銀河団中心部の高温プラズマのX線特性

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・素粒子実験研究室
川埜 直美

2003年02月10日

概 要

銀河団を X 線で観測すると、構成銀河の間を満たしている温度が 10^{7-8} K の高温プラズマ (ICM; Intracluster Medium) が明るく輝いて見える。過去の X 線観測から ICM の輝度は銀河団中心で鋭いピークを示し、温度は銀河団の外側ではほぼ一定であるのに、銀河団のごく中心では温度が低下していくことが明らかになっている。銀河団中心の高密度領域では周辺より放射が効率良く起こり、ガスが冷える。そうすると周囲のガスとの間に圧力勾配ができるため、その勾配を埋めようと周囲のガスが中心に向かって流れ込み、ICM の温度は銀河団中心部で加速度的に低下すると考えられる。このような大規模なガスの流れを Cooling Flow モデルといい、銀河団中心の鋭い X 線輝度分布や低温ガスを説明するモデルとして信じられてきた。

ところが、近年の観測から ICM の温度は中心に向かって低下するが、その下がり方が緩やかで、Cooling Flow モデルから予想されている温度分布とは異なることが分かってきた。さらに、Cooling Flow の結果として生じるはず大量の低温ガスは見つかっておらず、本当に Cooling Flow が起こっているのかが問題となっている。もし Cooling Flow が実際に起こっているなら、何が放射冷却を抑制しているのか。一方、Cooling Flow が起こっていなければ、銀河団中心の低温ガスの起源は何であるのかという疑問が生じる。

そこで、私は、空間分解能に各段に優れ、X 線分光も精度良く行える Chandra 衛星のデータを用いて、銀河団中心の低温ガスの系統的性質を詳細に調べた。その結果、温度分布をかつてない精度で求めることができ、ICM の温度は銀河団中心で有意に下げ止まっていることが分かった。これは銀河団中心に Cooling を抑制する未知の加熱源が存在することを示唆している。また、銀河団中心の ICM の温度構造は、あたかも銀河団中心にそれ自身の半分の規模の小さい銀河団が存在するものとして重力ポテンシャルなどを考えるとうまく説明できるようにみえる。そのような兆候は可視光では得られていないが、実際に存在するなら、ダークマターの宇宙構造形成を考える重要な情報となる。

目 次

第 1 章　Introduction **3**

第 2 章　銀河団の X 線観測 **5**
2.1 銀河団の可視光観測 5
2.2 銀河団の X 線観測 6
2.3 Intracluster Medium (ICM) 7
2.3.1 等温・静水圧平衡 7
2.3.2 β モデル 8
2.3.3 X 線スペクトル 10
2.4 銀河団中心の低温ガスの X 線観測 11
2.4.1 Cooling Flow Model 11
2.4.2 中心銀河説 13
2.4.3 こども銀河団説 15

第 3 章　X 線天文衛星「Chandra」 **17**
3.1 Chandra 衛星の概要 17
3.2 High Resolution Mirror Assembly (HRMA) 18
3.2.1 有効面積 20
3.2.2 Point Spread Function 20
3.3 Advanced CCD Imaging Spectrometer (ACIS) 21
3.3.1 ACIS の概要 21
3.3.2 検出原理 24
3.3.3 位置分解能 24
3.3.4 エネルギー分解能 25
3.3.5 Event Grade 26
3.3.6 バックグラウンド 29

第 4 章　観測と Data reduction **31**
4.1 ターゲット選定 31

4.2 スペクトル解析 . . . 31
4.2.1 レスポンス関数と χ^2 検定 . . . 33
4.2.2 バックグラウンド . . . 34
4.2.3 ICM のモデルスペクトル . . . 35
4.3 イメージ解析 . . . 35
4.4 ROSAT 衛星 . . . 36
4.4.1 ROSAT 衛星の概要 . . . 36
4.4.2 Position Sensitive Proportional Counter (PSPC) . . . 36
4.4.3 Exposure Map . . . 37

第 5 章 解析結果 40
5.1 温度、吸収、アバンダンス分布 . . . 40
5.1.1 1 温度フィット . . . 41
5.1.2 2 温度フィット . . . 42
5.1.3 Variable Abundance Model フィット . . . 46
5.2 輝度分布 . . . 48
5.2.1 Chandra 衛星の表面輝度分布 . . . 49
5.2.2 Chandra 衛星と ROSAT 衛星の同時フィッティング . . . 51
5.3 中心の低温成分の性質 . . . 56
5.3.1 解析したパラメータ . . . 56
5.3.2 Cooling Flow モデル支持する結果 . . . 60
5.3.3 Cooling Flow では説明できない結果 . . . 60
5.4 ICM 質量分布・全重力質量分布 . . . 62
5.4.1 ICM 質量・全重力質量の半径分布 . . . 62
5.4.2 ダークマターの分布 . . . 63

第 6 章 Disscussion 66
6.1 結果のまとめ . . . 66
6.2 銀河団中心部の温度分布 . . . 67
6.3 超過吸収の可能性 . . . 68
6.4 低温ガスの質量 . . . 69
6.5 X 線光度–温度相関、ICM 質量–温度相関 . . . 69
6.6 重力ポテンシャル構造 . . . 70
6.7 non-cD 銀河団との比較 . . . 71
6.8 銀河団中心の低温 ICM の起源 . . . 72

第1章　Introduction

銀河団を X 線で観測すると、構成銀河の間を満たしている大量の高温プラズマが輝いて見える。多くの銀河団において高温プラズマは中心で鋭い X 線のピークを示し、中心に向かって温度が低下してくことが Einstein(1978-1981) や ROSAT(1990-1999) による銀河団の X 線観測の初期に明かになった (図 1.1)。観測により得られた温度分布と密度分布を用いると、ガスが放射によって全エネルギーを失うのにかかる時間、cooling time を見積もることができる。銀河団中心部の高密度領域では、cooling time が $\sim 10^{8-9}$Gyr と宇宙年齢 (10^{10} Gyr) より短いことから中心のガスは冷えていると考られる。Cooling が起こると周囲の高温ガスとの間に圧力勾配が生じ、その勾配を埋めるように周囲のガスが中心に向かって流れこんでくる。すると中心密度はさらに高くなるため放射冷却が起こりガスが流れ込んでくる、というようなサイクルをくり返すことにより、温度が中心へ向かって加速度的に低下していく。これを Cooling Flow モデル (Fabian 1994; §2.4.1) といい、銀河団中心の鋭い X 線輝度分布や低温ガスを説明するモデルとして長く信じられてきた。中心に流れこむガスの量 (cooling rate) は、10–1000 $M_{\odot}$/yr と見積もられている。

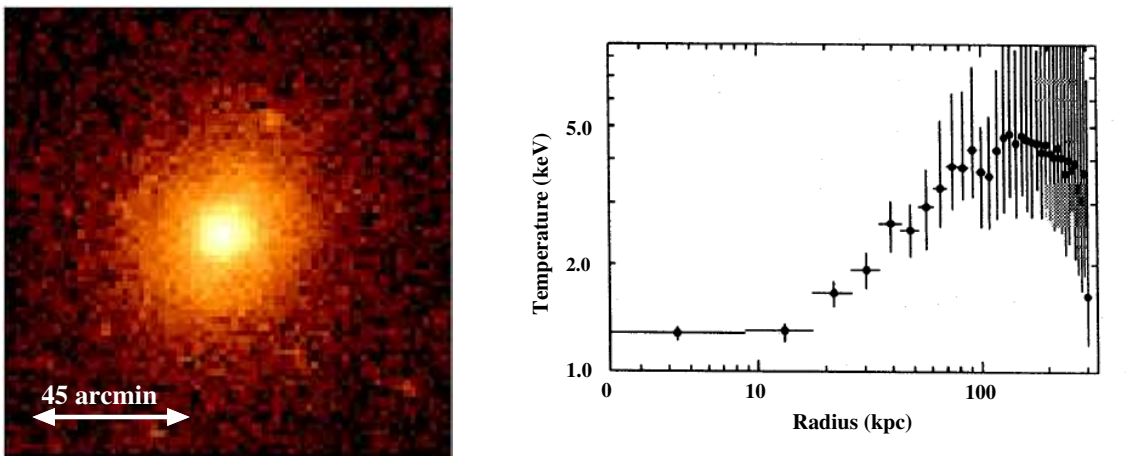

図 1.1:　Hydra A cluster の X 線イメージ (左) と Centaurus cluster の温度プロファイル (右)

ところが、ASCA 衛星 (1993-2001) の観測により、Cooling Flow とは異なるモデル (仮説) も提唱されるようになった。ASCA 衛星は過去の衛星に比べて高エネルギー分

解能のスペクトルを取得できるという特徴があり、エネルギーバンドも 0.5–10.0 keV と広い範囲に及んでいる。このような性能から主にスペクトル解析が行われ、銀河団中心のスペクトルは温度が異なる 2 つの成分からなる 2 温度モデルでうまくフィットできることが明かになった。また、2 温度のうちの低温成分の温度が ∼1keV 付近に分布することや中心で重元素アバンダンスが高くなることも分かった。これら銀河団中心の温度やアバンダンスは、楕円銀河に付随する Interstellar Medium (ISM) のそれと類似している。その他にも、スペクトルから得られた cooling rate は輝度から見積もられたものより一桁ほど小さく、Cooling Flow の予想より低温ガスが少ないことや、高エネルギーバンドでも中心の輝度の超過が見られることから重力ポテンシャルが 2 成分 (中心銀河と銀河団) の階層構造をなしている可能性が報告されている。これらの結果から、中心の低温ガスは cD 銀河に付随するものであるという中心銀河説 (Makishima et al. 2001; §2.4.2) が提唱されている。一方、2 温度フィットから得られた高温成分に対する低温成分の温度比 (T_{cool}/T_{hot}) が ∼0.5 に分布することも報告されている。一般的に銀河団全体の温度と規模が比例することから、低温成分は銀河団の半分の規模をもつと考えることができ、銀河団は中心に温度と大きさが親銀河団の半分のこども銀河団をもつという仮説も提唱されている (Ikebe et al. 2001; §2.4.3)。

最近では Chandra 衛星 (1999-) や XMM-Newton 衛星 (1999-) の X 線観測から中心の低温ガスに関してより詳細な情報が得られるようになっている。重要な結果としては、中心の低温ガスの温度はそれぞれの銀河団によって異なり、Cooling Flow から予想されている 1keV 以下のガスが見つかっていないことや、銀河団中心に存在する電波ジェットと X 線ガスが激しく相互作用していることなどが挙げられる。このように銀河団中心のガスの特性は、単純な Cooling Flow モデルでは説明できないことから、本当に Cooling Flow は起こっているのかという疑問がいっそう大きくなっており、注目されている。実際に Cooling Flow が起こっているなら、Cooling を抑制する未知の加熱機構が必要となる。一方、Cooling Flow が起こっていないのならば、先の二つの仮説が示唆するように銀河団中心は二重構造になっている可能性がある。これは従来の銀河団の描像をくつがえし、ダークマターに制限をつけることにもつながるため、非常に興味深い。しかし、これまでの解析はいくつかの特徴的な銀河団に限られており、中心の低温ガスの正体について議論するのが難しかった。そこで私は空間分解能が優れている Chandra 衛星 (§3) のデータを用いて、中心の低温ガスの系統的な解析を詳細に行ない銀河団中心の低温ガスの正体に迫った (§5)。

第2章　銀河団のX線観測

2.1　銀河団の可視光観測

銀河は宇宙に一様に分布しているのではなく、複数の銀河があつまって銀河団を構成している。銀河団に含まれる銀河の数は 50–1000 個であり、銀河団は宇宙で最大の重力で閉じた系である。また、その広がりは数 Mpc に達する。

1950 年代後半には、既に、可視光観測から銀河団のカタログが作られており、rich な (明るい銀河を多く含む) 銀河団の Abell Catalogue (Abell 1958) や poor な銀河団の Zwicky Catalogue (Zwicky et al.) が有名である。また、銀河の分布から銀河団の図 2.1 のように分類されている。Rich な銀河団は Rood−Sastry 分類 (Rood and Sastry 1971) における C/cD や、Bautz−Morgan 分類 (Bautz and Morgan 1970) の I/II に属している。一方、poor な銀河団は様々なタイプにわたっている。

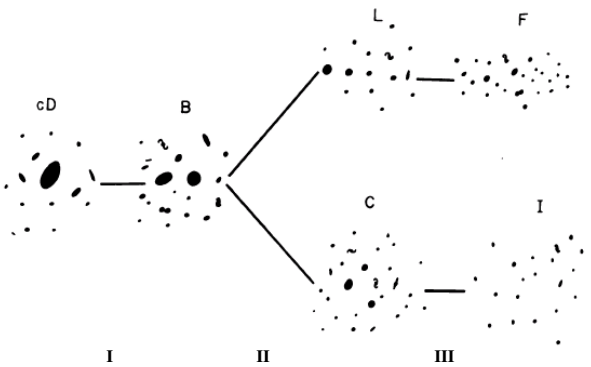

図 2.1:　可視光による銀河団の分類図。cD、B、C、... が Rood−Sastry 分類、I、II、III が Bautz−Morgan 分類を示している。

銀河団の多くは、図中の cD タイプのような中心に明るい楕円銀河をもった分布をしている。中心の楕円銀河の視線方向の速度が銀河団の系全体の速度に一致していることから、それらは銀河団の重力ポテンシャルの底に存在していると考えられていおり (Leir and van den Bergh 1977)、このような銀河を cD 銀河をよんでいる (Mathews et al. 1964)。cD 銀河の起源としては、もともと巨大な銀河であった、あるいは銀河の衝突合体により形成されたという 2 つの説が考えられているが、詳細

は分かっていない。X 線のピークは cD 銀河とほぼ同じ場所に位置し、cD 銀河を取り囲むようにシャープな X 線放射が見られる (Jones and Forman 1984)。また、中心の低温ガスからの放射が強いとされる銀河団はほとんどが cD タイプの銀河団 (cD 銀河団) である。

2.2 銀河団の X 線観測

銀河団の観測的研究は 1900 年代に可視光領域からはじまった。しかし、銀河団が強い X 線源であることが 1970 年代に Uhuru 衛星によって確かめられ、銀河団の X 線観測は著しく発展してきた。銀河団からの X 線放射は、メンバー銀河だけでなくその間も満たすような広がった放射であり、分布は可視光での銀河の分布領域と同程度の広がりをもっている (図 2.2)。また、その明るさはほとんど時間変化せず、X 線光度は 10^{43-45}erg/s に及ぶ。このような性質を満たす放射メカニズムとしては、温度が 10^{7-8}K (1–10 keV)、密度が $\sim 10^{-3}$atoms/cm^3 の希薄な高温プラズマからの熱制動放射が最有力であると考えられていた。1976 年に Fe の輝線放射が観測されたことから (Mitchell et al.)、銀河団からの X 線放射は、高温の Intracluster Medium (ICM) からの放射であることが確実となった。

また、銀河団の X 線光度と銀河の速度分散には相関があることが X 線観測の初期には知られていた (Quintana and Melnick 1982)。その後、スペクトルから正確な温度が測定できるようになり、X 線光度と ICM の温度は、$L_X \propto T^{\alpha}$ ($\alpha \sim 2.5$) でよく相関することがわかっている (Mushotzky et al. 1984; Edge and Stewart 1991; David et al. 1993)。

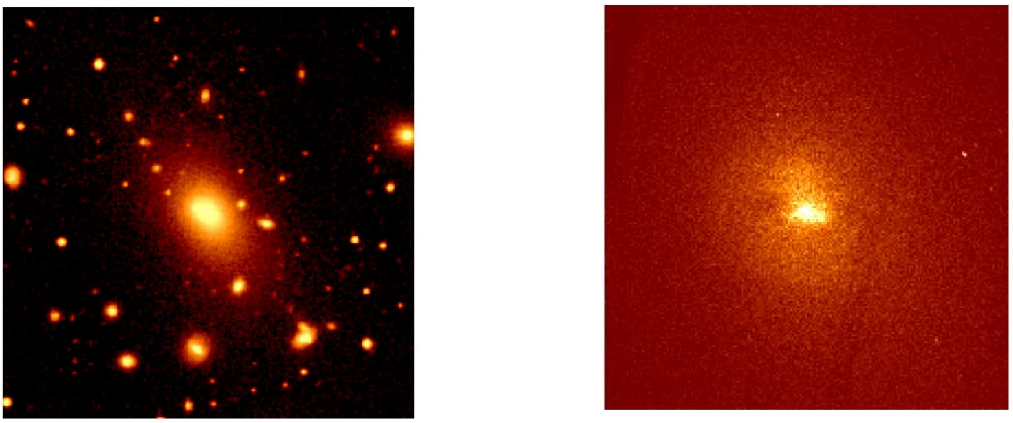

図 2.2: A2199 の可視光イメージ (左:DSS) と X 線イメージ (右:Chandra)。大きさはどちらも $6' \times 6'$ である。

Einstein 衛星により X 線表面輝度は、その分布が球対称であることと等温で静水圧平衡に達しているを仮定した β モデル (§2.3.2) でよく再現できることが明かになった (Jones and Forman 1984)。β モデルは ICM の密度分布のモデルであり、表面輝度分布の傾きを示す β とそれ以内では分布が一定になる半径 R_c の二つのパラメータによって定義される。それぞれ 0.4–0.8、50–500h_{50}^{-1} kpc というのがこれまでの観測による銀河団の典型的な値である。また、β モデルによる密度分布から見積もられた ICM の全質量は構成銀河の質量の 2–5 倍もあり、ICM は銀河団の構成要素の一つとして非常に重要である。そのため銀河団の研究にとって X 線観測は必要不可欠といえる。さらに、ICM の質量分布と温度分布から重力物質の分布を求めることができ、重力物質は ICM と星の質量を合わせた luminous matter の質量の 5–10 倍の質量をもつことが分かっている (Jones and Forman 1984; Edge and Stewart 1991)。重力物質から luminous matter を除いたものがダークマターであるので、銀河団では重力物質の大部分をダークマターが占めていることになる。

最後に、本論文では銀河団だけでなく銀河群の解析もおこなったので、銀河群の X 線観測について述べておく。銀河群は 4–10 の銀河をもつ、銀河と銀河団をつなぐ中間的な系であると考えられている。近年、銀河団と同様に銀河群からも高温ガスによる広がった放射が確認された (Mulchaey et al. 1993; Ponman et al. 1993)。銀河群の構成銀河に対する高温ガスの質量比は、0.05–3 と広く分布しており、銀河団の 2–5 とは異なっている。重元素アバンダンスは、ROSAT の観測より、0.1 solar と非常に低いことがわかった。しかし、後の ASCA の観測により銀河団と同程度の重元素アバンダンス (∼0.3 solar) をもつ銀河群もいくつか見つかっている (Fukazawa et al. 1996; Ikebe et al. 1996)。

2.3 Intracluster Medium (ICM)

X 線で観測すると銀河団は銀河だけでなく銀河間も明るく輝いている。これは X 線観測では銀河間を満たしている ICM からの放射が見えるためである。ここでは ICM の標準的な物理的描像について説明するが、前堤として、銀河団は重力的に閉じた自己重力系であり、質量の大部分を担うダークマターが作る重力ポテンシャルに ICM が束縛されている状態を考えている。

2.3.1 等温・静水圧平衡

ICM は高温プラズマ状態にあるため、イオンと電子が自由に運動することができる。イオンと電子がクーロン衝突を起こす場合、イオンまたは電子の平均自由行程 λ は、

$$\lambda \sim 23(\frac{T_g}{10^8 K})^2(\frac{n_e}{10^3 cm^{-3}})^{-1}\mathrm{kpc}$$

である。これは銀河団の大きさ (R=0.5–3.0 Mpc) に比べ非常に小さいため ICM は collisional な流体として扱うことができる。また、擾乱による密度むらを消すのに必要な時間スケールは、音波が銀河団を横切る時間 (sound crossing time) と考えてよい。sound crossing time は、

$$t_s \sim 6.6 \times 10^8(\frac{T_g}{10^8 K})^{-\frac{1}{2}}(\frac{R}{Mpc})yr$$

であり、銀河団の年齢の $\sim 10^{10}$ 年より十分短いことから、ICM は静水圧平衡状態にあると考えることができる。ICM が静水圧平衡に達していると仮定すると 、ガスの圧力勾配と重力のつりあいから、

$$\nabla P_{gas} = -\mu m_p n_{gas} \nabla \phi \tag{2.1}$$

がなりたつ。ここで、P_{gas} は ICM の圧力、ϕ は重力ポテンシャル、$\mu \sim 0.6$ はプロトンの質量 m_p に対する molecular weight である。また、n_{gas} は ICM のイオンと電子の両方を含む数密度である。気体の状態方程式より、ICM の圧力は

$$P = n_{gas} kT$$

で表され (k は Boltsmann 定数)、ICM の分布が球対称であると仮定すると、式 (2.1) は以下のように書きかえられる。

$$\frac{dP_{gas}}{dR} = -\mu m_p n_{gas} \frac{GM_{total}(R)}{R^2} \tag{2.2}$$

G は重力定数、$M_{total}(\mathrm{R})$ は半径 R 以内の全重力質量である。これより、全質量分布 $M_{total}(R)$ は、

$$M_{total} = -\frac{kT}{\mu m_p G}\ R\ (\ \frac{d\ \log\ T}{d\ \log\ R} + \frac{d\ \log\ n_{gas}}{d\ \log\ R}\ ) \tag{2.3}$$

と見積もることができる。このように重力質量分布は、ICM の密度分布 $n_{gas}(R)$ と温度分布 $T(R)$ の観測量のみに依存し、X 線観測から測定することができる。

2.3.2 β モデル

ICM の密度分布を記述するモデルとして、一般的に用いられているのが β モデルである。このモデルは、自己重力系にある ICM が等温で静水圧平衡状態にある状態を仮定している。式 (2.2) の静水圧平衡の方程式を書きかえると、

$$\frac{kT(R)}{\mu m_p}\frac{d\ \log\ n_{gas}(R)}{dR} = -\frac{d\phi(R)}{dR} \tag{2.4}$$

この式は重力を担っている物質についても成り立ち、その速度分散 $\sigma(R)$ と質量密度 $\rho(R)$ を用いると、以下の式が得られる。

$$\sigma^2(R)\frac{d\ \log\ \rho(R)}{dR} = -\frac{d\phi(R)}{dR} \tag{2.5}$$

式 (2.4) と (2.5) から、ICM の数密度と重力物質の質量密度は $n_{gas} \propto \rho^{\beta}$ と関係づけられる。ここで、β は以下のように定義され、ICM と重力物質の単位質量当たりのエネルギー比を表している。

$$\beta \equiv \frac{\mu m_p \sigma^2}{kT} = 0.726(\frac{\sigma}{10^3 \mathrm{km/s}})^2(\frac{T}{10^8 \mathrm{K}})^{-1} \tag{2.6}$$

銀河団が自己重力系であると仮定すると、ポアソンの式は $\Delta\phi(R) = 4\pi G\rho(R)$ となり、これと式 (2.5) の近似解は King (1962) によって与えられ、

$$\rho(R) = \rho_0[1 + (\frac{R}{R_c})^2]^{-\frac{3}{2}} \tag{2.7}$$

となる (King Model)。ここで、ρ_0 は中心の質量密度であり、R_c はコア半径である。これより ICM の数密度分布は以下のようになる。

$$n_{gas} = n_0[1 + (\frac{R}{R_c})^2]^{-\frac{3}{2}\beta} \tag{2.8}$$

これが β モデル (Cavaliere and Fusco-Femiano 1976) と呼ばれるもので、β は密度分布の傾きを表すパラメータである。これを空間積分すると、ガスの全質量を求めることができる。

$$M_{gas}(R) = \int_0^R 4\pi R'^2 \mu m_p n_{gas}(R')dR' \tag{2.9}$$

また、単位体積当たりの放射率は $n_{gas}^2\Lambda(T, A)$ (Λ は温度 T と重元素アバンダンス A の関数) で表される (§2.3.3)。実際に観測される X 線輝度分布は、これを視線方向に積分したものであるので、

$$S_b(r) = 2\int_0^{\infty} n_{gas}^2\Lambda(T, A)dl = S_0[1 + (\frac{r}{Rc})^2]^{-\frac{3}{2}\beta+\frac{1}{2}} \tag{2.10}$$

となる。ここで、r は 2 次元に投影したときの半径、S_0 は n_0 に比例する定数である。

2.3.3 X線スペクトル

先述の通り、ICM からの放射は光学的に薄い高温プラズマからの放射であり、熱制動放射の連続成分と輝線放射からのライン成分にわけられる。連続成分 (熱制動放射) の emissivity は、以下のように表される。

$$\epsilon_\nu^{ff} = 6.8 \times 10^{-38} \sum_i Z_i^2 n_e n_i T^{-1/2} e^{-h\nu/kT} \overline{g_{ff}} \quad (\mathrm{erg\ s^{-1}\ cm^{-3}\ Hz^{-1}}) \tag{2.11}$$

ここで、Z_i、n_i はイオン i の電荷と数密度、n_e は電子の数密度である。$\overline{g_{ff}}$ は free-free 放射に対する量子的補正でガウント因子と呼ばれる。また、宇宙の勧善電離ガスでは、$\mathrm{H^+}$: $\mathrm{He^{2+}} = 0.9 : 0.1$ より、$n_{\mathrm{H^+}} : n_{\mathrm{He^{2+}}} : n_e = 0.9 : 0.1 : 1.1$ となるので、

$$\sum_i Z_i^2 n_e n_i \sim (1^2 \frac{0.9}{1.1} + 2^2 \frac{0.1}{1.1})\ n_e^2 \sim 1.18$$

である。また、式 (2.11) を全周波数で積分して得られる全放射率は、

$$1.4 \times 10^{-27} T^{1/2} n_e n_i \sum_i Z_i^2 \overline{g_B} \quad (\mathrm{erg\ s^{-1}\ cm^{-3}})$$

となる。$\overline{g_B}$ は平均のガウント因子であり、1.1–1.5 の値をとる。

ICM からの放射では、上の熱制動放射に加え輝線放射も重要である。ICM の温度は重元素 (O、Ne、Mg、Si、S、Fe など) の K 殻のイオン化ポテンシャルと同程度である。そのためこれらの重元素は He/H-like なイオンの状態にあるか完全に電離されており、共鳴ラインを放射する。ライン放射の強度の指標として良く使われるのが鉄のアバンダンス (A_{Fe}) であり、これは Fe/H の比が太陽系における Fe/H の何倍であるかを表したものである。例えば、太陽系と同じ Fe アバンダンスであれば、1.0 solar となる。図 2.3 に ICM からの放射スペクトルの例を示す。

連続成分とライン成分の両方を考えると、全 X 線光度は、輝線放射の emissivity ϵ_ν^{line} を用いて、

$$L_X = \int dV \int n_e^2\ (\epsilon_\nu^{ff} + \epsilon_\nu^{line}) = \int n_e^2(R)\ \Lambda(T(R), A(R)) dV \tag{2.12}$$

と与えられる。$\Lambda(T, A)$ と $\int n_e^2 dV$ はそれぞれ、cooling function と emission measure である。cooling function の温度依存性については図 2.4 に示した (Sutherland and Dopita 1993)。

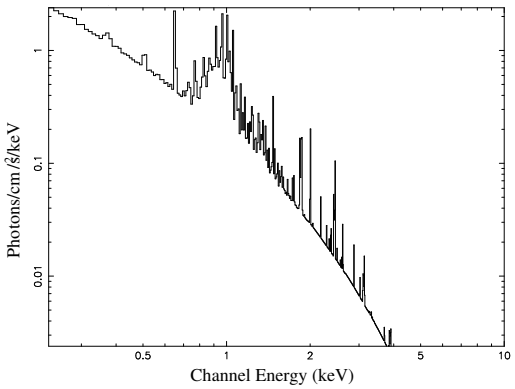

図 2.3: 温度 1.0keV、アバンダンス 0.3solar を仮定したときの光学的に薄い高温プラズマからのスペクトル。モデルは xspec package (version 11.2.0) の MEKAL モデル。

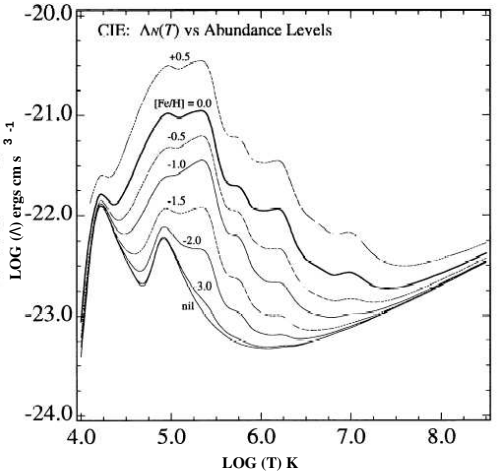

図 2.4: cooling function の温度依存性。太線がアバンダンスが 1.0 solar のときの温度依存性である。2keV 以下では Fe-L ラインの放射が優勢になる。

2.4 銀河団中心の低温ガスの X 線観測

Einsterin 衛星、ROSAT 衛星、そして ASCA 衛星の観測結果をもとに銀河団中心の低温ガスの起源が議論されているが、決定的な解決には至っていない。現在では、主に 3 つのモデル (仮説) が報告されており、この章ではそれらのモデルと関連する X 線観測の結果について説明する。

2.4.1 Cooling Flow Model

放射によってエネルギーを失う時間スケールを cooling time という。放射は熱制動放射のみを考えると、ICM の ooling time t_{cool} は、$t_{cool} = \frac{n_{gas}kT}{n_{gas}^2\Lambda(T,A)}$ から計算でき、具体的には以下のように表される。

$$t_{cool} = 8.5 \times 10^{10}\ yr\ (\frac{n_{gas}}{10^{-3}cm^3})^{-1}(\frac{T}{10^8K})^{0.5} \tag{2.13}$$

ICM の密度は中心で最も高く外側へ向かって低くなるので、上式から t_{cool} は中心で最も小さくなることがわかる。銀河団中心での典型的な密度と温度は、$\sim 10^{-2}cm^{-3}$、$10^{7-8}K$(1-10keV) である。これらを用いると、銀河団中心での t_{cool} は $\sim 10^{8-9}yr$ となる。一方、銀河団は宇宙の誕生した直後に形成されたと考えられているため、銀河団の年齢 $t_{cluster}$ を宇宙年齢に等しいと仮定すると ($t_{cluster} \sim 10^{10}yr$)、銀河団の中心部では $t_{cool} < t_{cluster}$ となり、銀河団中心の ICM は放射によってエネルギーを失い

冷えてしまっていることを示唆している。また、$t_{cool} = t_{cluster}(10^{10}yr)$ となる半径を cooling radius R_{cool} と呼ぶが、R_{cool} はこの半径より内側では cooling が起こっていることを示す重要なパラメータである。R_{cool} 以内では、放射によって ICM の温度が低下し周囲の ICM との間に圧力差が生じる。すると R_{cool} での圧力を連続に保つために周囲から中心へ ICM が流れ込む。銀河団中心ではこのような内向きの冷却流 (cooling flow) が生じていると考えられ、これを cooling flow モデル (CF モデル) という。

CF モデルは以下に述べる Einstein 衛星や ROSAT 衛星により得られたいくつかの観測結果を説明している。まず銀河団中心での輝度分布の超過である。図 2.5 に Einstein によって得られた Hydra A 銀河団の表面輝度分布を示す。この図から、Hydra A 銀河団の中心部では β モデルに対して輝度が超過していることが分かる。中心での輝度の超過が CF によって失った重力エネルギーによるものと仮定すると、理論的に mass cooling rate を見積もることができ (Fabian 1994)、

$$\Delta L = \frac{5}{2}\frac{\dot{M}}{\mu m}kT \tag{2.14}$$

と表される。このようにして得られた mass cooling rate は、一般に 50–$100M_{\odot}/yr$ であり、大きいもの (A478、A1795、A2029、HydraA など) では、$> 500M_{\odot}/yr$ に達する。銀河団の年齢 (宇宙年齢) を考えると、銀河団中心の低温ガスは $10^{11-13}M_{\odot}$ となることから、大量の低温ガスが存在することが示唆される。

また、スペクトルから得られる半径分布も CF モデル支持している。図 2.6 に Abell 478 の温度と吸収の半径分布を示すが、温度は中心に向かって低下している。ほとんどの銀河団中心では同様の分布が見られ、Cooling が起こっていることを上の輝度分布よりも直接的に表しているように見える。吸収の半径分布は中心に向かって大きくなっており、中心でおよそ 10^{21} cm^{-2} の吸収の超過が見られる。Cooling Flow により銀河団中心に大量の低温のガスが存在すると、その低温ガスは自らが放射した X 線を吸収してしまうため、中心では吸収が急激に増加すると考えられる。このように、吸収の超過は Cooling Flow を支持するものとなり、Abell 478 のほか、2A0335+096 や A2029、A2199 などでも見つかっている。

以上のように、観測から得られた銀河団の主な性質は CF モデルで説明することができる。そのため、長い間、CF は銀河団中心の低温 ICM の起源であると信じられてきた。しかし、これらの観測結果は、Einstein 衛星や ROSAT 衛星のよる、エネルギー分解能が悪くエネルギー範囲が 3.0keV 以下という観測に基づくもので、ASCA 衛星による新しい結果から銀河団中心の低温成分に対して新しい解釈が報告されている。

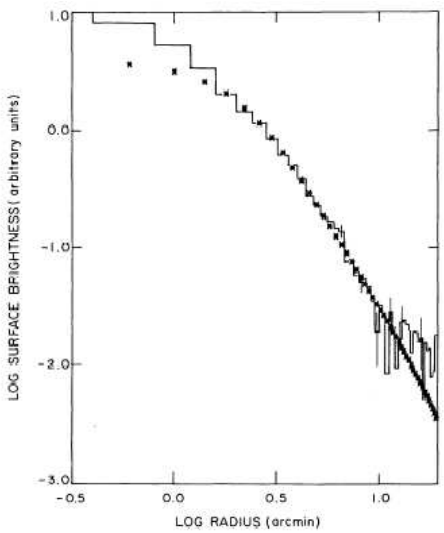

図 2.5: Einstein IPC による Hydra A 銀河団の表面輝度分布 (実線) を β モデル (点) でフィットした図。中心で β モデルに対する輝度の超過がみられる。

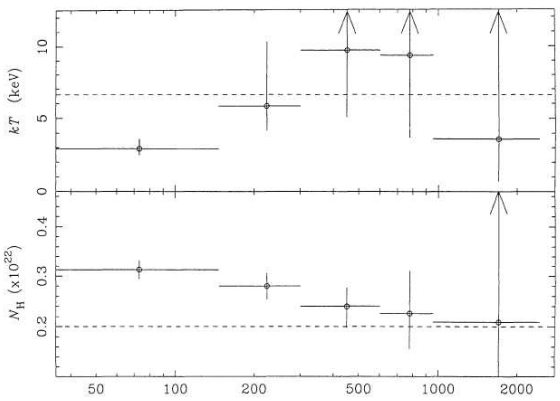

図 2.6: *ROSAT* PSPC によって得られた A478 の ICM の温度 (上) と吸収 (下) の半径分布。温度分布中の点線は Ginga 衛星によって得られていた平均温度を示している。

2.4.2 中心銀河説

Einstein、ROSAT の観測では主に輝度分布での解析がなされたが、ASCA 衛星は広いエネルギーバンドと高エネルギー分解能をもつことから、スペクトル解析により新しい成果をあげている。まず、1 つめに銀河団の外側では 1 成分の高温プラズマモデルでスペクトルをフィットできるのに対し、中心のスペクトルは、およそ半数の銀河団で、温度の異なる 2 成分モデル (2 温度モデル) を用いた方がよく説明できることが分かった (Fukazawa et al. 1994; Ikebe et al. 1995; Ikebe et al. 1999)。2 温度フィットから得られた低温成分と高温成分の emission integral $EI = \int n^2 dl$ をそれぞれ EI_{cool}、EI_{hot} とし、これらの比 (EI_{cool}/EI_{hot}) を温度に対してプロットすると (図 2.7)、cD 銀河団では non-cD 銀河団に比べ EI_{cool}/EI_{hot} が大きい傾向にある。これは cD 銀河団の方が低温ガスによる放射が強いことを示している。

cD 銀河団の低温成分の温度は 1.1–2.2 keV に分布し、Fe アバンダンスは中心 ∼100kpc 以内で増加することがわかった。低温成分の温度は楕円銀河のおよそ 1keV と類似している。楕円銀河では Ia タイプの超新星爆発が主に起こり Fe などの重元素を Interstellar Medium(ISM) 中にまき散らして蓄積されるため、楕円銀河の ISM は Fe アバンダンスが高くなると考えられている。また、∼100kpc というのは楕円銀河の大きさに近く、これらの結果は低温ガスが銀河団中心の楕円銀河に関係していることを示唆している。

次に、低温成分の質量であるが、図 2.8 は Einstein や ROSAT により輝度から得

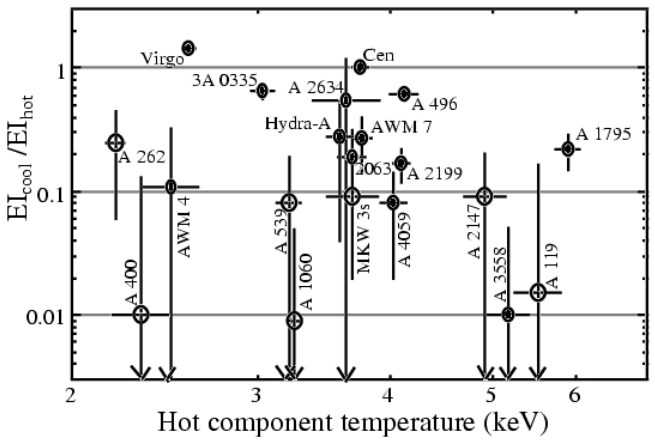

図 2.7: EI の比 (EI_{cool}/EI_{hot}) を温度に対してプロットした図。non-cD 銀河団 (○) に比べ、cD 銀河団 (●) では中心の低温成分からの放射が大きい。

られた Cooling Rate に対して、ASCA のスペクトル解析による Cooling Rate をプロットしたものである。CF を仮定した場合スペクトルから得られる Cooling Rate(式 2.8) は、以前の Einstein や ROSAT と比較すると、一桁ほど小さい。これは、過去の観測では Cooling Rate は過大評価されており、実際は CF モデルにより予想されるような大量の低温ガスは存在しないことを示している。また、低温成分の ICM の質量と楕円銀河の質量を比較したものを図 2.9 に示す。銀河団中心の低温ガスの質量は明るい楕円銀河のものと数倍しか違わないことがわかる。

一方、輝度は 3.0 keV 以上の高エネルギー側でも β モデルに対して超過しており、輝度の超過は中心の低温ガスのみの寄与ではないことも明かになった。図 2.10 は Fornax 銀河団の 0.7–10.0 keV の輝度分布であり、NE から SW の方向に中心銀河を通るように切ったものである。輝度分布は 0 arcmin から $\pm$5 arcmin の広がりをもつ超過成分とさらに外側までひろっがて分布する成分の 2 つで構成されているようにみえる。温度が低下するのは中心の 1 arcmin 以内であるので、中心で超過するような輝度分布は温度低下に由来するものではなく、重力ポテンシャルが中心銀河成分と銀河団全体の成分の階層構造であることを反映している (Ikebe et al 1996) と考えるのが自然である。このような考えのもとに、2 成分の β モデル (double β モデル) を用いた輝度分布の fitting がおこなわれ、その結果、銀河団中心での輝度の超過をうまく説明することができた。

このように、低温成分の温度、アバンダンス、広がり、そして質量は、いづれも楕円銀河のものと似ている。また、輝度の超過も重力ポテンシャルが銀河スケールと銀河団スケールの 2 成分が階層構造をなしていると考えると説明でき、銀河団中心の低温成分の起源は、中心の楕円銀河に付随する ISM であると考えることもできる。

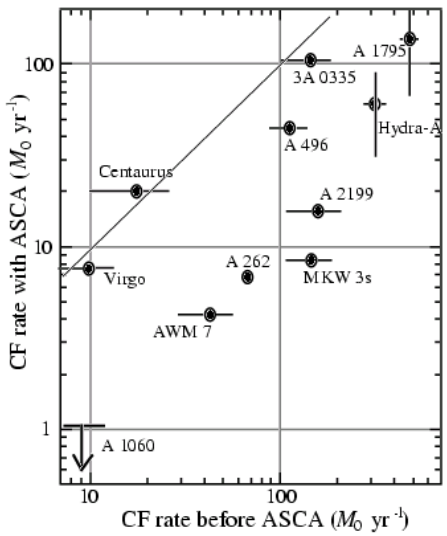

図 2.8: ASCA のスペクトルフィットより得られた CF rate(横軸) と Einstein、ROSAT の輝度分布から見積もった CF rate(縦軸)

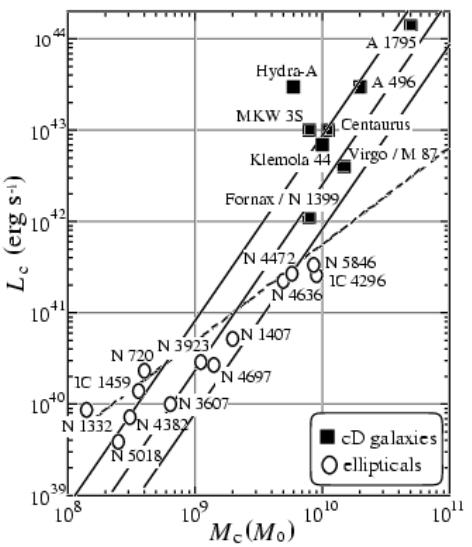

図 2.9: cD 銀河銀河団の低温成分の質量 (M_c) を光度 (L_X) に対してプロットした図。cD 銀河団 (■) と明るい楕円銀河 (○) の質量は数倍しか変わらない。

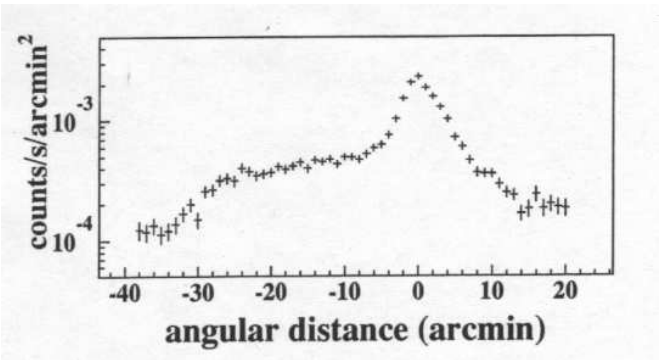

図 2.10: Fornax 銀河団の輝度分布。中心銀河の位置が 0 arcmin で、'-' 方向が '+' 方向が

2.4.3 こども銀河団説

銀河団の大きさは、例えば天体がないところの質量密度の 500 倍になる半径 (R_{500}) というように定義されることがある。このように定義された銀河団の大きさが、銀

河団全体の温度に相関することは一般に知られており、その例として図 2.11 に銀河団の大きさと温度の相関を示す。ここで、銀河団の大きさは密度が 10^{-4} cm^{-3} となる半径である。

一方、ASCA の観測から、低温ガスが多い cD 銀河団において、2 温度モデルフィットにおける低温成分と高温成分の温度比 T_{cool}/T_{hot} が $\sim \frac{1}{2}$ に分布することが分かった (図 2.12)。上に示した通り、銀河団の温度と大きさには相関があるので、低温成分の広がりは、高温成分 (つまり銀河団全体) の大きさのおよそ半分であることが示唆される。このことより銀河団中心には温度と大きさが銀河団の半分程度の poor な銀河団 (‘こども銀河団’) が存在していること考えることもできる (Ikebe 2001)。しかし、このような‘こども銀河団’の物理的な説明はほとんどなされていない。

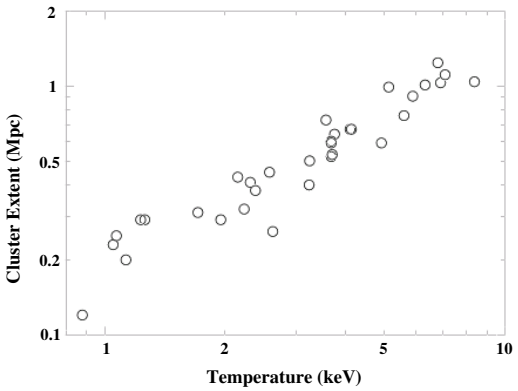

図 2.11: 銀河団の温度と広がりの相関。銀河団の広がりは密度が 10^{-4}cm^{-3} となる半径で定義されている。

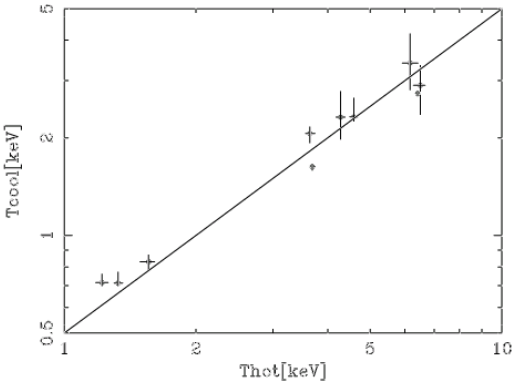

図 2.12: 低温成分の温度 (T_{cool}) と高温成分の温度 (T_{hot}) の相関。直線は $T_{cool}/T_{hot} = \frac{1}{2}$ を表している。

第3章　X線天文衛星「Chandra」

3.1　Chandra衛星の概要

X線天文衛星Chandra(Chandra X-ray Observatory; CXO)は、1999年7月23日にNASAのスペースシャトル「コロンビア」により打ち上げられた。SAO(Smithsonian Astrophysical Observatry)とMIT(Massachusetts Institute of Technology)により開発され、現在はSAOが運営を行なっている。バックグラウンドの低減や地球の食の影響を避けるため、近地点10,000km、遠地点140,000kmの楕円軌道に乗せており、その軌道周期は64時間である。

Chandra衛星の観測装置は、AXAF (Advanced X-ray Astrophysics Facility)とよばれ、point spread functionの半値幅が0.5秒以下 (§3.2)というこれまでにない高性能のX線望遠鏡 HRMA (High Resolution Mirror Assembly)を搭載している。焦点面にはX線CCDカメラ ACIS (Advanced CCD Imaging Spectrometer)とマイクロチャンネルプレート (HRC; High Resolution Camera)の2つの検出器が配置されている。また、HETG (High Energy Transmission Grating)とLETG (Low Energy Transmission Grating)という2つ高分解能分光器をもち、HETGはACISと、LETGはHRCと組み合わせて使われる。図 3.1にChandra衛星の全体像を示す。

表 3.1は他の衛星との性能の比較であるが、Chandra衛星の特徴は高性能の検出器により過去の衛星に比べ各段に優れた位置分解能とエネルギー分解能の両方を実現しているところにある。

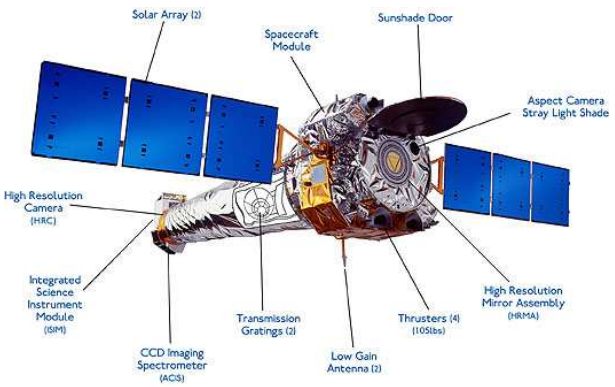

図 3.1: Chandra衛星の外観図

表 3.1: X 線衛星の性能比較

	有効面積	$\Delta E/E^a$	$\Delta\theta^b$	エネルギーバンド	視野
		(%)	(arcsec)	(keV)	(arcmin)
Einstein	200	–	10	0.2–4.0	30
ROSAT	400	–	10	0.1–2.0	60
ASCA	600	3	180	0.4–10.0	50
Beppo SAX	300	8	90	0.3–100.0	50
Newton	3000	2	10	0.3–12.0	30
Chandra	500	2	0.5	0.3–10.0	10

a; 6.7keV (Fe-K) でのエネルギー分解能　b; 角度分解能

3.2 High Resolution Mirror Assembly (HRMA)

X 線領域になると、金属の屈折率は 1 よりわずかに小さいため、入射角を $\sim 1^\circ$ 以下にしなければ入射 X 線を全反射させて集光することができない。そのため HRMA は、4 層の同心円薄膜状の鏡を前方 (paraboloid; Pn) と後方 (hyperboloid; Hn) に配置した構造 (Wolter Type-I) をしている。前方ミラーは回転放物面、後方ミラーは回転双曲面となっており、入射 X 線を 2 回反射して焦点に集める (図 3.2)。図 3.3 は HRMA の全体図である。4 層の鏡は外側から順に 1,3,4,6 と ID がつけられている。また、表 3.2 に HRMA の基本性能を示す。ここで注目すべきなのは角分解能が非常に優れているところである。角分解能とは点源からの X 線が入射したときの角度広がりの直径のことであり、HRMA ではミラーの表面研磨の精度が向上したことにより、0.5 秒角の角分解能を達成している。これは過去の望遠鏡の中で最高の角分解能である。

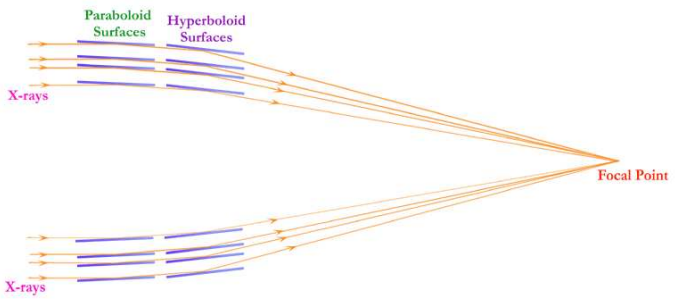

図 3.2: HRMA の模式図

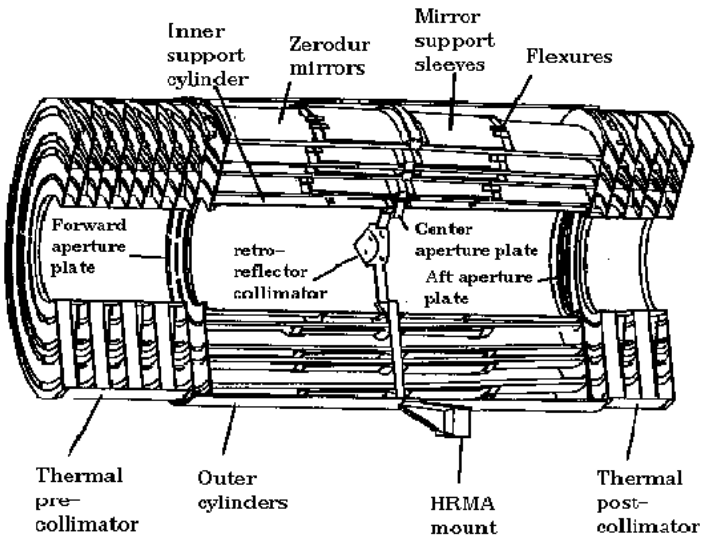

図 3.3: Wolter Type-I 望遠鏡の摸式図

表 3.2: HRMA の基本性能

Optics	Wolter Type-I
Mirror coatings	Iridium
Mirror outer diameters (1,3,4,6)	1.23,0.99,0.87,0.65 m
Mirror lengths (Pn or Hn)	84 cm
Total length (pre-collimator to post-collimator)	276 cm
Unobscured clear aperture	1145 cm^2
HRMA mass	1484 kg
Focal length	10.066±0.002 m
PSF FWHM (with detector)	0.5 arcsec
Effective area:	
0.25 keV	800 cm^2
5.0 keV	400 cm^2
8.0 keV	100 cm^2
Ghost-free field of view	30 arcmin dia

3.2.1 有効面積

入射 X 線の反射率は、先に述べた入射角度だけでなく、入射エネルギーにも依存する。そのため、HRMA の有効面積は 1145 cm^2 となっているが、実際は図 3.4 のようなエネルギー依存をもつ (on-axis の場合)。この図から分かるように、外側のミラーの方が大きな有効面積をもっているが、より高エネルギー X 線を反射させるには内側のミラーの方が有効である。HRMA はその多層構造によって、∼10 keV までの X 線の集光を可能にしている。2 keV 付近の edge はイリジウムの M-edge に起因するものである。また、図 3.5 は off-axis での vignetting 効果による有効面積の減少を 5 つの入射エネルギーに対して示している。ここで縦軸の有効面積は各エネルギーの on-axis での値を 1.0 と規格化している。

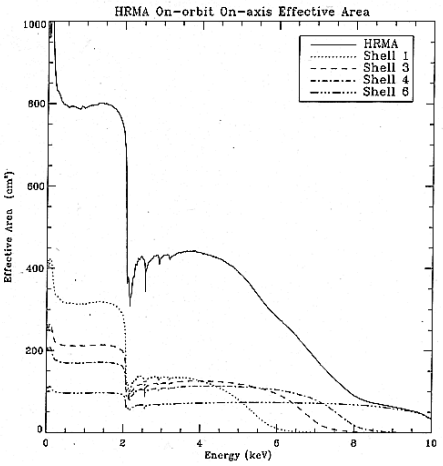

図 3.4: On-axis での HRMA の有効面積のエネルギー依存性。高エネルギー側ではイリジウムの反射率が低下するために、有効面積が小さくなる。

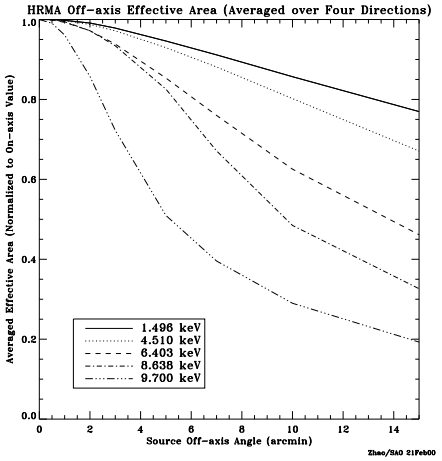

図 3.5: Off-axis の角度に対する有効面積の変化。入射 X 線のエネルギーが大きくなるほど off-axis の角度の影響を受けやすい。

3.2.2 Point Spread Function

望遠鏡の alignment や表面研磨の精度によって、点源を望遠鏡に入射させてもイメージはある程度の広がりをもってしまう。この広がりを表す関数として point spread function (PSF) がある。HRMA の PSF は、ray-trace simulation により得られている。PSF を評価するために encircled energy fraction というパラメータが用いられるが、これはイメージの中心からある半径内において PSF を 2 次元積分したもので、

ある半径内に入射 X 線の何割が反射するかを表している。図 3.6 に on-axis の点源を入射させた場合の encircled energy をエネルギー別にプロットしたものを示す。入射 X 線が高エネルギーになるほど散乱が効いてくるので、encircled energy fraction は小さくなるのが分かる。

また、PSF は off-axis の角度が大きくなると広がり、各半径での encircled energy は減少する (図 3.7)。これは望遠鏡の 4 層のミラー間の光行差や焦点面の違いによるもので、より高エネルギー側で感度の良い内側のミラーでこの影響は最も大きくなる。

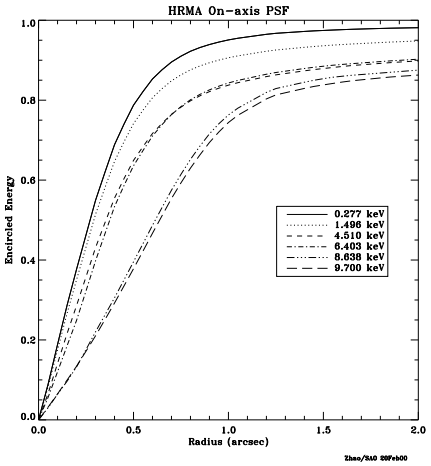

図 3.6: On-axis の点源に対する encircled energy の半径分布。

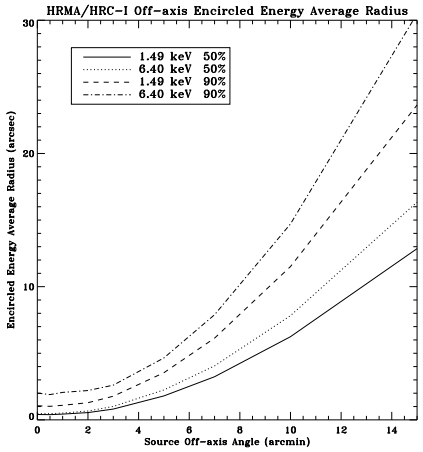

図 3.7: Off-axis の角度に対する ncircled energy の 50%、90%が入る半径の変化。

3.3 Advanced CCD Imaging Spectrometer (ACIS)

3.3.1 ACIS の概要

CCD(charge coupled device) は、-100°C 程度に冷却し熱雑音を抑えることで、フィルムより高感度の画像素子として用いることができ、高エネルギー分解能の X 線検出器として使用されている。ACIS もその一つであり、温度を-90∼-120°C で安全に作動するように設定することで、高精度の位置分解能とエネルギー分解能を同時に実現している。

図 3.8、図 3.9 は ACIS の全体写真と CCD の摸式図であるが、、ACIS は 2×2 の 4 枚のチップが正方配列した ACIS-I と、1×6 の 6 枚のチップが直列配列した ACIS-S の全 10 枚の CCD で構成されている。ACIS-I は主にイメージングに用いられ、ACIS-S

はイメージングのほか HETG と組み合わせて回折像の読み出しにも用いられる。10 枚の CCD のうち 2 枚は背面照射 (back-illuminated; BI) 型であり、ACIS-S の S1、S3 チップがそれにあたる。残り 8 枚は前面照射 (front-illuminated; FI) 型となっている。BI 型は FI 型に比べて構造が単純なため、低エネルギー側での検出効率が向上するという利点をもっている (§3.3.2)。また、観測時には最高で 6 枚までの CCD を同時に動作することができる。表 3.3 に ACIS の特性を示す。

表 3.3: ACIS の基本性能

CCD format	1024×1024 pixels
Pixel size	24.0 microns (0.492±0.0001 arcsec)
Array size	16.9×16.9 arcmin; ACIS-I
	8.3×50.6 arcmin; ACIS-S
On-axis effective area (FI)	110 cm^2 0.5 keV
	600 cm^2 1.5 keV
	40 cm^2 8.0 keV
Quantum efficiency (FI)	$>$ 80% (3.0–5.0 keV)
	$>$ 30% (0.8–8.0 keV)
Quantum efficiency (BI)	$>$ 80% (0.8–6.5 keV)
	$>$ 30% (0.3–3.0 keV)
Minimum row readout time	2.8 ms
Frame transfer time	41 μsec (per row)
Point-source sensitivity	4×10^{-15}ergscm^{-2}s^{-1}
	(in 10^4sec, 0.4–6.0 keV)
Detector operating temperature	-90∼-120°C

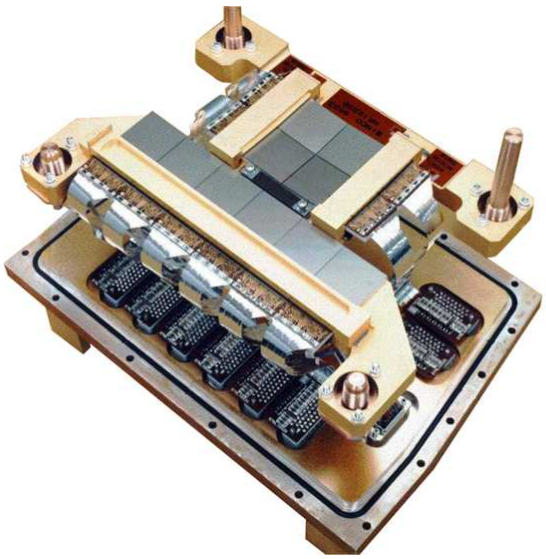

図 3.8: ACIS の実物写真

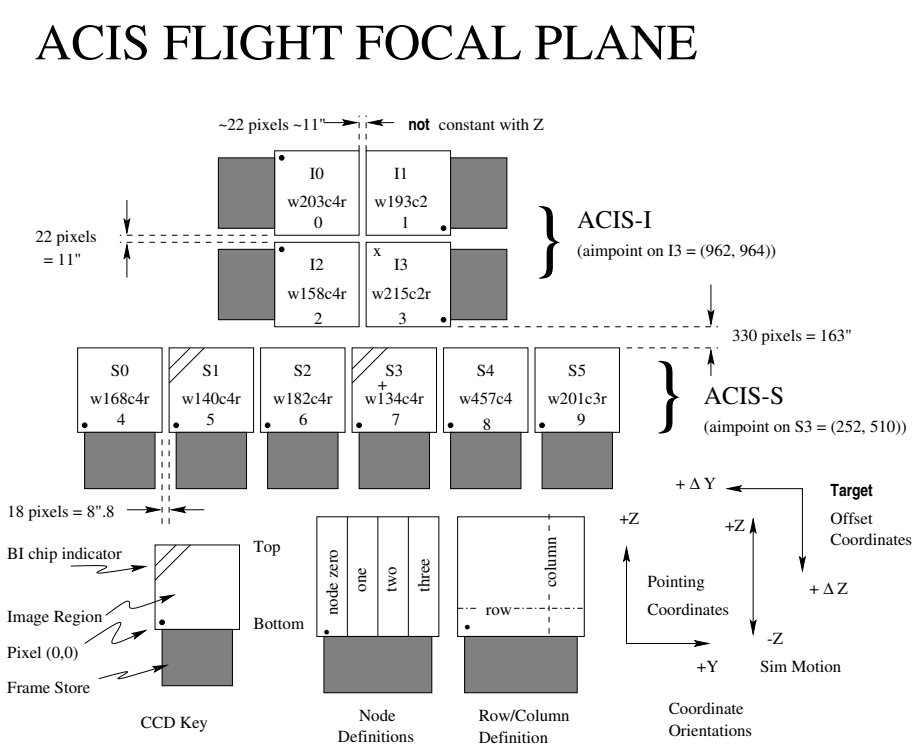

図 3.9: ACIS の CCD の模式図。ACIS-S3 の “+” と ACIS-I3 “x” は aimpoint。

3.3.2 検出原理

CCD はシリコン (ケイ素) からなる固体のデバイスで、表面にゲート構造をした電極があり、これがピクセルの大きさを決めている。表面の電極に電圧が印加されると電極下に空乏層ができ、ケイ素のギャップエネルギー (1.1eV) より高エネルギーの X 線が空乏層に入射すると、そこで光電吸収を起こす。光電吸収により空乏層内に生成されは光電子は、電極に加えられた電圧による電場に引かれて表面に移動するが、ゲート表面へ向かって移動している最中にも光電子はケイ素原子と衝突し、最終的には電子雲を形成する。生成された電子の数は入射 X 線のエネルギーに比例する。また、電子雲は入射場所のごく近傍の電極に集められる。電極に与えられた電圧をクロックし、その電荷を各列ごとに隣り合う電極に順次移動させることで連続的に読みだす。そして、列ごとの電荷を 1CCD あたりに 4 つの node で出力アンプへと読み出し電荷を電気信号に変換する。

図 3.9 にあるように、CCD 自体は、イメージを作る Imaging Section と情報を蓄積する Framestore Section から構成されている。Imaging Section は入射 X 線にさらされているが、Framestore Section は入射線から遮蔽されてた構造になっている。ACIS では通常、以下のように読み出しを行なっている。まず、ある一定時間の間 Imaging Section を X 線にさらす。露光が終わると電荷はすばやく ($\sim$40 ms) で Framestore Section に転送される。Framestore Section に送られた電荷が読み出される間に、Imaging Section では次の露光をおこなう。

検出効率は、前面の電極を通過し空乏層中で吸収される効率に等しい。ACIS の空乏層は ASCA の SIS に用いられた CCD に比べ 2 倍の厚さをもっており、高エネルギー側での検出効率が向上している。一方、低エネルギー側の検出効率の向上には電極をできるだけ薄くすることが望まれる。上で述べた通り、前面の電極は電荷を順次転送するてめに複雑な構造をとっているのに対し、背面の電極はその単純な構造のため厚さが 5μm と非常に薄くなっている。BI 型の CCD (ACIS-S の S1、S3 チップ) では、薄い電極をもつ背面から X 線を検出し電極での光電吸収の影響を低減することで、低エネルギー側の検出効率が改善されている。図 3.10 に FI 型、BI 型それぞれの有効面積を示すが、FI 型 CCD は高エネルギー側で感度が高いのに対して、BI 型 CCD では低エネルギー側で感度が高くなっている。

3.3.3 位置分解能

ACIS の on-axis イメージングにおける位置分解能は、HRMA の性能とは関係なく CCD のピクセルの物理的サイズのみによって決まる。表 3.3 (§3.3.1) より ACIS の位置分解能は $\sim$0.492 arcsec (24.0 μm) となっている。ACIS-I3 または S3 の aimpoint

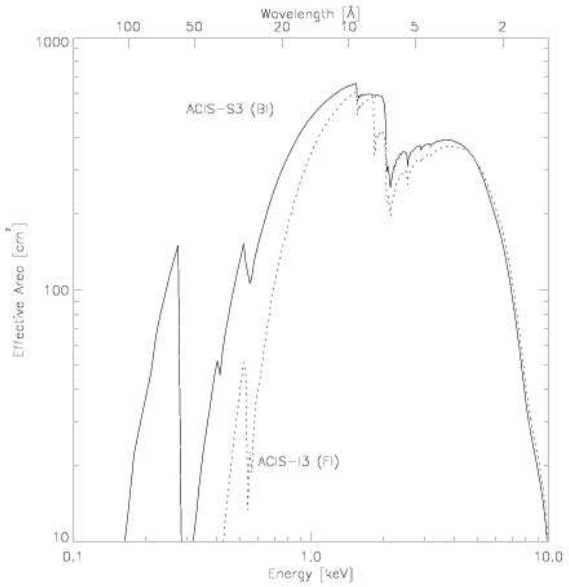

図 3.10: ACIS の BI 型 CCD (実線) と FI 型 CCD (点線) の有効面積。

に X 線が入射した場合、1.49 keV では 4 ピクセル (∼2.0 srcsec) 以内に、6.4 keV では 5 ピクセル (∼2.5 arcsec) 以内に、X 線の 90%が入る。

3.3.4 エネルギー分解能

CCD 中で X 線の光電吸収により生じる電子-正孔対の数は入射 X 線のエネルギーに比例する。そのため電子-正孔対の数を測定できれば、入射 X 線のエネルギーを知ることができる。エネルギー分解能は、光電効果により生じた電子-正孔対の数収集の統計ゆらぎと、読み出し回路や増幅器などの電子回路ノイズのゆらぎにより決定される。入射 X 線のエネルギーを E、光電吸収により生じた電子-正孔対の数を N_e とすると、E と N_e には以下のような関係式が与えられる。

$$N_e = \frac{E}{\omega} \quad (\omega \sim 3.7 \text{ eV/e}^-)$$

ここで、ω は 1 組の電子-正孔対を生成するのに必要なエネルギーである。上式より、電子-正孔対の生成数の統計ゆらぎは、

$$\sigma_N^2 = F \times N_e = F \times \frac{E}{\omega} \quad (F = 0.135; \text{Fano 因子})$$

と表される。Fano 因子は結晶構造により異なり、ACIS で用いられているシリコン結晶では $F = 0.135$ となる。回路ノイズのゆらぎを σ_τ とすると、エネルギー分解

能は、

$$\frac{\Delta E}{E}(FWHM) = 2.35 \times \sqrt{\sigma_\tau^2 + \sigma_N^2} \sim 2.35\sqrt{\sigma_\tau^2 + \frac{FE}{\omega}}$$

となる。回路ノイズのゆらぎは σ_τ は、電子-正孔対の数の統計ゆらぎ σ_N に比べて非常に小さいので ($\sigma_\tau << \sigma_N$)、エネルギー分解能は以下のように表される。

$$\frac{\Delta E}{E} \sim 2.35\sqrt{\frac{0.499 \times 10^{-3}\mathrm{keV}}{E}}$$

図 3.11 に FI 型と BI 型のエネルギー分解能を示すが、ACIS では 6.7keV (Fe) において ∼2%のエネルギー分解能を達成している。

ところが、Chandra は打ち上げ後およそ 1 か月の間、ACIS を HRMA の焦点に置いたまま放射線帯を通過したため、FI 型の CCD は大きなダメージを受け、エネルギー分解能が大きく劣化してしまった。原因は放射線帯で低エネルギー陽子 (∼100–200 keV) が入射したためである。その後、放射線帯を通過する際には ACIS を焦点から外されるようになって以来、ACIS の CCD は大きな損傷は受けていない。一方、BI 型 CCD は放射線損傷をほとんど受けていなかったので、本論文では BI 型の CCD により取得されたスペクトルを用いて解析を行っている。

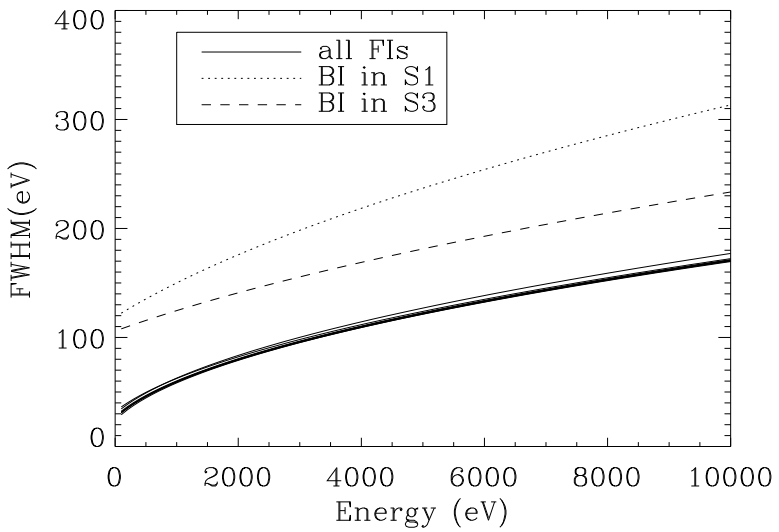

図 3.11: FI 型 CCD (実線) と BI 型 CCD (点線) のエネルギー分解能。

3.3.5 Event Grade

CCD 内で生成された電子雲はある程度の広がりをもつため、いくつかのピクセルにまたがって検出されることがしばしばある。ACIS では最大波高を示したピクセ

ルとそれを取り囲む 3×3 のピクセルのうち X 線が検出されたピクセルのパターンにより、各 X 線イベントを 256 個のグレードに分類している。X 線を検出したピクセルとはある threshold を越えたピクセルと定義されており、その threshold は FI 型で ∼140 eV、BI 型で ∼70 eV となっている (表 3.3)。具体的な分類法としては、まず、図 3.12 に示すように最大波高を示したピクセルを 0 とし、その 周りのピクセルには 2 の巾乗の数字を左下から順に配置する。3×3 のピクセルのうち threshold を越えたピクセルの数字を足しあわせることで 0-255 のイベントグレードに分けている。ASCA の SIS においても検出パターンによりイベントは 7 つのグレードに分けられており、キャリブレーションなど多くの場合に用いられる標準の検出パターン (standard grade) は ASCA グレードの 0, 2, 3, 4, 6 のパターンを採用している。表 3.4 に ACIS と ASCA のイベントグレードの対応を示す。バックグラウンドとなる荷電粒子のほとんどは複数のピクセルで反応するので、適切なグレードのイベントを選び出すことにより、バックグラウンドを除去し signal-to-backgrund 比を向上することができる。

32	64	128
8	0	16
1	2	4

図 3.12: ACIS のイベントグレードの算出表。threshold を越えたピクセルの数字を足しあわせた値がグレードとなる。

表 3.4: ACIS と ASCA のイベントグレード

ACIS Grades	ASCA Grades	Description
0	0	Single pixel events
64 65 68 69	2	Vertical Spilt Up
2 34 130 162	2	Vertical Spilt Down
16 17 48 49	4/3	Horizontal Spilt Right
8 12 136 140	3/4	Horizontal Spilt Left
72 76 104 108	6	“L” & Quad, upper left
10 11 138 139	6	“L” & Quad, down left
18 22 50 54	6	“L” & Quad, down right
80 81 208 209	6	“L” & Quad, up right
1 4 5 32 128	1	Diogonal Spilt
33 36 37 129		
132 133 160 161		
164 165		
3 6 9 20 40		“L” -shaped spilt with corners
96 144 192 13 21		
35 38 44 52 53		
97 100 101 131		
134 137 141 145		
163 166 168 172		
176 177 193 196		
197		
24	7	3-pixel horizontal spilt
66		3-pixel vertical spilt
255		All pixels
all others		

3.3.6 バックグラウンド

ACIS のバックグラウンドには X-ray background と non X-ray background があり、前者は全天から一様に放射されている宇宙 X 線背景放射 (CXB; cosmic X-ray background) である。後者は荷電粒子や光子、その他の中性粒子間の相互作用により生成されるような荷電粒子に由来するものや、ACIS に内在している放射同位体によるバックグウランドであり、Imaging Section で生じ観測時間に比例して蓄積されるものと Framestore Section で読み出し数に比例して増加するバックグラウンドの二つがある。

The non X-ray background

ACIS の non X-ray background は、HRMA の前・後両方の窓を閉じて宇宙からの X 線をさえぎった状態にすることで測定できる。non X-ray background の測定は、ACIS を-90 度で動作させ、放射線損傷より FI チップのエネルギー分解能が劣化していない時点で行われた。図 3.13 に standard grade のイベントに対する FI 型・BI 型チップそれぞれのバックグラウンドのスペクトルを示す。FI 型チップのバックグラウンドは ∼2–9 keV でほぼ一定であるのに対して、BI 型チップでは ∼6 keV より高エネルギー側でカウントが上昇する。また、∼0.5 keV 以下でのバックグラウンドの上昇は BI 型チップで顕著である。

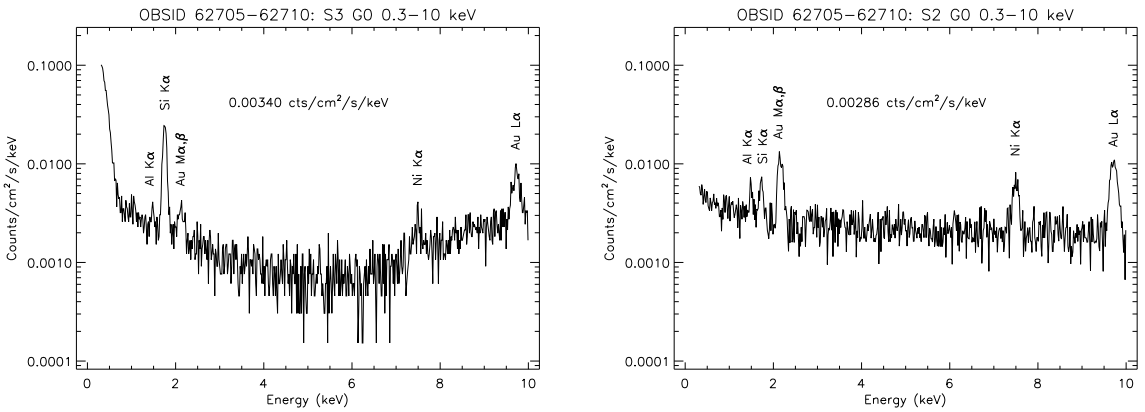

図 3.13: HRMA の窓を閉じた状態での、standard grade のイベントに対する、BI 型の S3 チップ (左) と FI 型の S2 チップのバックグラウンド。

The total background

HRMA の開口し宇宙から X 線が入射する状態にすると、先の non X-ray background に加えて、CXB と荷電粒子によるバックグラウンドも検出されるようになる。CXB は銀河系外の点源からの X 線の重ね合わせと考えられており、長時間観測 (∼100 ksec) を行うことによりほぼ点源に分解することができるが、広がった天体にとってはバックグラウンドとなる。また、望遠鏡で反射された荷電粒子のうち十分な運動量をもつものは、荷電粒子を除外する目的で備えられている磁石でも曲げることができず焦点面に集められてしまいバックグラウンドになる。これらを含む全バックグラウンドは視野内に明るい X 線源がない領域を観測することにより得られる。図 3.14 が FI 型・BI 型のチップにおける全バックグラウンドのスペクトルである。スペクトルは standard grade でフィルターしており、比較のために non X-ray background も示している。

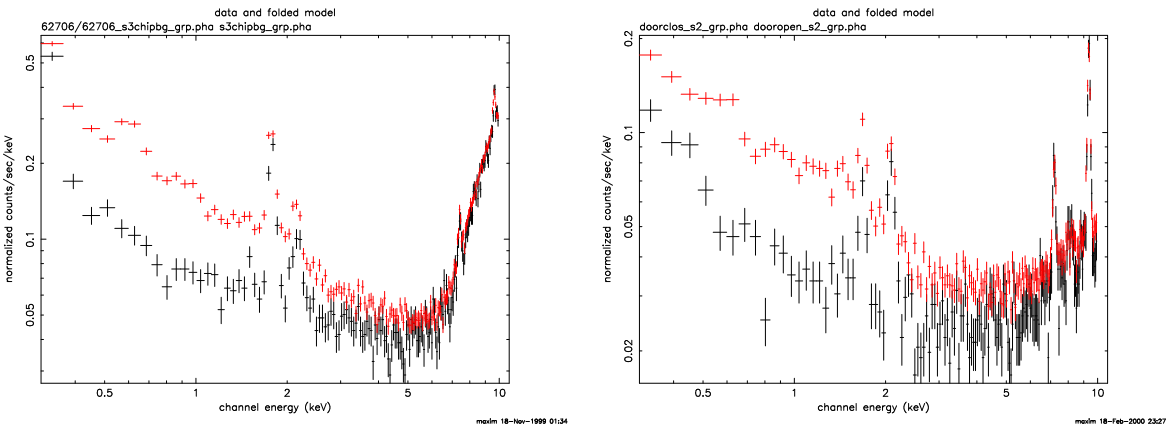

図 3.14: ACIS の BI 型の S3 チップ (左) と FI 型の S2 チップ (右) の全バックグラウンドスペクトルと non X-ray background。

第4章　観測とData reduction

4.1　ターゲット選定

銀河団中心部の低温ガスを詳細に空間分解するためには、十分な光子統計が必要である。また、低温ガスの性質を調べるには低エネルギー側で感度がよい BI 型の ACIS-S3 で撮像されたものが望ましい。そこで私は、ACIS-S3 で観測された銀河団のうち、赤方偏移が z $\sim$ 0.01–0.09 と近傍にあり、光度が $\sim 10^{43-45}$ erg/s の X 線で明るい 9 個の銀河団を選定した。これらは Cooling Rate が 20–1000$M_{\odot}$/yr と比較的大きく、典型的な Cooling Flow 銀河団と考えられている。さらに、いづれの銀河団も中心に cD 銀河をもつため、銀河団中心の低温ガスの正体を探るのに適したターゲットである。これらの銀河団は温度が 1.8–7.2 keV と広く分布していおり、Chandra 衛星にとって精度良く温度を決定できる。また、銀河団の poor な系である銀河群にも、温度が 1keV 程度の広がった高温ガスが存在することが知られている。そこで、銀河団との比較を兼ねて、2 つの銀河群、HCG62 と NGC507 についても解析を行った。銀河群の構成銀河は典型的に 5–20 であり銀河団よりも構成銀河の影響が顕著に現れるため、低温成分の性質を比較し、その正体を議論するのに有効である。観測ログを表 4.1 に、過去の観測から得られた可視光と X 線での基本的性質を表 4.2 と表 4.3 に示す。

4.2　スペクトル解析

スペクトル解析は、実際に観測から得られたスペクトルと、理論的に考案されたいくつかの自由パラメータをもつモデルスペクトルを比較し、χ^2 検定によりパラメータの最適な値を探すという手法で行なう。観測されたスペクトルは既に検出器のレスポンスを含んでいるので、実際に比較するときには、モデルスペクトルに検出器のレスポンス関数を考慮したものを観測スペクトルと比べる。レスポンス関数と χ^2 検定については §4.2.1 で説明する。ICM の放射モデルとしては、光学的に薄い高温プラズマのモデルである MEKAL モデル (Liedahl et al. 1995) に我々の銀河のよる低エネルギー X 線の光電吸収を考慮したモデルを用いている (§4.2.3)。スペクトル作成などの全てのデータ処理は、CXC により提供されている CIAO 2.2 software

表 4.1: 観測ログ

	position (α, δ J2000)	date (yy.mm.dd hh.mm)	exposure time (sec)
2A0335+096	03:38:40.5,+09:58:11.6	00-09-06 00:02 01-09-15 15:40	19728
A2199	16:28:38.5,+39:33:03.0	99-12-11 10:46 01-01-05 09:30	18922
A1795	13:48:52.7,+26:35:27.0	99-12-20 04:59 01-01-12 12:00	19522
A2052	15:16:44.4,+07:01:20.0	00-09-03 06:00 01-09-14 16:40	36754
A262	01:52:46.5,+36:09:07.9	01-08-03 21:30 02-08-08 10:46	28744
A2029	15:10:56.1,+05:44:38.0	00-04-12 06:37 01-05-08 18:05	19813
A478	04:13:25.4,+10:27:57.1	01-01-27 03:26 02-01-30 15:55	42397
Hydra A	09:18:05.7,-12:05:45.0	00-06-06 04:12 01-06-20 12:00	19526
Centaurus	12:48:48.7,-41:18:44.0	00-05-22 00:32 01-06-06 08:40	31715
HCG62	12:53:05.7,-09:12:20.0	00-01-25 17:23 01-02-15 08:34	48530
NCG507	01:23:39.0,+33:15:24.0	00-10-11 19:23 01-10-18 10:45	18422

表 4.2: 可視光の性質

	$N_{\rm galaxy}$	cD galaxy	$L_{\rm B}$ ($h_{50}^{-2} L_\odot$)	$M_{\rm galaxy}$ ($h_{50}^{-2} M_\odot$)	reference
2A0335+096					
A2199	17	NGC6166	1.9×10^{11}	$(5.0 \pm 0.8) \times 10^{13}$	4,6
A1795	27	MCG+05-33-005	1.1×10^{11}	$(4.8 \pm 0.7) \times 10^{13}$	4,6
A2052					
A262	11	NGC708	3.6×10^{10}	1.5×10^{13}	4
A2029		UGC9752		$(1.0 \pm 0.2) \times 10^{14}$	6
A478	35				4
Hydra A		MCG-02-24-007	3.4×10^{11}	1.5×10^{13}	3
Centaurus	13	NGC4696	1.7×10^{11}		4
HCG62		NGC4759	3.1×10^{10}	7.2×10^{11}	1
NHC507		NGC507	1.5×10^{11}	$(3.0 \pm 1.0) \times 10^{12}$	5

1:Mulchaey et al. 1996; 2:David et al. 1995; 3:Dell'Antonio 1995;
4:Bahcall 1977; 5:Tifft et al. 1975; 6:Arnaud et al. 1992

package を使用している。また、スペクトルフィッティングには、X 線スペクトル解析で一般に用いられている XSPEC package version11.0.1 を使用している。

表 4.3: X 線の基本的性質

	z	kT (keV)	L_x (erg/s)	$\dot{M}$ ($M_\odot/yr$)	reference
2A0335+096	0.0349	3.4±0.1	3.5×10^{44}	181	3,4
A2199	0.0302	4.7±0.4	4.4×10^{44}	204	2,3
A1795	0.0631	5.3±0.1	1.3×10^{45}	523	1,3
A2052	0.0350	3.4±0.5	7.8×10^{43}	114	2,3
A262	0.0163	2.4±0.8	4.9×10^{43}	62	2,3
A2029	0.0773	7.8±1.2	2.1×10^{45}	449	3,7
A478	0.0881	6.8±1.0	2.4×10^{45}	990	2,3
Hydra A	0.0538	3.6±0.2	6.0×10^{44}	489	3,4
Centaurus	0.0114	3.6±0.4	9.7×10^{43}	25	2,3
HCG62	0.0137	0.96±0.04	4.9×10^{42}	–	6
NCG507	0.0190	1.1±0.1	1.2×10^{43}	40	3,5

1:Hatsukade 1989 (Ginga); 2:Edge and Stewart 1991 (EXOSAT);
3:Edge et al. 1992 (Clloing Flow Rate); 4:Tsuru 1992 (Ginga);
5:Kim and Fabbiano 1995 (ROSAT); 6: Mulchaey et al. 1996 (ROSAT)
7:David et al. 1993

4.2.1 レスポンス関数と χ^2 検定

スペクトル解析では、観測データである PI(pulse-invariant) ファイルのほか、バックグラウンドファイルとレスポンスファイルが必要である。レスポンスファイルは、エネルギー再分配ファイルである RMF (Redistribution Matrix File) と、検出器の有効面積のレスポンスファイルである ARF(Ancillary response file) の 2 種類がある。RMF は、チャンネルからエネルギーへの変換を行なう行列の形をした関数である。一方、ARF ファイルはベクトルの形をしたエネルギーの関数であり、ACIS の量子効率だけでなく HRMA の有効面積も含んでいる。

実際に観測されるパルス波高分布 D(P) は、PI データ $D_{PI}(P)$ からバックグラウンド B(P) を引いたものであるので、

$$D(P) = D_{PI}(P) - B(P)$$

となる。一方、検出器のレスポンスを考慮したモデルパルス波高分布 M(P) は、RMF の行列関数を R(P,E)、ARF のベクトル関数を A(E)、モデルスペクトルの関数を S(E)

とすると、

$$M(P) = \int R(P,E)A(E)S(E)dE$$

となり、これを D(P) と比較し χ^2 検定を行なう。D(P) と M(P) を用いると、χ^2 の式は以下のように表される。

$$\chi^2 = \Sigma \frac{(D(P) - M(P))^2}{(\Delta D(P))^2}$$

ここで、$\Delta D(P)$ は測定精度 (エラー) であり、統計エラーとバックグラウンドのエラーを含んでいる。

4.2.2 バックグラウンド

バックグラウンドのデータは X 線で暗い渦巻銀河 NGC3184 のデータを用いた。NGC3184 のデータは今回解析をおこなった銀河団 (銀河群) と同じ ASIS-S の S3chip で観測されている。銀河団に比べると NGC3184 は十分に暗く、明るい X 線源を含んでいないのでバックグラウンドとして問題なく使うことができる。図 4.1 にバックグランドと比較した図を示すが、これを見て分かるように、0.5–9.0 keV の範囲では、バックグラウンドレベルは十分低くなっているので、スペクトル解析ではこの範囲のデータを用いている。また、観測データとバックグラウンドデータの座標調整には、CXC により提供されている *acisbg* というソフトウェアを用いてバックグラウンドの座標を補正した ($http://hea-www.harvard.edu/\ maxim/axaf/acisbg/$)。

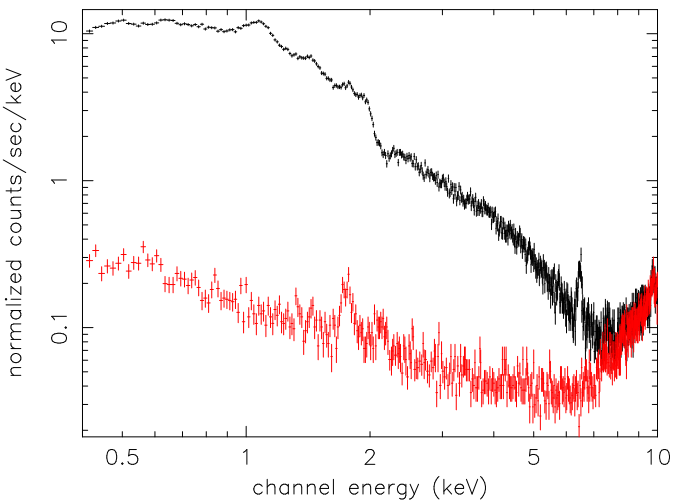

図 4.1: A2199 の入射スペクトルとバックグラウンドスペクトル (NGC3184) の比較

4.2.3 ICM のモデルスペクトル

光電吸収モデル

ICM から放射された X 線は、我々の銀河を通過する間にある確率で星間ガス中の元素と光電効果をおこし吸収されてしまう。この影響は低エネルギー X 線 ($\sim$1 keV 以下) で特に大きくなる。

水素数密度を n、元素 i の割合を f_i、光電吸収断面積を $\sum_i$、吸収体の厚さ d とすると、光電吸収の式は、

$$A(E) = exp\left(-\sum_i n f_i \sigma_i(E) d\right)$$

と表される。ここで、$\sum_i f_i \sigma_i$ は我々の銀河内でほぼ一定であり、星間ガスは水素が主成分であることから、吸収量は一般に $N_H = nd$ というパラメータを用いて表される。これを水素柱密度とよび、典型的に $N_H \sim 10^{20}$ cm^{-2} の値をとる。

MEKAL モデル

MEKAL モデルは、光学的に薄い高温プラズマからの放射モデルである。具体的には、熱制動放射の連続成分に重元素の輝線放射によるライン成分を足し合わせた形をしている (§2.3.3)。自由パラメータは、ICM の温度 (kT) と重元素量 (A_{Fe})、normalization、である。重元素のアバンダンス比は、表 4.4 に与えられている比率で固定されている (Anders and Grevesse 1989)。図??は光電吸収を考慮した MEKAL モデルでスペクトルフィットした例である。

4.3 イメージ解析

ICM の放射は熱制動放射であるので、輝度分布は密度の 2 乗を視線方向に積分したものと考えられ、輝度分布を β モデル (式 2.10) でフィットしてパラメータを決定すれば、式 (2.8) から密度分布を求めることができる。このようにして得られた密度分布を用いると、ICM ガスの質量分布やダークマターを含む全重力質量を測定することができ、輝度分布はそれらの情報源として非常に重要である。しかし、Chandra 衛星のチップの視野は 1 チップでおよそ 8 arcmin であるので、銀河団のごく中心しか見えず、ガス質量や全重力質量の分布を精度良く測定することができない。そこで、Chandra 衛星で得られた輝度のデータに、ROSAT 衛星の検出器である PSPC(position-sensitive proportional counters) のデータを組み合わせて解析を行なった。これにより、銀河団中心からおよそ 20 arcmin までの輝度分布、ガス・全重力質量分布を見積もるこが可能となった。

表 4.4: 重元素のアバンダンス比

The number ratio to Hydrogen			
H	1.00	Si	3.55×10^{-5}
He	9.77×10^{-2}	S	1.62×10^{-5}
C	3.63×10^{-4}	Cl	1.88×10^{-7}
N	1.12×10^{-4}	Ar	3.63×10^{-6}
O	8.51×10^{-4}	Ca	2.29×10^{-6}
Ne	1.23×10^{-4}	Cr	4.84×10^{-7}
Na	2.14×10^{-6}	Fe	4.68×10^{-5}
Mg	3.80×10^{-5}	Ni	1.78×10^{-6}
Al	2.95×10^{-6}	Co	8.60×10^{-8}

4.4 ROSAT 衛星

4.4.1 ROSAT 衛星の概要

ROSAT 衛星 (ROentogen SATellite) は、ドイツ、アメリカ合衆国、イギリスの共同開発された X 線科学衛星である。1990 年 6 月 1 日にアメリカ合衆国で打ち上げられ、1999 年 2 月 12 日に大気圏に突入するまでの間、全天サーベイなど多くの成果を挙げた。

焦点面にはガス比例計数管である PSPC (Position Sensitive Proportional Counter) と HRI (High Resolution Imager) が搭載されており、X 線望遠鏡である XMA (X-ray Mirror Assembly) と組み合わせて使われる。XMA は、Chandra 衛星の HRMA と同様に、4 層の Wolter Type-I のミラーで構成されており、口径は 83.5 cm、焦点距離は 240 cm となっている。また、視野は直径 2° で、表面は金でコーティングされている。

4.4.2 Position Sensitive Proportional Counter (PSPC)

PSPC は MPE で開発された、マルチワイヤー比例計数カウンターである。当時としては優れた空間分解能 ($\sim$25 arcsec @ 1 keV) をもち、エネルギー分解能も問題ない ($\Delta E/E = 0.43\ (E/0.93)^{-0.5}$)。

PSPC は、2 つのカウンターからなり、一つは X 線の位置検出を行なう anode A1 の cathode K1 と cathode K2 から構成され、もう一つはバックグラウンド除去のた

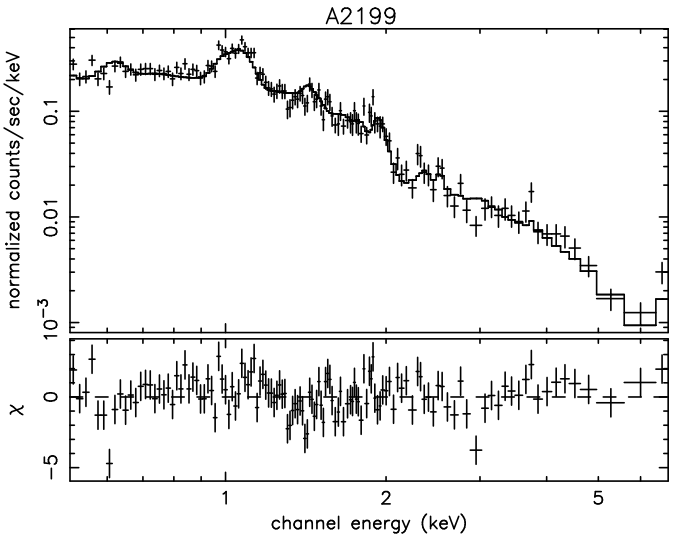

図 4.2: A2199 の中心から半径 $10''$ の円内のスペクトル。'+' がデータ、実線がモデルスペクトルであり、下のパネルはデータとモデルの残差である。

めのアンチコーインシデンスをとる anode A2 から成る。アノードワイヤーは金メッキされたタングステンワイヤーであり、直径 10μm で間隔は A1 と A2 でそれぞれ、1.5 mm、2.0mm となっている。また、K1 と K2 は白金とイリジウムの合金でできた直径 50 μm のワイヤーで、0.5 mm 間隔で並べてある。封入されているガスは、Ar が 65%、Xe が 20%、CH_4 が 15%の混合気体となっていり、X 線が入射するとガスに光電吸収されて、光電子を発生する。光電子は電場に沿って陽極に移動していき、その間にもガスに光電吸収されて 2 次電子を生成し電子を増幅する。電子の数は入射 X 線のエネルギーに比例しており、この信号を受けとって X 線検出を行う。PSPC の実物写真と入射窓の構造を、図 4.4 に示す。また、PSPC の基本性能を表 4.5 に示す。

4.4.3 Exposure Map

Chandra 衛星の同じチップ内であっても入射場所や入射エネルギーによって検出効率が異なってくる。そのため有効面積に量子効率をかけた exposure map を使って輝度分布を補正する必要がある。ACIS-S3 チップに温度 3 keV の単色エネルギーの

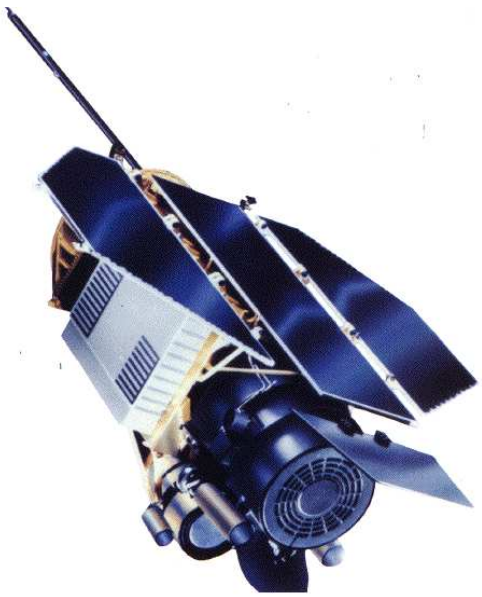

図 4.3: ROSAT 衛星の外観図

表 4.5: PSPC の基本性能

Field of view	2 ° (diameter)
Gas mixture	argon 65%
	methan 15%
	xenon 20%
energy resolution	43% a@ 0.93 keV
spatial resolution	300 μm(~ 25″) @ 1 keV

X 線を入射させたときの exposure map を図 4.5 に示す。exposure map は CIAO2.2 パッケージのソフトウェアを用いて作成するが、単色エネルギーだけでなく、実際に得られたスペクトルのエネルギー分布を入れることができる。PSPC のデータについては、それぞれの観測データにつきひとつの exposure map が用意されているので、それを用いて同様の手法で輝度分布の補整を行った。

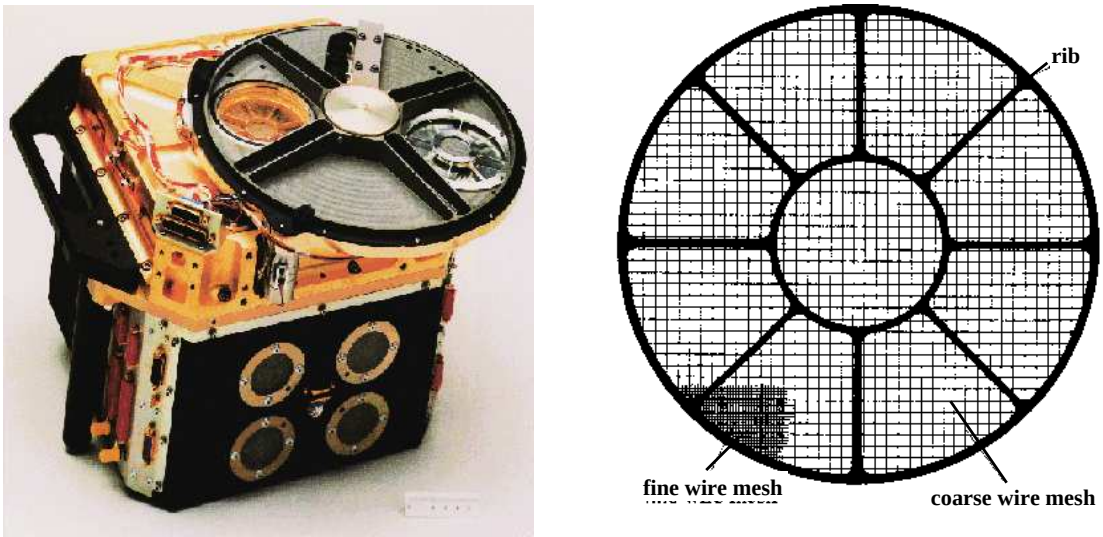

図 4.4: ROSAT の実物写真 (左) と window support structure(右)。

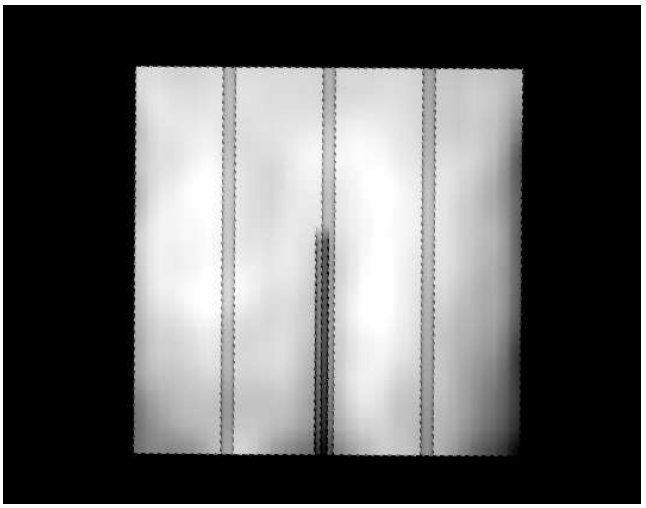

図 4.5: ACIS-S3 チップに 3.0keV の X 線が入射したときの exposure map。

第5章　解析結果

5.1　温度、吸収、アバンダンス分布

半径分布を求める前に、まず、スペクトルが中心から外側に向かってどのように変化しているかを調べるため、cD 銀河の位置を中心とする同心円により作られるリング形の領域でスペクトルをつくった。cD 銀河の位置は X 線で一番明るい場所とほぼ一致している。バックグラウンドやレスポンスも同じ領域で作成している。2A0335+096 と A2199 の半径 0–10″、30–40″、60–90″、150–180″ におけるスペクトルを図 5.1 に示す。中心付近のスペクトルでは 1keV 付近に鉄の L ライン (Fe-L) が、2keV 付近と 6.4keV 付近には電離したケイ素 (Si) や鉄の K ライン (Fe-K) が確認できる。Fe-L ラインは、中心から離れるにしたがって高エネルギー側へシフトし、銀河団の外側ほど温度が高くなっていることが分かる。また、特に 2A0335+096 のスペクトルでは、低エネルギー側でカウントが低くなっている。これは、A2199 の方向では吸収は $\sim 2 \times 10^{20}$ cm^{-2} であり銀河吸収と同程度であるのに対して、2A0335+096 の方向では $\sim 3 \times 10^{21}$ cm^{-2} と吸収が大きいためである。実際にこれらのスペクトルをフィッティングすることにより得られた半径分布については次節以降で説明していく。

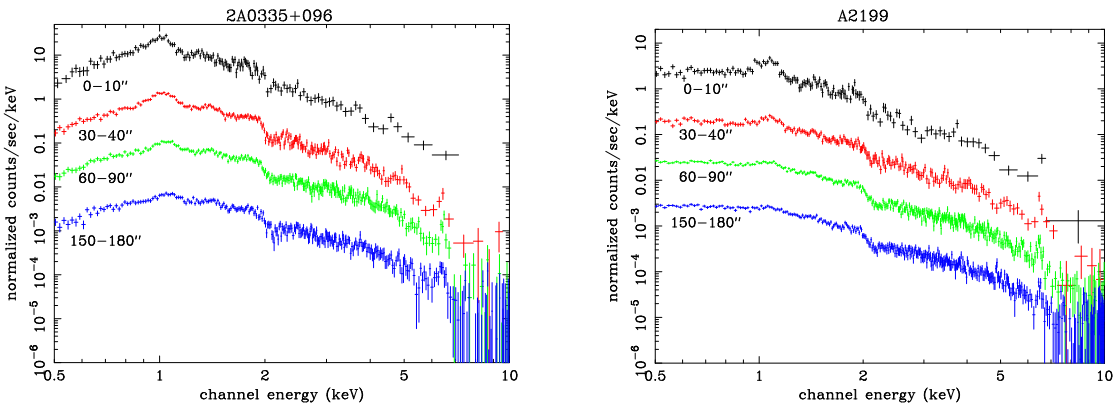

図 5.1: 2A0335+096(左) と A2199(右) の半径 0–10″、30–40″、60–90″、150–180″ におけるスペクトル。縦軸は便宜的に調整している。

5.1.1　1 温度フィット

作成したスペクトルを、一成分 (一温度) の MEKAL モデルに銀河吸収をかけたモデルを用いてフィットし、ICM の温度、重元素アバンダンス、吸収の半径分布を求めた。全ての銀河団の半径分布を図 5.4–図 5.6 に示すが、ここでは、A2199 を取り上げながら半径分布の特徴について説明していく。図 5.2 (右) は温度の半径分布であるが、外側では温度はほぼ一定であるのに対し、中心の ∼100 kpc 以内では温度が低下していく。他の銀河団でもそれぞれの温度は異なるが、同様の分布を示している。A2199 の中心温度は ∼2.4 keV となっており、Cooling Flow で理論的に予想されていた 1 keV より有意に高くなっている。銀河団サンプル全体でみると中心の温度は 0.68–4.33 keV と大きくばらついている。また、2A0335+096 や A2052 では中心の数 10 kpc 以内で温度が一定となり、温度が下げ止まっていることも確認できる。

吸収 (図 5.2 左) は中心で若干高くなるが、半径によらずほぼ一定の値を示している。多くの銀河団についてはこのように単調な分布となっているが、HCG62 や Centaurus では中心の 50 kpc 以内で明らかに吸収が大きくなる。特に HCG62 では一桁ほどの増加が見られ、これらについては中心で超過吸収している可能性が示唆される。

A2199 のアバンダンス (図 5.2 右) は中心 50 kpc 以内で増加する傾向にあり、これは他のいくつか銀河団についても同様である。また、中心部分をよく見ると 20 kpc 以内では再びアバンダンスが低くなっているように見え、このような傾向は Centaurus や A262 でより顕著に現われている。楕円銀河の観測でもごく中心でアバンダンスが下がることが報告されており、楕円銀河中心での共鳴散乱や多温度構造が原因ではないかと考えられている (Matsushita et al. 2002)。

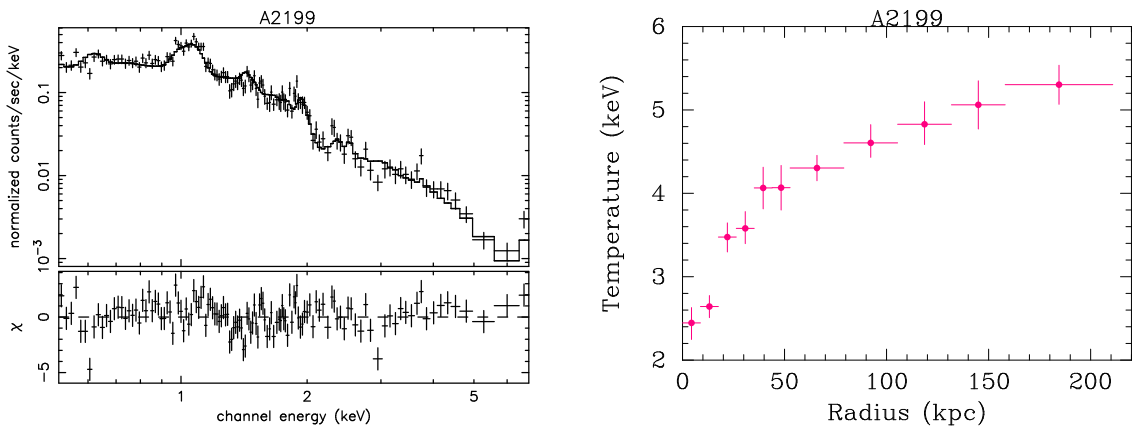

図 5.2: A2199 の中心 10″ のスペクトルと、ICM 温度の半径分布。

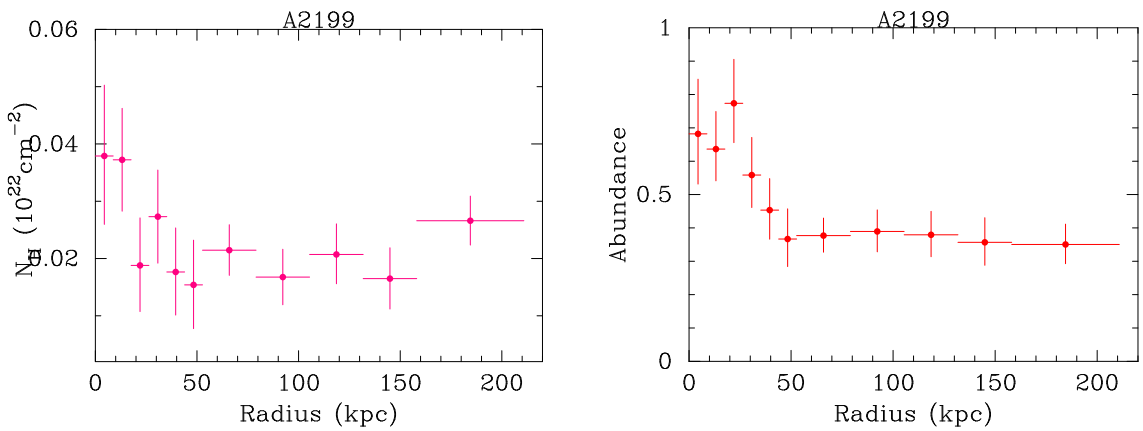

図 5.3: A2199 の中心 10″ のスペクトルと、ICM 温度、吸収、重元素アバンダンスの半径分布。

5.1.2 2 温度フィット

ASCA 衛星の観測では、温度が異なる 2 成分 (2 温度) モデルを用いると銀河団中心のスペクトルをうまくフィットすることができるといわれていた。そこで、私は 2 成分の MEKAL モデルに銀河吸収をかけたモデルでもスペクトルフィッティングを行なった。このモデルでは、高温成分の温度 T_{hot} と低温成分の温度 T_{cool}、重元素アバンダンス、吸収、そして normalization が free パラメータであるが、T_{hot} は 1 温度フィットで得られた温度分布での外側の温度に固定した。図 5.7 に A2199 の 2 温度フィットによる吸収とアバンダンスの半径分布を 1 温度の結果とともに示す。1 温度の半径分布と比較すると、吸収、アバンダンスともに非常に似た分布をしており、値もエラーの範囲内で一致している。また、T_{cool} はどの銀河団についても、1 温度フィットの半径分布での中心の温度と一致していた。表 5.1 は A2199 の 1 温度と 2 温度それぞれの χ^2 であるが、これを見て分かるように、2 温度フィットによる χ^2 の大きな改善は見られなかった。温度の高い銀河団では A2199 と同様の結果が得られている。一方、温度の低い A262、A2052、2A0335+096、Centaurus の 4 つの銀河団では、吸収やアバンダンスの分布は変化しないが、中心から $\sim$40 kpc の領域で χ^2 は有意に改善される傾向にある。得られたデータは視線方向に積分されているので、中心のスペクトルにもある割合で外側のスペクトルが含まれることになる。これを projection 効果といい、先の 4 銀河団についてはこの効果が現われている可能性がある。表 5.2 に 2 温度モデルフィットにより得られた、T_{cool} と T_{hot} を示す。

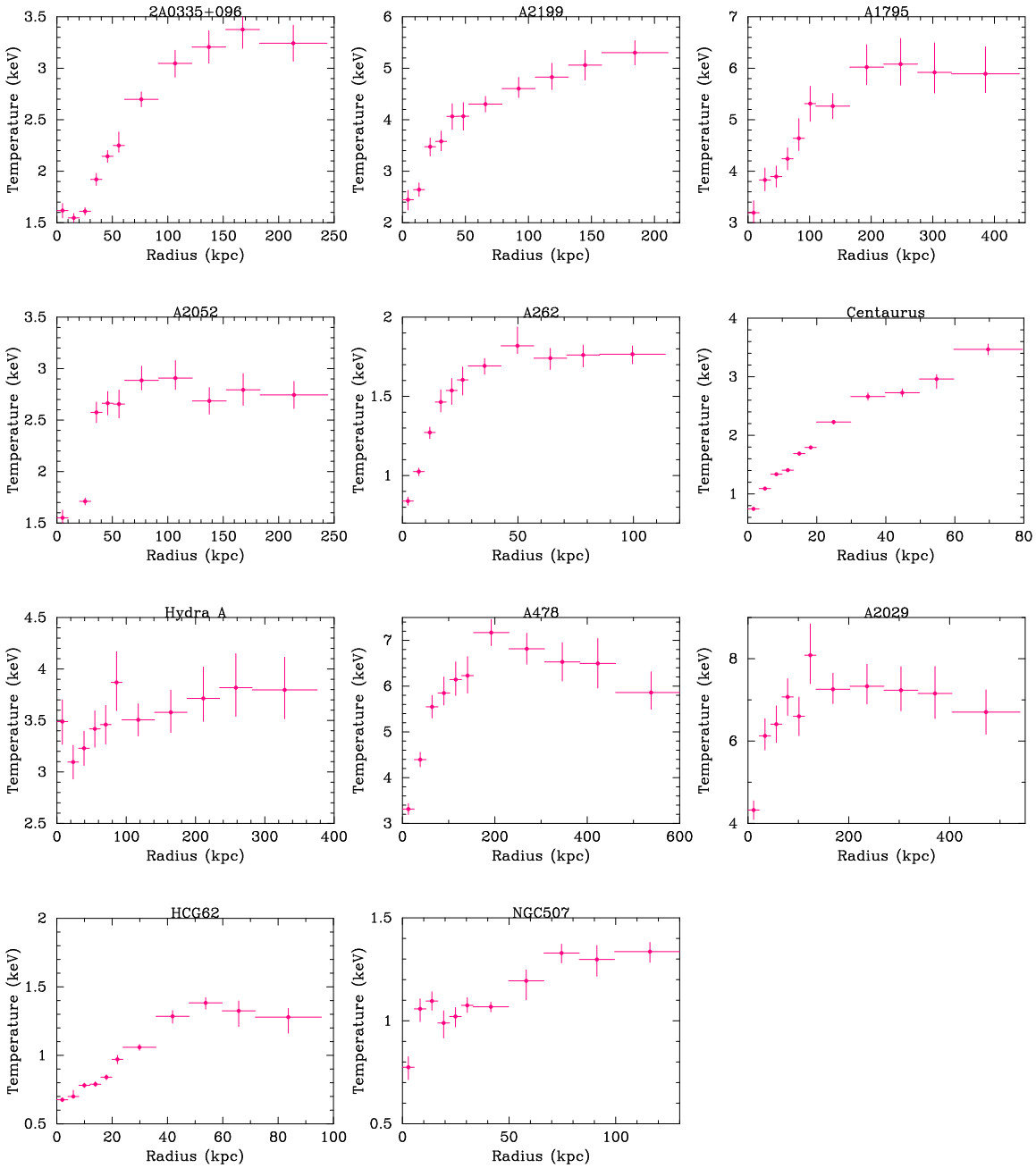

図 5.4: ICM 温度の半径分布

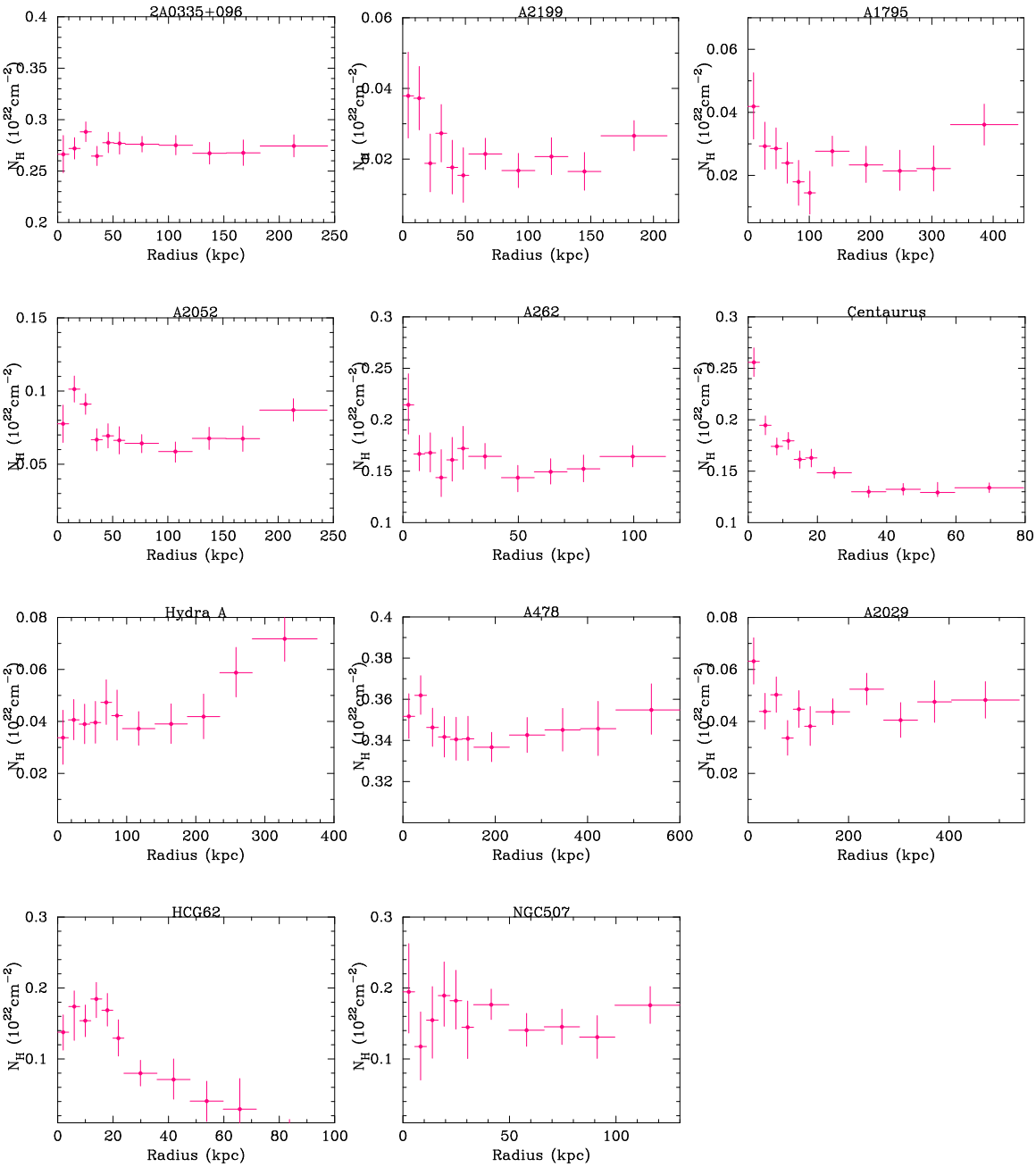
2A0335+096
A2199
A1795
A2052
A262
Centaurus
Hydra A
A478
A2029
HCG62
NGC507
N_H (10^{22}cm^{-2})
Radius (kpc)

図 5.5: 吸収の半径分布

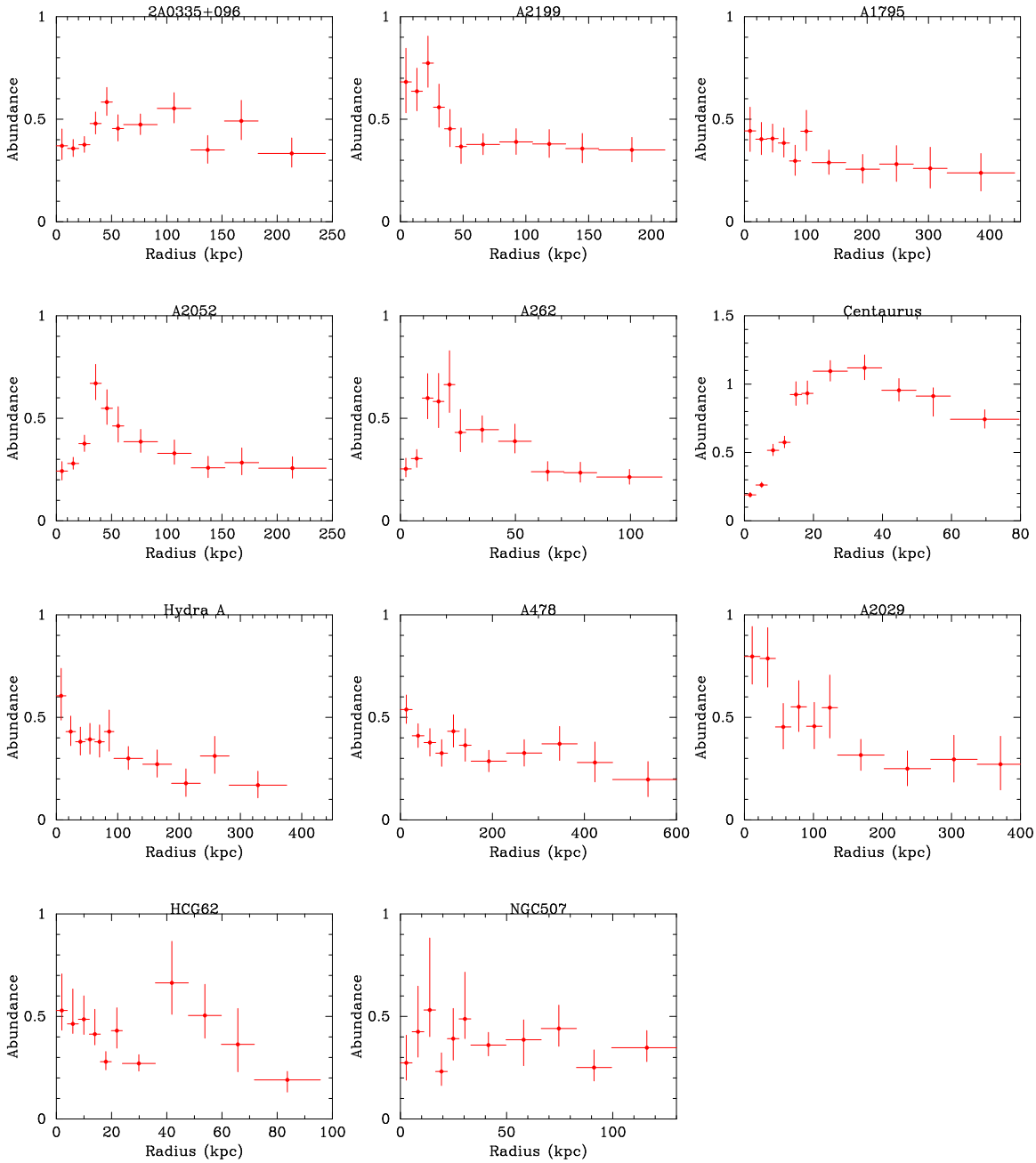

図 5.6: 重元素アバンダンスの半径分布。

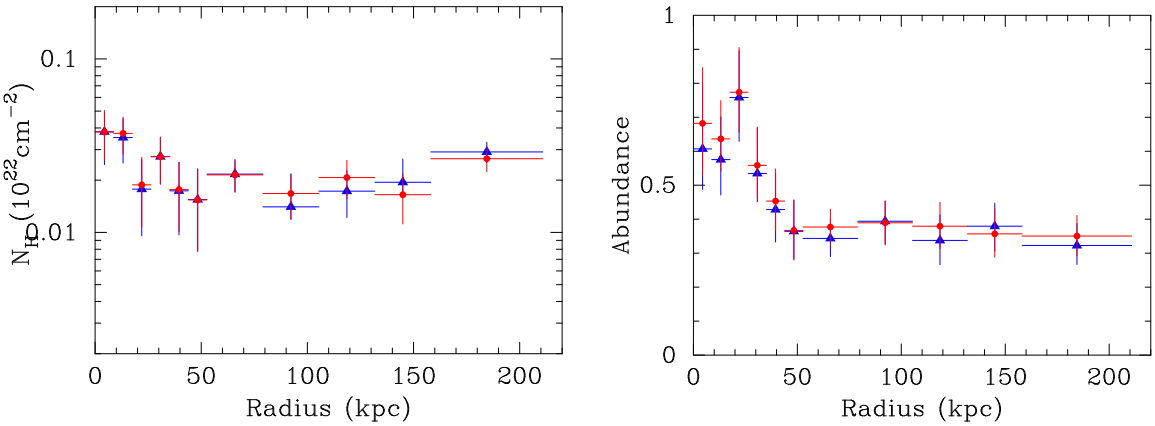

図 5.7: A2199 の 2 温度 MEKAL モデルによるスペクトルフィットから得られた吸収 (左) とアバンダンス (右) の半径分布。● が 2 温度フィット、▲ が 1 温度フィットである。

表 5.1: A2199 の 1 温度モデルと 2 温度モデルでの χ^2

Radius	1kT model	2kT model
0″-10″	1.71	1.71
10″-20″	1.45	1.39
20″-30″	1.10	1.10
30″-40″	1.16	1.16
40″-50″	1.11	1.11
50″-60″	0.96	0.96
60″-90″	1.35	1.33
90″-120″	1.12	1.14
120″-150″	1.15	1.15
150″-180″	1.03	1.02
180″-240″	1.17	1.15

5.1.3 Variable Abundance Model フィット

MRKAL モデルでは、重元素アバンダンスの比は、表 4.4 のように太陽系の存在比を仮定している。しかし、このアバンダンス比が高温プラズマのものと大きく違えば、アバンダンスだけでなくアバンダンスとカップルしている温度も正しく測定できなくなる可能性がでてくる。そこで、重元素アバンダンス比を free パラメータとして扱うことができる variable abundance MEKAL モデル (VMEKAL) によるフィッ

表 5.2: A2199 の 2 温度フィットで得られたパラメータ

	T_{cool} (keV)	T_{hot} (keV)
2A0335+096	$1.62^{+0.07}_{-0.07}$	$3.24^{+0.18}_{-0.17}$
A2199	$2.45^{+0.18}_{-0.20}$	$5.30^{+0.23}_{-0.24}$
A1795	$3.19^{+0.23}_{-0.23}$	$5.89^{+0.52}_{-0.36}$
A2052	$1.55^{+0.07}_{-0.08}$	$2.79^{+0.13}_{-0.13}$
A262	$0.83^{+0.03}_{-0.03}$	$1.77^{+0.05}_{-0.06}$
Centaurus	$0.74^{+0.01}_{-0.01}$	$3.47^{+0.09}_{-0.09}$
Hydra A	$3.10^{+0.21}_{-0.22}$	$4.00^{+0.32}_{-0.28}$
A478	$3.31^{+0.12}_{-0.12}$	$6.53^{+0.42}_{-0.42}$
A2029	$4.33^{+0.22}_{-0.23}$	$7.23^{+0.57}_{-0.50}$
HCG62	$0.68^{+0.01}_{-0.01}$	$1.33^{+0.07}_{-0.11}$
NGC507	$0.77^{+0.05}_{-0.06}$	$1.30^{+0.07}_{-0.08}$

ティングを行った。free パラメータとなっている重元素は、He, C, N, O, Ne, Na, Mg, Al, Si, S, Ar, Ca, Fe, Ni の 14 元素であり、今回は He アバンダンス比を 1.0 で固定し、さらに C=N=O、Ne=Na=Al=Si、S=Ar=Ca=Fe=Ni を仮定して解析した。その結果、図 5.8 にあるとおり、温度の半径分布は MEKAL モデルの分布とエラーの範囲内で一致しており、MEKAL モデルでも温度を正しく測定できることが分かった。また、吸収についても大きな違いは見られず、これ以降の解析は MEKAL モデルによるフィッティング結果を用いる。

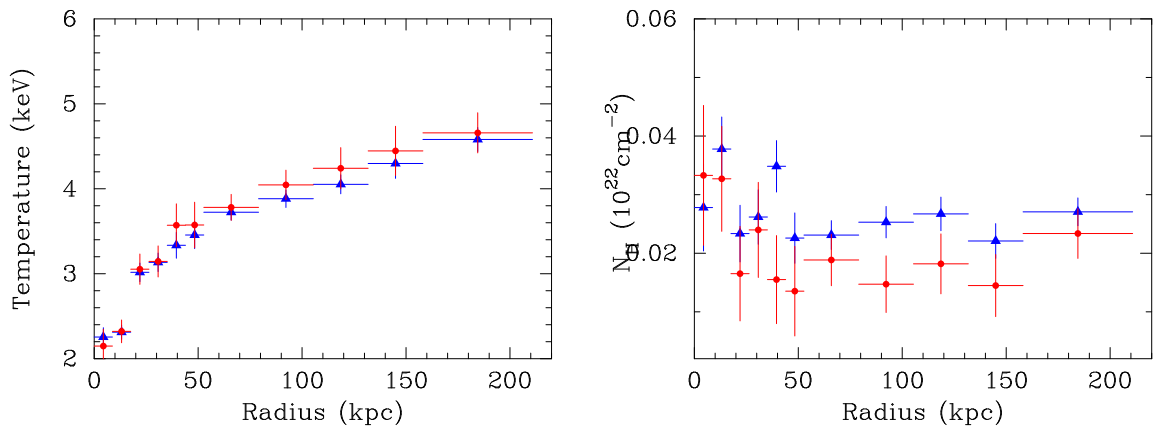

図 5.8: VMEKAL モデルによる A2199 の温度 (左)、吸収 (右) の半径分布。● が VMEKAL モデル、▲ が MEKAL モデルによる半径分布である。

5.2 輝度分布

銀河団のイメージを見ると、中心で非常に明るく外側へ向かって暗くなっていく。これまでの観測では輝度分布は非常に対照的な分布をしていると考えられてきたが、実際は多くの銀河団で輝度にむらがあり非対称な分布をしていることがChandra衛星のよって分かってきた。例として図5.9にA2052のX線イメ- ジを示すが、中心から上下の方向にホールが見ており、ICMの分布が乱れているのが確認できる。多くの銀河団は中心に電波ジェットを持っており、電波イメージを見ると中心の電波ジェットの構造とICMの分布はよく相関していることから、ICMの擾乱は電波ジェットとICMの相互作用が原因と考えられており、ICMの加熱源の有力候補とされている。

このようにChandra衛星により高空間分解能のイメージを得られるようになったので、我々はこれまでにない精度で中心の密度分布を輝度分布から測定することができる。輝度分布は、観測データとバックグラウンドデータを、それぞれのexposure mapで場所による検出感度の違いを補正した後に、観測データからバックグラウンドを引いて作成した (§4.3)。スペクトル解析と同様に、cD銀河の位置を中心とし、銀河団は0.5–9.0 keV、HCG62とNGC507についてはそれぞれ0.5–3.0 keV、0.5-4.0 keVのエネルギーバンドのデータを使用した。また、いくつかの銀河団についてはX線点源の影響が大きかったので、明るい点源を取り除いたデータを用いた。この章では、Chandra衛星の輝度分布をβモデルおよび、2成分のβモデル (2βモデル) によるフィッティング結果について説明する (§5.2.1)。さらに、ROSAT衛星のデータについても同様の手法で輝度分布を作成し、Chandra衛星とROSAT衛星のデータの2βモデルによる同時フィットの結果とそれにより得られた密度分布について述べる。

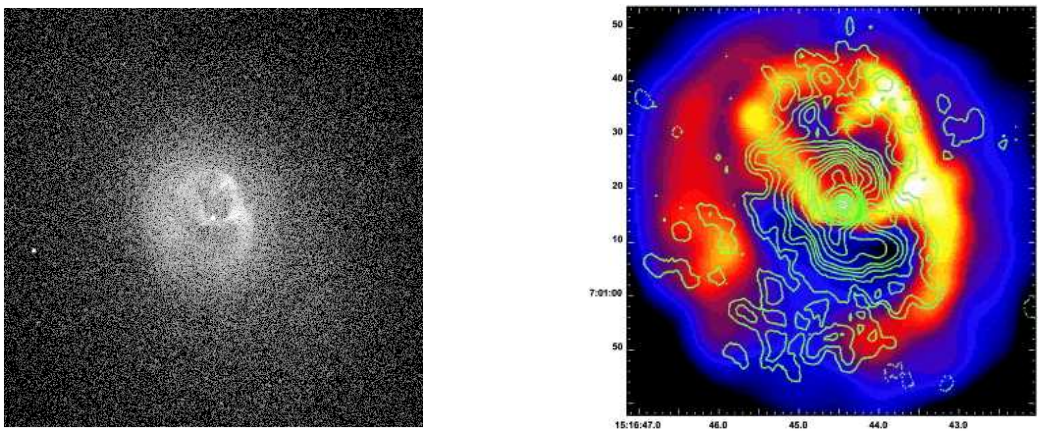

図 5.9: Chandra衛星によるA2052のX線イメージ (左) 電波イメージ (右)。

5.2.1 Chandra 衛星の表面輝度分布

Chandra 衛星のデータから得られた輝度分布に対して、β モデルフィットを行った。β モデルは、式 2.8 にあるように、コア半径 r_c と β、そして normalization が free パラメータであり、normalization から中心の数密度を求めることができる。図 5.10 に、2A0335+096 と A2199 の輝度分布を β モデルでフィッティングした結果を示す。両者を比較すると、2A0335+096 の方は β モデルで輝度分布をよく再現できるのに対して、A2199 は中心の $\sim$10 arcsec 以内で、明らかに輝度が超過している。また、中心から 30 arcsec 付近にくぼみが見られ、全体としては階段状の分布になっている。このような構造はほとんどの銀河団について確認でき、β モデルでうまくフィットできる 2A0335+096 や A262 についても、弱いながらその傾向がみられる (図 5.11)。表 5.3 に、β モデルによる bestfit の r_c と β、そして中心数密度 n_0 を示す。β は 0.36–0.56 でそろっているが、過去の ROSAT 衛星や ASCA 衛星と比較すると、平均として 0.05 ほど小さくなる傾向にある。これは A2199 のように β モデルでは説明できない分布を β モデルで無理にフィットしたためと考えられる。r_c は数 10 kpc であるが、z $\sim$0.01 の近い銀河団や銀河群では、ごく中心のおよそ $\sim$100 kpc の領域しか見えていないために r_c が数 kpc となっている。中心密度については、中心で β モデルから超過している銀河団が多く、それらについては中心の密度を小さく見積もってしまっている。特に NGC507 では中心の輝度を再現できず、他の銀河団より一桁ほど低い値となっている。

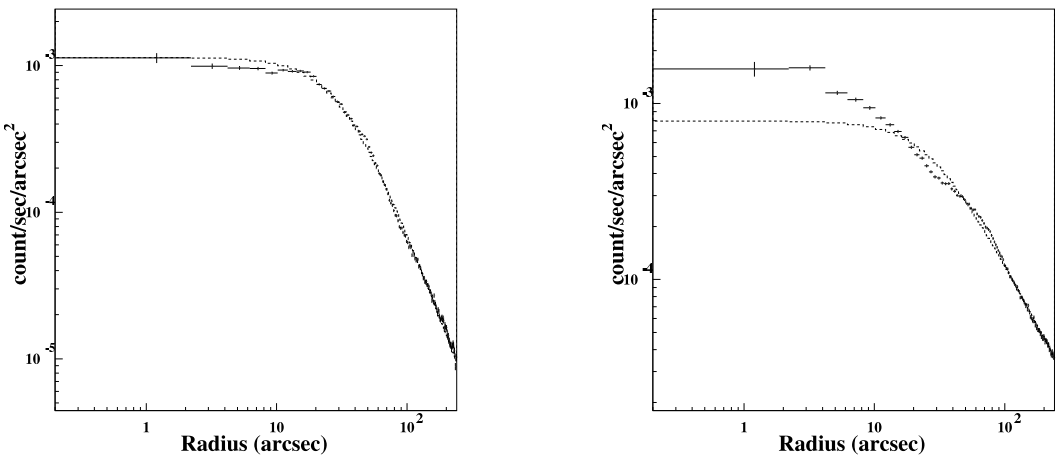

図 5.10: 2A0335+096 と A2199 の表面輝度分布。'+' が観測データ、実線がモデルである。

表 5.3: Chandra 衛星の β モデルフィットの bestfit パラメータ

	n_0 (cm^{-3})	r_c (kpc)	β
2A0335+096	0.0529	32.61±0.255	0.56±0.001
A2199	0.0311	23.44±0.433	0.41±0.001
A1795	0.0315	54.93±0.496	0.51±0.001
A2052	0.0345	23.23±0.208	0.44±0.001
A262	0.0742	3.45±0.101	0.36±0.001
A2029	0.0347	56.76±0.566	0.50±0.001
A478	0.0377	63.20±0.585	0.51±0.001
Hydra A	0.0526	22.61±0.270	0.45±0.001
Centaurus	0.1620	3.57±0.061	0.38±0.001
HCG62	0.0439	4.86±0.111	0.49±0.002
NCG507	0.0073	34.61±1.666	0.51±0.012

次に、β モデルでは多くの銀河団で中心部分で輝度が超過し、輝度分布をうまく説明できなかったため、2β モデルを用いてフィッティングを行った。β の値が 1.00 を越える場合や、内側成分の β (β_1) が外側の β (β_2) が小さくなるような非現実的な結果となった場合には、$\beta 1 = \beta 2$ という制限のもとにフィッティングを行うことで bestfit パラメータを求めた。図 5.12 は全銀河団サンプルの輝度分布を 2β モデルでフィッティングした結果である。先ほどの β モデルでは中心で輝度が超過していた A2199 (図 5.10 右) を 2β モデルでフィットすると、β モデルフィットでのコア半径 $r_c = 23.4$ kpc より大きいコア半径を持つ外側成分 ($r_{c2} = 75.5$ kpc) とコア半径が r_c より小さい内側成分 (r_{c1}=16.3 kpc) の 2 成分によって中心の超過輝度をうまく説明できるようになっている。A1795、Hydra A、HCG62 の 3 つでは、依然として中心で輝度が超過しているが、β モデルフィットで超過が見られたサンプルのうち、半数以上については A2199 と同様に中心部分でのフィッティングが改善されている。また、β モデルでうまくフィットできた 2A0335+096 と A262 についても、2β モデルを用いることで χ^2 が小さくなりフィッティングは改善されている。表 5.4 に 2β モデルでの bestfit パラメータをまとめる。NGC507 や A2199 などについては、2β モデルでは中心の輝度を説明できるようになったため、β モデルの場合と比べて中心密度が非常に高くなっている。サンプル全体では、β は内側の成分で 0.56–1.00、外側では 0.48–0.81 と銀河団によってばらついており、特に内側成分については β の値が大きくなっている。r_c も β と同様に銀河団によって大きく異なっている。

表 5.4: Chandra 衛星の 2β モデルフィットの bestfit パラメータ

	n_1 (10^{-3}cm^{-3})	r_{c1} (kpc)	β_1	n_2 (10^{-3}cm^{-3})	r_{c2} (kpc)	β_2
2A0335+096	4.75	56.41±0.02	0.99±0.00	0.575	192.1±0.03	0.81±0.00
A2199	5.95	16.30±0.40	1.00±0.04	1.59	75.48±3.11	0.71±0.03
A1795	2.96	70.44±1.82	0.79(fixed)	0.857	188.4±7.27	0.79(fixed)
A2052	2.89	53.02±0.34	1.00±0.00	0.409	172.7±13.7	0.56±0.06
A262	5.31	7.91±0.21	0.56(fixed)	0.577	46.17±3.51	0.56(fixed)
A2029	12.37	12.60±0.54	0.71(fixed)	2.664	74.43±1.04	0.53±0.46
A478	7.42	31.39±0.56	0.71(fixed)	1.812	129.0±1.98	0.59±0.77
Hydra A	3.99	44.14±4.85	0.70(fixed)	0.288	322.1±0.31	0.70(fixed)
Centaurus	27.1	3.07±0.06	1.00±0.01	7.83	9.37±0.22	0.48±0.00
HCG62	6.04	3.52±0.20	0.72(fixed)	1.68	15.30±0.26	0.72(fixed)
NCG507	29.6	1.35±0.10	0.72(fixed)	0.623	52.44±0.97	0.72(fixed)

5.2.2 Chandra 衛星と ROSAT 衛星の同時フィッティング

Chandra 衛星は銀河団の中心部分を細かく分解できるので、2β モデルの内側成分は精度良く決定できる。しかし、外側成分の決定については視野が広い ROSAT 衛星の輝度データを用いる必要がある。そこで、Chandra 衛星と ROSAT 衛星の輝度分布に対して、同時にフィッティングを行ない、より精密な密度分布を測定した。図 5.13 (左) は PSPC の観測による A2199 の $\sim 2^\circ \times 2^\circ$ の X 線イメージであるが、中心から少し離れたところでは明るい点源が存在しているのが分かる。これらの明るい点源を取り除き、exposure map を用いて補正した後に表面輝度分布を作成した (図 5.13 右)。輝度分布を見ると、外側で tail を引いた分布になっているので、これをバックグラウンド成分と考えてモデルには定数成分を加えている。また、ROSAT の PSF を考慮して中心から 1 arcmin データはとり除いている。Chandra 衛星のデータから、2β モデルの方がより多くの銀河団の輝度分布をうまくフィットできたので、ここでも 2β モデルを採用し、フィッティングの初期値には表 5.4 の bestfit パラメータを用いた。

図 5.14 は Chandra 衛星と ROSAT 衛星のデータの輝度分布と同時フィットによる bestfit のモデルであるが、2β モデルは外側まで輝度分布を説明できている。bestfit パラメータを表 5.5 に示す。表 5.4 の Chandra 衛星のみの輝度分布を 2β モデルでフィットした場合と比べて、r_c は内側成分はほとんど変わらない。一方、外側成分では 2A0335+096 や A478 などを除くと、Chandra 衛星のみの r_{c2} の 2 倍ほどとなっており大きく違っている。今回サンプルのうち Abell 銀河団については、ROSAT 衛星のデータの 2β モデルフィットがなされている (Mohr et al., 1999)。それと比較す

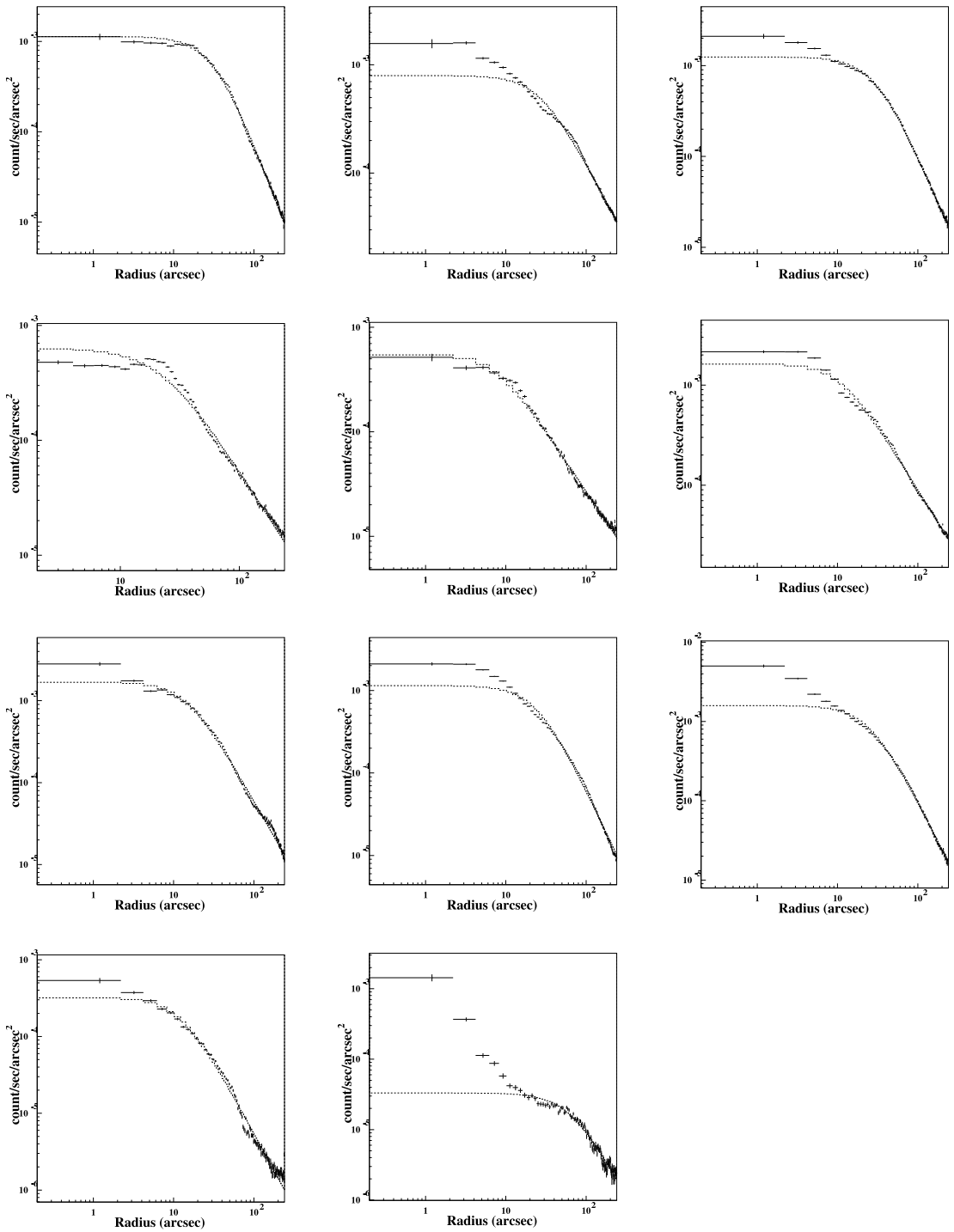

図 5.11: Chandra 衛星により得られた表面輝度分布。モデルは β モデルで、'+' が観測データ、実線がモデルとなっている。2A0335+096 と A262、A2052 以外では中心で β モデルに対して、輝度が超過している。

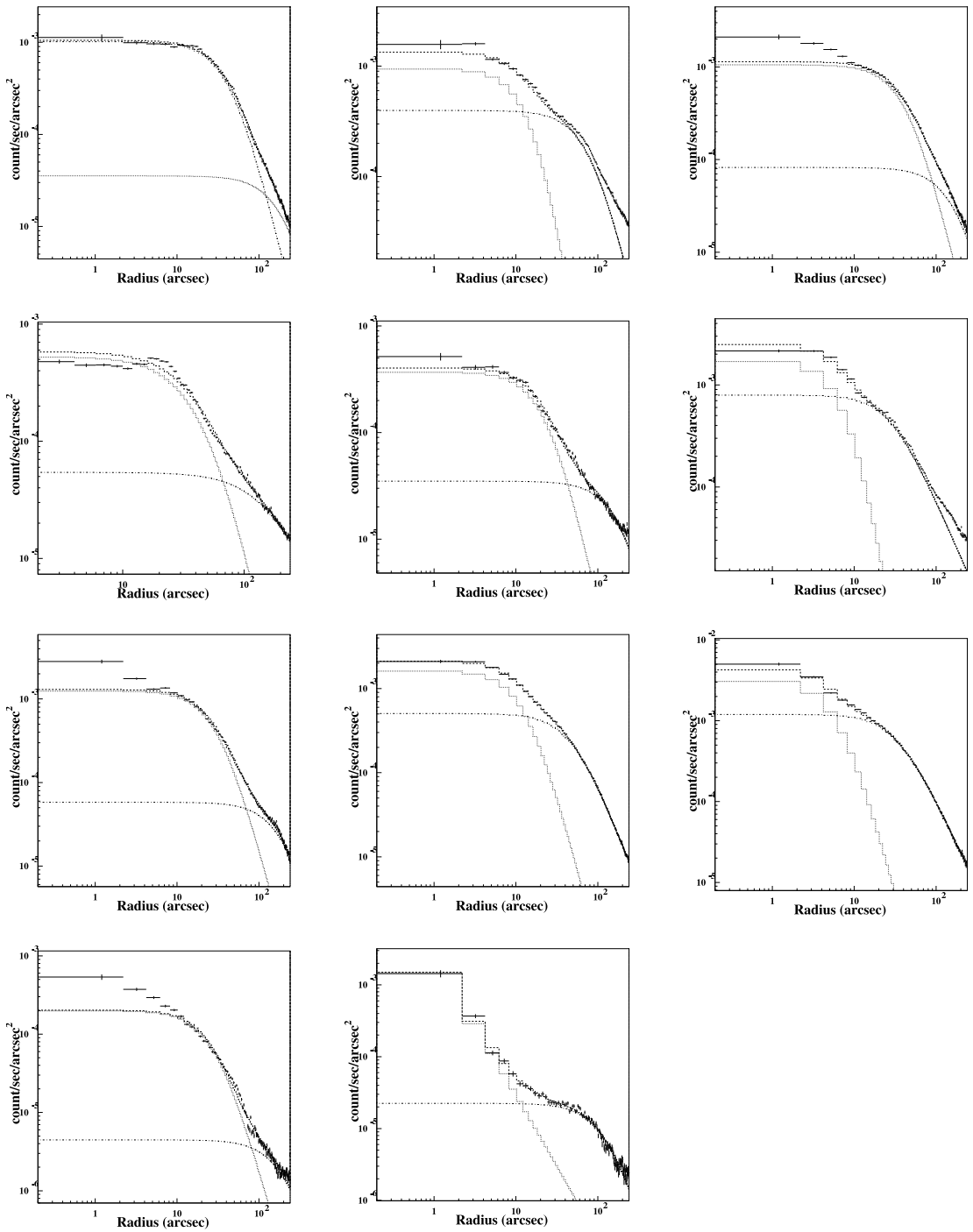

図 5.12: Chandra 衛星の輝度分布を 2β モデルでフィットした結果。‘+’ が観測データ、実線がモデルである。 β モデルでは中心で輝度が超過していた A2199、Centaurus、A478、A2029、NGC507 の 5 つでは、2β モデルを用いたことでフィッティングが改善されている。

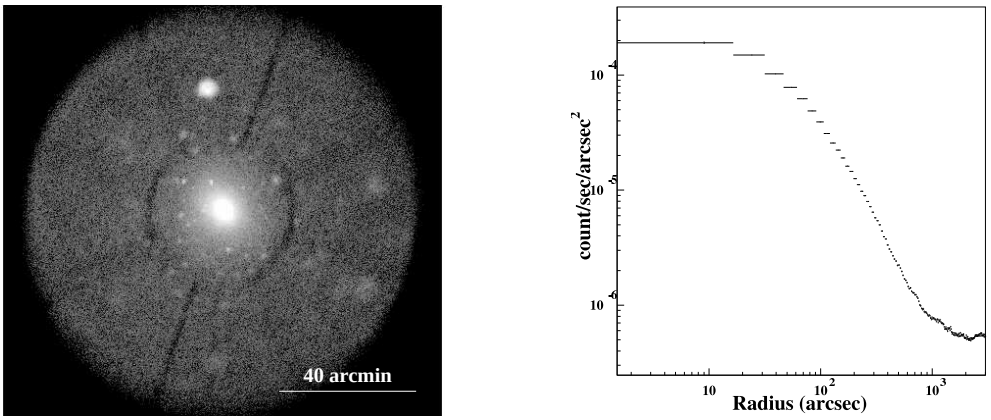

図 5.13: PSPC による A2199 の X 線イメージ (左) と表面輝度分布 (右)。

ると A2199 では、コア半径はそれぞれ $r_{c1} = 41$ kpc と $r_{c2} = 162$ kpc となっており、今回の結果にくらべ 2 倍ほど大きくなっているが、Centaurus (A3526) では ROSAT 衛星のコア半径の 1/15 程度である。このように過去の結果との関係は銀河団によって異なっていて、系統的な違いは見られていない。これは ASCA 衛星によって得られているコア半径についても同様である。β については、内側成分では 1.00 近くの大きい銀河団もあるが、多くは 0.4–0.8 と銀河団に典型的な値となっている。また、中心の密度は Centaurus や NGC507 では非常に高く、0.3 cm^{-3} となっており、これらを除けば 0.03–0.07 に分布している。これは Mohr ら (1999) の ROSAT 衛星による中心密度のおよそ 2 倍となっている。

表 5.5: 2β モデルによる同時フィットの bestfit パラメータ

	n_1 (10^{-3}cm^{-3})	r_{c1} (kpc)	β_1	n_2 (10^{-3}cm^{-3})	r_{c2} (kpc)	β_2
2A0335+096	4.56	56.60±0.35	1.00±0.01	0.64	156.3±5.40	0.69±0.01
A2199	4.36	18.29±0.44	0.59(fixed)	0.96	102.9±0.61	0.59(fixed)
A1795	2.74	85.96±0.52	0.79(fixed)	0.40	336.7±2.41	0.79(fixed)
A2052	2.88	53.18±0.28	0.99(fixed)	0.38	258.7±6.98	0.87±0.02
A262	5.17	7.75±0.12	0.51(fixed)	0.31	101.7±1.68	0.51(fixed)
A2029	6.44	24.29±0.87	0.59(fixed)	1.68	117.3±1.07	0.59(fixed)
A478	7.17	31.34±0.49	0.63(fixed)	1.48	157.8±0.87	0.63(fixed)
Hydra A	3.70	55.83±0.34	0.89(fixedf)	0.39	317.2±1.96	0.89(fixed)
Centaurus	31.15	2.48±0.07	1.00(fixed)	10.34	5.77±0.10	0.40±0.00
HCG62	3.11	8.41±0.11	0.61(fixed)	0.06	133.9±5.97	0.61(fixed)
NCG507	30.06	1.26±0.10	0.63(fixed)	0.44	31.0±0.97	0.63(fixed)

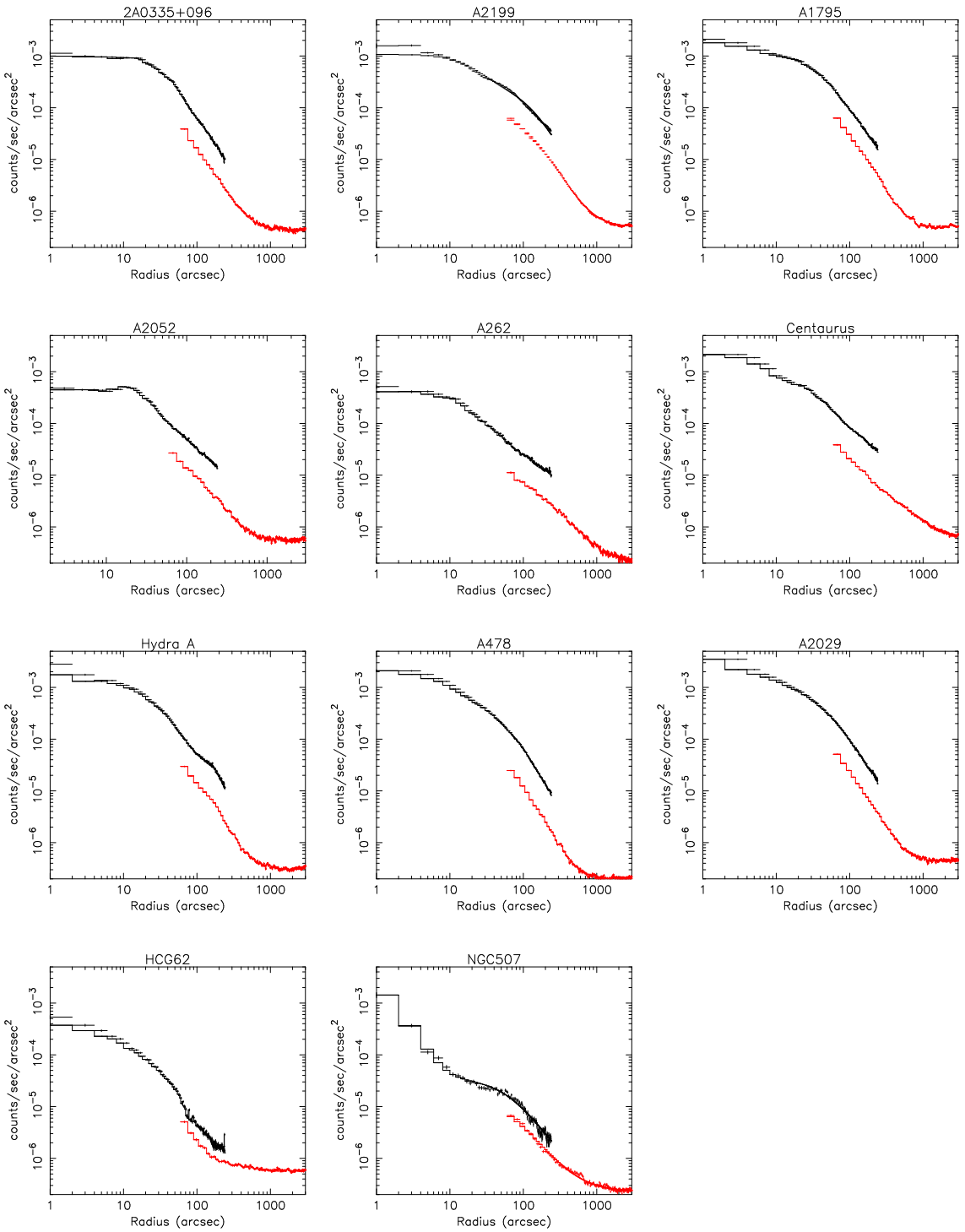

図 5.14: ROSAT 衛星のデータを加えた表面輝度分布。内側が Chandra 衛星のデータで、外側が ROSAT のデータとなっている。モデルは 2β モデルで、'+' が観測データ、実線がモデルである。

5.3 中心の低温成分の性質

この章では、スペクトルと輝度分布の解析により得られた、中心の低温 ICM に関するパラメータ (低温成分の温度や密度分布など) と、それらのパラメータにより得られる光度やガス質量などパラメータを用いて、中心の低温 ICM の性質を調べていく。

5.3.1 解析したパラメータ

(1) 低温成分と高温成分の温度、低温領域の大きさ

1 温度のスペクトルフィットによる温度の半径分布から、低温成分の温度 T_{cool} と高温成分の温度 T_{hot} が得られた。また、温度の半径分布において温度が下がりはじめる半径 R_{hc} についても調べた。これは低温領域の大きさと考えることができる。図 5.3.1 に A1795 の温度の半径分布における T_{cool}、T_{hot}、R_{hc} を示す。

(2) 低温成分の光度、質量

MEKAL 熱プラズマモデルの normalization は密度の 2 乗を体積積分したものに比例するので、2 温度モデルでフィットしたときの低温成分の normalization 分布を用いて低温成分の密度分布を求めることができる。この密度分布から低温成分の光度 L_{cool} と ICM 質量 M_{cool} を以下のように測定した。まず、L_{cool} については、中心の温度、アバンダンスを用いて cooling function $\Lambda(A, T)$ を見積もれば、式 2.10 を使って光度を計算できる。また、数密度分布が分かっているので、これを質量密度分布になおして積分すれば、低温ガスの質量も求めることができる。図 5.3.1 右は、A2199 の normalization 分布である。$\sim$100 arcsec 以上では低温成分の normalization のエラーが大きく値が決まらなくなるが、それより内側では normalization が決まり、$\sim$ 100 arcsec までは低温成分が広がっていると考えられる。そこで、このような R_{limit} 半径 (§5.1.2 表 5.2) を調べ、これを L_{cool}、M_{cool} の積分領域とした。

(3)2β モデルにおける内側成分と外側成分の交差半径

2β モデルフィットで内側成分と外側成分が交差する半径 $R_{2\beta}$ をもとめた。また、Chandra 衛星と ROSAT 衛星の輝度分布を 2β モデルで同時フィットすることで数密度分布が得られたので、上と同様の方法で、$R_{2\beta}$ 以内での光度 L_{inner} とガス質量 M_{inner} も求め、L_{cool}、M_{cool} と比較した。

(4)Cooling Time、Cooling Radius

同時フィットによる密度分布と銀河団全体の温度 T_{hot} を用いて、以下の式 (2.13) から Cooling Time (t_{cool}) と Cooling Radius (R_{cool}) を計算した。

(5) その他のパラメータ

今回解析した銀河団は全て、中心に電波ジェットをもっており、これは中心のガスを加熱している可能性があるので、電波ジェットに関するパラメータとして、中心の電波ジェットのエネルギー E_{jet} と磁場の強さ B を文献から調べた (Taylor et al. 2002; Sarazin et al. 1995 for 2A0335+096; Righetti et al. 1988 for A262)。

また、銀河団の温度分布は中心で低下していく分布となっており、これは温度が一定の場合に比べ、放射によりエネルギーを失っていることになる。温度が一定の場合のエネルギー ($W = \int n(r)kT_{hot}dV$) と、実際の密度分布と温度分布でのエネルギー ($W = \int n(r)kT(r)dV$) の差を計算することで失ったエネルギー E_{cool} を求めた。密度が 10^{-4} cm^{-3} となる半径までの、ICM の全光度 (L_{total})・全ガス質量 (M_{cool}) も求めた。近い銀河団については密度が 10^{-4} cm^{-3} となる領域まで観測できていないので、観測された最大の半径 (およそ 20 arcsec) までを積分している。これらのパラメータを表 (5.6)–(5.8) にまとめておく。次節からは、これらのパラメータ自体の分布やパラメータ間の相関について説明していく。

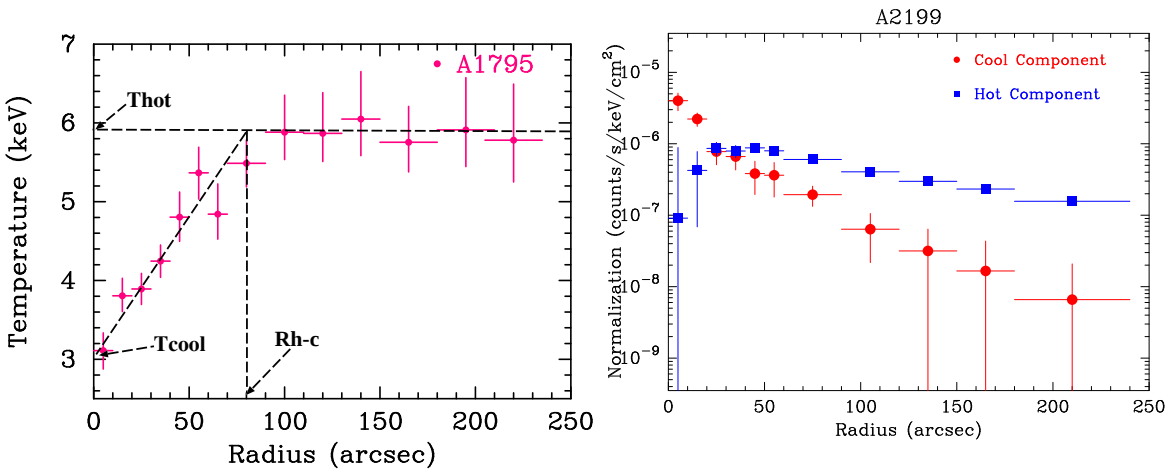

図 5.15: 1 温度フィットにおける T_{cool}, T_{hot}, R_{hc}(左)。2 温度フィットによる normalization の半径分布 (右)。右図ではおよそ 100 kpc までは低温成分の normalization のエラーが 決まるので、この半径以内で L_{cool} と M_{cool} を積分した。

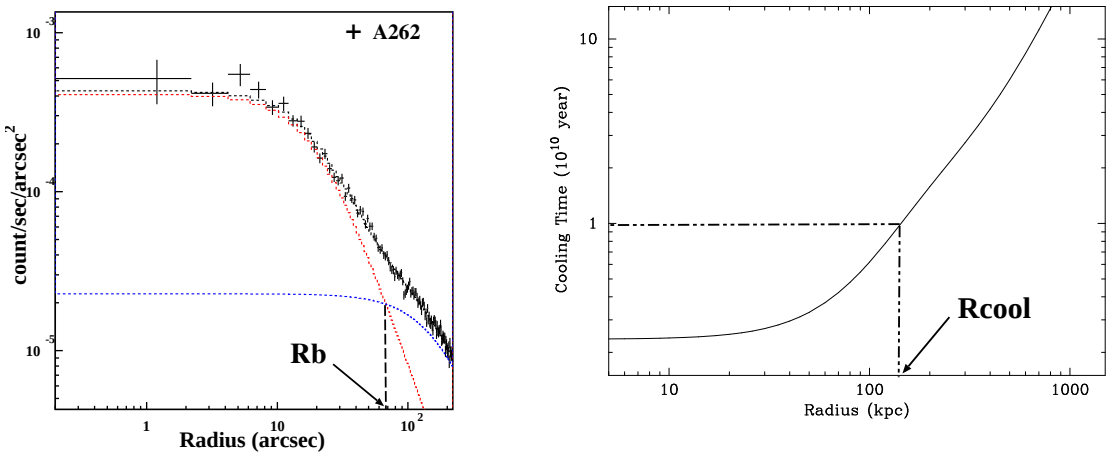

図 5.16: 内側成分と外側成分が交差する半径 $R_{2\beta}$(左) と Cooling Radius R_{cool}(右)。

表 5.6: 低温ガスに関するパラメータ (1)

	T_{cool} (keV)	T_{hot} (keV)	R_{hc} (kpc)	$R_{2\beta}$ (kpc)	R_{cool} (kpc)	t_{cool} (year)
2A0335+096	1.62	3.24	162.43	88.83	124.57	1.05×10^9
A2199	2.45	5.30	87.85	25.48	92.07	1.39×10^9
A1795	3.19	5.89	165.20	167.03	143.35	2.36×10^9
A2052	1.55	2.79	61.09	70.76	98.76	1.55×10^9
A262	0.83	1.77	33.19	35.32	55.29	6.90×10^8
Centaurus	0.74	3.47	82.90	1.33	73.45	1.53×10^8
Hydra A	3.10	4.00	109.55	95.46	112.68	1.44×10^9
A478	3.31	6.53	179.39	47.41	187.33	9.38×10^8
A2029	4.33	7.23	134.91	30.37	155.60	1.09×10^9
HCG62	0.68	1.33	51.81	39.85	28.77	9.97×10^8
NCG507	0.77	1.30	66.32	4.15	25.20	1.48×10^8

表 5.7: 低温ガスに関するパラメータ (2)

	L_{cool} (erg s^{-1})	M_{cool} ($M_\odot$)	$\dot{M}$ ($M_\odot/yr$)	R_{limit} (kpc)	L_{inner} (erg s^{-1})	M_{inner} ($M_\odot$)
2A0335+096	8.47×10^{43}	6.22×10^{11}	109.02	101.52	1.53×10^{44}	1.07×10^{12}
A2199	4.27×10^{43}	2.77×10^{11}	36.40	87.85	2.78×10^{43}	4.27×10^{10}
A1795	2.37×10^{44}	1.41×10^{12}	154.72	146.84	6.72×10^{44}	4.17×10^{12}
A2052	1.22×10^{43}	8.44×10^{10}	16.38	50.91	5.77×10^{43}	4.25×10^{11}
A262	2.68×10^{41}	3.84×10^{9}	0.67	16.58	4.42×10^{42}	4.16×10^{10}
Centaurus	7.63×10^{41}	2.35×10^{10}	2.15	99.48	1.88×10^{41}	6.43×10^{7}
Hydra A	1.69×10^{44}	5.29×10^{11}	113.83	78.25	2.67×10^{43}	1.06×10^{12}
A478	2.48×10^{44}	1.19×10^{12}	156.02	128.14	2.52×10^{43}	4.05×10^{11}
A2029	1.63×10^{44}	6.59×10^{11}	78.28	112.43	1.49×10^{43}	1.18×10^{11}
HCG62	6.98×10^{40}	4.65×10^{8}	0.21	39.85	1.49×10^{42}	2.35×10^{10}
NCG507	3.21×10^{41}	2.16×10^{10}	0.87	55.27	1.80×10^{41}	2.13×10^{8}

表 5.8: 低温ガスに関するパラメータ (3)

	L_{total} (erg s^{-1})	M_{total} ($M_\odot$)	R_{out} (Mpc)	E_{cool} (erg)	L_{jet} (erg s^{-1})	B (μG)
2A0335+096	3.25×10^{44}	2.42×10^{14}	1.00	5.68×10^{60}	1.76×10^{32}	–
A2199	4.69×10^{44}	2.45×10^{14}	0.88	2.46×10^{60}	9.39×10^{33}	15.0
A1795	1.55×10^{45}	7.02×10^{14}	1.59	9.52×10^{60}	2.22×10^{34}	9.7
A2052	2.21×10^{44}	2.26×10^{14}	1.00	4.40×10^{59}	2.63×10^{34}	11.0
A262	2.28×10^{43}	3.81×10^{13}	0.47	9.53×10^{58}	2.08×10^{32}	–
Centaurus	2.45×10^{43}	3.99×10^{13}	0.30	1.58×10^{60}	3.90×10^{33}	6.5
Hydra A	8.06×10^{44}	3.60×10^{14}	1.21	3.92×10^{60}	8.69×10^{35}	78.0
A478	2.79×10^{45}	8.82×10^{14}	2.25	8.72×10^{60}	–	–
A2029	3.16×10^{45}	8.32×10^{13}	2.15	5.99×10^{60}	2.63×10^{33}	–
HCG62	2.79×10^{42}	3.42×10^{13}	0.40	1.32×10^{59}	–	–
NCG507	7.96×10^{42}	3.72×10^{13}	0.55	1.37×10^{59}	–	–

5.3.2 Cooling Flow モデル支持する結果

R_{hc}–R_{cool} の相関

低温領域の大きさ R_{hc} と Cooling Radius R_{cool} は、図 5.17 に示すようによく相関しており、多くのサンプルにおいて $R_{hc} \sim R_{cool}$ であることが分かった。これは、銀河団の中心領域では、放射冷却が起こっていることを示唆している。また、輝度分布で内側成分と外側成分が交差する半径 $R_{2\beta}$ は、R_{hc} と同程度かそれより小さいところに分布している (図 5.18)。

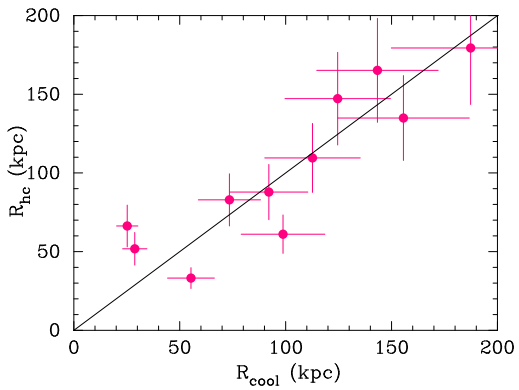

図 5.17: Cooling Radius (R_{cool}) と低温領域の大きさ (R_{hc}) の相関。

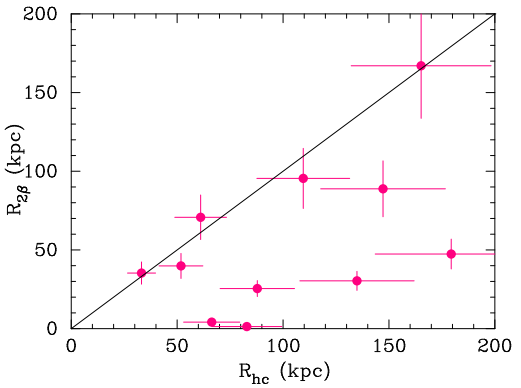

図 5.18: 低温領域の大きさ (R_{hc}) と輝度分布における内側成分と外側成分の交差半径 ($R_{2\beta}$)。

5.3.3 Cooling Flow では説明できない結果

T_{cool}–T_{hot} の相関

T_{hot} に対する T_{cool} の比 (T_{cool}/T_{hot}) は、Centaurus と Hydra A を除くと、0.46-0.60 と 30%以内でよくそろっている。Centaurus と Hydra A については、それぞれ ∼0.21、∼0.85 と、サンプルの平均的な分布からはずれている。縦軸に T_{hot} を、横軸に T_{cool} をプロットした図を図 5.19 に示す。図中の直線は $T_{cool}/T_{hot} = 0.5$ の直線であり、サンプル全体の傾向としてはこの直線によく乗っている。これは ASCA 衛星の 2 温度フィットの結果とも一致している。

T_{cool}–R_{hc} の相関

低温成分の温度 T_{cool} と低温領域の大きさ R_{hc} についても弱い相関が見られた。横軸に T_{cool}、縦軸に R_{hc} をプロットしたものを図 5.20 に示すが、低温成分の温度が高いほど低領域が大きくなっている。これは銀河団全体の規模と温度の関係と非常に似通っており、$T_{cool}/T_{hot} \sim 0.5$ であることを考えると、低温成分の規模は銀河団の規模のおよそ半分であることが示唆される。

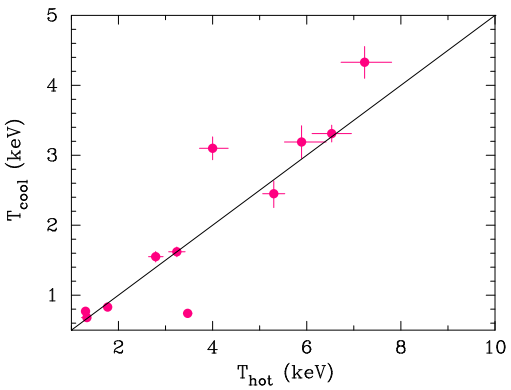

図 5.19: 低温成分の温度 (T_{cool}) と高温成分の温度 (T_{hot}) の相関。

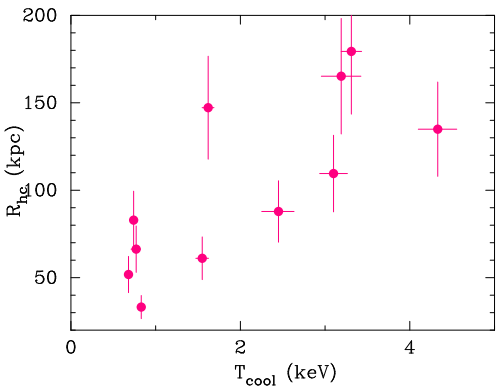

図 5.20: 低温領域の大きさ (R_{hc}) と低温成分の温度 (T_{cool}) の相関。

低温ガスの質量

低温ガスの質量 M_{cool} は、$(0.05\text{–}141)\times10^{10}M_{\odot}$ と大きくばらついている。また、輝度分布から得られた M_{inner} についても、$(0.006\text{–}41.7)\times10^{10}$ と広い範囲に分布している。両者の間で積分範囲 $(R_{limit}$ と $R_{2\beta})$ が大きく違うものでは、質量にも大きな開きが見られ、例えば、Centaurus では、$M_{inner} \sim 6.48\times10^{7}M_{\odot}$、$M_{cool} \sim 2.35\times10^{10}M_{\odot}$ と 2 桁以上も異なっている。しかし、積分範囲が同程度の銀河団いついては、粗っぽく見ると M_{cool} と M_{inner} はほぼ一致しており、スペクトルと輝度分布による質量測定が矛盾しないことが分かる。低温ガスの質量を巨大楕円銀河のガス質量と比較すると、楕円銀河のガス質量は大きいものでも $\sim 10^{9-10}M_{\odot}$ であるので、銀河団によってはこれより 1–2 桁ほど低温成分の質量が大きくなっている。このように全サンプルのおよそ半数では、低温ガスの質量を銀河団中心の楕円銀河のガスだけで説明することは難しい。

最後に、その他の結果として、電波ジェットのエネルギーや磁場強度は低温成分の温度 T_{cool} や大きさ R_{hc} などのパラメータとの相関は見られず、中心温度の低下を抑制する加熱源としての証拠は得られなかった。

5.4 ICM 質量分布・全重力質量分布

5.4.1 ICM 質量・全重力質量の半径分布

ICM 質量については、Chandra 衛星と ROSAT 衛星の輝度分布を同時フィットにより、密度分布が得られているので、前節と同じ方法で、中心からおよそ 50 arcmin までの ICM の質量分布を求めた。また、銀河団の構成要素である ICM と星、ダークマターを含む全重力質量は、ICM の温度分布と密度分布がわかれば、式 2.3 から数値的に計算することができる。式 2.3 は密度分布と温度分布の微分項が含まれているので、密度分布・温度分布を関数で表す必要がある。密度分布は β モデルにより関数として既に表されるので、質量分布を求める前に、まず温度分布を関数で仮定した。用いた関数は、

$$T(r) = t_0 + (t_1 - t_0)\frac{r}{\sqrt{(1+ar^2)}} \tag{5.1}$$

であり、t_0、t_1、a の 3 つの free パラメータをもち、t0 は中心温度、t1 は外側の温度に対応している。この関数を用いてフィッティングを行ない、温度分布を関数で表した。図 5.22 に温度分布を式 5.1 でフィットした例を挙げる。

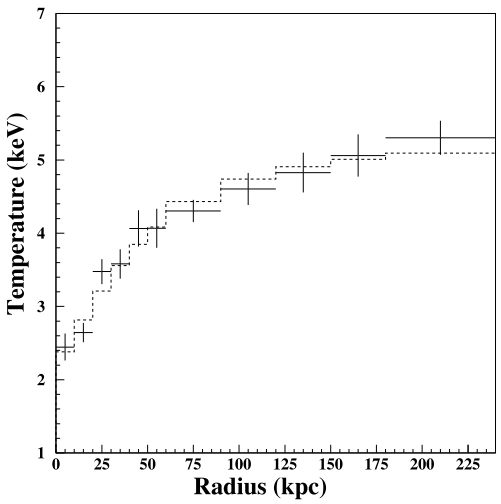

図 5.21: A2199 の温度の半径分布を式 5.1 でフィットした図。

このような手法で得られたICMの質量分布、全重力質量分布を図5.26に示す。図5.22は、A2199のICMの質量分布、全重力質量分布であるが、温度を考慮した場合と温度をT_{hot}で一定と仮定した場合では外側では分布が一致しているが、内側では温度が低下していくために両者の分布は違ってくる。注目すべき点は、半径がおよそ60 kpc付近で全重力質量の分布がくぼんだ構造をしていることである。これは輝度分布におけるくぼみを反映しているもので、全ての銀河団サンプルの全重力質量分布でみられることから、銀河団に普遍的な構造であることが示唆される。このくぼみは、温度が下がりはじめる半径 (R_{hc}) とほぼ同じ位置である可能性があり (図5.23)、低温ガスに関係していると考えられる 。また、低温成分の温度T_{cool}と半径$R_{2\beta}$以内の全重力質量には相関がみられ (図5.24)、CentaurusやNGC507といった$R_{2\beta}$が極端に小さいものを除くと、$R_{2\beta}$以内の全重力質量は$10^{12-13}M_{\odot}$に分布している。これは小規模な銀河団や銀河群の全重力質量と近い値となっている。

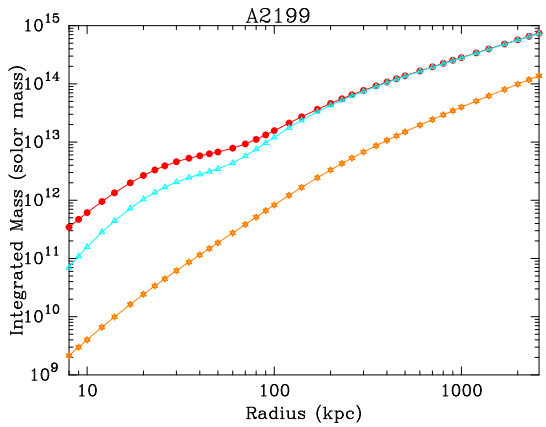

図5.22: A2199のICM質量分布と全重力質量分布。★がICMの分布、● と▲ はそ温度をT_{hot}と仮定したときの全重力質量と、式5.1で仮定した温度分布を考慮した場合の全重力質量を表している。

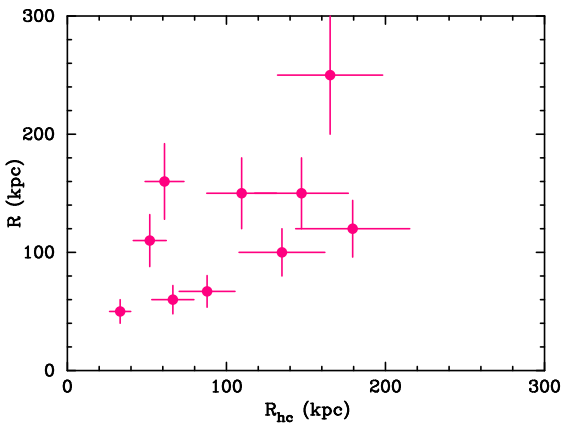

図5.23: 全重力質量分布においてくぼみがみられる半径 (R) を温度が下がりはじめる半径 (R_{hc}) に対してプロットした図。データのエラーはtypical errorとして20%エラーをつけている。

5.4.2 ダークマターの分布

銀河団の構成要素はICMと星、ダークマターの3つと考えられるので、全重力質量M_{total}からICM質量M_{gas}と星の質量M_{star}を差し引いた質量がダークマターの質量となる。銀河団中心の~10 kpc以内では銀河密度が高いために、星の質量はICMの質量より大きいが、外側ではICMと星の質量は同程度となることが知られている。そこで、今回は$M_{gas} = M_{star}$と仮定して、ダークマターの質量の質量分布

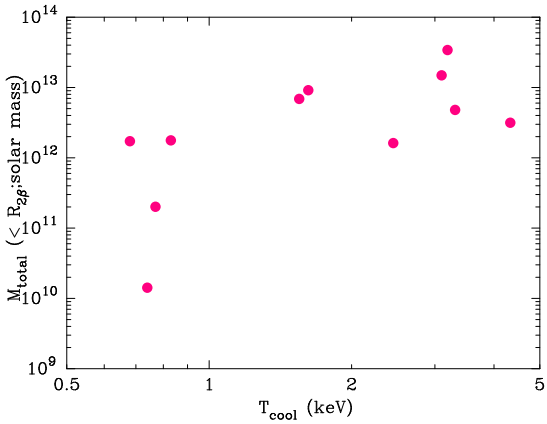

図 5.24: 半径 $R_{2\beta}$ 以内の全重力質量と低温成分の温度 T_{cool} に対してプロットした図。Centaurus や NGC507 などの $R_{2\beta}$ が小さいものを除くと、全重力質量と低温成分の温度は非常によく相関している。

を求めた。

図 5.25 に全重力質量に対するダークマターの割合を半径に対してプロットした図を示す。今回は、銀河団中心での星質量の増加を考慮していないので、20 kpc より外側の分布を示している。ダークマターは半径が大きくなるにしたがって減少し、全重力質量分布においてくぼみがみられる半径を境にその分布が大きく異なる。このことはダークマターが低温成分に関係する成分と、さらに外側まで広がった銀河団全体に関係する成分の 2 成分で構成されていることを示唆している。

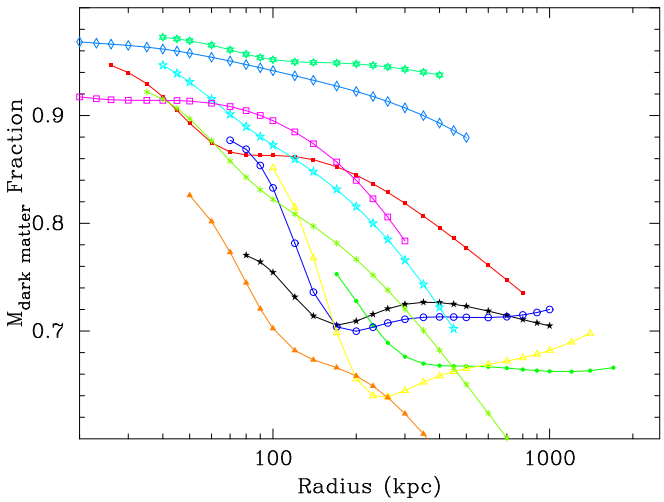

図 5.25: 全重力質量に対するダークマターの割合の半径分布。全重力質量分布と同様に $\sim R_{hc}$ でくぼみがみられる。

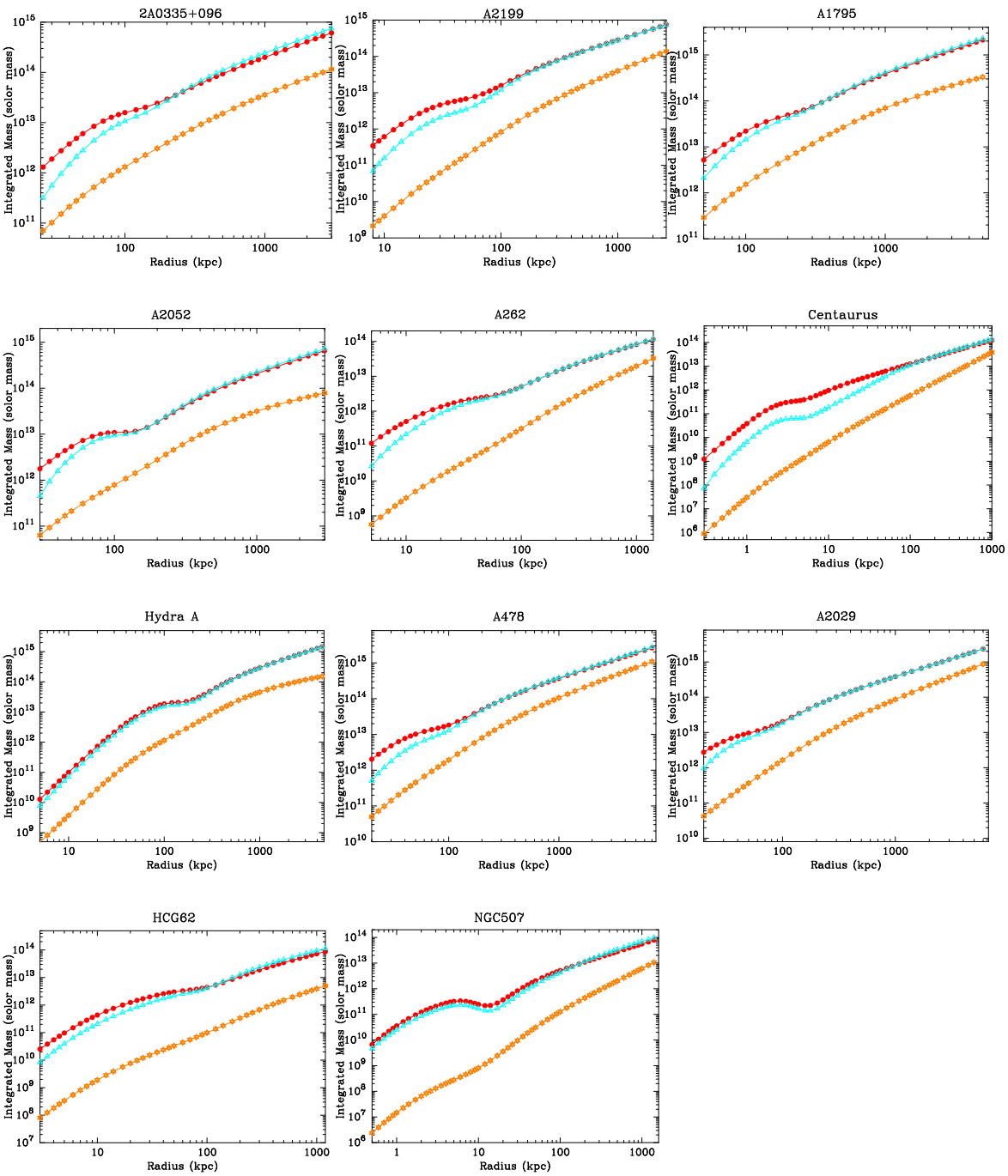

図 5.26: ICM の質量分布と全重力質量分布。

第6章　Disscussion

6.1　結果のまとめ

銀河団中心部には冷たいガスが存在するが、この起源については未だに明らかになっていない。そこで、中心に低温ガスをもつと考えられている 11 個の銀河団を詳細に解析し、中心の低温ガスの性質を系統的に調べた。

温度の半径分布は外側ではほぼ一定の温度であり、中心の 100–200 kpc 以内で温度が低下していく。中心の温度は 0.68–4.33 keV と銀河団によってばらついている。また、多くの銀河団では Cooling Flow モデルにより理論的に予測されている 1 keV 以下のガスが確認できなかった。吸収は半径に対してほぼ一定の分布であるが、HCG62 や Centaurus などの銀河団では中心の数 10 kpc で吸収が増加していき、これらの銀河団は中心で超過吸収している可能性がある。

スペクトルや輝度分布の解析から得られたパラメータから低温成分の性質を調べた結果、いづれの銀河団についても中心に向かって温度が低下していた。また、Cooling Radius R_{cool} と低温成分の大きさ R_{hc} はよく相関しており、銀河団中心では放射冷却が起こっていると考えることができる。これらの結果は Cooling Flow モデルを支持している。

一方、高温成分の温度 T_{hot} に対する、低温成分の温度 T_{cool} の比が $\sim$0.5 でよく相関しており、中心の低温ガスの温度は Cooling Flow というより銀河団の温度で決まっているようにみえる。低温成分の温度 T_{cool} と低温成分の規模 R_{hc} にも相関が見られ、低温成分は銀河団全体と同様の特性をもっている可能性がある。低温成分の質量 M_{cool} は、$(0.005\text{–}141)\times10^{10}\,M_{\odot}$ と銀河団によって大きく異なっていた。これを従来の Cooling Rate から求められる低温ガスの量と比較すると、Cooling Rate から予想される低温ガスの質量の方が一桁ほど大きくなっている。また、ICM の加熱源候補とされている電波ジェットのエネルギーや磁場強度については、T_{cool} などの低温成分に関するパラメータとの相関は見られなかった。このように、Cooling Flow モデルでは説明できない結果も得られている。

全重力質量分布はくぼんだ構造をもっており、その半径は R_{hc} とほぼ同じ半径であることから、この構造は低温ガスと関係していることが示唆される。また、全重力質量分布でくぼんでいる部分における全重力質量は $\sim 10^{13}\,M_{\odot}$ と銀河群や小規模

の銀河団の全重力質量に近いことも分かった。また、ダークマター構造についても R_{hc} 付近で全重力質量分布のくぼみを反映した構造が見られている。

6.2 銀河団中心部の温度分布

半径が小さくなるにつれて ICM の温度は低下していくことは、Cooling Flow の描像と矛盾しないが、ほとんどの銀河団では、中心の温度は 1 keV 以上とガスが冷えきっていないことが分かった。これは、起こっているはずの放射冷却が抑制されていることを意味し、銀河団中心に何らかの加熱機構が存在しなければならないことを示唆している。その加熱源の候補が銀河団中心に存在する電波ジェットである。電波ジェットによる ICM の加熱を調べるために、A2199 の中心 $60'' \times 60''$ の領域の詳細な温度分布を測定した結果、 電波ジェットと温度構造には弱い相関がみられ、電波ジェットの周囲では温度がおよそ 1 keV ほど変化していることが分かった (図 6.1)。電波ジェットが ICM に与えたエネルギーは、温度分布に見られた数 10kpc スケールの温度むらをつくるのに必要なエネルギーに等しく、これは $\sim 10^{57}$ erg に相当する。また、$\sim$10 kpc スケールで $\sim$1 keV の温度むらが消滅するのに必要な熱伝導フラックスは 10^{42} erg/s であることから (Spitzer 1956)、電波ジェットによる温度むらはおよそ 10^7 年でなまされてしまうと考えられる。一方、銀河団中心における放射率は $\sim 10^{44}$ erg/s であるので、過去の 10^7 年の間に放射されるエネルギーは、10^{59} erg に達し、これは電波ジェットから得たエネルギーのおよそ 100 倍となる。このことから、少なくとも過去の 10^7 年の間に、ジェット加熱によって ICM の Cooling を抑制された可能性は低く、電波ジェットの加熱の証拠は得られなかった。

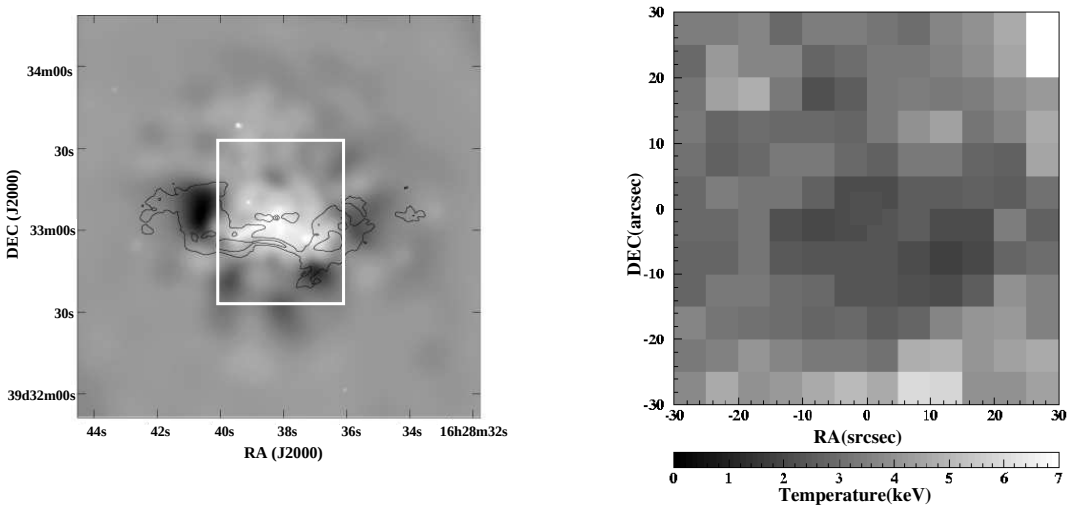

図 6.1: A2199 の X 線イメージに電波のコントアを重ねたもの (左) と $60'' \times 60''$ の領域の温度分布 (右)。左図の線で囲んだ領域が右図の領域に相当している。

6.3 超過吸収の可能性

HCG62 や Centaurus などの銀河団では中心で吸収が高くなっており、中心の低温ガスによる超過吸収の可能性が示唆される。そこで、中心で吸収が大きくなる HCG62、Centaurus、A478、A2052 の 4 つについて、吸収の値から吸収物質の質量 M_{gas,N_H} を見積もった。吸収物質の質量は、吸収の変化量 ΔN_H を吸収が増加しはじめる半径まで積分して求めた。また、10^{10} 年の間に、Cooling Flow により生じた低温ガスの質量 $M_{gas,\dot{M}}$ を Cooling Rate $\dot{M}$ から計算し、吸収物質の質量と比較した。結果を表 6.1 にまとめるが、HCG62 では M_{gas,N_H} と $M_{gas,\dot{M}}$ に差がなく、吸収物質は、Cooling Flow のために生じた低温ガスであると考えることができる。一方、Centaurus、A478、A2052 では吸収物質の質量が Cooling Flow から予想される質量に対して、一桁程度以上小さく $10^{9-10}M_{\odot}$ となっている。$10^{9-10}M_{\odot}$ 程度の低温ガスは中心の楕円銀河に付随するガスとも考えられるので、Cooling Flow 起源のガスであるという制限をつけることができず、多くの銀河団では吸収による Cooling Flow の証拠は得られなかった。

表 6.1: 吸収物質の質量と Cooling Flow 起源の低温ガスの質量

	ΔN_H $(10^{22}cm^{-2})$	radius (kpc)	M_{gas,N_H} $(M_{\odot})$	$M_{gas,\dot{M}}$ $(M_{\odot})$
HCG62	0.08	30	7×10^{9}	2.1×10^{9}
Centaurus	0.07	30	6×10^{9}	2.2×10^{10}
A478	0.02	80	6×10^{10}	1.6×10^{12}
A2052	0.02	30	2×10^{9}	1.6×10^{11}

6.4　低温ガスの質量

低温成分のガスは、質量が $(0.05\text{–}141)\times10^{10}\,M_{\odot}$ で、銀河団によって大きく違っている。図 6.2 に今回のサンプルと楕円銀河のガス質量を温度に対してプロットした。銀河団に付随する低温ガスは、銀河群や低温の銀河団では、楕円銀河のガス質量と同程度である。しかし、低温ガスの温度が高い銀河団では低温ガスの質量が楕円銀河のガス質量より 2 桁以上も大きく、銀河団の低温ガスは銀河団中心の楕円銀河に付随するガスだけでは説明できない。

また、Chandra 衛星のデータを用いた Cooling Rate は、過去の Einstein 衛星や ROSAT 衛星の Cooling Rate に比べ、およそ一桁ほど小さい (図 6.3)。このように過去の結果は低温ガスの質量を大きく見積もっていた可能性が高い。実際に Chandra 衛星の結果では、Cooling Flow が起こっている場合に放射冷却で生じるガスの質量は、$(0.21-156)\times10^{10}\,M_{\odot}$ となり、これは低温成分のガス質量と factor∼5 程度しか違わない。

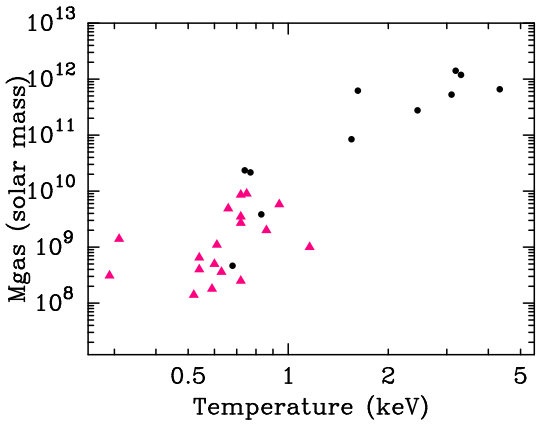

図 6.2: 温度に対する楕円銀河 (▲) と解析したサンプル (●) のガスの質量。

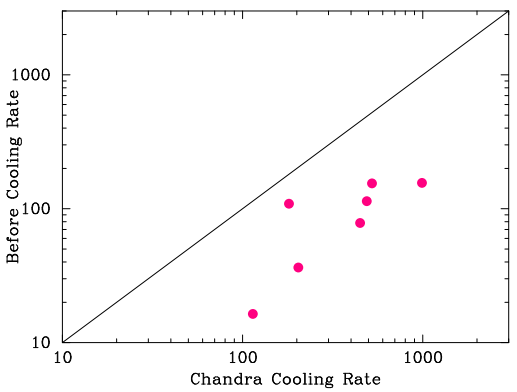

図 6.3: Chandra 衛星によって得られた $\dot{M}$ と過去の観測による $\dot{M}$ の比較。

6.5　X 線光度–温度相関、ICM 質量–温度相関

低温成分と高温成分の温度比が $T_{hot}/T_{cool}\sim0.5$ であり、低温成分の温度と広がりに相関があることが分かった。これらの結果は銀河団の中心に温度と大きさが銀河団の半分程度の銀河団が存在すると考える説明することができるようにみえる。実際に、低温成分の温度に対する光度を銀河団の X 線光度–温度 (L–T) 分布に重ねてプロットすると、低温ガスの分布は銀河団ガスの分布にきれいに乗る (図 6.4)。し

かし、ガス質量と温度の分布をとると、低温ガスの質量は銀河団のガス質量に比べて、同じ温度で一桁ほど小さく銀河団ガスの質量–温度 (M_{gas}–T) 特性とは異なっている (図 6.5)。

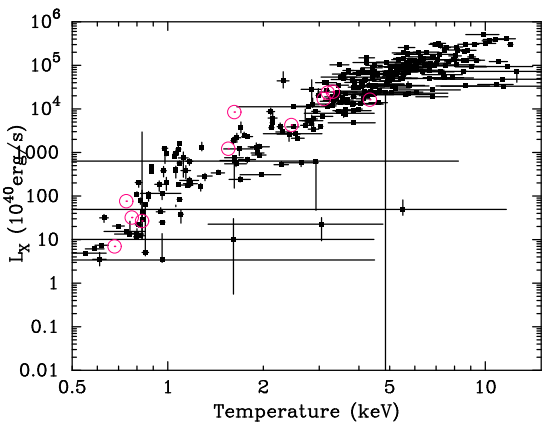

図 6.4: 温度に対する X 線光度の分布。銀河団や銀河 (■) の ICM の質量分布に解析した銀河団サンプルの低温ガスの質量 (○) を重ねてある。

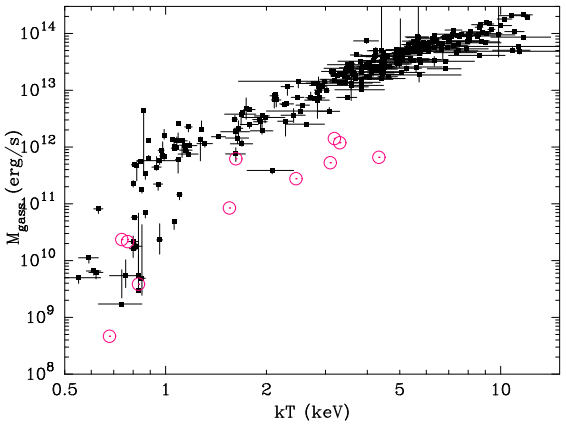

図 6.5: 温度に対する銀河団の ICM 質量。銀河団や銀河 (■) の ICM の質量分布に解析した銀河団サンプルの低温ガスの質量 (○) を重ねてプロットした。

6.6 重力ポテンシャル構造

全重力質量分布が R_{hc} とほぼ同じ半径でくぼんだ構造をもつことと、低温成分の温度が $R_{2\beta}$ 以内の全重力質量が相関することから、この構造は低温成分と関係していることが予想される。また、ダークマターの分布においても同様の構造がみられ、ダークマターは低温成分に関連する成分と銀河団全体の成分の重ね合わせであると考えるとこの分布を説明することができる。これらの結果は、銀河団の重力ポテンシャルが 2 成分の階層構造をなしていることを意味しており、くぼんでいるところでの全重力質量が $10^{12-13} M_{\odot}$ であることを考慮すると、低温成分は銀河群や銀河団に由来するものと考えることもできる。

6.7　non-cD 銀河団との比較

中心に一つの cD 銀河をもつのではなく、cD 銀河より小規模の複数の銀河によって支配されているような銀河団を non-cD 銀河団とよぶ。A1060 や Coma はそれぞれ、2 つずつのメイン銀河をもつ non-cD 銀河団であるが、これらについても、低温ガスが存在することが明らかになっている (Coma: Vikhlinin et al. 2001; A1060: Yamasaki et al. 2002)。低温ガスはメイン銀河の周囲に分布し、X 線での広がりが可視光のものよりコンパクトであることから、これらの non-cD 銀河団で見つかっている低温ガスは、銀河に不随しているガスであると考えられている。今回のサンプルの低温成分のガスと non-cD 銀河団のガスの性質を比較することにより、銀河団の低温ガスと銀河ガスの関連性を調べた。まず、低温ガスの質量であるが、図 6.6(左) に解析した銀河団と non-cD 銀河団である Coma と A1060 の低温ガスの質量をプロットした。cD 銀河団の低温ガスは $10^{10-11} M_{\odot}$ であるが、一方、non-cD 銀河団の低温ガスは $10^{9} M_{\odot}$ と cD 銀河団の低温ガスの質量とはオーダーで違っている。次に、Coma と A1060 について中心での Cooling Time を求めた。結果を図 6.6 (右) に示すが、cD 銀河団の Cooling Time はいずれも宇宙年齢の 10^{10} 年より短いのに対し、non-cD 銀河団はほぼ宇宙年齢と一致している。このように、non-cD 銀河団の低温ガスは楕円銀河に付随するガスと性質が似ており、cD 銀河団の低温ガスとは本質的に異なると考えられる。

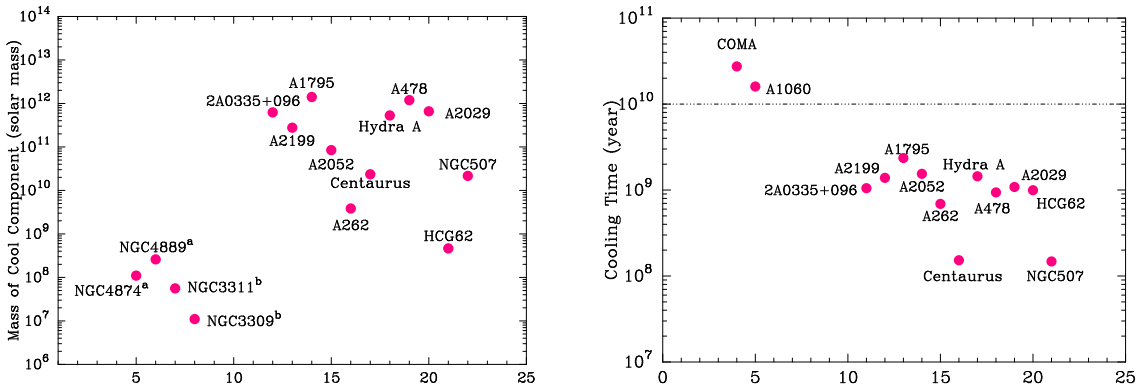

図 6.6: 解析した cD 銀河団サンプルと noncD 銀河団の低温ガスの質量 (左) と中心で の Cooling Time (右)。横軸は任意にとっている。

6.8 銀河団中心の低温ICMの起源

銀河団中心部での温度低下は、解析した全サンプルにおいてみられた。また、低温領域の大きさ (R_{hc}) と Cooling Raduis (R_{cool}) は良く相関しており、Cooling Flow による放射冷却で銀河団中心の ICM が冷えた考えることができる。これらの結果は Cooling Flow を支持するものとなっているが、銀河団中心の ICM の温度や温度の下げ止まりは、これまでの単純な Cooling Flow モデルの描像とは異なっている。その他にも、$T_{hot}/T_{cool} \sim 0.5$ であり、低温成分の温度と大きさの相関していること、低温ガスの質量が Cooling Flow で予想されていたものに比べて 1 桁程度小さいことが明らかになった。吸収から予想される吸収物質の質量も Cooling Flow の予想よりはるかに小さい値となっている。さらに、重力ポテンシャル構造は低温成分に関連する成分と銀河団全体の成分による銀河団の 2 重構造を示唆している。

このように、従来の Cooling Flow モデルでは銀河団中心の低温ガスの性質を全て説明することができず、その正体を明らかにすることはできなかった。しかし、いくつかの制限を与えることはでき、銀河団中心の低温ガスの起源としては、例えば未知の加熱源が Cooing Flow を抑制しているような機構、もしくは、銀河団自身が 2 重構造をもっているモデルなどが考えられる。今後、銀河団中心の ICM 加熱や熱伝導、詳細なアバンダンス分布を調べることにより、低温ガスの性質に対して更なる制限をつけることができれば、銀河団中心の低温ガスの正体に迫ることができるであろう。

Acknowledgment

本論文を作成するにあたって、論文の書き方や解析方法をはじめ、丁寧にご指導くださった、指導教官の大杉先生、深沢先生に厚く感謝申し上げます。特に深沢先生には銀河団に関する知識やアドバイスをいただいただけでなく、研究に対する姿勢というものを見せていただき、とても勉強になりました。

また、銀河と銀河団の違いはありましたが、ともに解析を行い、解析の進め方や得られた結果などさまざまなことについて議論し、相談にのってくれた大戸君に感謝致します。M2 の宇野君、川添君、川本君には研究だけでなく、私生活においても私を励まし支えていただき、おかげで非常に楽しく有意義な 2 年間を過ごすことができました。

その他、研究室の雰囲気をなごませてくれた 4 年生のみなさま、時には鋭い質問を投げかけてくれた M1 のみなさま、そして事務処理でお世話になった林さん、上原さんに感謝致します。

最後に、もう一度、深沢先生と M2 の皆様に心よりお礼申し上げます。ありがとうございました。

Reference

Abell, G. O. 1958, ApLS, 3, 211

Anders, E. & Grevesse, N. 1989, Geochimica et Cosmochimica Acta, vol. 53, 197-214

Arnaud, M., Rothenflug, R., Boulade, O., Vigroux, L., & Vangioni-Flam, E. 1992, A&A, 254, 49

Bahcall, N. A. 1977, ApJ, 217, 77

Bautz, L. P. & Morgan, W. W. 1970, ApJ, 162, 149

Cavaliere, A. & Fusco-Femiano, R. 1976, A&A, 49, 137

David, L. P., Slyz, A., Jones, C., Forman, W., & Vrtilek, S. D. 1993, ApJ, 412,479

David, L. P., Jones, C., & Forman, W 1995, ApJ, 445, 578

Dell'Antonio, I. P., Geller, M, J, & Fabricant, D. G. 1996, ApJ, 460, 601

Edge, A. C. & Stewart, G. C. 1991a, MNRAS, 252, 414

Edge, A. C. & Stewart, G. C. 1991b, MNRAS, 252, 428

Edge, A. C., Stewart, G. C., & Fabian, A. C. 1992, MNRAS, 258, 177

Fabian, A. C. 1994, ARA&A, 32, 277

Fukazawa, Y., Ohashi, T., Fabian, A. C., Cnizares, C. R., Ikebe, Y., Makishima, K., Mushotzky, R. F., & Yamashita, K. 1994, PASJ, 46, 55

Fukazawa, Y., Makishima, K., Yamasaki, N., Ohashi, T., Mushotzky, R. F., & Yamashita, K. 1996, PASJ, 48, 395

Fukazawa, Y. 1997, Ph.D. Thesis, The University of Tokyo

Hatsukade, I. 1989, Ph.D. Thesis, Osaka University

Ikebe, Y. 1995, Ph.D. Thesis, The University of Tokyo

Ikebe, Y., Ezawa, H., Fukazawa, Y., Hirayama, M., Ishisaki, Y., Kikuch, K., Kubo, H., et al. 1999, Nature, 379,427

Ikebe, Y., Makshima, K., Fukazawa, Y., Tamura, T., Xu, H., Ohashi, T., & Matsushita, K. 1999, ApJ, 525, 58

Ikebe, Y. 2001, astro-ph/0112132

Jones, C. & Forman, W. 1984, ApJ, 276, 38

Kim, D. W. & Fabbiano, G., 1995 ApJ, 441, 182 King, I. R. 1962, ApJ, 67, 471
Leir, A. A. & van den Bergh, S. 1977, ApJS, 34, 381
Makishima, K., Ezawa, H., Fukazawa, Y., Honda, H., Ikebe, Y., Kamae, T., Kikuchi, K., Matsushita, K., et. al. 2001, PASJ, 53, 401
Mathews, T. A., Morgan, W. W., & Schmidt, M. 1964, ApJ, 472, 17
Matsushita, K., Belsole, E., Finoguenov, A., & Böhringer, H. 2002, A&A, 386, 77
Mitchall, R. J., Culhane, J. L., Davison, P. J., & Ives, J. C. 1796, MNRAS, 176, 29
Mulchaey, J. S., Davis, S. S., & Mushozky, R. F. 1993, ApJ, 404, 9
Mulchaey, J. S., Davis, S. S., Mushozky, R. F., & Burstein, D. 1996, ApJ, 456, 80
Mushozky, R. F. 1984, Phys. Scripta, T7, 157
Ponman, T. J. & Bertram, D. 1993, Nature, 363, 51
Quintana, H. & Melnick, J. 1982, AJ, 87, 972
Righetti, G., Giovannini, G., & Feretti, L. 1988, A&AS, 73, 173
Rood, H. J. & Sastry, G. N. 1971, Pub. Astron. Soc. Pac., 83, 313
Sarazin, C. L., Baum, S. A., & O'Dea, C. P. 1995, ApJ, 451, 125
Spitzer, L. Jr. 1956, *Physics of Fully Ionized Gases*, New York: Interscience.
Sutherland, R. S. & Dopita, M. A. 1993, ApJS, 88, 253
Taylor, G. B., Fabian, A. C., & Allen, S. W. 2002, MNRAS, 334, 769
Tsuru, T. 1992, Ph.D. Thesis, The University of Tokyo
Tifft, W. G., Hilsman, K. A., & Corrado, I. C., 1975, ApJ, 199, 16
Vikhlinin, A., Markevitch, M., Forman, W., & Jones, C. 2001, ApJ, 555, 87
Yamasaki, N. Y., Ohashi, T., & Furusho, T. 2002, ApJ, 578, 833
Zwicky, F. et al. 1961–1968, $Catalogue of Galaxies and Clusters of Galaxies$, Vol.1–6 Pasadena:Caktech