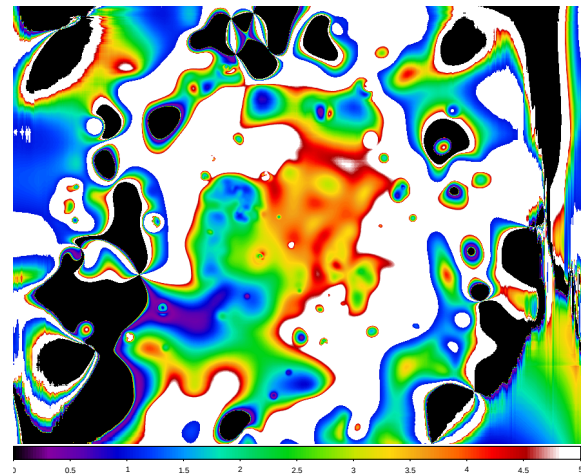
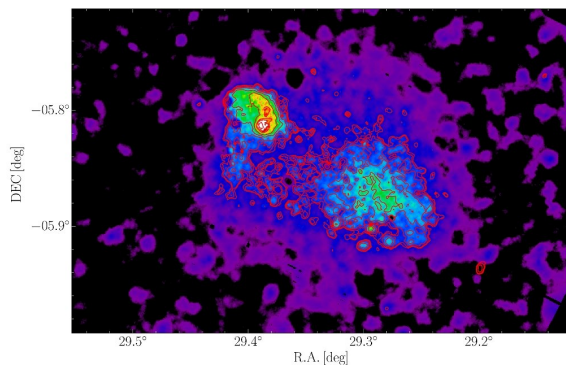


図 1: 点源を除去して、0.4keV~2.3keV バンドでスムージングした X 線イメージ [18, Miyaoka2018]

図 2: hardness ratio から作成した 2 次元温度マップ

目次

第1章 序論	1
1.1 研究背景	1
1.2 研究目的	3
第2章 銀河団	5
2.1 銀河団概要	5
2.2 銀河団のサブ構造	6
2.3 衝突銀河団	7
2.4 Λ -CDM モデル	8
2.5 銀河団の X 線放射メカニズム	9
2.5.1 熱的制動放射	10
2.5.2 輝線放射	11
2.6 銀河団進化の環境影響	12
第3章 「XMM-Newton」 X 線衛星	13
3.1 搭載機器	14
3.1.1 X 線望遠鏡	15
3.1.2 X 線 CCD	16
3.2 XMM-Newton の性能	18
3.2.1 有効面積	18
3.2.2 量子効率	18
3.2.3 EPIC のバックグラウンド	19
3.3 他の衛星の比較	21
第4章 データ解析	22
4.1 衝突銀河団 MCXC J0157.4-0550	22
4.2 Hardness ratio による 2 次元マップの作成	23
4.2.1 バックグラウンドマップの作成	23
4.2.2 Hardness ratio マップの作成	28
4.2.3 hardness ratio と温度の対応関係の作成	32

4.2.4	2次元マップの作成	33
4.3	contour binning による 2次元マップの作成	34
4.3.1	contour binnig 分割方法	36
4.3.2	サブ領域の分割	36
4.3.3	サブ領域のスペクトル解析	38
4.3.4	2次元マップの作成	45
第 5 章	議論とまとめ	47
5.1	hardness ratio によるマップと contour binning によるマップの比較	47
5.2	シミュレーションとの比較	49
5.3	まとめ	50

目 次

1	点源を除去して、0.4keV~2.3keV バンドでスムージングした X 線イメージ [18, Miyaoka2018]	i
2	hardness ratio から作成した 2 次元温度マップ	i
1.1	質量比 1:3 の衝突銀河団の場合での X 線光度の時間変化。青、赤、緑はそ えぞれ Early-Phase, On-going, Late-Phase を表す。[24, Ricker2001]	2
1.2	各段階のダークマターの表面密度マップ (カラーマップ) とガス (等高線) 分 布 [24, Ricker2001]	2
2.1	銀河団のイメージ、内部は様々な銀河、銀河を含めるの外側は高温ガス . .	6
2.2	[10, Jeltrema2005] 状態相違の 3 つ銀河団の Chandra X 線イメージ、左辺は early-phase 段階、真ん中は on-going 段階、右辺はサブ構造持っていない銀 河団	7
2.3	A1795 の可視光イメージと X 線イメージ	9
2.4	[28, Extragalactic Astronomy and Cosmology, Peter Schneider] 温度は 1keV、3keV、9keV における時の制動放射スペクトル	10
2.5	温度 2keV、アバンダンス $0.5Z_{\odot}$ のプラズマ衝突の熱的制動放射のモデル [34, WANG, JINGYING PhD thesis]	11
3.1	Horizon 2000 プロジェクトは、元々 1984 年に欧州宇宙機関によって起草さ れた元長期計画である。基石ミッションと中型ミッションを分けている。そ の次世代のプロジェクトは 2006 年 ~ 2015 年の Horizon 2000+[1]	13
3.2	XMM-Newton 衛星の構造の図 [9, Jansen2001]	14
3.3	PN カメラに焦点を合わせた X 線望遠鏡の光路 [32, XMM-Newton Users Handbook]	15
3.4	RGS を備えた時 MOS カメラに焦点を合わせた X 線望遠鏡の光路、MOS カメラまでの光は実際の光の 44%、40%の光は RGS に入れた [32, XMM- Newton Users Handbook]	15
3.5	表面照射型と背面照射型 CCD の断面図 [2]	16
3.6	MOS と PN の CCD の配列 [32]	17

3.7	すべての XMM-Newton X 線望遠鏡、EPIC および RGS の実効面積 [32]	18
3.8	MOS1、MOS2 の CCD1 の量子効率と光子エネルギーの関数、実線は MOS1、 破線は MOS2[33, Turner2001]	19
3.9	MOS1、MOS2 の CCD1 の量子効率と光子エネルギーの関数 [30, Struder2001]	19
3.10	MOS1 の光度曲線、観測の前半のバックグラウンドは安定している。後半は 強い陽子フレアを受けられた [32]	20
3.11	フィルターを閉めた時の MOS1 のバックグラウンドのスペクトルで、1.5keV は Al-K α 、1.7keV は Si-K α 、0.5keV 以下の部分は検出器のノイズ [32, XMM- Newton Users Handbook]	20
3.12	フィルターを閉めた時の PN のバックグラウンドのスペクトルで、1.5keV は Al-K α 、5.5keV は Cr-K α 、8keV は Ni-K α 、Zn-K α と Cu-K α 、0.3keV 以下 の部分は検出器のノイズ [32, XMM-Newton Users Handbook]	20
4.1	左の図は可視光 HSC の観測データ、右は X 線 XMM-Newton、赤い線は X 線光度の等高線である。	22
4.2	147510101 の MOS1 の光度曲線	24
4.3	147510101 の MOS2 の光度曲線	24
4.4	147510101 の PN の光度曲線	24
4.5	147511001 の MOS1 の光度曲線	24
4.6	147511001 の MOS2 の光度曲線	24
4.7	147511001 の PN の光度曲線	24
4.8	147511701 の MOS1 の光度曲線	25
4.9	147511701 の MOS2 の光度曲線	25
4.10	147511701 の PN の光度曲線	25
4.11	147510101 低エネルギーバンド 0.4keV $\sim$ 2.3keV の点源、左は MOS1、真ん 中は MOS2、右は PN	25
4.12	147510101 低エネルギーバンド 0.4keV $\sim$ 2.3keV の点源を除去したイメージ、 左は MOS1、真ん中は MOS2、右は PN	26
4.13	各方向の MOS1、左は 147510101、真ん中は 147511001、右は 147511701	26
4.14	左は足し算したバックグラウンド、真ん中はターゲット、右は補正したバック グラウンド	27
4.15	左補正した MOS1、真ん中は補正した MOS2、右は MOS1 と MOS2 の足し算	28
4.16	2 つバンドの MOS イメージ	28
4.17	2 つバンドの露光時間のマップ	29
4.18	ヒストグラムを作る領域	29
4.19	低エネルギーバンドのソースとバックグラウンドのヒストグラム	30

4.20	高エネルギーバンドのソースとバックグラウンドのヒストグラム	30
4.21	左はソース、真ん中はバックグラウンド、右は露光時間のマップ、見やすい ため、同じスケール表示していない	31
4.22	レートイメージ、左は低エネルギーバンド、右は高エネルギーバンド . . .	31
4.23	MOS の hardness ratio マップ	32
4.24	1keV と 7keV のシミュレーションの区別、hardness ratio は緑バンドと青 いバンドの比	32
4.25	hardness ratio と温度の対応関係	33
4.26	フィッティングした温度と hardness ratio の対応関係	33
4.27	温度マップ	34
4.28	密度マップ	34
4.29	圧力マップ	35
4.30	エントロピーマップ	35
4.31	contour binnig 法と他の分割方法の比較 [25, Sanders2006]	35
4.32	accumulative smoothing スムージングしたイメージと実際のデータの比較 [25, Sanders2006]	36
4.33	左は 0.4keV~7.5keV バンドのイメージ、右は accumulative smoothing ス ムージングしたイメージ	37
4.34	サブ領域分割後の輝度マップ	37
4.35	ビンマップ、サブ領域の reg ファイルを作るためのマップ、各領域は 0 から 16 までの整数をつけている	37
4.36	複数の長方形で出来たサブ領域、例はビンマップの番号 1、3 領域	38
4.37	白い線は等高線で変換した多边形 reg、ビンマップの番号 1、2、3 領域 . .	38
4.38	0.4~2.3keV バンドでモデルの各成分を示している。緑は PN、赤と黒は MOS	39
4.39	バックグラウンドは 3 つ CCD における位置	40
4.40	8 個領域同時にフィット	41
4.41	領域 0	41
4.42	領域 1	42
4.43	領域 2	42
4.44	領域 3	43
4.45	領域 4	43
4.46	領域 5	44
4.47	領域 6	44
4.48	領域 7	45
4.49	領域の番号ついている温度マップ	46
4.50	2 次元密度マップ	46

4.51	2次元圧力マップ	46
4.52	2次元エントロピーマップ	46
5.1	hardness ratio で作成した温度マップ、黒い線は contour binning の領域 . .	47
5.2	hardness ratio で作成した密度マップ、白い線は contour binning の領域 . .	47
5.3	hardness ratio で作成した圧力マップ、黒い線は contour binning の領域 . .	48
5.4	hardness ratio で作成したエントロピーマップ、黒い線は contour binning の領域	48
5.5	hardness ratio で作成した圧力マップ、白い領域は図 5.2 囲まれた領域 . . .	49
5.6	白い等高線は図 4.28 密度マップの等高線	49
5.7	衝突銀河団のエントロピーのシミュレーション	50

表 目 次

2.1	銀河団の各波長の放射 [17, Miyaoka Master's thesis]	10
3.1	XMM-Newton に搭載されている検出器 [32, XMM-Newton Users Handbook]	15
3.2	XMM-Newton と他の衛星の性能比較 [5, Elvis2002][9, Jansen2001][16, Mitsuda2007][31, Takahashi2018][32, XMM-Newton Users Handbook]	21
4.1	MCXC J0157.4-0550 の基本情報	23
4.2	バックグラウンドデータの露光時間	23
4.3	バックグラウンドとターゲットの露光時間	27
4.4	ターゲットとバックグラウンドのデータの統計	30
4.5	各領域の温度とアバundance	45

第1章 序論

1.1 研究背景

銀河団は質量が $10^{14} \sim 10^{15}$ 太陽質量にも達する、自己重力で束縛された系の中で宇宙最大の天体である。銀河団は銀河、銀河団ガス (高温プラズマ)、暗黒物質から成り、それぞれが、可視光、X線、弱い重力レンズ効果で観測される。銀河と銀河団ガスの総質量は全質量の2割程度であり、残りの約8割が暗黒物質で占められている。それゆえ銀河団の力学は暗黒物質が支配をしている。

冷たい暗黒物質に基づく階層的構造形成モデルによると、小さい天体が最初に形成され、それらの衝突合体を繰り返し、より大きな構造へと進化してきた。それゆえ宇宙最大である銀河団はごく最近形成され、宇宙初期の揺らぎの線形性を比較的保っていると考えられている。その周囲のフィラメントからの質量降着や、比較的大きなサイズの天体による衝突が今も銀河団で起こっている。大きな天体の数は少ないため、大規模な衝突は間欠的に起きていると考えられている。しかし、その開放する重力エネルギーは $10^{64} \sim 10^{65}$ erg にも達し、銀河団の構成要素に様々な影響を与える。特に、銀河団ガスは、銀河団同士の衝突により、圧縮、バルク運動、乱流、流体的不安定性や衝撃波が生成され、銀河団ガスの物理状態を大きく変化させる。しかしながら、その物理過程の詳細はまだわかっていない。

衝突銀河団は、宇宙最大の天体が成長をしている現場を捉えたユニークな実験場であり、その詳細な物理過程の解明は、構造形成を理解する一つのアプローチである。銀河団衝突を統一的に理解するためには、銀河、銀河団ガス、暗黒物質を直接観測する可視光、X線、弱い重力レンズ効果によるデータを組み合わせる多波長研究が必要不可欠である。また、相対論的をみるシンクロトロン電波放射の電波観測との比較を行う粒子の詳細を明らかにすることができると期待される。

銀河団衝突は概ね3つの段階に分類される。メイン銀河団に対しサブ銀河団が通過する最中と、その前後である。それぞれは、on-going, early-phase, late-phase とも呼ばれている。衝突銀河団の現在までのX線及び多波長研究は今まさに衝突が行われている on-going phase の銀河団に限られていた。これは、衝突銀河団がX線の明るい銀河団から選ばれている選定の過程に問題があると我々は考える。銀河団衝突の際に、その重力エネルギーが開放され、銀河団ガスの温度が衝撃波を介し上昇し、密度が圧縮を受け上昇する [24,

1.1 研究背景

Ricker2001]。この結果 X 線光度は非線形的に増加する (図 1.1)。しかし、銀河団衝突前 (図 1.1 青) では、X 線光度はほぼ変わらず、銀河団衝突後 (図 1.1 赤) では、断熱膨張から、X 線光度が暗くなる。その結果、X 線で発見された衝突銀河団の多くが on-going phase であると考えられる [3, Akamatsu2017]。それゆえ、我々は、銀河団の衝突の全過程に対しての知見が未だ得られていないのが現状である。

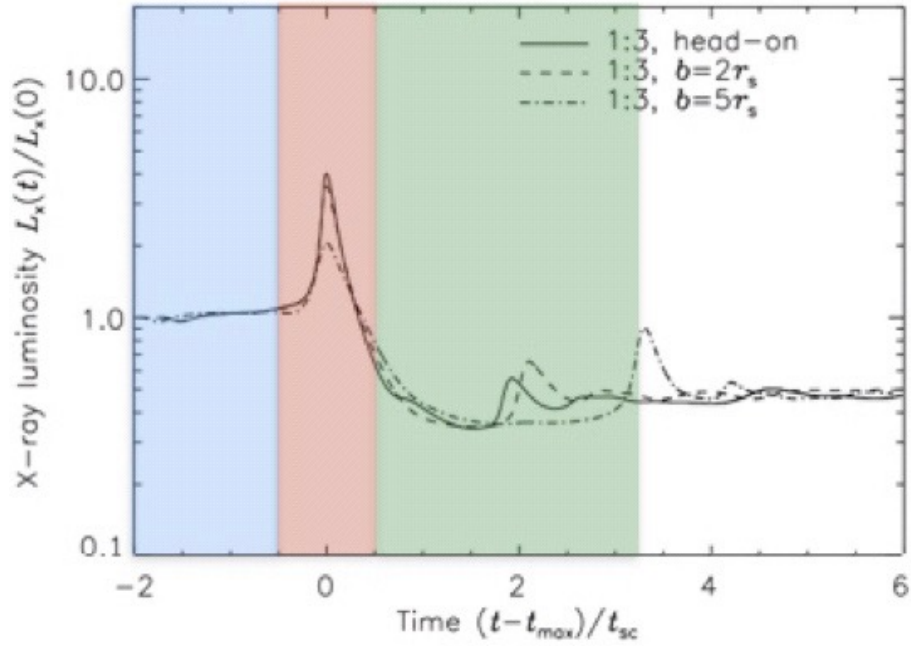


図 1.1: 質量比 1:3 の衝突銀河団の場合での X 線光度の時間変化。青、赤、緑はそれぞれ Early-Phase, On-going, Late-Phase を表す。[24, Ricker2001]

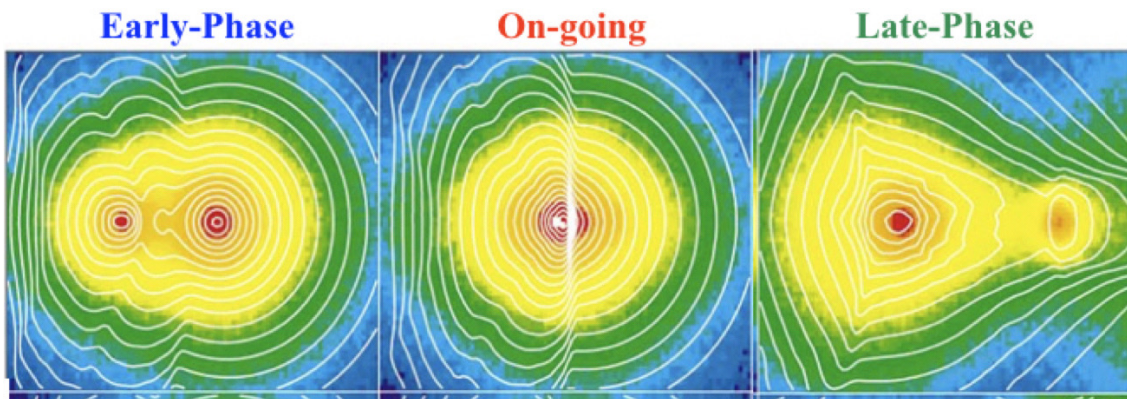


図 1.2: 各段階のダークマターの表面密度マップ (カラーマップ) とガス (等高線) 分布 [24, Ricker2001]

1.2 研究目的

銀河団衝突の全過程を理解するために、無バイアスの衝突銀河団のサンプルを作る必要がある [15, Markevitch2007]。今までの研究は X 線の非線形性によってバイアスがかかっていたため、問題が生じていた。

1.2 研究目的

すばる望遠鏡主焦点カメラであるハイパーシュプリームカム (HSC) のサーベイ (HSC-SSP) を用いて衝突銀河団のサンプルが定義された。HSC-SSP は 1400 平方度を 5 バンドの測光フィルターで観測する銀河測光観測サーベイである。限界等級は 26 等級に及び、他望遠鏡 (CFHT, DES, SDSS) による宇宙探査よりも 2 等級ほど暗い銀河を観測することができる。HSC-SSP の測光データを用いて、銀河団探査が行なっている [22, Oguri2018]。銀河団の銀河は同時期に成長してきたと考えられ、赤方偏移に応じた色を持っている。このため、同じ色を持つ集団を選び出すことによって銀河団を発見することができる。HSC-SSP で発見された銀河団は、赤方偏移 $z < 1.1$ までも及び、他望遠鏡の $z < 0.8$ より遥かに深い。近傍銀河団で言い換えるとより暗い銀河団銀河まで発見することができる。また、HSC-SSP は高い撮像性能で銀河の形状測定を正確に行うことができる。これにより、弱い重力レンズ効果と呼ばれる方法で、銀河団の質量や質量分布を力学状態の仮定を必要とせず、測定することができる。特に 5 バンドによって測光赤方偏移の測定が過去の観測に比べ大幅に改善し銀河団の背景にある銀河を効率よく測定することが可能になった。HSC-SSP による銀河の情報、そして、弱い重力レンズ質量の情報は他者の現行サーベイの追従を許さない。それゆえ、HSC-SSP は衝突銀河団の物理を明らかにする理想的なデータを我々に提供する。

HSC-SSP で発見された銀河団のサブ構造が銀河団銀河を用いて定義された。複数の銀河団が衝突している銀河団では、それぞれの銀河団の関係した銀河の集団が複数のピークで現れる。これにより、銀河団内部のサブ構造を分解し、衝突ステージに依存しない衝突銀河団のサンプルを定義することができる。現行カタログの 2000 個程度の銀河団のうち、190 個の衝突銀河団候補を定義された。

X 線観測では、十分な光子統計が必要なためその全部の銀河団を観測することができない。そのため、以下の条件が課された。第 1 に、十分な光子統計を得ることができ、なおかつ銀河団の内部構造を分解することできる赤方偏移 $z < 0.4$ の条件を課す。第 2 に、重たい銀河団の条件を課し 50 個程度のサブサンプルが定義された。具体的には銀河団銀河の数に関係するリッチネスと呼ばれるパラメータが 40 以上のものが選ばれた。これは、銀河団の質量 $M_{200m} > 3 \times 10^{14}$ 太陽質量に対応する。なお、 M_{200m} は銀河団の密度が宇宙の質量密度の 200 倍に対応する半径内の質量であることを意味する。この条件により 50 個程度のサブサンプルが定義された。この中の一つに先述の MCXC J0157.4-0550 が含まれる。なお、HSC-SSP サーベイの銀河団サンプルはサーベイの状況に応じてこれからも

1.2 研究目的

増大するため、適時サンプルの更新が行われる。また、サブ構造のピーク間の距離は、X線で見出された衝突銀河団の多くが、サブハロー同士の距離が $0.2r_{200m}$ 以内にあるのに対し、 $0.1 \sim 1.4r_{200m}$ 程度広く分布していることも確認されている。これにより、銀河団衝突の様々なステージに対して、無バイアスな衝突銀河団サンプルが生成された。

そこで、本論文では、こうした衝突銀河団に対して、X線解析によってガスの温度、密度、圧力やエントロピーの1次元及び2次元分布の情報を引き出すことを目的とする。また、光度や他物理量とサブ構造の距離のパラメーターとの関係性を調べ、銀河団衝突の総合的な理解を目指す。さらに、サンプル銀河団は近傍にあり、その内部構造は弱い重力レンズによる質量マップでも十分分解できるため、弱い重力レンズによる総質量や、質量比などを測定できる。そこで、本研究では、以下の方針でX線データ解析を行う。

1. 低エネルギーX線と高エネルギーX線それぞれでイメージを作り、その比率を求めて、簡易2次元マップを作成し、全体の様子をつかむ。
2. 2次元 contour binning 分割法を用いて、銀河団ガスの各領域の温度、密度、圧力、エントロピーを測定する。
3. 銀河団衝突に伴う衝撃波などの兆候が見られた場合、衝撃波領域を考慮して、銀河団ガスの物理量を詳細に測定する。

第2章 銀河団

2.1 銀河団概要

大型望遠鏡を使って、天の川銀河より遠い宇宙に数千億の銀河を発見された。これらの複数の銀河は宇宙で孤立した集団 (銀河団) を成していて、それらのサイズは様々である。これらの集団は、高温ガスに囲まれている。力学的手法で銀河団の重力質量を推定した結果、重力質量は銀河とガスの合計よりもはるかに大きいことが判明した。この銀河とガス以外の質量は暗黒物質由来の質量だと考えられている。これらの銀河、ガスと暗黒物質が重力の作用で集まっている巨大な天体システムである。銀河団は宇宙最大の重力束縛システムである。銀河団の通常の大さは数百万パーセクで、数百から数千の銀河が含まれている。銀河が少ない銀河団は銀河群と呼ばれている。

多くの銀河団は明るい X 線源であり、この X 線は主に高温ガスからの熱的制動放射および輝線放射である。銀河団のガス質量は、発光している星の総質量の 3-5 倍である。銀河団内の物質の分布に関する研究は、暗黒物質の存在に証拠を提供する。銀河団に含まれる銀河の形態の割合は個々の銀河団で様々である。研究により、楕円銀河の割合は銀河団の形態と密接に関連していることが判明している。もし銀河団の楕円銀河の割合が高い場合、銀河団は一般的に対称な形状の傾向があり、少ない場合、銀河団は一般的に不規則な形状の傾向がある。

銀河団ガス (ICM) は、銀河団の中に存在する高温プラズマである。このガスは、10～100MK ぐらいの温度に加熱され、主にイオン化された水素とヘリウムから構成され、銀河団内のバリオン物質の大部分を含む。ICM は X 線放射を強く放射する。

ICM は、小さな構造から銀河団を形成することにより放出される重力エネルギーにより高温に加熱された。重力場から得られる運動エネルギーは、衝撃波により熱エネルギーに変換される。高温になると、ICM に存在する元素がイオン化される。ICM 内の軽元素は核からすべての電子を取り除かれている。

ICM は主に通常のバリオン (主にイオン化された水素とヘリウム) で構成されている。このプラズマは、鉄のような重元素も含まれている。銀河団内のバリオンの大部分 (80～95 %) は、銀河や星などではなく、ICM に存在している。しかし、銀河団の重力質量の大部分は暗黒物質から成っている。

ICM 全体には銀河団のバリオンの大部分が含まれているが、密度はそれほど高くなく、

2.2 銀河団のサブ構造

典型的な値は 10^{-3} 個/ cm^3 である。粒子の平均自由行程はおよそ $10^{16}m$ 、ほぼ 1 光年である。

ICM はこのような高い温度にあるので、大部分は制動放射および輝線放射により X 線放射を放射する。これらの X 線は、X 線望遠鏡を用いて観測することができる。観測によって、ICM のマップを作成することができ (X 線放射は ICM の 2 乗に比例する)、X 線スペクトルを得ることができる。X 線の明るさから、ガスの密度を得られる。スペクトルは、ICM の温度および金属量を測定することを可能にする。

ICM の密度は銀河団の中心に向かって上昇し、強いピークがある。さらに、ICM の温度は、典型的には、外側で中央領域の $1/2$ または $1/3$ に低下する。金属量は外側領域から中心に向かって上昇するが、ガスの金属量は太陽のそれよりも低い。

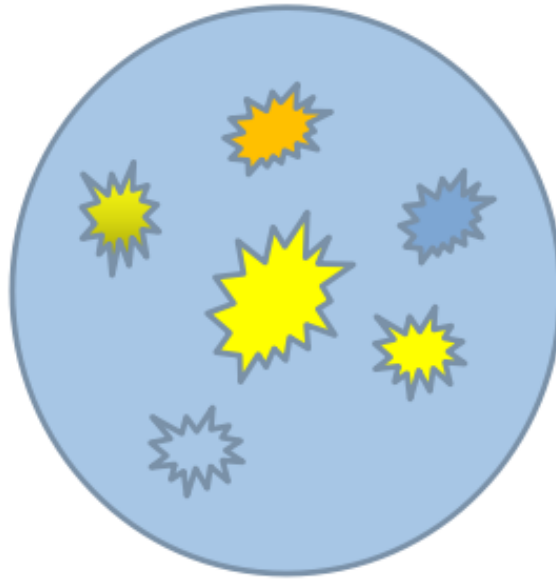


図 2.1: 銀河団のイメージ、内部は様々な銀河、銀河を含めるの外側は高温ガス

2.2 銀河団のサブ構造

現在、銀河団のサブ構造の研究が活発化している。過去銀河の 2 次元分布だけが利用されていた。最近の観測により、銀河の赤方偏移が観測できて、サブ構造の研究に対してより良い証拠になってきた。

[6, Geller1982] は 65 個の銀河団を研究して、40%の銀河団はサブ構造と持っているを報告した。その後、多く銀河団がサブ構造を持っている報告が出て来た。[35, West1990] は 70 個の密度分布や視線速度が観測されている銀河団を調査して、40%の銀河団はサブ構造を

2.3 衝突銀河団

持って、主に銀河団中心から 1Mpc 以上に離れていることが報告された。[23, Ramella2007] は、77 個の近隣銀河団を調査して、73%の銀河団はある程度サブ構造を持っていることを報告している。

X 線観測では、より良い分解能の Chandra と XMM-Newton の利用により、銀河団の X 線イメージのサブ構造が見つかった。図 2.2 は Chandra で観測した X 線イメージである。[10, Jeltrema2005] は以下の現象を発見した。高赤方偏移の銀河団のサブ構造が多く、シミュレーションの予想と合う。今の宇宙モデルに、小さな暗黒物質のハローは重力のためより大きい構造に成長して、宇宙の階層構造になった。観測した銀河団の力学構造の進化とシミュレーションと比較すると、宇宙モデルの各パラメータをより制限できる。

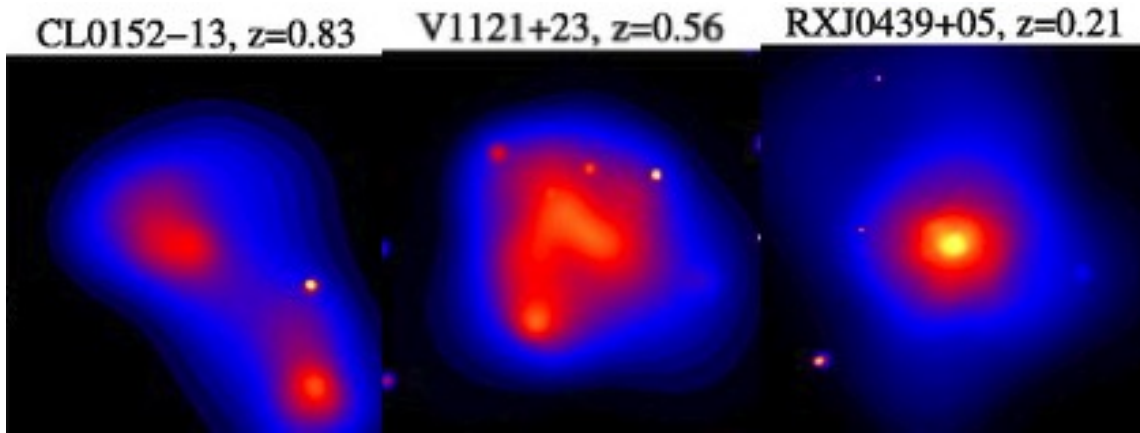


図 2.2: [10, Jeltrema2005] 状態相違の 3 つ銀河団の Chandra X 線イメージ、左辺は early-phase 段階、真ん中は on-going 段階、右辺はサブ構造持っていない銀河団

2.3 衝突銀河団

銀河団の衝突は $10^{64\sim 65}$ erg のエネルギーを解放している。これは、銀河団のすべての星が超新星爆発のエネルギーと同じレベルである。最初、二つ銀河団の ICM はお互いに断熱圧縮して、温度があがる。次に、重力のため、ICM が加速して、音速を超えて衝撃波ができる。しかし、ICM の衝撃波は音速を大幅に越えることができない。銀河団の ICM の密度は非常に小さいので、粒子と粒子の衝突ではなく、衝撃波は電磁場と荷電粒子の相互作用によって発生する。この衝突は無衝突衝撃波と呼ばれる。

衝撃波は流体が運動エネルギーから熱エネルギーに変わり、自身が加熱される。そして、無衝突衝撃波はプラズマの不安定性を誘導し、磁場増幅や乱流を引き起こす。衝突した後は、ICM が混ざり、銀河団同士の元々の質量の推定は難しくなる。したがって、お

互いにコアを通りすぎる前の衝突初期のサンプルが必要である。しかし、銀河団の数十億年以上の進化タイムスケールと比べて、初期段階が短い。

2.4 Λ -CDM モデル

Λ -CDM モデル (Λ -CDM model or Lambda-CDM model) は、いわゆる冷たい暗黒物質 (Cold Dark Matter, CDM) モデルの略語である。宇宙のマイクロ波背景放射、宇宙の大規模構造、および宇宙の加速膨張の超新星観測と合致しているため、ビッグバンの宇宙論において標準モデルと呼ばれる。 Λ -CDM モデルは現在の観測事実を説明する最も簡単なモデルである。

- Λ は宇宙定数、現在の宇宙で観測された加速膨張を説明する暗黒エネルギーを現し、宇宙項とも呼ばれる。暗黒エネルギーはよく Ω_Λ で表され、宇宙全体のエネルギーに対する暗黒エネルギーのエネルギーを表す。現在では約 0.74 と考えられている。つまり、宇宙のエネルギーの約 74 % が暗黒エネルギーの形をしていることを意味している。
- 暗黒物質については、冷たい暗黒物質モデルが優勢である。冷たい暗黒物質は、構成粒の速度は遅く、また、宇宙初期に放射と相互作用しなくて、現在の宇宙エネルギー密度の 22 % を占める。残り 4 % のエネルギーは、バリオンで、星、ガス、惑星やダストの他、まだ見つかっていない温かい銀河間物質が大量にあると考えられている。

Λ -CDM モデルには 6 つの基本パラメータがある。

- ハッブル定数は宇宙の膨張率、および宇宙の閉鎖に必要な臨界密度 ρ_0 を決定する。
- バリオン密度、暗黒物質の密度、エネルギー密度は $\Omega_b = \rho_b / \rho_0$ のように臨界密度に正規化されていて、3 つの密度の合計は臨界密度に等しいので、暗黒エネルギーの密度は独立したパラメータではない。 Ω_b はバリオン密度である。
- 光学的深さは宇宙の再イオン化の赤方偏移を決定する。
- 密度ゆらぎの情報は、(宇宙の膨張からの) 初期摂動のゆらぎ振幅とスペクトラルインデックスによって決定される。

2.5 銀河団の X 線放射メカニズム

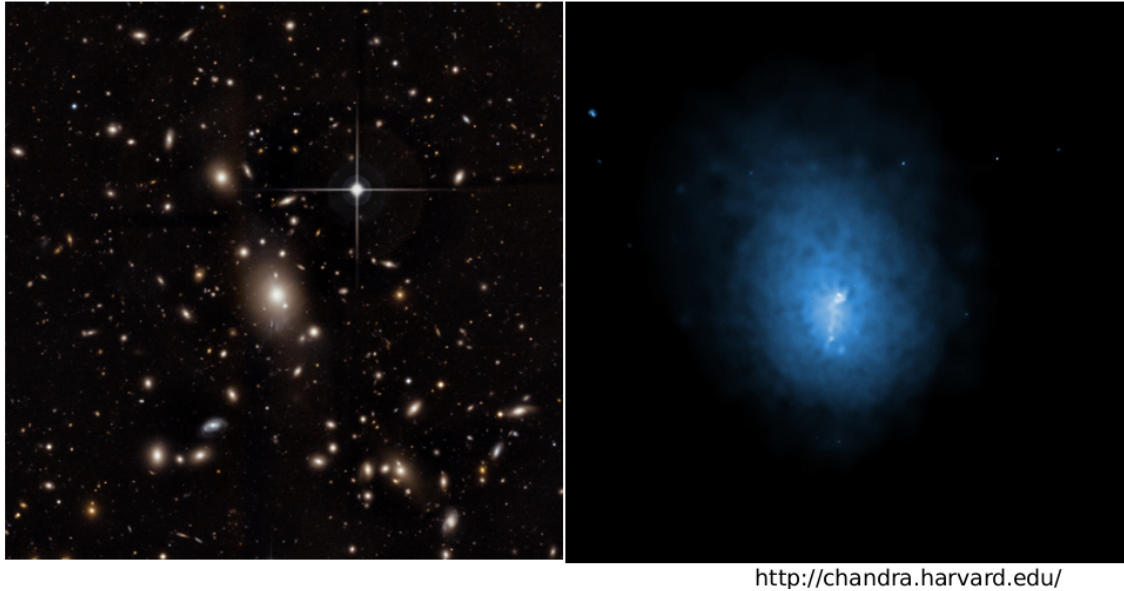


図 2.3: A1795 の可視光イメージと X 線イメージ

1970 年打ち上げの Uhuru X 線衛星は、銀河団が非常に強い X 線放射源であることを確認した。そして、ロケット観測により、おとめ座銀河団から X 線鉄輝線が検出され、高温ガスからの X 線放射であることがわかった。その後、Einstein, GINGA, ROSAT, Chandra, XMM-Newton, Suzaku などの X 線天文衛星が打ち上げられ、ますます先端の観測機器のおかげで、銀河団の研究に対して、X 線バンドが重要な手法になった。

X 線で観測されるのは主に高温ガスからの輝線放射 ($\leq 2\text{keV}$ の低質量銀河団) と熱的制動放射 (thermal bremsstrahlung) である。

以下の表 2.1、X 線以外も含めた各波長で銀河団の各成分の放射をまとめる。

2.5 銀河団の X 線放射メカニズム

	放射	観測波長
星	黒体放射	可視光
ICM	熱的制動放射	X線
	輝線放射	X線
	SZ 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 (未検出)
	π^0 崩壊	ガンマ線 (未検出)

表 2.1: 銀河団の各波長の放射 [17, Miyaoka Master's thesis]

2.5.1 熱的制動放射

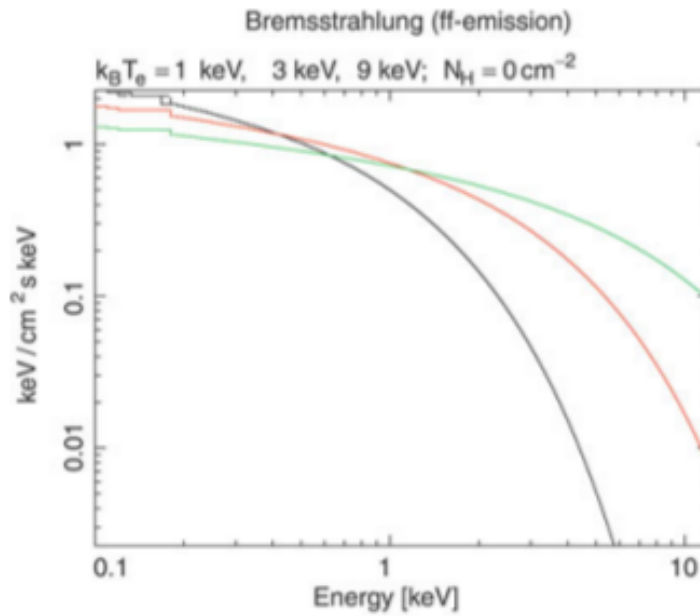


図 2.4: [28, Extragalactic Astronomy and Cosmology, Peter Schneider] 温度は 1keV、3keV、9keV における時の制動放射スペクトル

高温ガスの内部で、高エネルギー電子と陽子は熱運動で衝突し、X線を放出する。これは熱的制動放射である。熱的制動放射のX線スペクトルは連続スペクトルである。

温度 T でボルツマン分布は

$$f(v) = \left(\frac{m_e}{2\pi kT}\right)^{3/2} 4\pi v^2 \exp\left(-\frac{m_e v^2}{2kT}\right) \quad (2.1)$$

2.5 銀河団の X 線放射メカニズム

であり、これを考慮すると、電子からの放射は

$$\epsilon^{ff} = \frac{dW}{dV dt dE} = A Z_{ion}^2 n_e n_i T^{-1/2} \exp\left(-\frac{E}{kT}\right) g_{ff}(T, E) \quad (2.2)$$

g_{ff} はガウント因子 (Gaunt factor)、 E は X 線のエネルギー、 T はプラズマの温度、 n_e と n_i は電子と陽子の数密度、 Z_{ion} は陽子の電荷、 k はボルツマン定数、 A は定数である。

図 2.4 は光学的に薄い高温プラズマの X 線放射である。3 つの温度に対する制動放射スペクトルを示している。高温ガスは温度の上昇とともに、高エネルギーのカットオフも高くなる。

2.5.2 輝線放射

高温ガスの衝突により、イオンは安定状態から励起状態になる。高エネルギー状態は不安定なので、低いエネルギー状態に遷移する。この変化のとき、エネルギーの差に相当する特定の波長の輝線が放射される。銀河団の場合、特に 6~7keV ぐらいの鉄輝線が強く見られる。

図 2.5 から制動放射のスペクトルにおける各元素の輝線が見える。

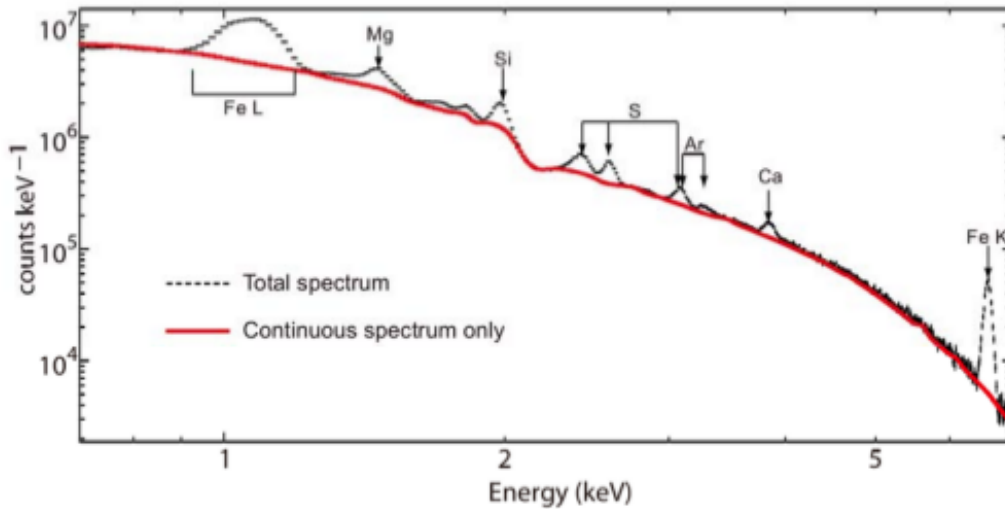


図 2.5: 温度 2keV、アバundance $0.5Z_{\odot}$ のプラズマ衝突の熱的制動放射のモデル [34, WANG, JINGYING PhD thesis]

2.6 銀河団進化の環境影響

- 合体 (merger) や銀河と銀河の強い相互作用 (interaction): 銀河同士はお互い速度分散が弱いと、隣の銀河同士は合体と相互作用が起こりやすい。
- 銀河ハラスメント (galaxy harassment): 銀河が高い相対速度で、他の銀河と遭遇すること [19, Moore1996]。ハラスメントにより星は銀河から剥ぎ取られて、銀河中心の速度分散が上がる。その影響を受けて銀河円盤が乱れて渦巻形が消える。さらに角運動量の損失とそれらのガスの圧縮が続き、スターバースト活動が生成する。低光度銀河は影響されやすい。
- 銀河内ガスの剥ぎ取り (gas stripping): 銀河は高密度の ICM に移動する時、ガスは銀河から剥ぎ取られて、ICM になる。粘性の剥ぎ取り (viscous stripping) [21, Nulsen1982]、熱蒸発 (thermal evaporation)、動圧剥ぎ取り (ram pressure stripping) [7, Gunn1972] に分類される。銀河団の中心では、ICM の密度が高く、銀河と ICM の相対速度が速いので、動圧の剥ぎ取りは発生しやすい。
- 銀河の絞殺 (galaxy strangulation) 銀河が初めて銀河団の環境に入ると、銀河団の重力ポテンシャル (およびその暗黒物質ハロー) によって潮汐効果が発生し、銀河に含まれるガスが逃げる。ガスが失われるにつれて、銀河の内部で星を生成するのに利用可能な量は徐々に下降する。最後に銀河内の星形成は止まる [11, Larson1980]。言い換えれば、銀河の星形成はガスの欠乏のために絞殺されることになる。

第3章 「XMM-Newton」 X 線衛星

XMM-Newton(X-ray Multi-Mirror Mission - Newton) は1999年12月にアリアン5(Ariane5) ロケットで欧州宇宙機関 (European Space Agency 略語 ESA) によって打ち上げられた X 線衛星である。

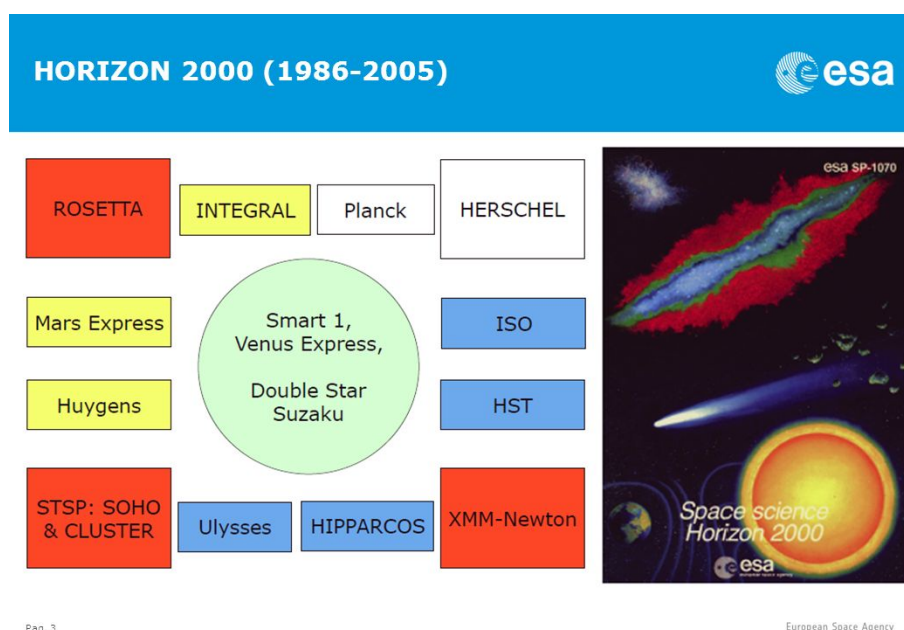


図 3.1: Horizon 2000 プロジェクトは、元々1984年に欧州宇宙機関によって起草された元長期計画である。基石ミッションと中型ミッションを分けている。その次世代のプロジェクトは2006年～2015年の Horizon 2000+[1]

これは、ESA の Horizon 2000 プロジェクト (図 3.1) の 2 番目の基石ミッションである。XMM-Newton はサーベイ、AGN の中央のエンジンの性質と進化、恒星物理、恒星の進化の終点、超新星残骸、銀河団の研究を目指した [20, R. Mushotzky1998]。

もともと2年間のミッションを予定していた衛星は、健康状態を保ち続け、2018年11月に再びミッションの延長を受け、2020年末まで延長された。XMM-Newton の打ち上げた当時、同じく1999年に発表された NASA の Chandra X 線天文台も打ち上げた。

XMM-Newton の軌道は楕円形で、近地点は7,000 km、遠地点は114,000 km、軌道傾

3.1 搭載機器

斜角は 40 度、軌道周期は 48 時間である。

3.1 搭載機器

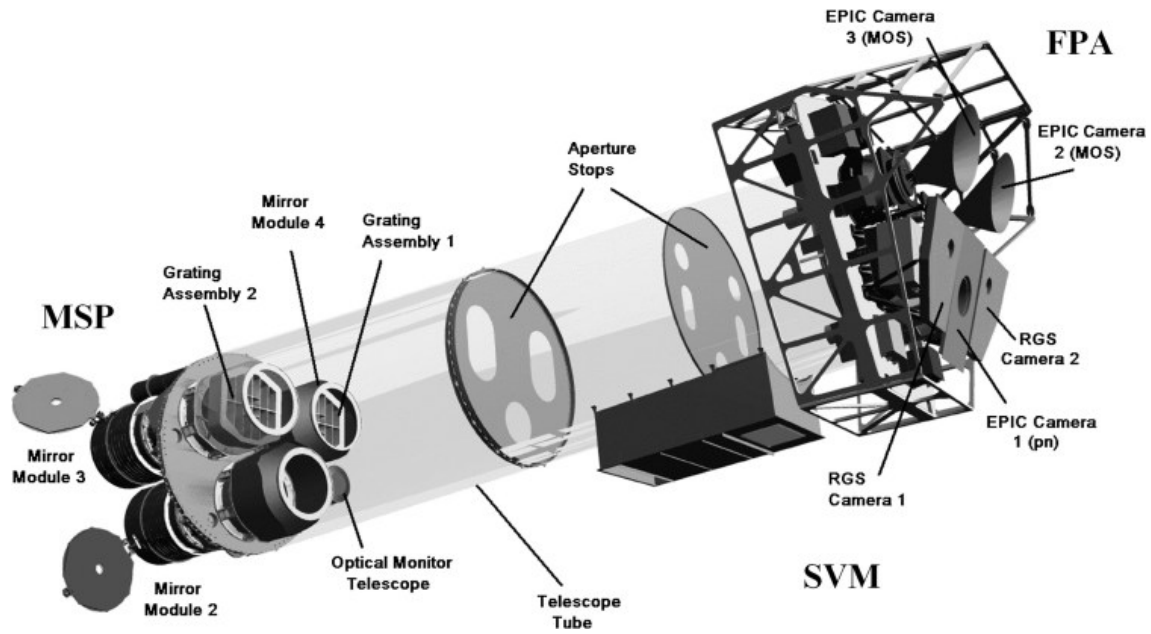


図 3.2: XMM-Newton 衛星の構造の図 [9, Jansen2001]

XMM-Newton 衛星の重さは 3.8t、長さは 10m、太陽電池パドル (solar arrays) の配置後の幅は 16m である。衛星に搭載されている主な科学機器は以下である (図 3.2)。

- それぞれが 58 個のヴォルター I 式反射鏡 (Wolter telescope Type I) で構成された斜入射鏡 (grazing incidence mirror) が 3 つある。ヴォルター I 型構造の最大層の直径は 70cm、焦点距離は 7.5m、総有効面積は 4650cm^2 である。詳細は 3.1.1 で紹介する。
- 0.15~12keV のエネルギー範囲に、3 つの欧州フォトンイメージングカメラ (European Photon Imaging Camera, EPIC) が焦点面に配置されている。EPIC は X 線の結像、X 線測光および分光観測を行うことができる。そのうちの 2 つは、7 つの表面照射 CCD チップから構成された MOS (Metal Oxide Semi-conductor) カメラで、1 つは、12 個の背面照射 CCD チップで構成された PN カメラである。詳細は 3.1.2 で紹介する。
- X 線望遠鏡の焦点面に配置された 2 つの反射型回折格子分光計 (Reflection Grating Spectrometer, RGS) は、高分解能の X 線スペクトルを提供している。

3.1 搭載機器

- 光学モニター (Optical Monitor, OM)、直径 30cm のリッチー・クレチアン式 (RitcheyChrétien) 光学&紫外線望遠鏡で、多波長機能を提供するために搭載されている。

表 3.1 に各検出器の性能をまとめた。

検出器	EPIC MOS	EPIC PN	RGS	OM
エネルギーバンド	0.15~12keV	0.15~15keV	0.35~15keV	160~600nm
1 軌道周期観測可能な時間	5~135ks	5~135ks	5~145ks	5~145ks
視野 (FOV)	30′	30′	~ 5′	17′
PSF (FWHM/HEW)	5″/14″	6″/15″	N/A	~ 1″
ピクセルのサイズ	40 μ m(1.1″)	150 μ m(4.1″)	81 μ m(9×10^{-3} Å)	0.5″
時間分解能	1.5ms	0.03ms	16ms	500ms

表 3.1: XMM-Newton に搭載されている検出器 [32, XMM-Newton Users Handbook]

3.1.1 X 線望遠鏡

伝統的な可視光望遠鏡は入射光に対して、ほぼ垂直な鏡を使っている。しかし、X 線は垂直に鏡を入ると、反射しなくて、吸収もしくは散乱される。通常金属は X 線に対して屈折率は 1 未満なので、入射 X 線が小さな入射角で金属の表面に入射するときに、全反射が起こる。この全反射現象が利用され、ヴォルター式望遠鏡を設計された (図 3.3、3.4)。

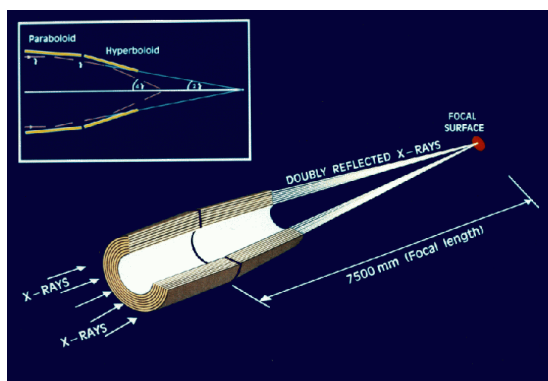


図 3.3: PN カメラに焦点を合わせた X 線望遠鏡の光路 [32, XMM-Newton Users Handbook]

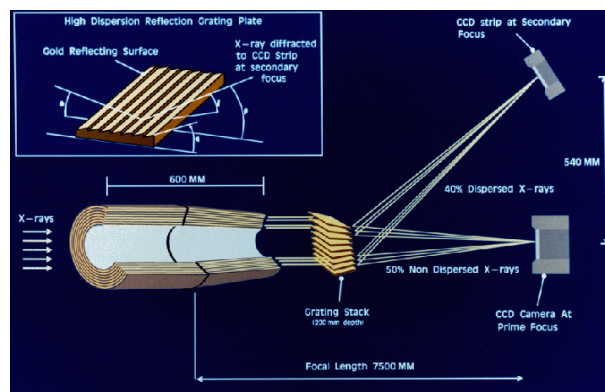


図 3.4: RGS を備えた時 MOS カメラに焦点を合わせた X 線望遠鏡の光路、MOS カメラまでの光は実際の光の 44%、40%の光は RGS に入れた [32, XMM-Newton Users Handbook]

3.1 搭載機器

3.1.2 X線 CCD

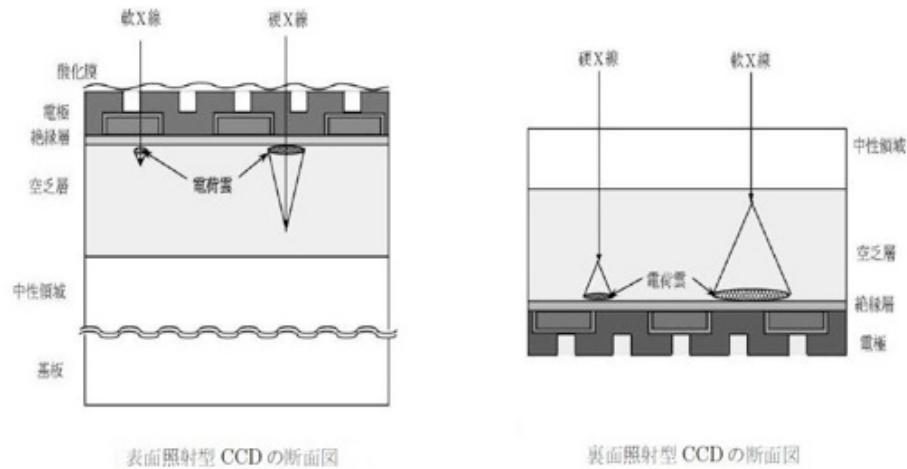


図 3.5: 表面照射型と背面照射型 CCD の断面図 [2]

XMM-Newton は、EPIC という 3 台の X 線 CCD カメラを搭載している。カメラのうちの 2 つは表面照射 MOS カメラで、1 つは背面照射 PN カメラである (図 3.5)。また、回折格子が X 線望遠鏡の後ろに設置されている。回折格子は望遠鏡の入射光束の約半分を RGS 検出器の方向に向け、元の入射光束の約 44 % が MOS カメラに到達する (図 3.4)。

EPIC カメラは、30 分角の望遠鏡の視野 (FOV) に、0.15~15keV のエネルギー範囲で、結像できる。

MOS 検出器

各 MOS カメラの焦点面には、7 個の EEV タイプ表面照射型 CCD がある (図 3.6)。中央の CCD は望遠鏡の軸上の焦点にあり、外側の 6 つはほぼ焦点面の曲率に追従するように、ミラーに向かって 4.5mm 偏り、軸外光源の焦点を改善する。デッドスペース (dead space) を最小限に抑えるため、隣接の CCD を約 1mm ずらして 300 ミクロン重ねる。結像領域は約 2.5cm×2.5cm なので、7 の CCD は 28.4 分角、直径 62 mm の焦点面を覆っている。結像したイメージは、 $40\mu\text{m}^2$ 、600×600 ピクセルである。1 ピクセルは FOV 上で 1.1×1.1 秒角と等しい。

3.1 搭載機器

Comparison of focal plane organisation of EPIC MOS and pn cameras

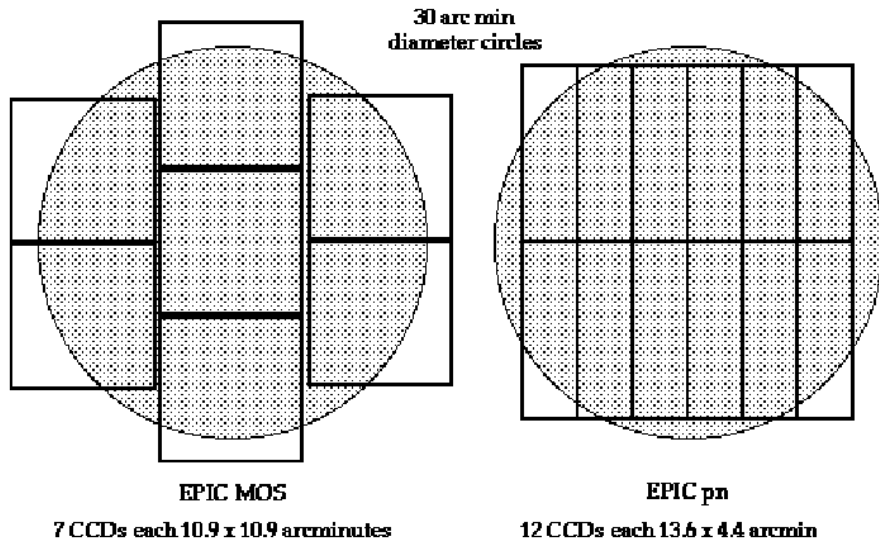


図 3.6: MOS と PN の CCD の配列 [32]

PN 検出器

PN カメラは、単一のウェハー上に 12 個の $3\text{cm} \times 1\text{cm}$ の PN CCD をモノリシック製造することを実現される (図 3.6)。つまり、視野全体にわたって均一な検出器である。PN CCD の結像領域は $6\text{cm} \times 6\text{cm}$ (視野の 97%) で、ピクセルサイズは $150\mu\text{m}^2$ (4.1 秒角) である。バックグラウンドの推定のため、CCD の感知領域の約 6cm^2 が視野の外側にある。位置分解能は $120\mu\text{m}$ で、3.3 秒角に相当する。X 線望遠鏡の焦点は CCD0、象限 1 にある。

3.2 XMM-Newton の性能

3.2.1 有効面積

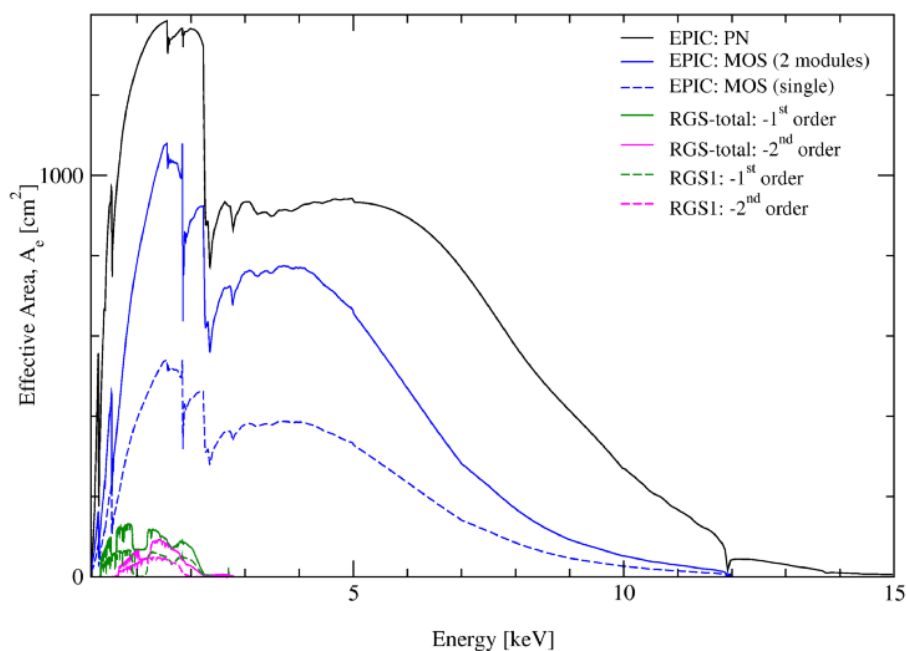


図 3.7: すべての XMM-Newton X 線望遠鏡、EPIC および RGS の実効面積 [32]

有効面積 (effective area) は応答関数と関係があり、XMM-Newton に対して重要な情報である。XMM-Newton のミラーは、最大 0.1~10keV のエネルギー範囲で最も効率的な反射率を示している (図 3.7)。最大値は約 1.5keV、2keV 付近は顕著なエッジ (Au M エッジ) がある。2つの MOS カメラの有効面積は PN よりも小さい。これは、入射放射線の一部が RGA によって部分的に隠されているためである (図 3.4)

3.2.2 量子効率

EPIC カメラの有効面積を決定する際に量子効率 (quantum efficiencies, QE) を考慮する必要がある。EPIC の光子エネルギーと量子効率の関係を図 3.8、3.9 に示している。MOS の量子効率は高エネルギー側を制限している。逆に PN は 12keV までの光子を検出できる。

3.2 XMM-Newton の性能

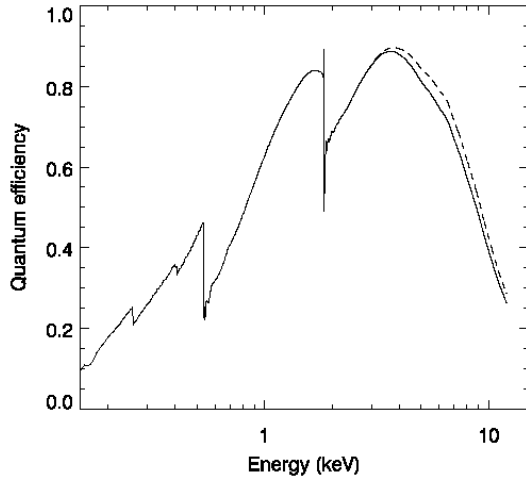


図 3.8: MOS1、MOS2 の CCD1 の量子効率と光子エネルギーの関数、実線は MOS1, 破線は MOS2[33, Turner2001]

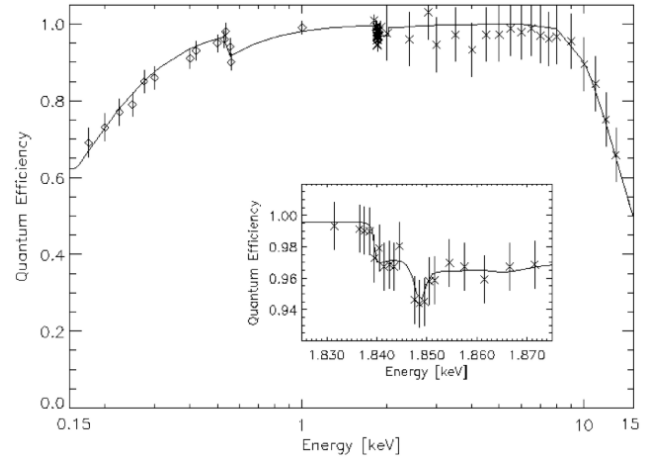


図 3.9: MOS1、MOS2 の CCD1 の量子効率と光子エネルギーの関数 [30, Struder2001]

3.2.3 EPIC のバックグランド

EPIC の陽子フレアバックグランド

数 100keV の陽子が X 線望遠鏡の鏡から反射して、検出器に向けて集められる。陽子フレア成分のため、視野内のバックグランドの強度は外側よりはるかに大きくなる。PN カメラは最も強い影響に受けられることを示している。図 3.10 は陽子フレアバックグランドを示している。

3.2 XMM-Newton の性能

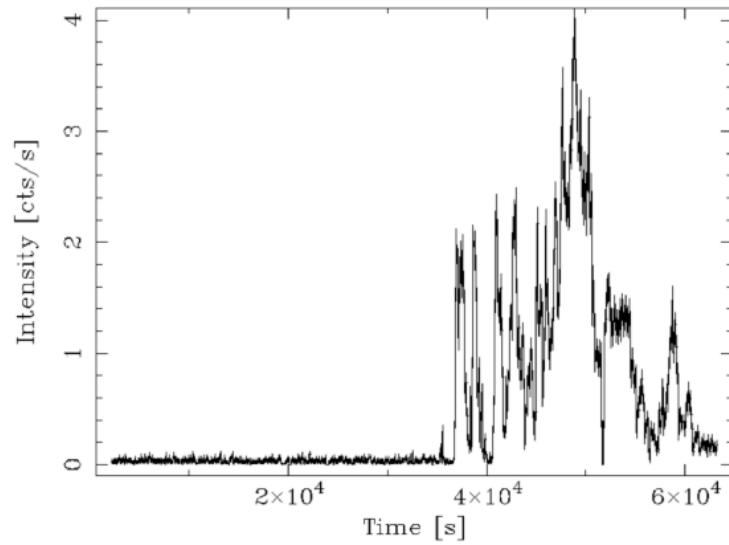


図 3.10: MOS1 の光度曲線、観測の前半のバックグラウンドは安定している。後半は強い陽子フレアを受けられた [32]

EPIC の検出器バックグラウンド

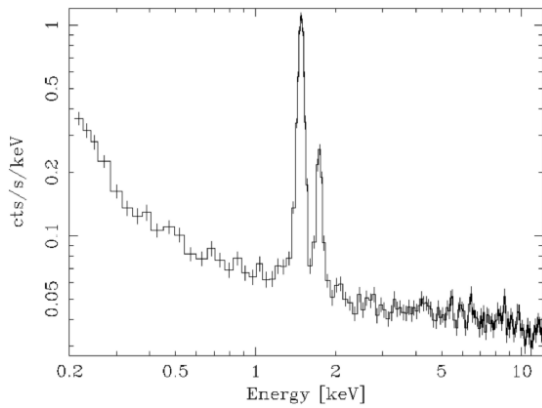


図 3.11: フィルターを閉めた時の MOS1 のバックグラウンドのスペクトルで、1.5keV は Al-K α 、1.7keV は Si-K α 、0.5keV 以下の部分は検出器のノイズ [32, XMM-Newton Users Handbook]

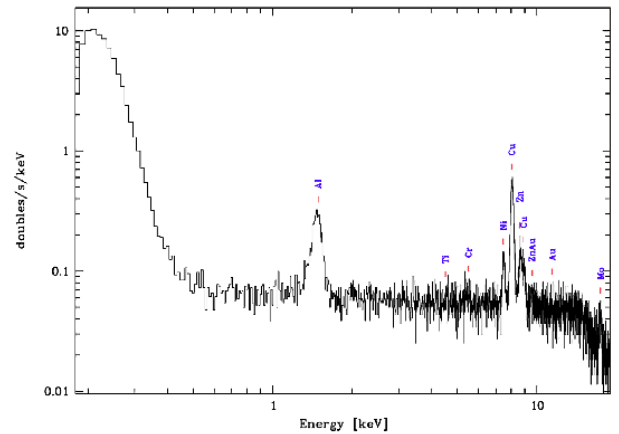


図 3.12: フィルターを閉めた時の PN のバックグラウンドのスペクトルで、1.5keV は Al-K α 、5.5keV は Cr-K α 、8keV は Ni-K α 、Zn-K α と Cu-K α 、0.3keV 以下の部分は検出器のノイズ [32, XMM-Newton Users Handbook]

3.3 他の衛星の比較

衛星本体や検出器自体と相互作用する高エネルギー粒子は2次粒子を発生する。できた2次粒子は直接CCDに入射して、検出器バックグラウンドの成分が発生する。フィルターを閉めて、MOSカメラとPNカメラの両方で定期的に測定できる。この成分の長時間のゆらぎは~10%以内である。図3.11と図3.12は、それぞれMOS1カメラとPNカメラのスペクトルを示している。スペクトルは非常に平坦で、検出器および衛星からの蛍光のため、複数の輝線を示している。MOSのスペクトルにAl-K α とSi-K α の輝線がはっきりと見える。PNのスペクトルにAl-K α と8keV前後の強いCu-K α 、Ni-K α とZn-K α の線が見える。特にPNカメラの中央円形領域に輝線が強い。

3.3 他の衛星の比較

近年打ち上げた衛星の性能は表3.2に示している。観測目標によって、各X線衛星が各長所を持っている。XMM-Newtonの特徴として、視野と有効面積がもっとも大きい。銀河団のような広がっている天体の観測に対して、XMM-Newtonは適している。

衛星	Chandra	Newton	Suzaku	Hitomi
有効面積@ 1keV (cm^2)	555(ACIS-S)	4650	1760(XIS)	360
空間分解能	0.5''	10''	2'	1.3'
視野 (arcmin)	10	30	18	38
エネルギーバンド (keV)	0.1-10	0.15-12	0.2-600	0.3-600
エネルギー分解能@ 7keV(eV)	150	150	120	7以下
重量 (t)	4.8	4	1.7	2.7
長さ (m)	14	10	6	14
軌道 近地点 (km)	16000	7000	568	574.4
遠地点 (km)	133000	114000	円軌道	576.5
時間	64時間	48時間	96分	96.2分

表 3.2: XMM-Newton と他の衛星の性能比較 [5, Elvis2002][9, Jansen2001][16, Mitsuda2007][31, Takahashi2018][32, XMM-Newton Users Handbook]

第4章 データ解析

4.1 衝突銀河団 MCXC J0157.4-0550

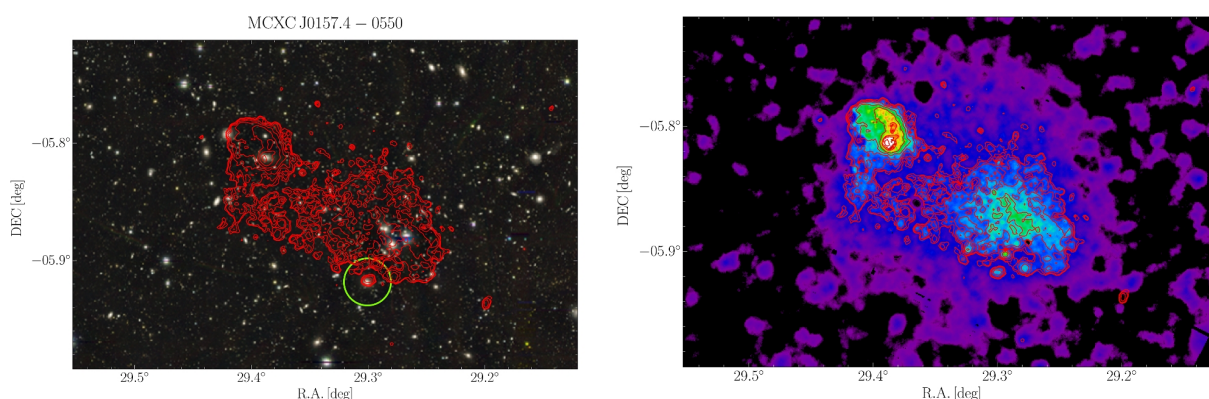


図 4.1: 左の図は可視光 HSC の観測データ、右は X 線 XMM-Newton、赤い線は X 線光度の等高線である。

MCXC(Meta-Catalog of X-Ray Detected Clusters of Galaxies) は、X 線で検出した銀河団がまとめられたカタログである。この大きなカタログは、公開された ROSAT 全天サーベイ (RASS) カタログと偶然 ROSAT の視野内にいた銀河団のカタログに基づいて作成された。

今回のターゲット MCXC J0157.4-0550 は衝突中の銀河団である。西の方はメイン銀河団で、北の方は銀河群である。図 4.1 左の可視光イメージでは、銀河団の銀河は西の領域に集中している。右の X 線イメージでは勾玉状の形の特徴がある。勾玉状の形状は、動圧を受けている現場を示しており、衝突の初期段階と考えられる。MCXC J0157.4-0550 を選択する理由は HSC サーベイおよび XMM のデータが両方があり、X 線、銀河、重力レンズの情報が使えるからである。以下の表に MCXC J0157.4-0550 の基本情報を示す。XMM-Newton、Chandra のような X 線衛星の検出器は単一の光子をとらえて、光子のエネルギーと位置が記録される。したがって、可視光の観測と違い、X 線観測はイメージとスペクトルを両方作成できる。XMM-Newton は過去の衛星より、視野が大きくて、分解能が良い。そのため、銀河団のサブ構造の解析に有用である。

4.2 Hardness ratio による 2 次元マップの作成

MCXC カタログ	ABELL カタログ	赤方偏移	RA,Dec 座標	nH
MCXC J0157.4-0550	ABELL0281	0.1289	(29.35125, -5.84)	0.0234

表 4.1: MCXC J0157.4-0550 の基本情報

4.2 Hardness ratio による 2 次元マップの作成

衝突の様子を推論するため、高温ガスの 2 次元温度、密度、圧力、エントロピーの 2 次元マップを作成する必要がある [8, Henry2004]。2 次元マップの作成手順は以下である。

1. Lockman hole のデータを用いて、点源を除去してから、clean バックグラウンドマップを作成する。
2. 2つのエネルギーバンド (0.4~2.3keV と 2.3~7.5keV) のターゲット、露光時間、バックグラウンドのマップを同じスケールでスムージングする。その後、露光時間のマップの補正とバックグラウンドの差し引きにより、2つのエネルギーバンドでのイメージから、hardness ratio マップを作成する。
3. XSPEC により、hardness ratio と温度の対応の関係を求める。
4. 上の対応関係を用いて、2 次元温度マップを作成する。

4.2.1 バックグラウンドマップの作成

観測データには、ターゲット天体から来た信号だけではなく、様々なバックグラウンドが含まれている。そのため、バックグラウンドの信号を差し引く必要がある。Lockman hole という領域は、X 線で明るい天体がなくバックグラウンドとして有効であるため、今回の解析は lockman hole のデータを用いてバックグラウンドマップを作成する。統計を稼ぐため、複数の lockman hole のデータを足し合わせた。XMM-Newton の観測データからフレアの影響が少ない (図 4.2~図 4.10)3つの lockman hole のデータを選択した。観測番号 obsid は 147510101、147511001、147511701 であり、露光時間は表 4.2 に載せている。

obsid	MOS1(s)	MOS2(s)	PN(s)
147510101	52117	57207	29592
147511001	58373	59724	39210
147511701	89325	88870	73790
合計	199815	205801	142592

表 4.2: バックグラウンドデータの露光時間

4.2 Hardness ratio による 2 次元マップの作成

3つのバックグラウンドデータの処理は同じなので、以降は 147510101 を例として説明する。図 4.2～4.10 において、各図の上カウントレートの頻度分布、下は光度曲線である。銀河団からの X 線放射と定常バックグラウンドのカウントレート分布は一定なので、頻度分布は正規分布となるが、図を見ると正規分布から外れたものがあり、これはフレアに伴うバックグラウンドである。そこで、正規分布モデルフィットを行い、ピークから $\pm 2\sigma$ 以外のカウントレートのデータをフレアとして除去した。次に、2つのエネルギーバンドの clean バックグラウンドデータをつくる。低エネルギーバンド 0.4keV～2.3keV と高エネルギーバンド 2.3keV～7.5keV を分けて、イメージを作成する。

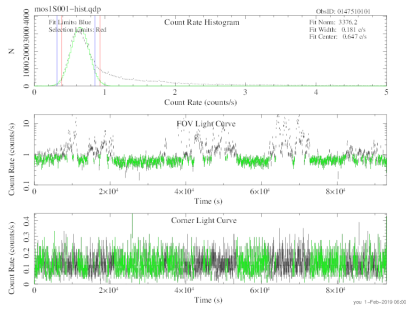


図 4.2: 147510101 の MOS1 の光度曲線

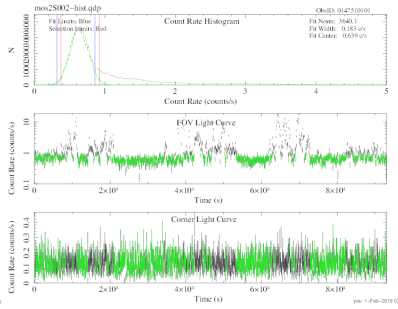


図 4.3: 147510101 の MOS2 の光度曲線

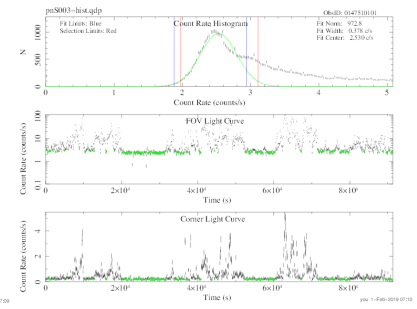


図 4.4: 147510101 の PN の光度曲線

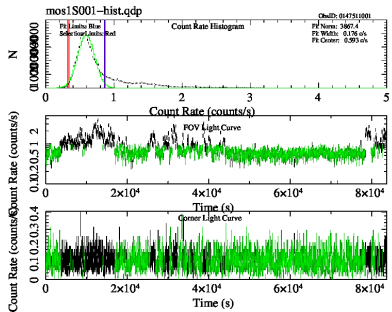


図 4.5: 147511001 の MOS1 の光度曲線

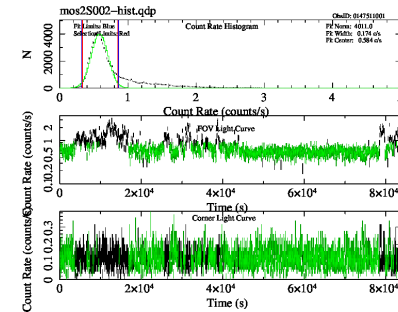


図 4.6: 147511001 の MOS2 の光度曲線

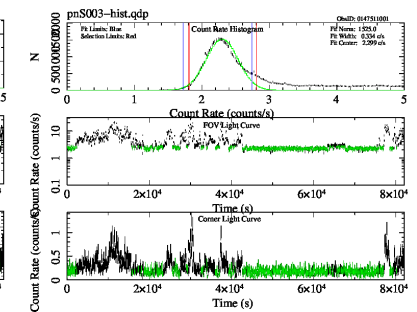


図 4.7: 147511001 の PN の光度曲線

4.2 Hardness ratio による 2 次元マップの作成

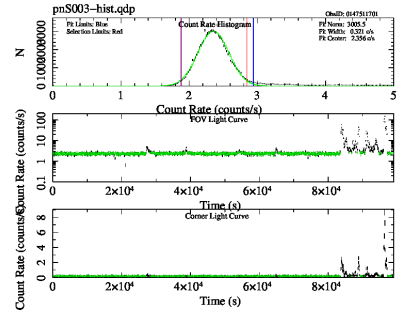
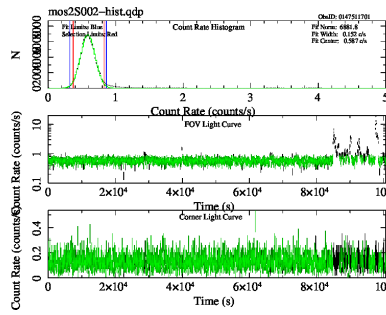
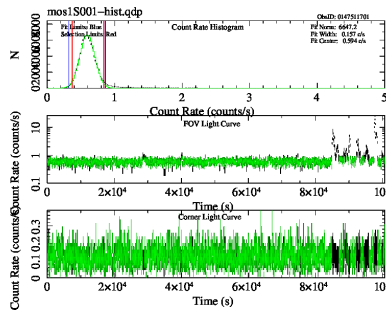


図 4.8: 147511701 の MOS1 の光度曲線 図 4.9: 147511701 の MOS2 の光度曲線 図 4.10: 147511701 の PN の光度曲線

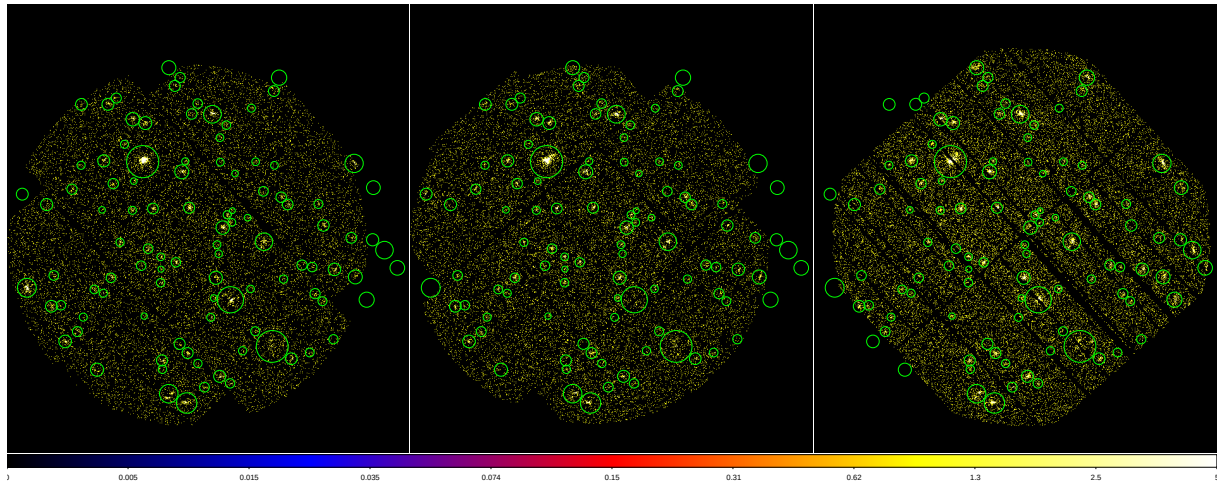


図 4.11: 147510101 低エネルギーバンド 0.4keV~2.3keV の点源、左は MOS1、真ん中は MOS2、右は PN

図 4.11 のようにバックグラウンドイメージの中に AGN など点源があり、除去する必要がある。ソフトウェア *ESAS* の *cheese* コマンドを用いて、全バンド 0.4keV~8.0keV のイメージで点源のサーチを行った。指定したパラメーターは $scale=0.25$ 、 $rate=0.001$ 、 $dist=0$ である。点源を除去するため、円の半径は、PSF モデルで見積もった点源の輝度がバックグラウンドの $1/4$ になる半径を選んだ。こうして決めた半径内 (図 4.11 の緑円形) をイメージから除去した。

4.2 Hardness ratio による 2 次元マップの作成

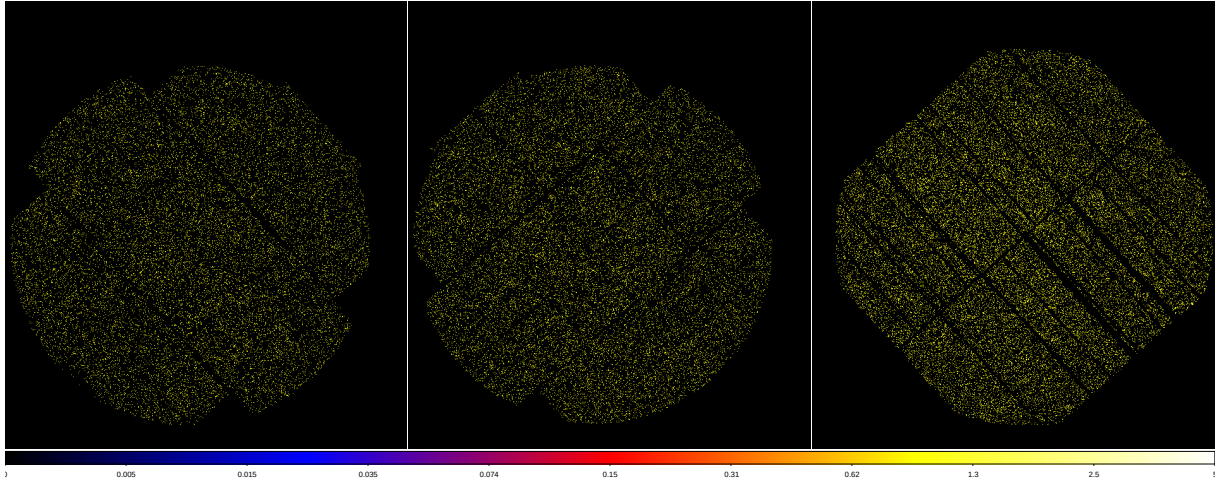


図 4.12: 147510101 低エネルギーバンド 0.4keV $\sim$ 2.3keV の点源を除去したイメージ、左は MOS1、真ん中は MOS2、右は PN

点源を除去してから、穴の周りの半径 2 倍の領域でバックグラウンド輝度の平均を求めて、その値を平均をするポアソン分布で乱数をふって、得た値を穴に埋めた。作成したイメージは clean バックグラウンドイメージと呼ぶ。図 4.11、4.12 に点源除去したバックグラウンドイメージを示す。

Lockman hole の 3 つの観測は、毎回の観測の姿勢が異なるので、空の座標でイメージを作成すると、CCD の回転角が観測ごとに異なる (図 4.13)。そのため、3 つのバックグラウンドイメージを回転させて、ターゲット (図 4.14 の真ん中) イメージと回転角を合わせた。

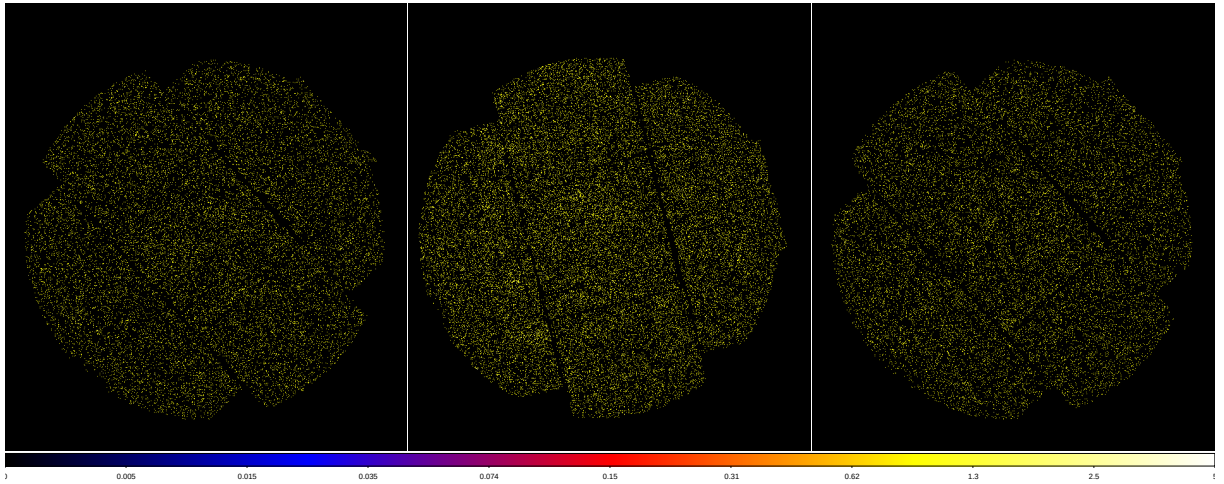


図 4.13: 各方向の MOS1、左は 147510101、真ん中は 147511001、右は 147511701

4.2 Hardness ratio による 2 次元マップの作成

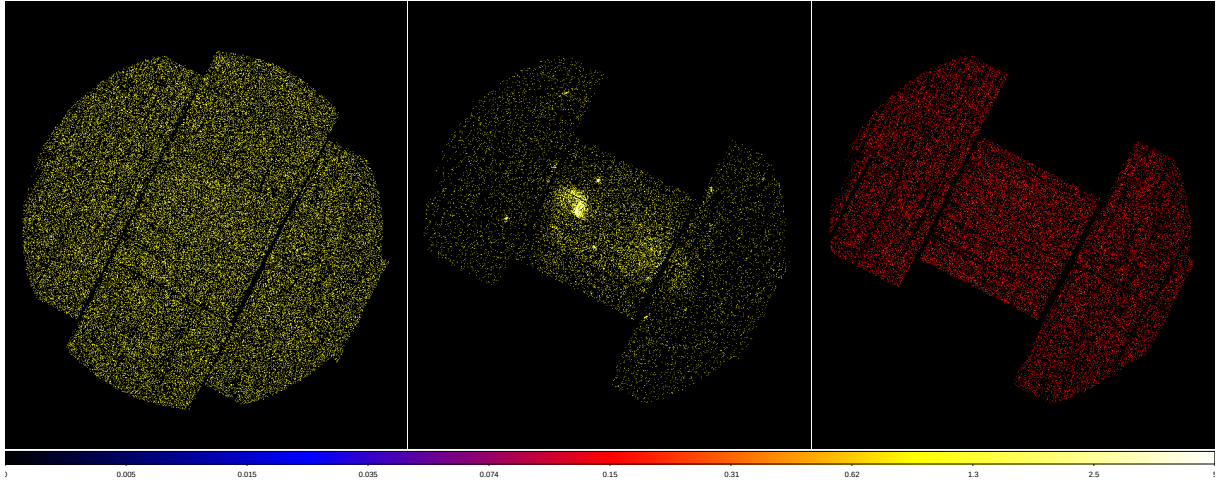


図 4.14: 左は足し算したバックグラウンド、真ん中はターゲット、右は補正したバックグラウンド

回転した 3 つのバックグラウンドイメージを足した (図 4.14 の左)。その後、バックグラウンド観測の露光時間で割り算し、ターゲット観測の露光時間をかけて、ターゲットイメージから引き算できるように補正した。露光時間は表 4.2.1 に示す。補正したバックグラウンドイメージは図 4.14 の右である。

	MOS1(s)	MOS2(s)	PN(s)
足し算したバックグラウンド	199815	205801	142592
ターゲット	27621	27175	16159

表 4.3: バックグラウンドとターゲットの露光時間

MOS1、MOS2 のイメージは別々に処理した後に、最後足し算した (図 4.15)。本論文では、PN イメージ内のギャップが銀河群とオーバーラップしていたため、MOS だけで解析を行った。高エネルギーバンドも同じ処理した。

4.2 Hardness ratio による 2 次元マップの作成

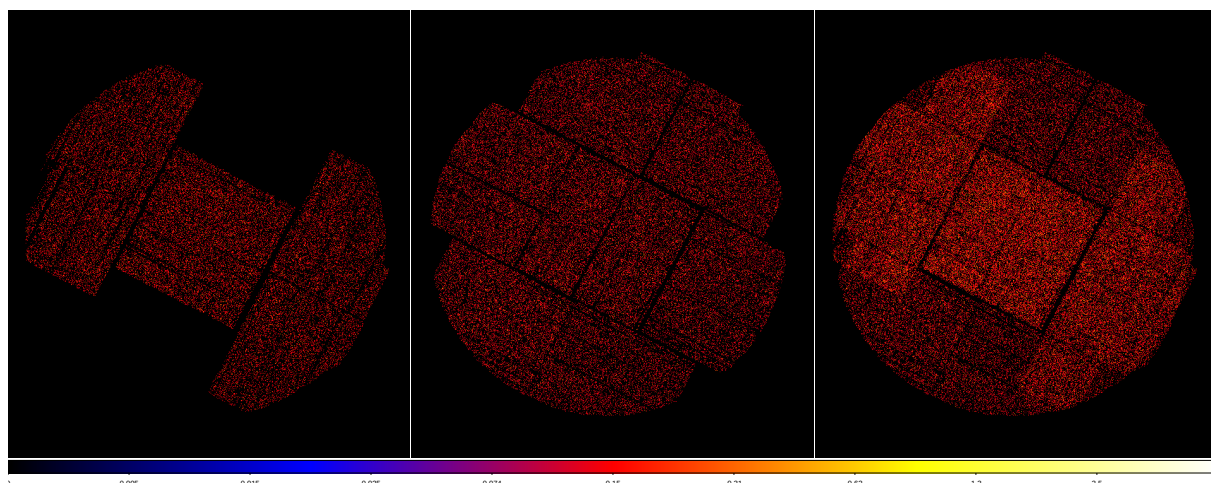


図 4.15: 左補正した MOS1、真ん中は補正した MOS2、右は MOS1 と MOS2 の足し算

4.2.2 Hardness ratio マップの作成

銀河団観測データも同じように低エネルギーバンド 0.4keV $\sim$ 2.3keV と高エネルギーバンド 2.3keV $\sim$ 7.5keV を分けて、イメージを作成した後に、MOS1 と MOS2 を足し算してターゲットの各バンドのイメージを作成した (図 4.16)。同じように観測データについて MOS1 と MOS2 を足した露光マップを作成した (4.17)。

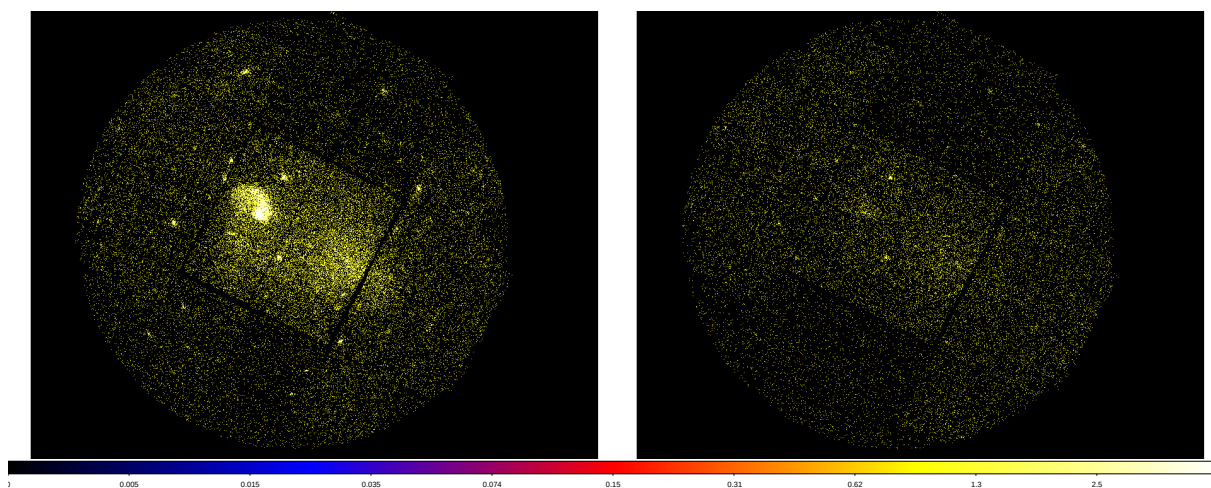


図 4.16: 2 つバンドの MOS イメージ

4.2 Hardness ratio による 2 次元マップの作成

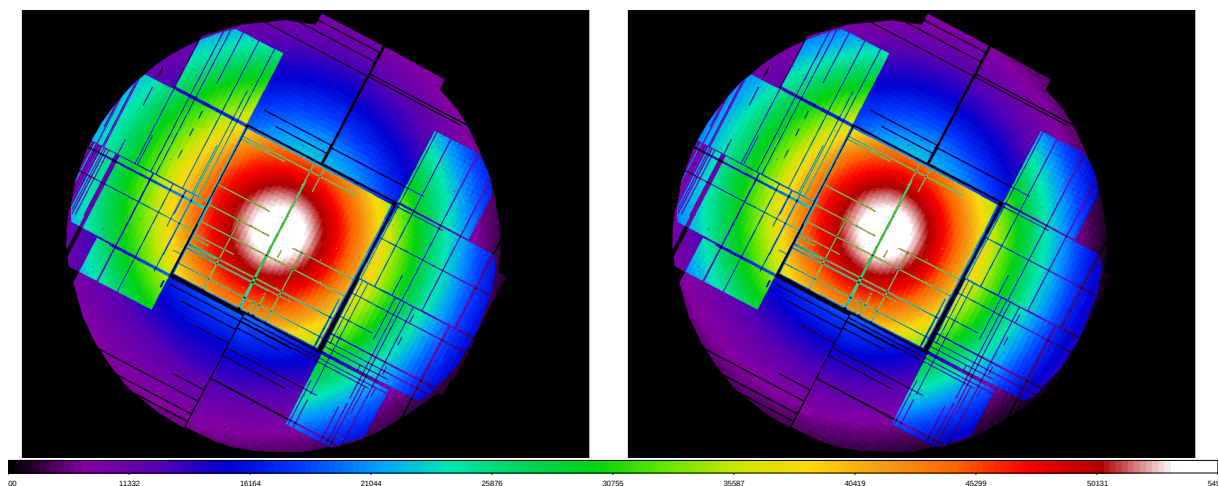


図 4.17: 2 つバンドの露光時間のマップ

バックグラウンドの見積もりが正しいかどうかを検証するため、ターゲット (銀河団) をバックグラウンドのイメージについて、図 4.18 の緑の領域を縦方向に投影して、1 次元ヒストグラムを作成して比較した (図 4.19、4.20)。

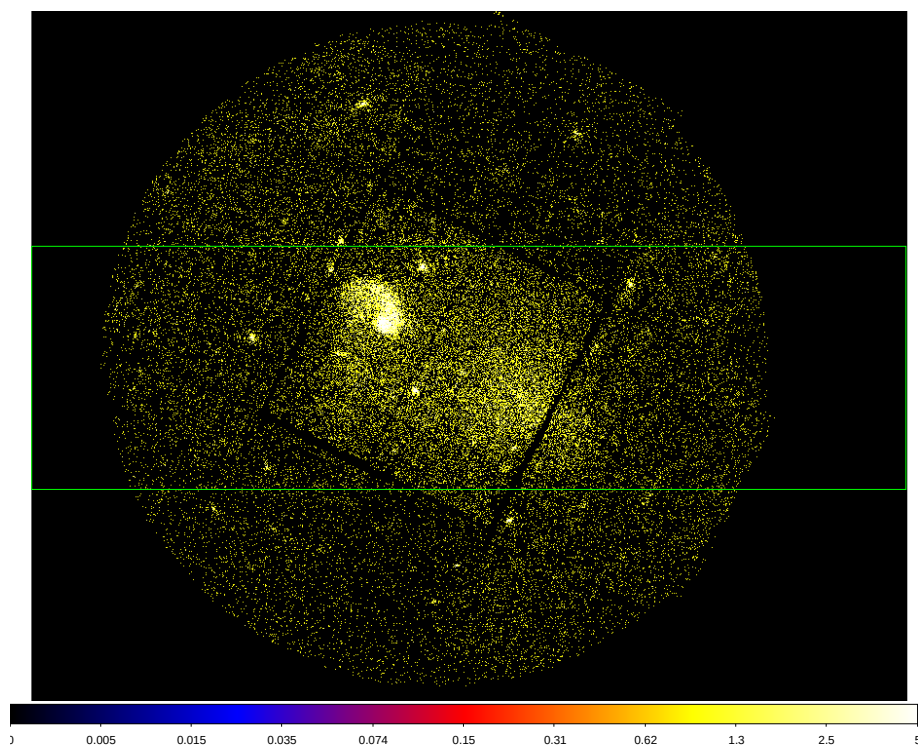


図 4.18: ヒストグラムを作る領域

図 4.19、4.20 横軸は CCD の X 軸である。X=110~220 のところ (天体のない領域) で、

4.2 Hardness ratio による 2 次元マップの作成

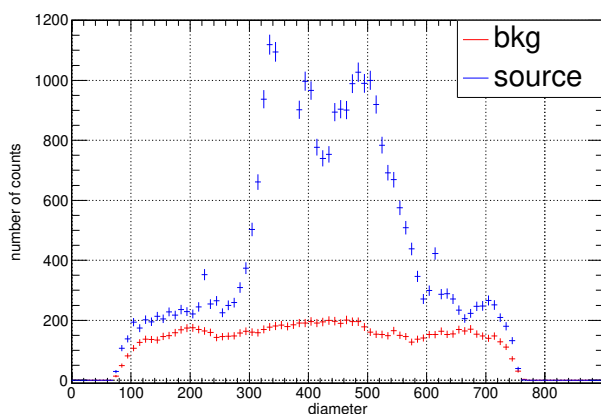


図 4.19: 低エネルギーバンドのソースとバックグラウンドのヒストグラム

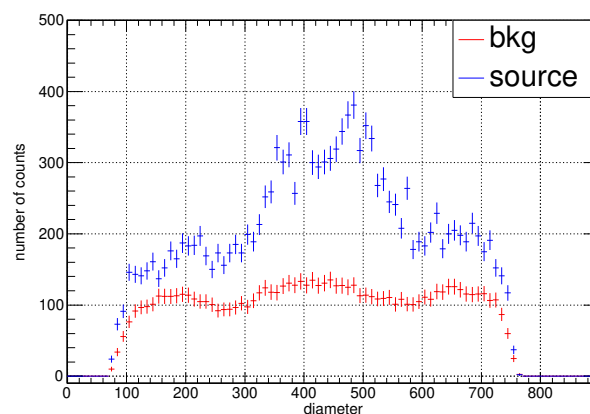


図 4.20: 高エネルギーバンドのソースとバックグラウンドのヒストグラム

	ターゲット	バックグラウンド	比
低エネルギーバンド	2365.0	1672.94554965	1.41367422299
高エネルギーバンド	1777.0	1173.91297304	1.51374083158

表 4.4: ターゲットとバックグラウンドのデータの統計

ターゲットとバックグラウンドのデータそれぞれのカウントを求め、それらの比とともに表 4.4 に載せた。これを見ると、バックグラウンドが過少評価されており、このままではバックグラウンドが引き残ってしまう。

そこで、4.2.1 節で作成したバックグラウンドイメージに表 4.4 の比をかけて、最終のバックグラウンドイメージとした。ポアソン揺らぎが大きいから、滑らかにするので、次はスムージングである。本節は Chandra のスムージングのプログラム `csmooth` を使い、スムージングする。低エネルギー、高エネルギー、ターゲット、バックグラウンド、露光時間のそれぞれのマップで同じスケールです。指定したパラメーターは `conmeth=fft`、`sigmin=3`、`sigmax=5`、`conkerneltype=gauss` である。作成したスケールファイルを利用して、2つのエネルギーバンドの MOS をスムージングする。低エネルギーのターゲットをスムージングした時に使われたスケールファイルを、低エネルギーのバックグラウンドと露光時間のマップ、高エネルギーのターゲット、バックグラウンドと露光時間のマップに適用した。図 4.21 に、低エネルギーバンドのターゲット、バックグラウンド、露光時間のマップを示す。

4.2 Hardness ratio による 2 次元マップの作成

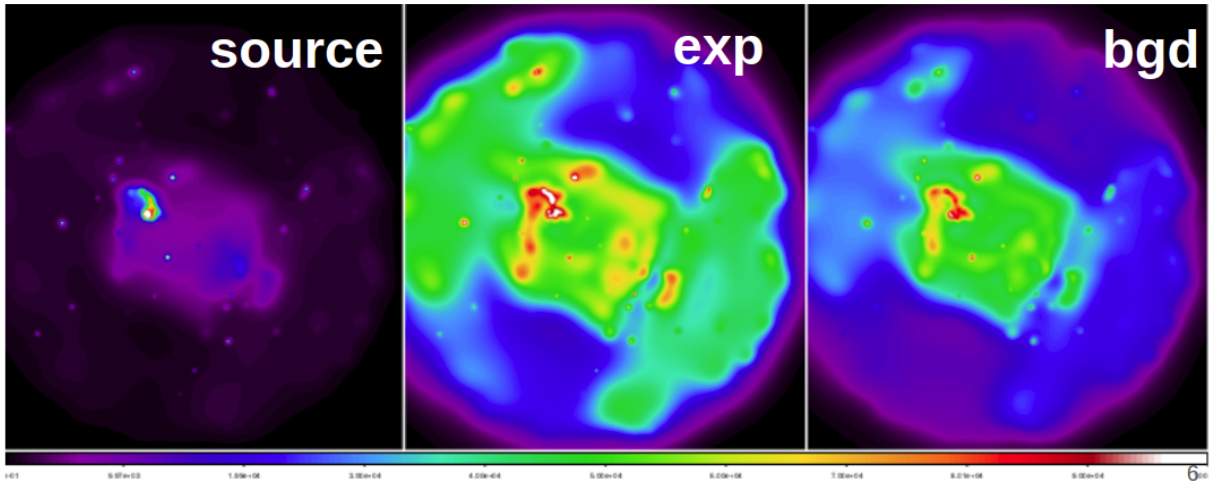


図 4.21: 左はソース、真ん中はバックグラウンド、右は露光時間のマップ、見やすいため、同じスケール表示していない

各バンドのイメージについて、ターゲットからバックグラウンドを引いて、露光時間のマップで割った (図 4.22)。こうして出来た 2 つバンドのイメージを割り算しては hardness ratio マップを作成した (図 4.23)。つまり、イメージの各ピクセルごとに、計算を行った。

$$HR = \frac{\frac{source_H - bgd_H}{exp_H}}{\frac{source_S - bgd_S}{exp_S}} \quad (4.1)$$

添字の H は高エネルギーバンド、S は低エネルギーバンド、bgd はバックグラウンド、exp は露光時間を表す。

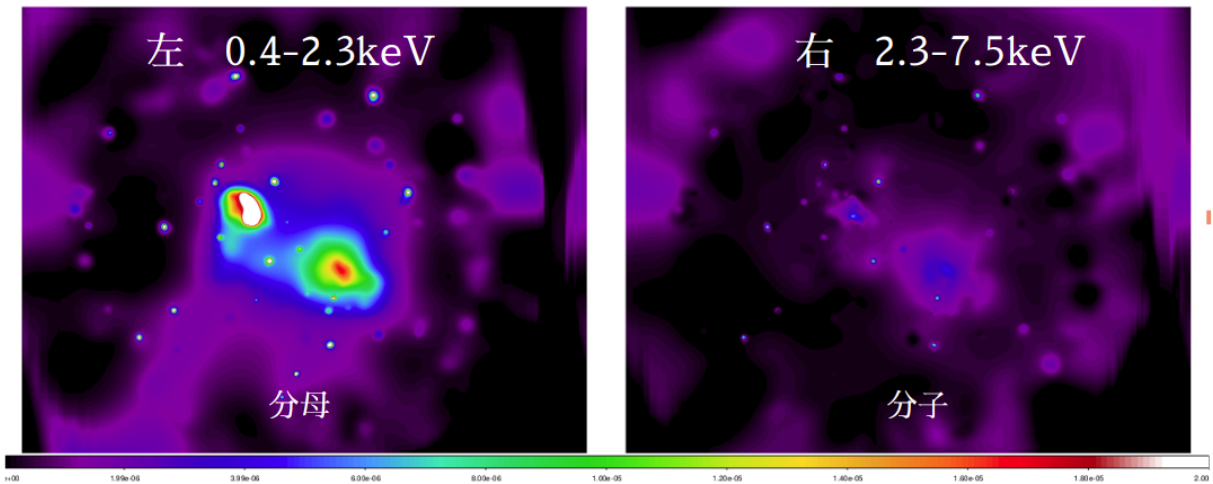


図 4.22: レートイメージ、左は低エネルギーバンド、右は高エネルギーバンド

4.2 Hardness ratio による 2 次元マップの作成

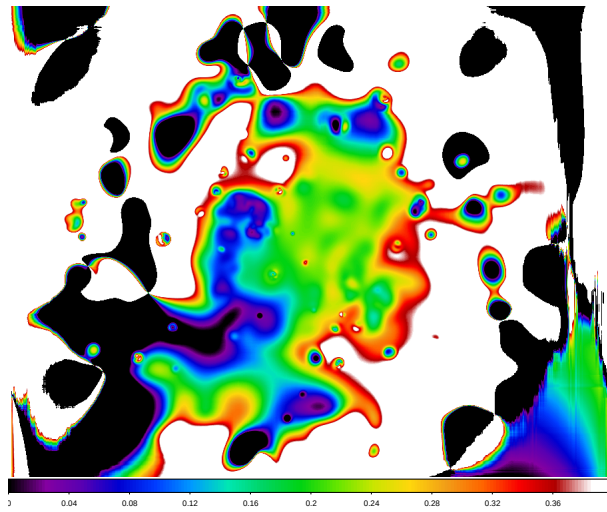


図 4.23: MOS の hardness ratio マップ

4.2.3 hardness ratio と温度の対応関係の作成

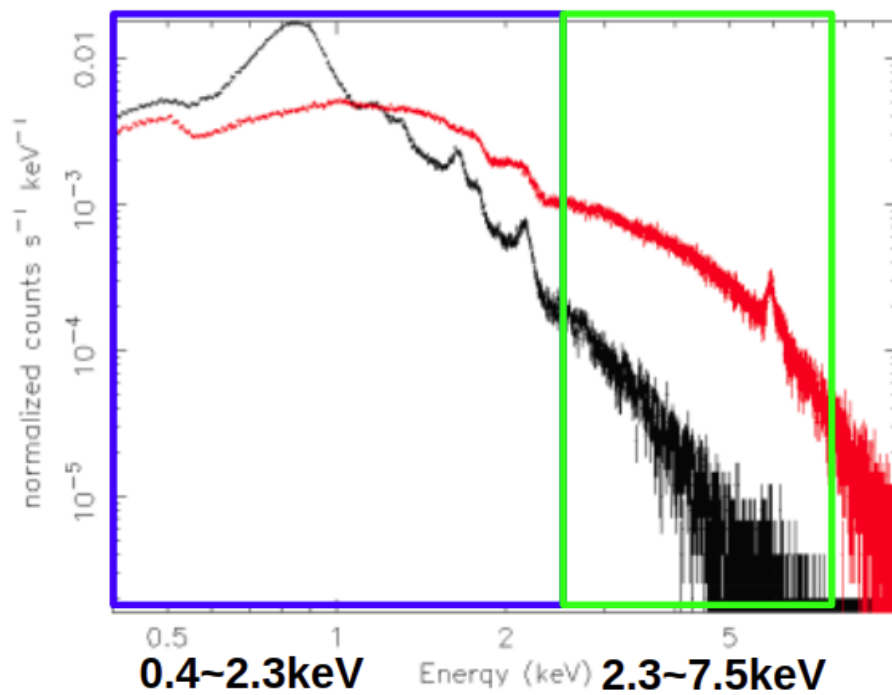


図 4.24: 1keV と 7keV のシミュレーションの区別、hardness ratio は緑バンドと青いバンドの比

4.2 Hardness ratio による 2 次元マップの作成

銀河団の温度と hardness ratio の対応を作成するため、XSPEC を用いて観測スペクトルのシミュレーションを行い、温度と hardness ratio の関係グラフを作成する。作成手順は以下である。

1. MOS1 と MOS2 について XSPEC の apec モデルにおいて温度 1、1.3、1.6...14.8keV のスペクトルシミュレーションを行なう。
2. それぞれの温度において上で作成したスペクトルを用いて、MOS1、MOS2、それぞれに対して 0.4~2.3keV と 2.3~7.5keV のカウントレートを求める。
3. MOS1 と MOS2 のカウントレートを足し合わせ、2.3~7.5keV のレートを 0.4~2.3keV のレートで割って hardness ratio を求める。
4. hardness ratio と温度対応のグラフを描く (図 4.25)
5. 温度と hardness ratio の関係を多項式でフィッティングして、hardness ratio から温度への変換関数を求める (図 4.26)

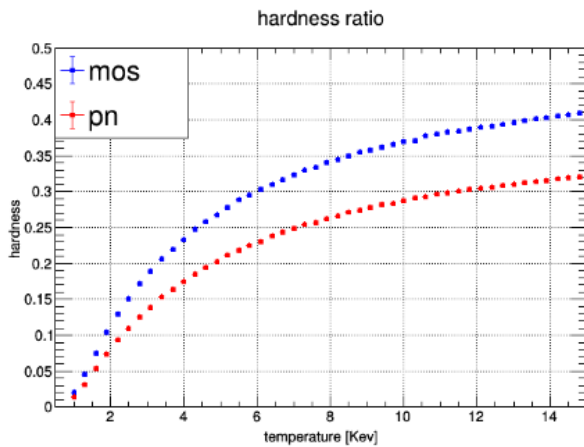


図 4.25: hardness ratio と温度の対応関係

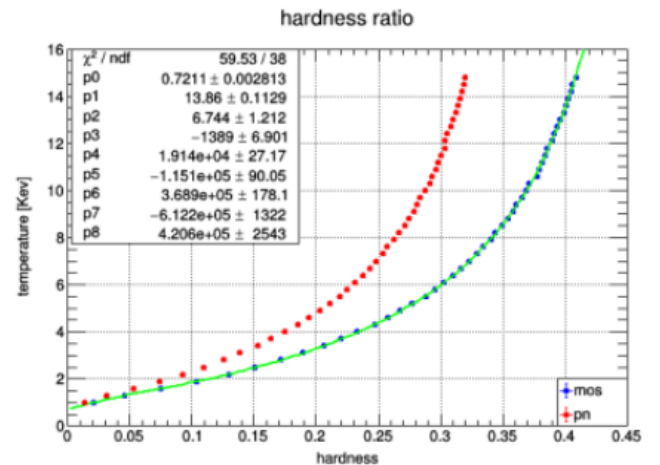


図 4.26: フィッティングした温度と hardness ratio の対応関係

4.2.4 2 次元マップの作成

フィットした多項式 (図 4.26) を利用して hardness ratio マップ (図 4.23) の各ピクセルの値を温度に変換し、2 次元温度マップを作成した。その後以下のようにして密度、圧力、

4.3 contour binning による 2 次元マップの作成

エントロピーをマップを作成する [12, Markevitch1996][13, Markevitch1998][14, Markevitch1999]。I はレートイメージであり、低エネルギーバンドのイメージを用いた。

$$\rho \propto I^{1/2} \quad (4.2)$$

$$P \propto I^{1/2} \times T \quad (4.3)$$

$$S \propto I^{-1/3} \times T \quad (4.4)$$

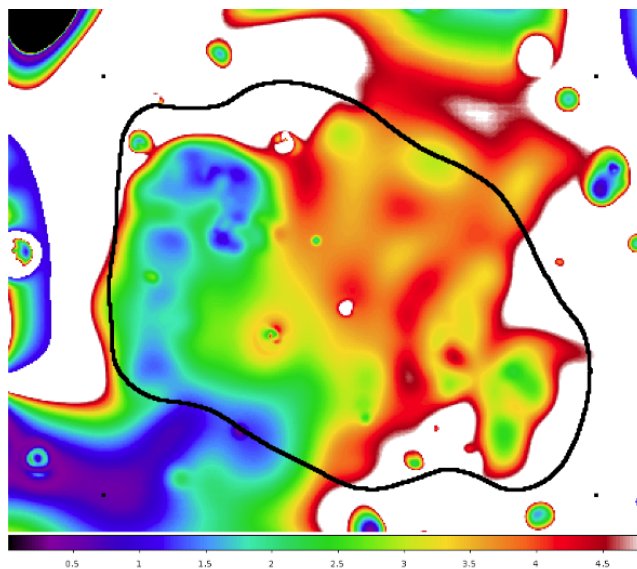


図 4.27: 温度マップ

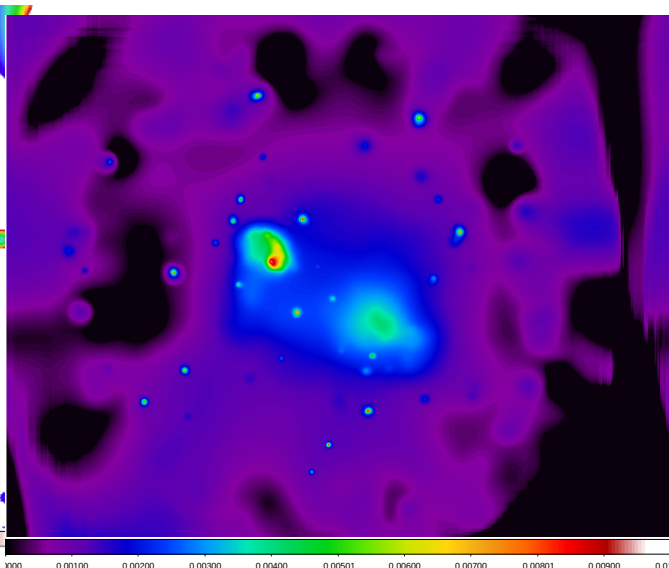


図 4.28: 密度マップ

4.3 contour binning による 2 次元マップの作成

この節では分割方法によって詳細な 2 次元温度マップを作成する。

銀河団の解析対象のイベント領域を選択して、これらの領域からスペクトルを構築することができる。XSPEC でスペクトルフィットを行うことにより、温度を求められる。一般の領域選択は円形、四角形、円環、楕円など簡単な幾何学的形状を使用して領域フィルタを定義する。ほぼ円対称の銀河団の場合は、中心から円環を作って、各領域を解析する。一方、衝突中の銀河団は対称の形ではない。

衝突銀河団の形は様々であるので、新しい手法が必要である。[27, Sanders2000] は ROSAT Position Sensitive Proportional Counter (PSPC) アーカイブデータに対して「adaptively smoothed maps」による、表面輝度分布の等高線を用いて分割領域を定義する方法を提唱した。そして、[26, Sanders2001] はカウント数の不定性と異なるバンドのまたはカウント

4.3 contour binning による 2 次元マップの作成

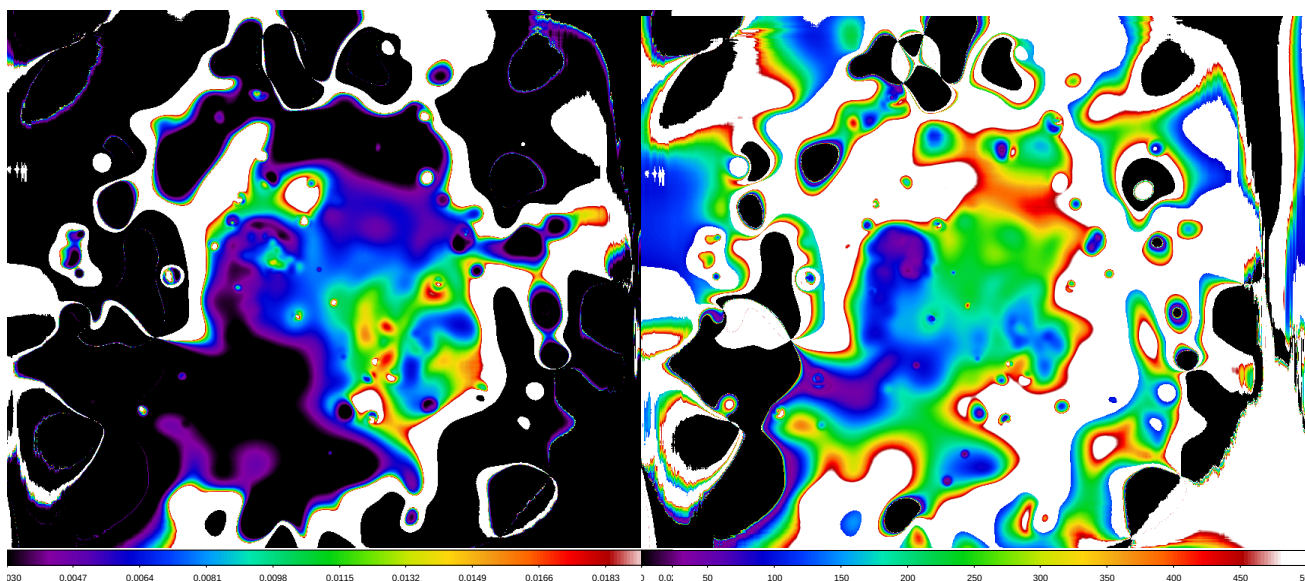


図 4.29: 圧力マップ

図 4.30: エントロピーマップ

比の誤差を使う「adaptive binning」と呼ばれるアルゴリズムを作成した。この方法の欠点は binning のサイズが 2 倍くらい変動することである。その後、[4, Cappellari2003] で「bin accretion」採用された。この方法はボロノイモザイク加工の技術を用いて、同じ SN 比になるまでビンまとめする。ビンまとめた領域はコンパクトで、大きさが表面輝度分布の変換とともに、円滑的に変換することは bin accretion 法の利点である。

図 4.31 で分割効果を示している。左は contour bined 表面輝度分布のイメージ ($T = 30$ 、 $M = 15$)、真ん中の左は contour bined のイメージ ($T = 100$ 、 $M = 40$)、真ん中の右は bin-accretion アルゴリズム (Voronoi binning 法) SN 比は 100、右は adaptively binning 法処理したイメージ、パラメーターは SN 比 100 と同等である。 T は SN 比、 M はスムージングのパラメーターである。

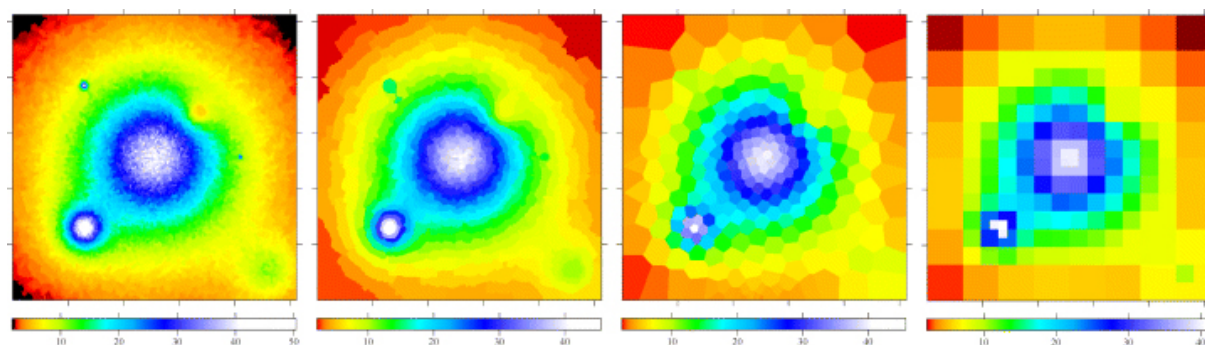


図 4.31: contour binnig 法と他の分割方法の比較 [25, Sanders2006]

4.3.1 contour binnig 分割方法

contour binning は他の分割方法より、より良い表面輝度分布を再現できる。複雑な構造を持っている衝突銀河団に特に適している。まず、スムージング (accumulative smoothing) して、スムージングしたイメージに基づいてビンまとめする (contour binning)。

accumulative smoothing は FTOOLS の FADAPT によって使用される方法の一般化である。このスムージングの方法は、速くて、簡単な利点がある。さらに、blank sky のバックグラウンド、マスクおよび露光時間のマップの使用も可能である。図 4.32 は accumulative smoothing で再現している効果である。左側は β モデルで作った表面輝度分布のモデルで、真ん中はこのモデルにポアソン誤差を与えたものである。右側は SN 比 20 の時、accumulative smoothing したイメージである。

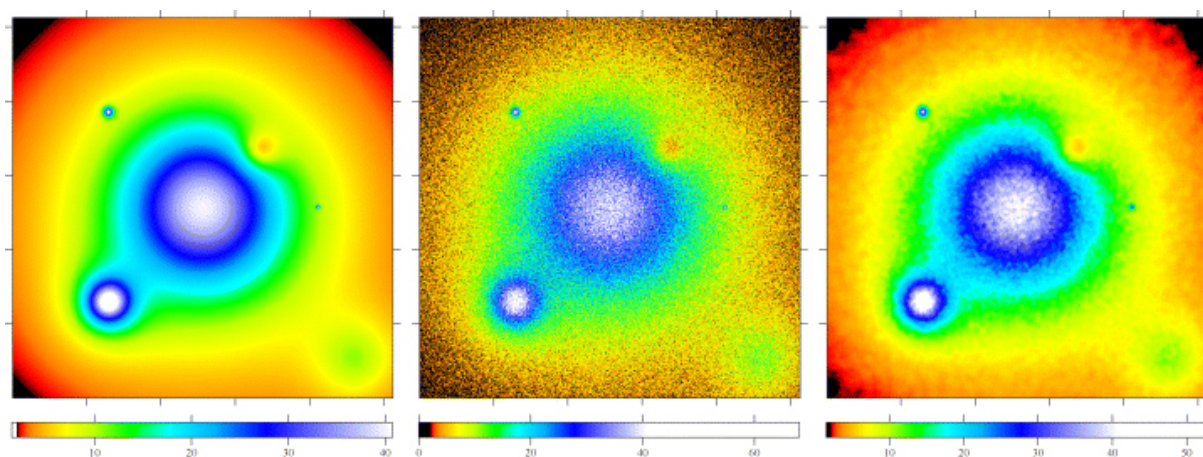


図 4.32: accumulative smoothing スムージングしたイメージと実際のデータの比較 [25, Sanders2006]

contour binning 法では、accumulative smoothing されたイメージの最も高い輝度のピクセルから、最も近い隣接のピクセルをビンまとめする。SN 比の閾値を超えるまで繰り返す。その後、新しいビンが作成される。このアルゴリズムは自然に表面輝度に従う。

4.3.2 サブ領域の分割

以下では、本論文で行った分割について説明する。

分割するため k のソフトウェアは、<http://www-xray.ast.cam.ac.uk/papers/contbin/> から入手した。0.4keV~7.5keV のバンドでイメージを作成する。このイメージをコマンド `accumulate_smooth` を用いて、スムージングパラメーター入れずに、accumulative スムージングした (図 4.33)。

4.3 contour binning による 2 次元マップの作成

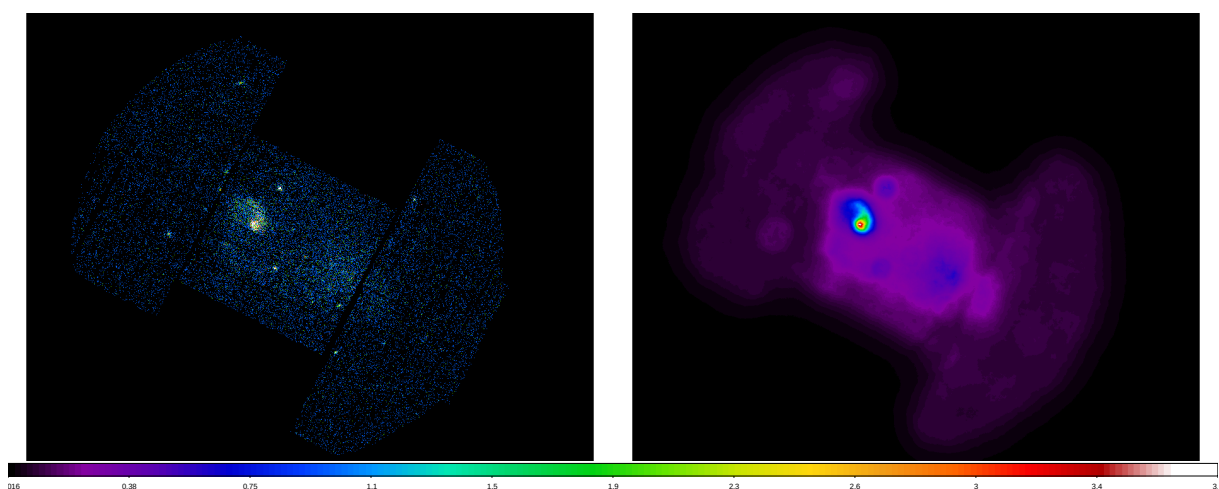


図 4.33: 左は 0.4keV~7.5keV バンドのイメージ、右は accumulative smoothing スムージングしたイメージ

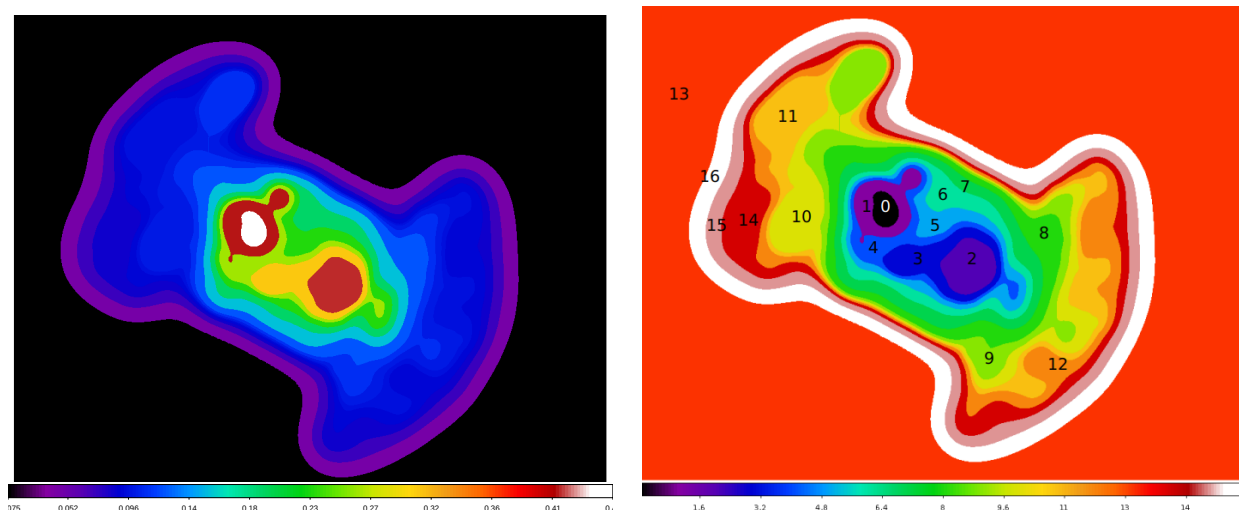


図 4.34: サブ領域分割後の輝度マップ

図 4.35: ビンマップ、サブ領域の reg ファイルを作るためのマップ、各領域は 0 から 16 までの整数をつけている

できたスムージングイメージの輝度から、contour binning のコマンド *contbin* でサブ領域をビンまとめする。今回の解析指定した SN 比の閾値は 45 である。ビンマップの作成とともに、分割した領域の輝度マップも同時に作成する。図 4.35 に 0 から 16 まで合計 17 個の領域がある。外側ほぼバックグラウンドなので、今回は 0 から 7 まで解析する。contour binning のコマンド *make_region_files* を利用して、ビンマップの各領域は多数の長方形

4.3 contour binning による 2 次元マップの作成

で組み合われている領域 (reg) ファイルが作成された (図 4.36)。reg ファイルがあれば、スペクトルの解析は可能である。

しかし、XMM-Newton のスペクトル作成コマンド *mos - spectra* と *pn - spectra* では、領域が一定の数を超えと、実行出来ない。したがって、ソフトウェア *ds9* の等高線の機能を用いて、ビンマップの各領域の外枠曲線を描き、多边形に変換し、reg ファイルとして保存した。MOS1、MOS2、PN は同じ reg ファイルを読み込めため、物理座標で保存する。そして、番号 0~7 の領域ごとに、スペクトル解析する。

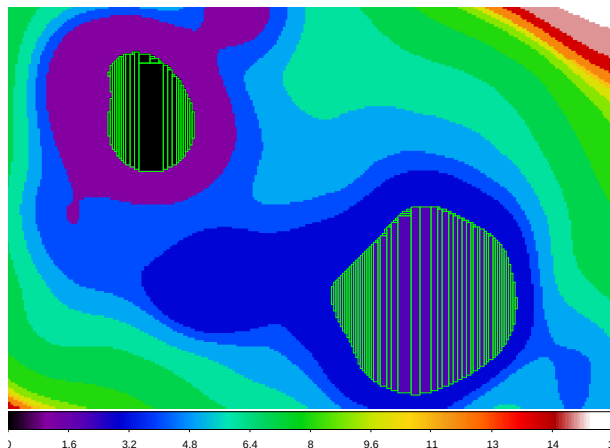


図 4.36: 複数の長方形で出来たサブ領域、例はビンマップの番号 1、3 領域

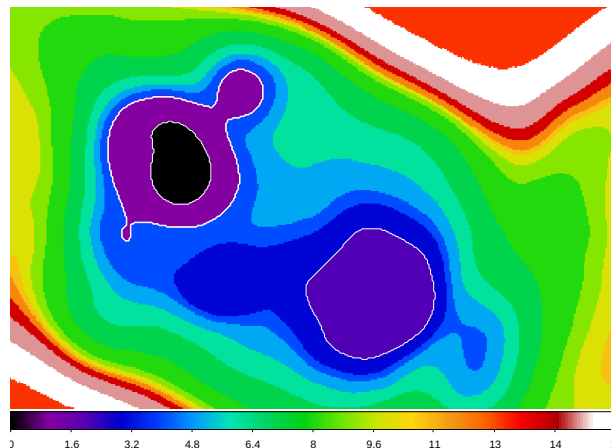


図 4.37: 白い線は等高線で変換した多边形 reg、ビンマップの番号 1、2、3 領域

4.3.3 サブ領域のスペクトル解析

XMM-Newton のスペクトルのフェットの先行研究 ([29, Snowden2007]) を参照して、以下のモデルを使っている。図 4.38 に示す。

4.3 contour binning による 2 次元マップの作成

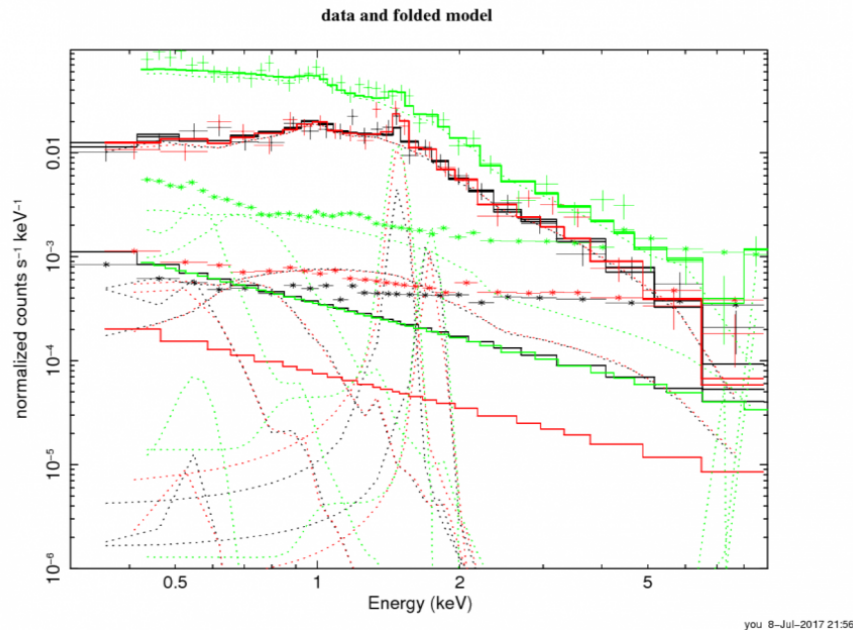


図 4.38: 0.4～2.3keV バンドでモデルの各成分を示している。緑は PN、赤と黒は MOS

- $\text{model} = \text{gauss1} + \text{gauss2} + \text{gauss3} + \text{gauss4} + \text{gauss5} + \text{gauss6} + \text{gauss7} + \text{con8} * \text{con9} * (\text{gauss10} + \text{gauss11} + \text{apec12} + (\text{apec13} + \text{apec14} + \text{power15}) * \text{phabs16} + \text{apec17} * \text{phabs18})$
- gauss1-7 : 検出機バックグラウンド起因の輝線、1 は Al、2 は Si、3～7 は Cu(1、2 は PN の大きさ固定、3～7 は MOS の大きさ固定)
- con8 : 検出器有効面積の補正、範囲は 0.9～1.1
- con9 : 円環ごとのスケールファクター (立体角)
- gauss10+gauss11 : 太陽風電荷交換反応による放射の輝線 SWCX (Solar Wind Charge eXchange)
- apec12 : 星間吸収を受けない局所泡 (LHB) からの放射
- phabs16*apec13 : 星間吸収を受けた低温銀河ハロー
- phabs16*apec14 : 星間吸収を受けた高温銀河ハロー
- phabs16*pow15 : 宇宙 X 線背景放射
- phabs18*apec17 : 銀河団高温ガスの放射

4.3 contour binning による 2 次元マップの作成

この銀河団はあまり広がっていないので、バックグラウンドスペクトルは銀河団の外の領域でを切って、作った。バックグラウンドの領域は図 4.39 に示す。

バックグラウンドスペクトルモデルの形状に関するパラメーターを共通にして、8 個の領域同時にフィットする (図 4.40)。図 4.41~4.48 は各領域のフィットしたスペクトル、バックグラウンド、各モデル成分、残差を示す。緑は PN で、赤と黒は MOS で、小さい十字点はターゲットデータ点、クロス形状の点はバックグラウンドデータである。領域の番号は図 4.49 に示している。

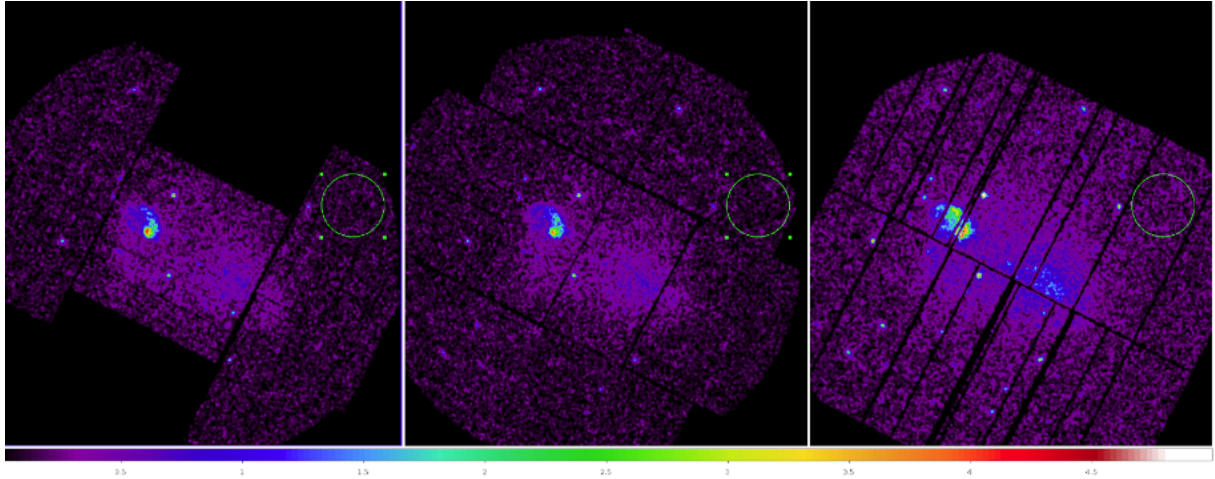


図 4.39: バックグラウンドは 3 つ CCD における位置

4.3 contour binning による 2 次元マップの作成

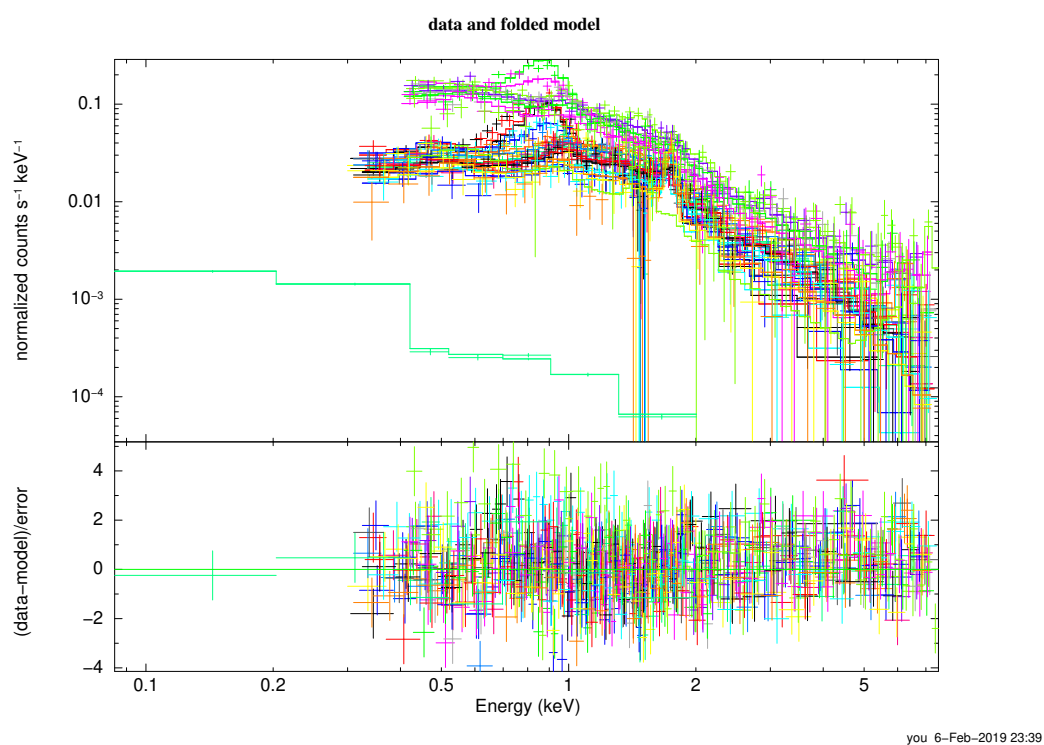


図 4.40: 8 個領域同時にフィット

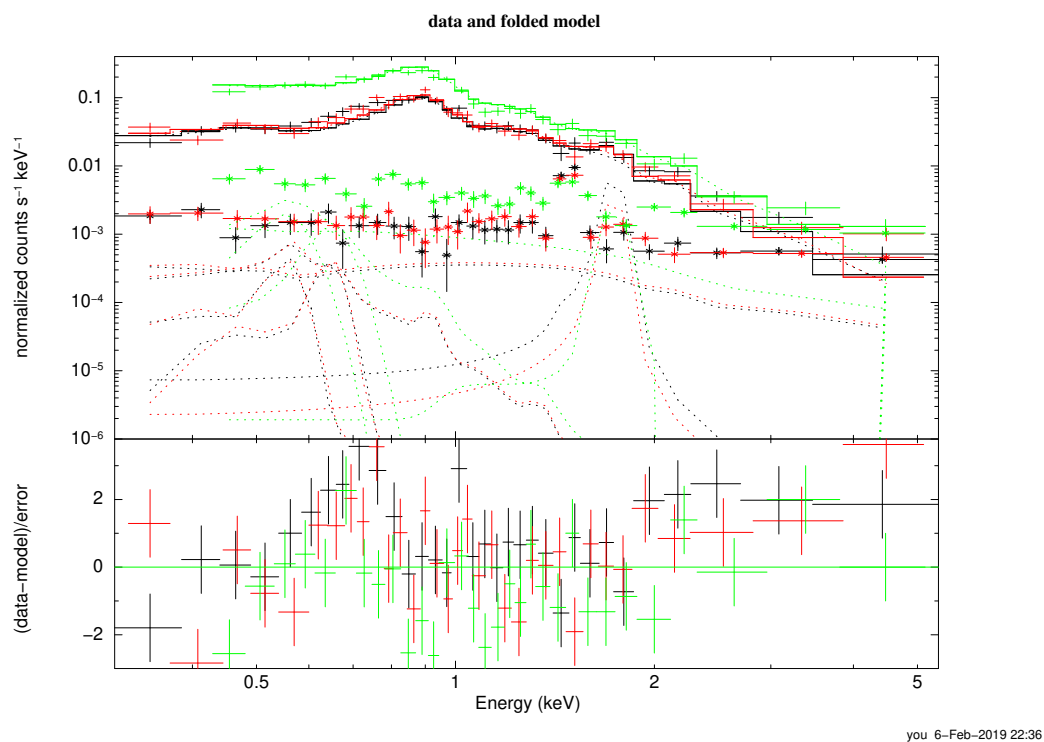


図 4.41: 領域 0

4.3 contour binning による 2 次元マップの作成

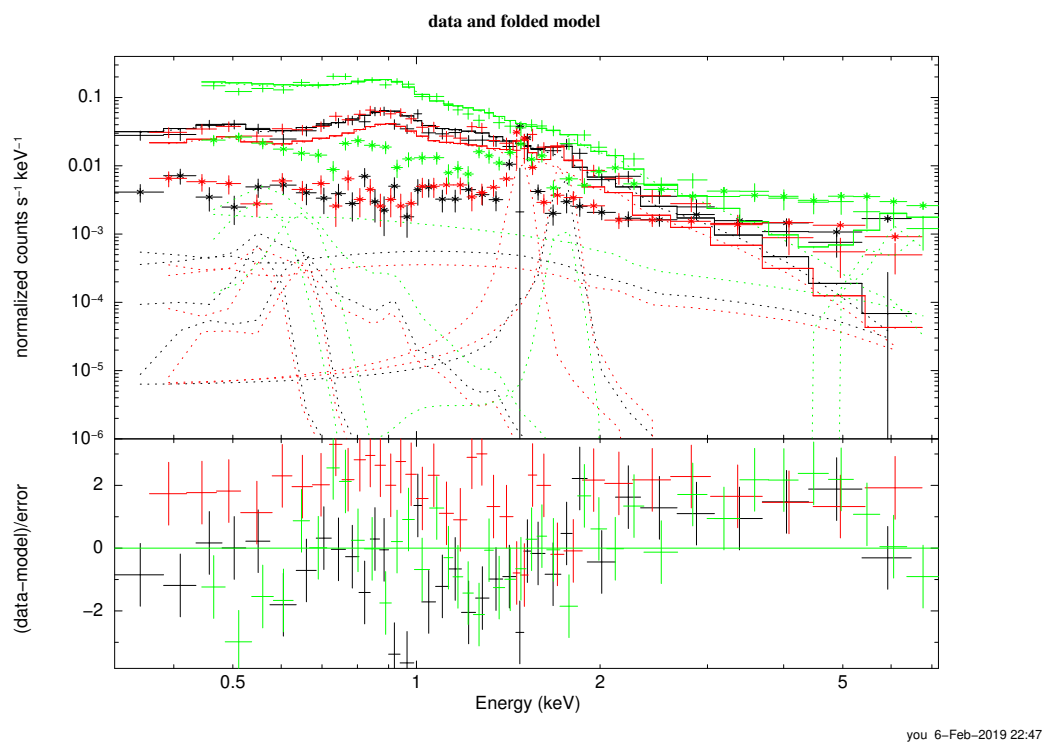


図 4.42: 領域 1

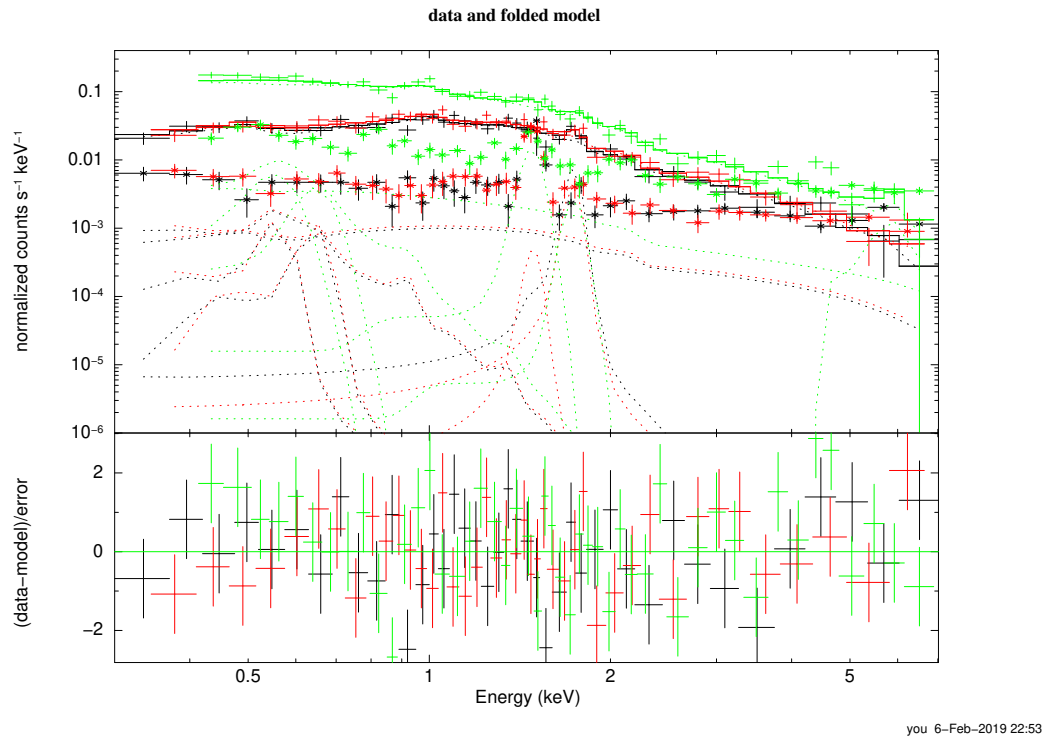


図 4.43: 領域 2

4.3 contour binning による 2 次元マップの作成

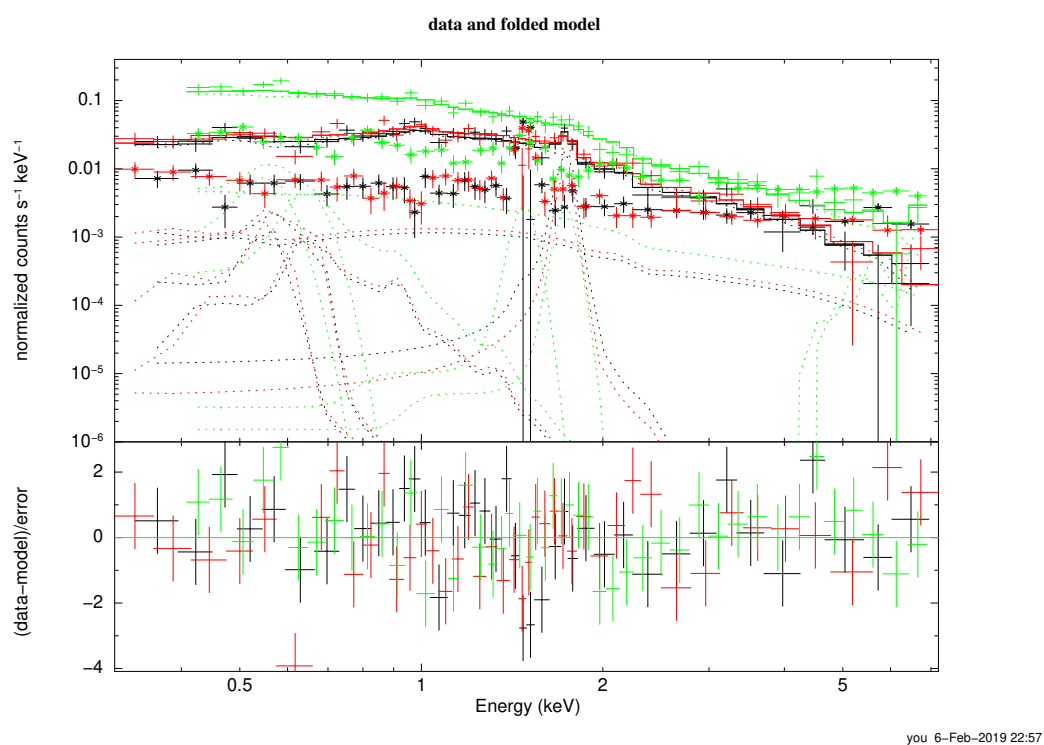


図 4.44: 領域 3

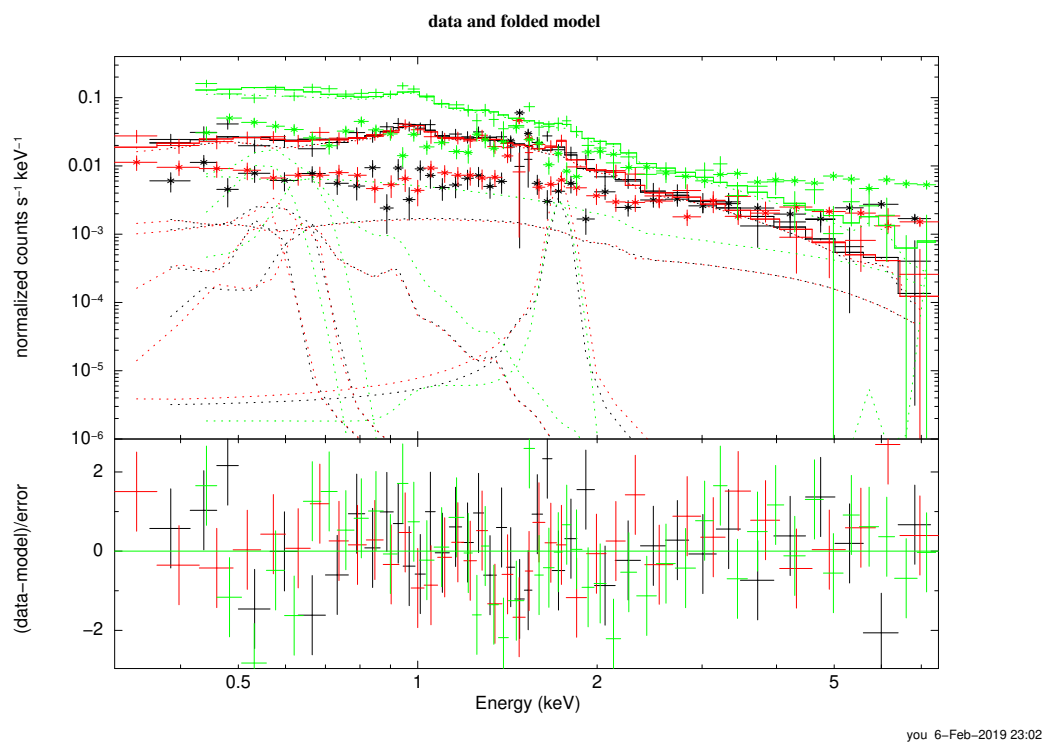


図 4.45: 領域 4

4.3 contour binning による 2 次元マップの作成

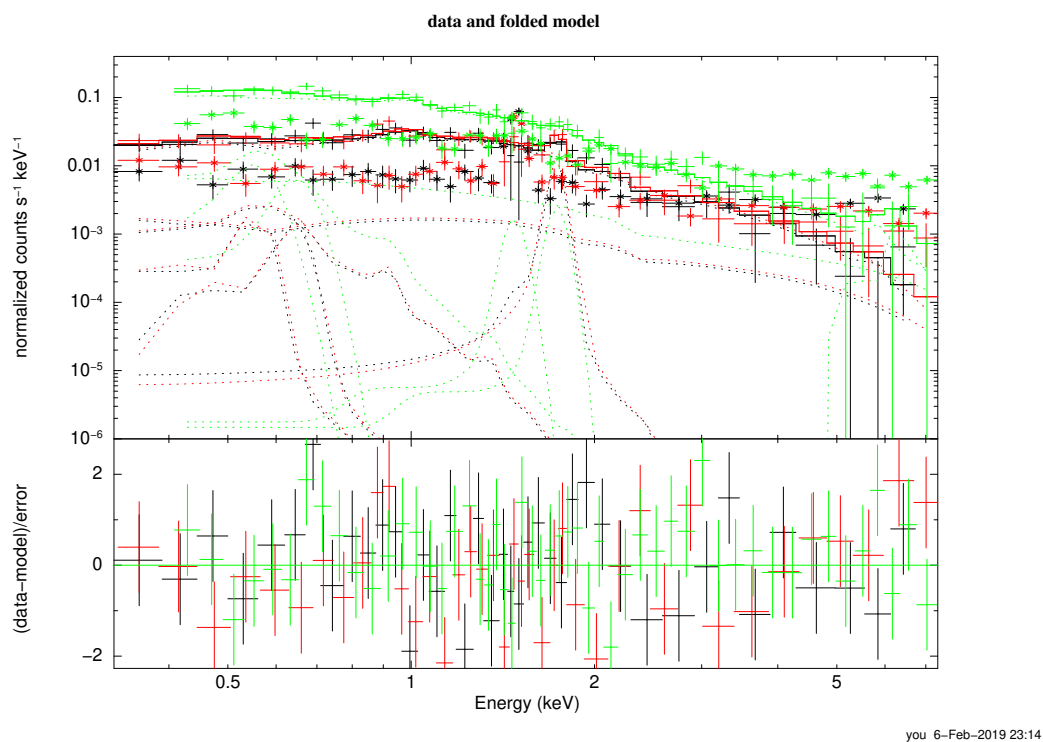


図 4.46: 領域 5

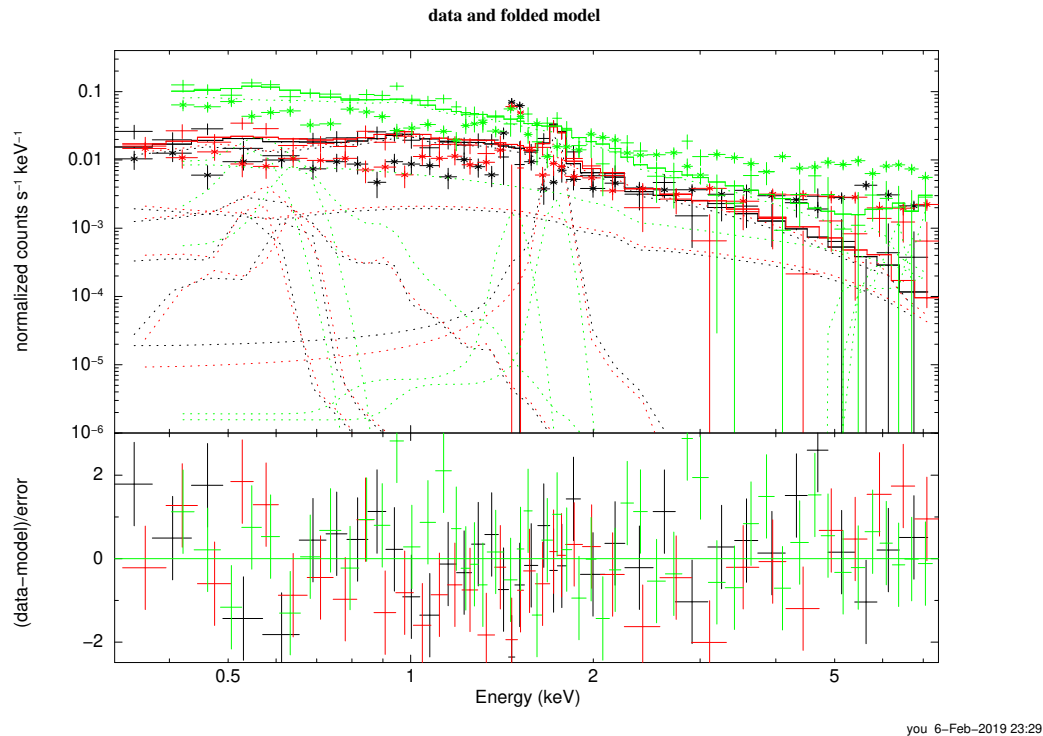


図 4.47: 領域 6

4.3 contour binning による 2 次元マップの作成

領域	温度	温度エラー	アバンダンス	アバンダンスエラー
0	1.166	+/- 0.021	0.178	+/- 0.016
1	1.256	+/- 0.032	0.074	+/- 0.011
2	3.322	+/- 0.164	0.201	+/- 0.067
3	3.016	+/- 0.192	0.142	+/- 0.060
4	2.608	+/- 0.164	0.310	+/- 0.080
5	2.835	+/- 0.252	0.172	+/- 0.070
6	2.913	+/- 0.361	0.167	+/- 0.100
7	1.815	+/- 0.302	0.125	+/- 0.079

表 4.5: 各領域の温度とアバンダンス

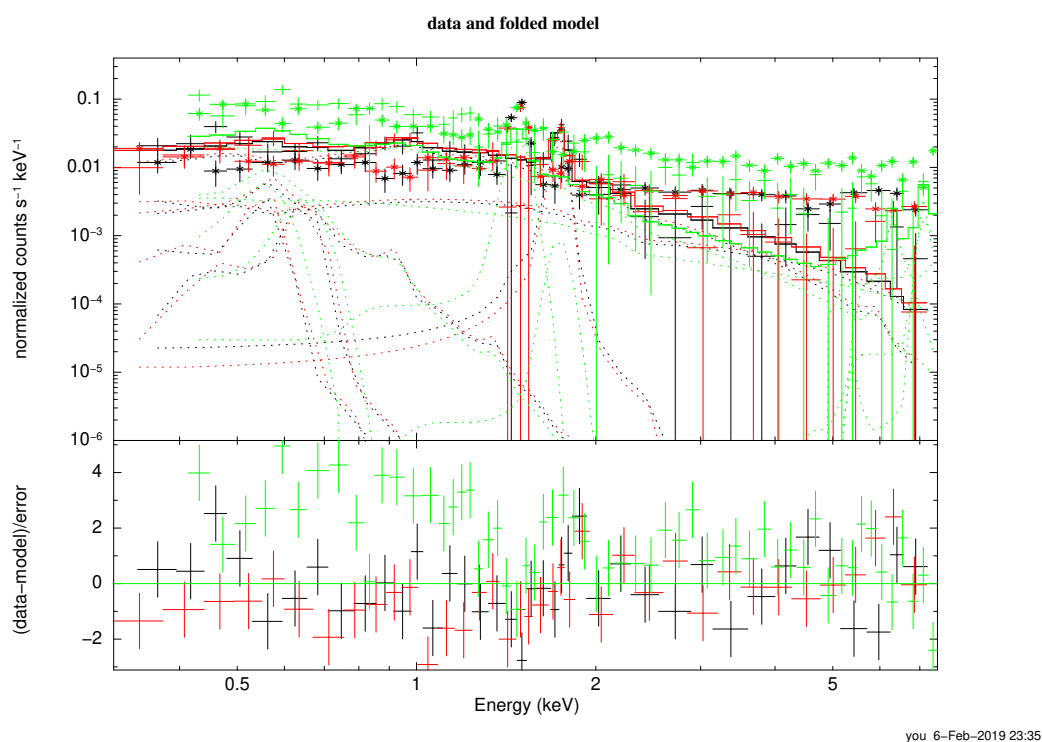


図 4.48: 領域 7

各領域の温度とアバンダンスのフィット結果を表 4.48 にまとめる。

4.3.4 2 次元マップの作成

表 4.5 の温度をマップに書き込んで、2 次元温度マップを作成した。その後式 4.2～4.4 を用いて、図 4.34 の輝度マップと密度、圧力、エントロピーマップを作成した。

4.3 contour binning による 2 次元マップの作成

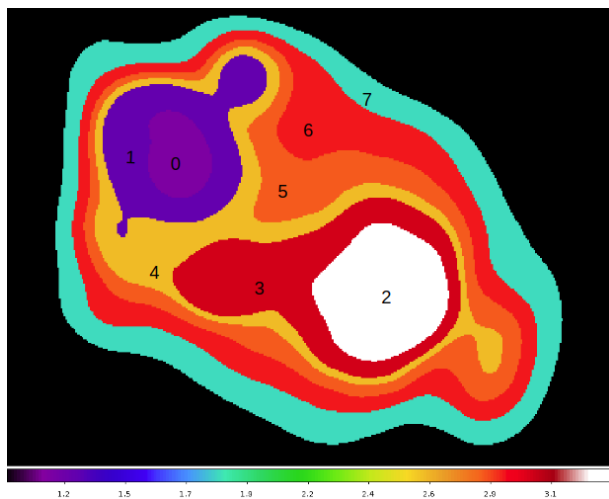


図 4.49: 領域の番号ついている温度マップ

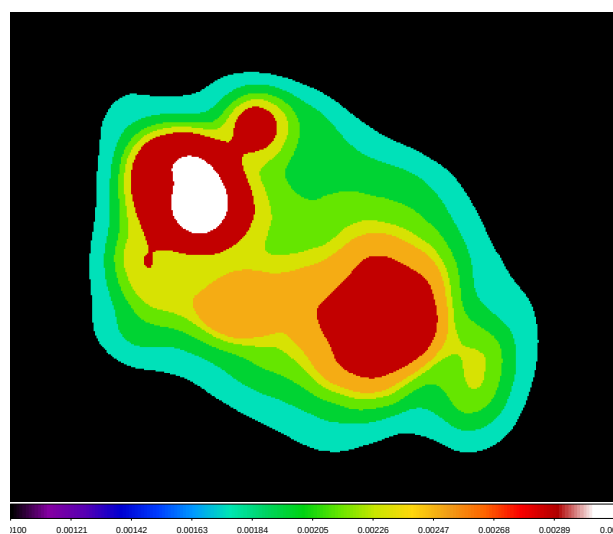


図 4.50: 2 次元密度マップ

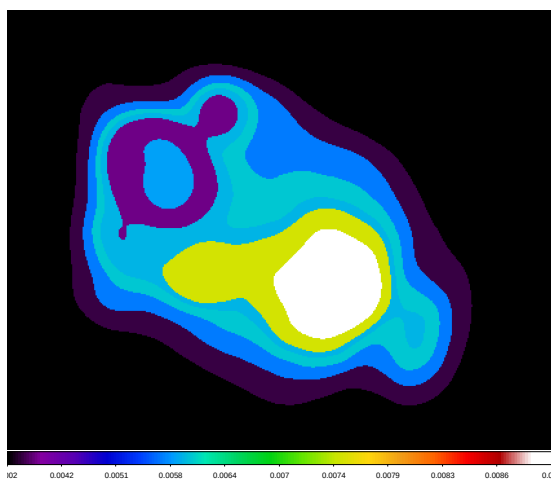


図 4.51: 2 次元圧力マップ

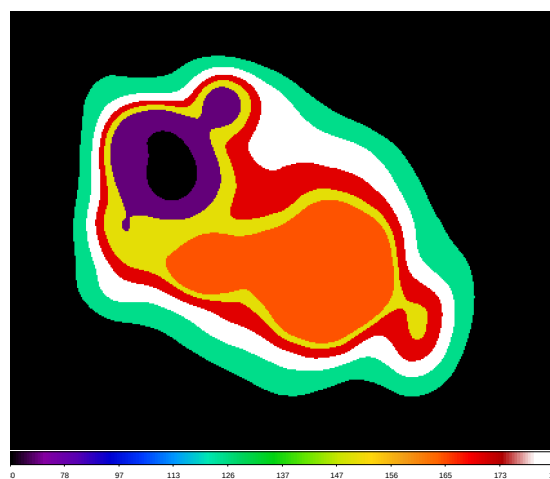


図 4.52: 2 次元エントロピーマップ

第5章 議論とまとめ

5.1 hardness ratio によるマップと contour binning によるマップの比較

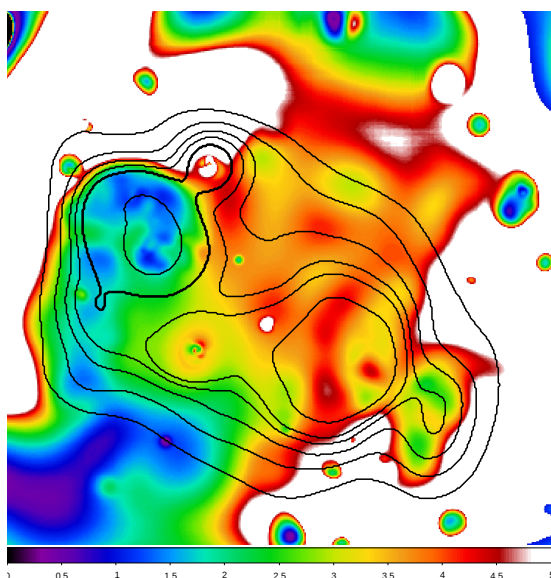


図 5.1: hardness ratio で作成した温度マップ、黒い線は contour binning の領域

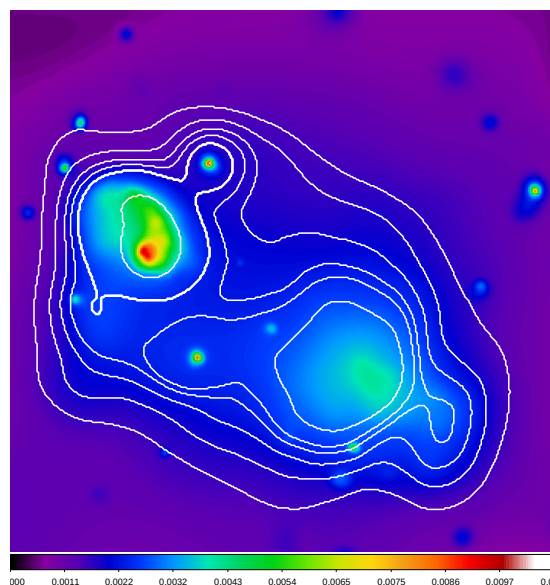


図 5.2: hardness ratio で作成した密度マップ、白い線は contour binning の領域

ここでは、北側の銀河群に着目する。図 5.1 に温度マップの比較を示す。図 5.1 を見ると、銀河群はクーリングコアを持っているのは共通に見える。hardness ratio のマップは図 5.7 のシミュレーションと同じ移動軌跡を示す温度の低い部分に分かるが、contour binning では 1 つの領域内にあるため、わからない。Contour binning の領域 4 は右側の銀河団周辺部の中で温度低いが、hardness ratio マップを見ると銀河団の左側に温度の低い領域があり、混ざり込んでいるためであると考えられる。そして、領域 3 が伸びている部分がある。これは hardness ratio マップから見ると、点源があることが分かる。先行論文 [8, Henry2004] では 2 次元マップ作成してから、点源を除去していた。今回の解析では点源の存在によって分割する領域に影響があることがわかった。

5.1 hardness ratio によるマップと contour binning によるマップの比較

図 5.2 の両方はお互いによく似ている。これは、温度マップと異なり、両方とも X 線輝度とそのまま反映させたマップであるため考えられる。銀河群の方が密度が最も高い。hardness ratio によるマップでは銀河団のコアは領域 2 の右の方に寄っている。この構造は図 5.1 にも見える。領域 2 はほぼ銀河団のハローである。領域 2、領域 3、領域 4 順番に下降していく。そして、領域 6、領域 7 より密度が高い。したがって、領域 3、4 は銀河団と銀河群が混ざるハローと思われる。

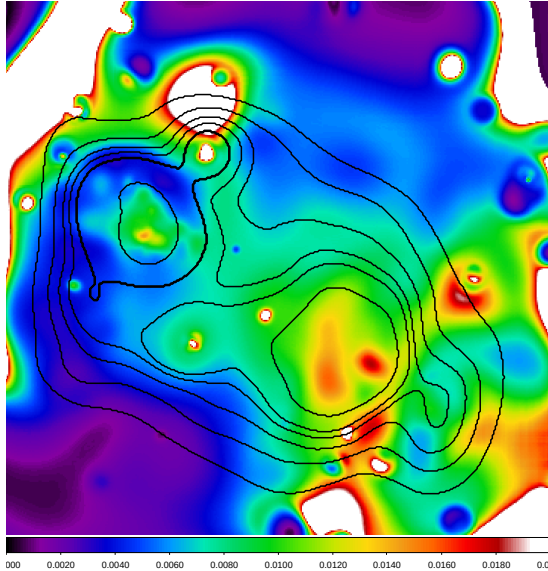


図 5.3: hardness ratio で作成した圧力マップ、黒い線は contour binning の領域

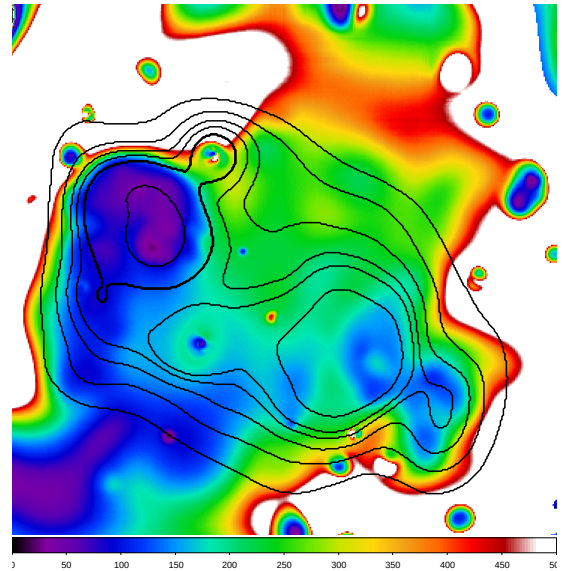


図 5.4: hardness ratio で作成したエントロピーマップ、黒い線は contour binning の領域

圧力マップ(図 5.3)を見ると、領域 1 で圧力が周辺の領域より低いことが分かる。hardness ratio によるマップの銀河群の左部分は圧力が弱い部分があり、図 5.7 との移動軌跡の範囲と似ている。領域 4、領域 5、領域 6 の銀河群の周り部分は領域 1 より圧力強い理由は、4、5、6 は銀河団と銀河群のハロー両方がある。そして、領域 4、領域 5、領域 6 の圧力は似ているので、圧力平衡状態になると考えられる。また領域 1 と領域 0 のところでは動圧受けている構造が見える。この部分は次の「シミュレーションとの比較」で説明する。

図 5.4 の 2 次元エントロピーマップを見ると領域 0、1 とほかの部分の数値は 2 倍の差がある。残った部分は銀河団ハローである。そして、領域 1 は領域 0 より高いので、銀河群と銀河団を衝突してから、銀河群のハローより圧縮されていることが考えられる。外側に行くと、エントロピーが高くなる。

5.2 シミュレーションとの比較

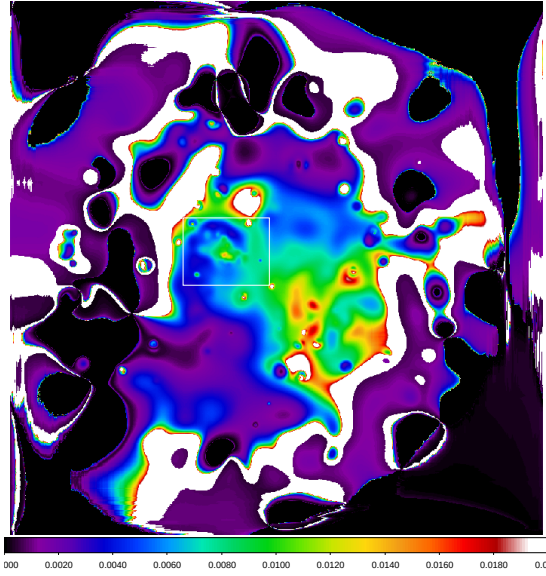


図 5.5: hardness ratio で作成した圧力マップ、白い領域は図 5.2 囲まれた領域

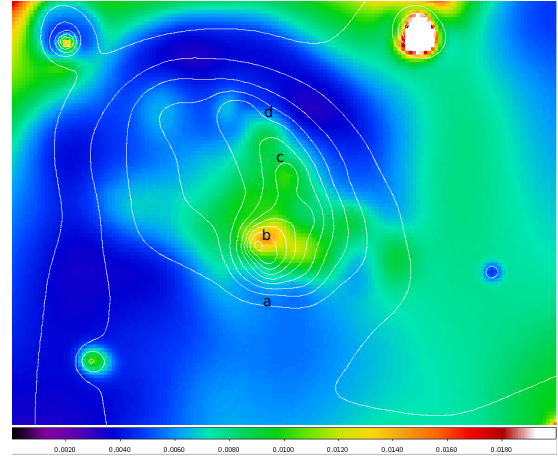


図 5.6: 白い等高線は図 4.28 密度マップの等高線

5.2 シミュレーションとの比較

圧力マップ (5.5) をを見ると、中心部に動圧を受けている構造が見られる。図 5.6 は北の銀河群のあたりの密度マップであるが、等高線を見ると、勾玉状の構造があることが目で確認される。これは落ちてきているガス構造がモーメントを持っていることを意味している。このような例は、我々が調べた限りでは例がない。それゆえ、本サンプルは動圧やガストリッピングの物理を知るための理想的なサンプルと言える。勾玉状の形状の構造の物理性質解明する必要もある。同マップ上の密度等高線の濃淡から、銀河群は南方向または南西方向に移動していると推測できる。これは北東向きに伸びているテイル状の勾玉構造の方向から得られる推測と一致する。圧力マップで図 5.6 の様に a、b、c、d 点を指定すると、熱的圧力は $P_a \sim P_d < P_c < P_b$ の状態にあることがわかった。圧力平衡の式、 $P_b = P_a + P_{ram}$ を考えると、サブ構造にかかる動圧 P_{ram} は熱的圧力と同程度になっている。ここで視線方向の奥向きはコアの大きさと同程度と仮定している。しかし、視線方向の不定性を考えても、結果は大きく変わらない。このことは玉状の構造は動圧によって作られたことを示唆する。

5.3 まとめ

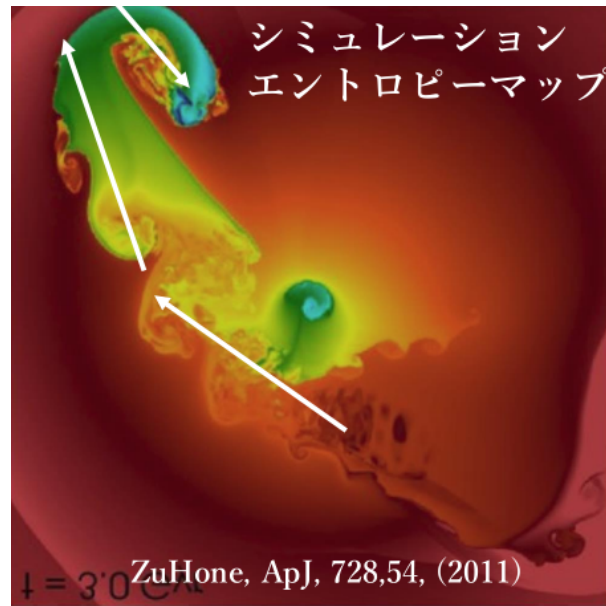


図 5.7: 衝突銀河団のエントロピーのシミュレーション

[36, Zuhone2011] では、質量比 1:10 の off-axis 銀河団衝突をシミュレーションしている。衝突開始から 30 億年後によるシミュレーションのエントロピーマップ (図 5.7) に同様な勾玉状の構造が見られる。これは、銀河群が一度中心付近を通りすぎ、再び戻るときに生成され、本銀河団で見られる構造に似ている。

5.3 まとめ

本論文は hardness ratio 法と contour binning 分割法両方利用して、衝突銀河団 MCXCJ0157.4-0550 を解析した。2つの解析結果は同じような結果を示した。hardness ratio 法の方は領域分割していないため、全体的に銀河団の衝突の移動軌跡と細かい構造が見えるため、大体の状況を把握出来て、銀河団の衝突過程が判断しやすい。欠点は hardness ratio と温度の関係はシミュレーションで作成していて、バックグラウンドの引き差しの影響を受けやすいことである。よって、本研究は contour binning によるマップと比較することにより、hardness ratio によるマップで見えていた傾向が大まかに正しいことを確認できたことになる。そして、hardness ratio によるマップによって、細かい構造を確認できたと言える。

contour binning 分割法はフィットして、2次元温度を作成した。つまり、結果は hardness ratio 法より正しいと思われる。しかし、領域を分けて解析してるため、細かい構造がわからないという欠点がある。例えば、銀河群左側の軌跡は、contour binning 分割法で見えない。分割の基準は判断しにくい。今は先行研究と同じ、輝度を基準として、解析した。今後は hardness ratio マップを基準として解析するなど試行が必要であろう。

関連図書

- [1] <https://slideplayer.com/slide/8103725/>.
- [2] <http://wwwxray.ess.sci.osaka-u.ac.jp/OskXrayTlabHP/XIS.html>.
- [3] H. Akamatsu, M. Mizuno, N. Ota, Y.-Y. Zhang, R. J. van Weeren, H. Kawahara, Y. Fukazawa, J. S. Kaastra, M. Kawaharada, K. Nakazawa, T. Ohashi, H. J. A. Röttgering, M. Takizawa, J. Vink, and F. Zandanel. <i>Suzaku</i> observations of the merging galaxy cluster Abell2255: The northeast radio relic. *Astronomy & Astrophysics*, Vol. 600, p. A100, 2017.
- [4] Michele Cappellari and Yannick Copin. Adaptive spatial binning of integral-field spectroscopic data using Voronoi tessellations. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 2003.
- [5] M Elvis and P Murdin. Chandra X-ray Observatory. In *Encyclopedia of Astronomy and Astrophysics*. 2002.
- [6] M. J. Geller and T. C. Beers. Substructure within clusters of galaxies. *Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, 1982.
- [7] James E. Gunn and III Gott, J. Richard. On the Infall of Matter Into Clusters of Galaxies and Some Effects on Their Evolution. *The Astrophysical Journal*, 1972.
- [8] J. Patrick Henry, Alexis Finoguenov, and Ulrich G. Briel. Wide - Field X - Ray Temperature, Pressure, and Entropy Maps of A754. *The Astrophysical Journal*, 2004.
- [9] 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. *Astronomy & Astrophysics*, 2001.
- [10] T.~E. Jeltema, C.~R. Canizares, M.~W. Bautz, and D.~A. Buote. The evolution of structure in X-ray clusters of galaxies. *The Astrophysical Journal*, Vol. 624, p. 606, 2005.

- [11] R. B. Larson, B. M. Tinsley, and C. N. Caldwell. The evolution of disk galaxies and the origin of S0 galaxies. *The Astrophysical Journal*, 1980.
- [12] M. L. Markevitch, C. L. Sarazin, and J. A. Irwin. Heating of the intracluster gas in the triangulum australis cluster. *The Astrophysical Journal*, Vol. 472, p. L17, 1996.
- [13] Maxim Markevitch, William R. Forman, Craig L. Sarazin, and Alexey Vikhlinin. The Temperature Structure of 30 Nearby Clusters Observed with *<i>ASCA</i>* : Similarity of Temperature Profiles. *The Astrophysical Journal*, 1998.
- [14] Maxim Markevitch, Craig L. Sarazin, and Alexey Vikhlinin. Physics of the Merging Clusters Cygnus A, A3667, and A2065. *The Astrophysical Journal*, 1999.
- [15] Maxim Markevitch and Alexey Vikhlinin. Shocks and cold fronts in galaxy clusters. *Physics Reports*, 2007.
- [16] Kazuhisa Mitsuda, Mark Bautz, Hajime Inoue, Richard L. Kelley, Katsuji Koyama, Hideyo Kunieda, Kazuo Makishima, Yoshiaki Ogawara, Robert Petre, Tadayuki Takahashi, Hiroshi Tsunemi, Nicholas E. White, Naohisa Anabuki, Lorella Angelini, Keith Arnaud, Hisamitsu Awaki, Aya Bamba, Kevin Boyce, Gregory V. Brown, Kai-Wing Chan, Jean Cottam, Tadayasu Dotani, John Doty, Ken Ebisawa, Yuichiro Ezoe, Andrew C. Fabian, Enectali Figueroa, Ryuichi Fujimoto, Yasushi Fukazawa, Tae Furusho, Akihiro Furuzawa, Keith Gendreau, Richard E. Griffiths, Yoshito Haba, Kenji Hamaguchi, Ilana Harrus, Günther Hasinger, Isamu Hatsukade, Kiyoshi Hayashida, Patrick J. Henry, Junko S. Hiraga, Stephen S. Holt, Ann Hornschemeier, John P. Hughes, Una Hwang, Manabu Ishida, Yoshitaka Ishisaki, Naoki Isobe, Masayuki Itoh, Naoko Iyomoto, Steven M. Kahn, Tuneyoshi Kamae, Hideaki Katagiri, Jun Kataoka, Haruyoshi Katayama, Nobuyuki Kawai, Caroline Kilbourne, Kenzo Kinugasa, Steve Kissel, Shunji Kitamoto, Mitsuhiro Kohama, Takayoshi Kohmura, Motohide Kokubun, Taro Kotani, Jun'ichi Kotoku, Aya Kubota, Greg M. Madejski, Yoshitomo Maeda, Fumiyoshi Makino, Alex Markowitz, Chiho Matsumoto, Hironori Matsumoto, Masaru Matsuoka, Kyoko Matsushita, Dan McCammon, Tatehiko Mihara, Kazutami Misaki, Emi Miyata, Tsunefumi Mizuno, Koji Mori, Hideyuki Mori, Mikio Morii, Harvey Moseley, Koji Mukai, Hiroshi Murakami, Toshio Murakami, Richard Mushotzky, Fumiaki Nagase, Masaaki Namiki, Hitoshi Negoro, Kazuhiro Nakazawa, John A. Nousek, Takashi Okajima, yasushi Ogasaka, Takaya Ohashi, Tai Oshima, Naomi Ota, Masanobu Ozaki, Hideki Ozawa, Arvind N. Parmar, William D. Pence, F. Scott Porter, James N. Reeves, George R. Ricker, Ikuya Sakurai, Wilton T.

- Sanders, Atsushi Senda, Peter Serlemitsos, Ryo Shibata, Yang Soong, Randall Smith, Motoko Suzuki, Andrew E. Szymkowiak, Hiromitsu Takahashi, Toru Tamagawa, Keisuke Tamura, Takayuki Tamura, Yasuo Tanaka, Makoto Tashiro, Yuzuru Tawara, Yukikatsu Terada, Yuichi Terashima, Hiroshi Tomida, Ken'ichi Torii, Yohko Tsuboi, Masahiro Tsujimoto, Takeshi Go Tsuru, Martin J. L. Turner, Yoshihiro Ueda, Shiro Ueno, Masaru Ueno, Shin'ichiro Uno, Yuji Urata, Shin Watanabe, Norimasa Yamamoto, Kazutaka Yamaoka, Noriko Y. Yamasaki, Koujun Yamashita, Makoto Yamauchi, Shigeo Yamauchi, Tahir Yaqoob, Daisuke Yonetoku, and Atsumasa Yoshida. The X-Ray Observatory Suzaku. *Publications of the Astronomical Society of Japan*, 2007.
- [17] Keita Miyaoka. X-ray and multiwavelength studies of x-ray luminous clusters in the subaru/hsc-ssp survey field. Master's thesis, HIROSHIMA UNIVERSITY.
- [18] Keita Miyaoka, Nobuhiro Okabe, Takao Kitaguchi, Masamune Oguri, Yasushi Fukazawa, Rachel Mandelbaum, Elinor Medezinski, Yasunori Babazaki, Atsushi J. Nishizawa, Takashi Hamana, Yen Ting Lin, Hiroki Akamatsu, I. Non Chiu, Yutaka Fujita, Yuto Ichinohe, Yutaka Komiyama, Toru Sasaki, Motokazu Takizawa, Shutaro Ueda, Keiichi Umetsu, Jean Coupon, Chiaki Hikage, Akio Hoshino, Alexie Leauthaud, Kyoko Matsushita, Ikuyuki Mitsuishi, Hironao Miyatake, Satoshi Miyazaki, Surhud More, Kazuhiro Nakazawa, Naomi Ota, Kousuke Sato, David Spergel, Takayuki Tamura, Masayuki Tanaka, Manobu M. Tanaka, and Yousuke Utsumi. Multiwavelength study of X-ray luminous clusters in the Hyper Suprime-Cam Subaru Strategic Program S16A field. *Publications of the Astronomical Society of Japan*, Vol. 70, pp. 2–21, 2018.
- [19] Ben Moore, Neal Katz, George Lake, Alan Dressler, and Augustus Oemler. Galaxy harassment and the evolution of clusters of galaxies. *Nature*, 1996.
- [20] R. Mushotzky. Science with XMM: Overview and Comparisons with other Missions. In *SCIENCE WITH XMM - THE FIRST XMM WORKSHOP*, 1998.
- [21] P. E. J. Nulsen. Transport processes and the stripping of cluster galaxies. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 1982.
- [22] Masamune Oguri, Yen-Ting Lin, Sheng-Chieh Lin, Atsushi J Nishizawa, Anupreeta More, Surhud More, Bau-Ching Hsieh, Elinor Medezinski, Hironao Miyatake, Hung-Yu Jian, Lihwai Lin, Masahiro Takada, Nobuhiro Okabe, Joshua S Speagle, Jean Coupon, Alexie Leauthaud, Robert H Lupton, Satoshi Miyazaki, Paul A Price,

- Masayuki Tanaka, I-Non Chiu, Yutaka Komiyama, Yuki Okura, Manobu M Tanaka, and Tomonori Usuda. An optically-selected cluster catalog at redshift $0.1 < z < 1.1$ from the Hyper Suprime-Cam Subaru Strategic Program S16A data. *Publications of the Astronomical Society of Japan*, Vol. 70, No. SP1, pp. 1–18, 2018.
- [23] M. Ramella, A. Biviano, A. Pisani, J. Varela, D. Bettoni, W. J. Couch, M. D’Onofrio, A. Dressler, G. Fasano, P. Kjaergaard, M. Moles, E. Pignatelli, and B. M. Poggianti. Substructures in WINGS clusters. *Astronomy and Astrophysics*, 2007.
- [24] Paul M. Ricker and Craig L. Sarazin. Off-Axis Cluster Mergers: Effects of a Strongly Peaked Dark Matter Profile. *The Astrophysical Journal*, Vol. 561, No. 2, pp. 621–644, 2001.
- [25] J. S. Sanders. Contour binning: A new technique for spatially resolved X-ray spectroscopy applied to Cassiopeia A. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 2006.
- [26] J. S. Sanders and A. C. Fabian. Adaptive binning of X-ray galaxy cluster images. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 2001.
- [27] J. S. Sanders, A. C. Fabian, and S. W. Allen. X-ray colour maps of the cores of galaxy clusters. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, Vol. 318, No. 3, pp. 733–746, 2000.
- [28] Peter Schneider. *Extragalactic Astronomy and Cosmology*. 2015.
- [29] S. L. Snowden, R. M. Mushotzky, K. D. Kuntz, and D. S. Davis. A Catalog of Galaxy Clusters Observed by XMM-Newton. Vol. 658, pp. 615–658, 2007.
- [30] 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. *Astronomy & Astrophysics*, 2001.

- [31] Tadayuki Takahashi, Motohide Kokubun, Kazuhisa Mitsuda, Richard L. Kelley, Takaya Ohashi, Felix Aharonian, Hiroki Akamatsu, Fumie Akimoto, Steven W. Allen, Naohisa Anabuki, Lorella Angelini, Keith Arnaud, Makoto Asai, Marc Audard, Hisamitsu Awaki, Magnus Axelsson, Philipp Azzarello, Chris Baluta, Aya Bamba, Nobutaka Bando, Marshall W. Bautz, Thomas Bialas, Roger Blandford, Kevin Boyce, Laura W. Brenneman, Gregory V. Brown, Esra Bulbul, Edward M. Cackett, Edgar Canavan, and Maria Chernyakova. Hitomi (ASTRO-H) X-ray Astronomy Satellite. *Journal of Astronomical Telescopes, Instruments, and Systems*, 2018.
- [32] XMM-Newton Community Support Team. *XMM-Newton Users Handbook*. XMM-Newton Science Operations Centre Team, 2018.
- [33] M. J. L. Turner, A. Abbey, M. Arnaud, M. Balasini, M. Barbera, E. Belsole, P. J. Ben-
nie, 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. *Astronomy & Astrophysics*, 2001.
- [34] JINGYING WANG. *An X-Ray Study of Intergalactic Medium in Galaxy Clusters and
Groups Its Application to Low-Frequency Ratio Observations*. PhD thesis, SHANG-
HAI JIAOTONG UNIVERSITY.
- [35] Michael J. West and Gregory D. Bothun. A reanalysis of substructure in clusters of
galaxies and their surroundings. *The Astrophysical Journal*, Vol. 350, p. 36, 1990.
- [36] J. A. Zuhone. A parameter space exploration of galaxy cluster mergers. I. gas mixing
and the generation of cluster entropy. *Astrophysical Journal*, 2011.