

概要

楕円銀河には可視光で観測できる星のほかに、大量の高温ガスが存在している。楕円銀河内の高温ガスは温度がおよそ 10^7 K で、X 線でのみ観測できる。高温ガスは楕円銀河内の重力ポテンシャルによって閉じ込められており、ガスの分布の様子がわかれば、重力ポテンシャルの構造を求めることができるので、X 線観測によって銀河に伴うダークマターの情報が引き出せる。このような、楕円銀河からの X 線は 1980 年代に X 線観測衛星 Einstein によってはじめて発見され、それ以来多くの X 線衛星によって観測されてきた。楕円銀河の X 線放射の特徴のひとつに、X 線光度の大きなばらつきがあげられる。楕円銀河の可視光光度と X 線光度の間には相関があるが、可視光光度が同程度の楕円銀河間でも、X 線光度では 2 桁ほど大きなばらつきがあることがわかった。このばらつきを説明するための隠れたパラメータの存在などが議論されてきたが、その原因は謎のままであった。最近 ASCA 衛星による観測で、多くの楕円銀河の X 線放射の特徴が調べられ、楕円銀河の X 線光度とガスの広がりの間には相関があり、X 線光度のばらつきは外側まで広がったガス成分が強く影響していることが明らかになった。

今回我々は、Chandra 衛星の観測データを用いて、楕円銀河のガス分布を調べた。Chandra 衛星は位置分解能が 0.5 秒角と優れており、ASCA に比べ銀河中心部での X 線放射のより細かな分布を調べることができる。解析の結果、X 線光度の高い楕円銀河では、楕円銀河のスケールを越えて広がっている成分があり、楕円銀河スケールの重力ポテンシャルの他に銀河を大きく越えた広がりを持つ重力ポテンシャルが存在していることが明らかになった。ガスの温度分布および密度分布から楕円銀河を取り巻く全重力質量の分布を求め、ガス質量、星質量と比較したところ、X 線光度の高い楕円銀河は低い楕円銀河に比べ、外側にいくほど全質量の中に占めるガスの割合が大きくなっていることが分かった。楕円銀河における X 線光度のばらつきはこの外側に広がったガス成分の影響が大きく、この成分は銀河群や銀河団などに見られる重力ポテンシャルの大規模構造と深く関わりがあることが示唆された。

楕円銀河の重力ポテンシャル構造の X線観測による精密測定

広島大学理学研究科物理学専攻
高エネルギー宇宙・素粒子実験研究室

M1379005 大戸 彰三

平成15年2月10日

目次

第1章	序論	3
第2章	楕円銀河の X 線放射について	5
2.1	X 線放射の特徴	5
2.1.1	ISM からの放射	5
2.1.2	X 線光度のばらつき	6
2.2	X 線放射機構	7
2.3	ISM の空間分布	8
2.3.1	ベータモデル	8
2.3.2	ダブルベータモデル	11
2.4	星の分布と質量	11
2.5	ダークマター、重力ポテンシャル	12
第3章	Chandra 衛星, ROSAT 衛星	15
3.1	Chandra 衛星	15
3.1.1	概要	15
3.1.2	High Resolution Mirror Assembly (HRMA)	16
3.1.3	Advanced CCD Imaging Spectrometer (ACIS)	18
3.2	ROSAT 衛星	27
3.2.1	概要	27
3.2.2	Position Sensitive Proportional Counter (PSPC)	27
第4章	解析に用いたデータと解析方法	29
4.1	解析に用いたデータ	29
4.1.1	解析に用いた楕円銀河の特徴	29
4.1.2	Chandra 観測データ	33
4.2	解析方法	33
4.2.1	スペクトル解析	33
4.2.2	イメージ解析	34
第5章	解析結果	35
5.1	楕円銀河全体の特徴	35
5.2	スペクトル解析による半径分布	36

5.2.1	1成分フィッティング (NGC 4636)	36
5.2.2	2成分フィッティング (NGC 4636)	38
5.2.3	X線光度の高い楕円銀河の温度分布	41
5.2.4	X線光度の低い楕円銀河の温度分布	42
5.3	X線輝度分布	43
5.3.1	ベータモデルによるフィッティング	43
5.3.2	ダブルベータモデルによるフィッティング	46
5.3.3	ROSAT のデータを含めた同時フィッティング	49
5.3.4	NGC 4636 のトリプルベータモデルの可能性	52
5.4	X線光度、質量分布	54
5.4.1	X線光度	54
5.4.2	ガスの質量	57
5.4.3	全重力質量	58
5.4.4	各成分の質量の割合	62
第6章	まとめ、考察	65
6.1	結果のまとめ	65
6.2	X線光度のばらつき	66
6.3	Mass Fraction	68

第1章 序論

1980年初頭、X線観測衛星 Einstein によって数多くの楕円銀河から X線放射が発見され、楕円銀河に X線天文という新たな分野が開拓された。Einstein の観測により、これら楕円銀河からの X線は楕円銀河を取り巻く高温 (およそ 1keV) の星間ガス (ISM) からの放射と X線点源である低質量 X線連星からの放射の足し合わせであることが明らかとなった (Forman et al. 1985; Canizares et al. 1987)。ISM は楕円銀河の重力ポテンシャルに閉じ込められていると考えられており、X線観測の結果からガスの密度や温度の分布がわかると、楕円銀河の重力ポテンシャルの分布や深さを求めることができ、ダークマターの分布を探る大きな手がかりとなる。しかし、Einstein 衛星はそのエネルギー分解能および位置分解能の制限から温度や密度の細かな分布を調べるのは困難であり、さらなる高性能な衛星の登場を待たなければならなかった。

Einstein 衛星の成果の一つに楕円銀河からの X線光度の大きなばらつきの発見があげられる。楕円銀河からの X線光度は同程度の可視光度をもつ楕円銀河間でもおよそ 2 桁のばらつきをもっていることが明らかになった (Trinchieri & Fabbiano 1985; Canizares et al. 1987; Fabbiano et al. 1992)。楕円銀河は可視光の観測などから、均一で平衡なシステムであると考えられており、この X線光度のばらつきの原因は大きな謎とされてきた。

広いエネルギー範囲および優れた位置分解能、エネルギー分解能をもつ ROSAT, ASCA, Chandra および Newton 衛星の登場によって、楕円銀河からの X線放射に対する理解は大きく前進した。均一だと思われていた X線ガスの分布は、銀河中心で非対称なひろがりを見せていた。またスペクトル解析から、ガスの温度も一定ではなく、銀河中心からの距離に応じて変化していることがわかった。一方、X線光度の大きなばらつきに関しては、ROSAT All-SKY Survey でも同様の結果が見つかっており (Beuing et al. 1999)、このばらつきを説明しようとする様々な説が提唱されてきた。

ASCA の観測によって、近傍の楕円銀河 NGC 4636 の X線表面輝度分布が多くの銀河団で見られるようなポテンシャルの二重構造を持っていることが明らかとなった (Matsushita et al. 1998)。すなわち、楕円銀河の重力ポテンシャルに束縛されている ISM に加えて、銀河群スケールの重力ポテンシャルに束縛され外側まで広く分布している高温ガスが存在しているということが示唆された。また NGC 4636 に加え、その他多くの X線光度の高い楕円銀河からも外側に広がった X線放射が観測され、X線光度と X線の広がりとの間の相関が明らかになった (Matsushita 1998)。このことから X線光度のばらつきの主な原因は、この広がった X線放射の有無にあるのではないかとされている。

我々は今回、Chandra の観測データを用いて多くの楕円銀河の X線分布についての解析を行った。Chandra では、その優れた位置分解能から、ASCA や ROSAT ではわからな

かった銀河中心での詳細な X 線ガスの様子を調べることができる。また、他の衛星の結果と合わせることで、外側まで広い範囲でのガス分布について求めた。このような X 線ガスの詳細な分布の様子が分かると、楕円銀河を構成する全重力質量の分布を求めることができる。全重力質量の中に含まれるガスや星、ダークマターの割合を調べることでより X 線光度の異なる楕円銀河間で、その成分や構造の違いを探るのが本論文の目的である。2 章では、楕円銀河からの X 線放射の特徴についてまとめる。3 章では、観測衛星 Chandra および ROSAT について述べ、4 章で今回の解析に用いた天体とそのデータについて説明している。5 章で実際に Chandra のデータを用いた解析および他の衛星のデータと組み合わせた結果について述べる。6 章で今回の結果をまとめて議論している。

第2章 楕円銀河の X 線放射について

2.1 X 線放射の特徴

2.1.1 ISM からの放射

楕円銀河からの X 線放射は、Einstein 衛星の観測により発見された。この発見以前、楕円銀河は内部にガスをあまり含んでいないシステムであると考えられていたが、X 線放射の発見により楕円銀河内には豊富な X 線放射ガスが存在しているという事実が明らかとなった。楕円銀河から放射される X 線はソフトであり、その光度は 10^{39} から 10^{42} erg s⁻¹ である。図 5.16 で示すように、楕円銀河の X 線光度は可視光の光度に相関しており、また同じ可視光光度の楕円銀河の間でも X 線光度は大きなばらつきを持っている (Fabbiano et al. 1992)。

楕円銀河からの X 線は、可視光での広がりと同程度、あるいはそのスケールを越えた広い範囲から放射されている。その X 線スペクトルは光学的に薄い高温プラズマガスからの放射であらわすことができ、その温度はおよそ 0.5 ~ 1 keV 程度である。このことから、楕円銀河からの広がったソフトな X 線は、楕円銀河の中に存在する星間ガス (ISM) からの放射であると考えられている。ISM は楕円銀河の重力ポテンシャルによって楕円銀河内に閉じ込められており、ISM の温度は重力ポテンシャルの深さを反映している。楕円銀河からの X 線はこの広がった ISM からのソフトな放射に加えて、点源である低質量 X 線連星 (LMXB) からのハードな X 線も存在し、楕円銀河全体からの X 線スペクトルは ISM からのソフトな放射と LMXB からのハードな放射の重ねあわせでよく説明できる (Matsushita 1998)。

楕円銀河内の ISM は当初、可視光と同様に一様で等方的な広がりを持ち、熱平衡な状態であると思われていたが、最近の位置分解能およびエネルギー分解能のよい衛星である ROSAT、ASCA、Chandra および Newton での観測によって、その新たな姿が明らかになってきた。図 2.2 は Chandra が観測した、近傍の楕円銀河 NGC 4374 の X 線イメージであるが、いくつかの楕円銀河では、このように銀河の中心部で、ISM からの X 線放射が等方的ではなく、非対称に分布している様子が発見された (Finoguenov & Jones 2001)。この非対称なガス分布はジェットなどの電波源の分布と強く相関しているものもあれば (例えば NGC 4374)、その原因が謎のものもある (例えば NGC 4636; Jones et al. 2002)。また、スペクトル解析などから、ISM の温度は等温ではなく、中心から外側に向かって上昇していることがわかった。このような事実から、楕円銀河を取り巻く ISM は、当初の予想よりも複雑な構造をしていると思われている。

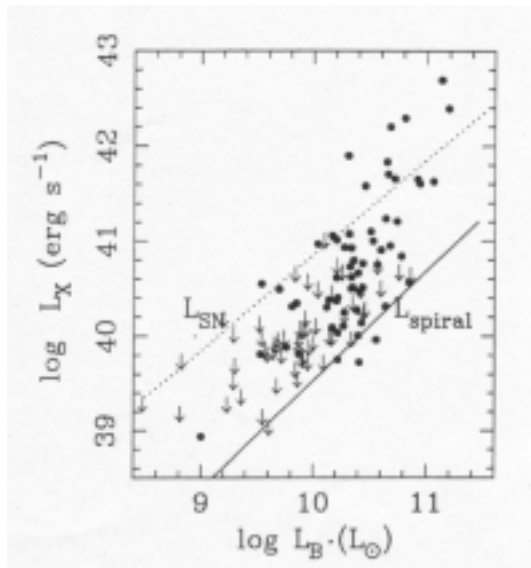


図 2.1: Einstein で観測された E/S0 銀河の可視光度と X 線光度の相関 (Fabiano et al. 1992).

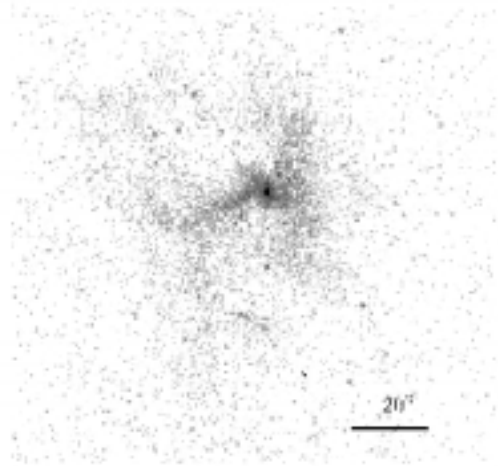


図 2.2: Chandra 観測による、NGC 4374 の X 線イメージ (Finoguenov & Jones 2001).

2.1.2 X 線光度のばらつき

楕円銀河からの X 線放射の興味深い特徴のひとつに X 線光度の大きなばらつきがあげられる。楕円銀河からの X 線光度は可視光の光度と相関があるが、可視光で同程度の光度をもつ楕円銀河の間でも X 線光度では 2 桁ほどのばらつきがある。可視光の観測によれば、楕円銀河の可視光での様々な特徴、すなわち光度、星の速度分散、可視光のひろがりなどは互いに強い相関をもっている。これら 3 つのパラメータの相関をプロットすると、それらは fundamental plane とよばれる非常に狭い領域に分布しており、実質的に 2 つのパラメータで記述できるという性質がある (Djorgovski & Davis 1987)。しかし X 線光度は、これら可視光の特徴が同じである楕円銀河間でも大きなばらつきがあり、このばらつきを説明するための隠れたパラメータがあるのではないかという議論もなされているが、その原因は長い間謎のままであった。

楕円銀河は宇宙に単独で存在しているほかに、数個の銀河が集まって銀河群を形成している場合や、さらに多くの銀河が集まって銀河団として存在している場合がある。このような銀河の集団は、その規模が大きくなればなるほど、それらの作る重力ポテンシャルは深く広く分布し、その中に閉じ込められる高温ガスもより広いスケールで分布するようになる。すなわち、高温ガスの分布を調べることにより、可視光では見つけることが難しかったような、銀河をとりまく大規模構造を発見することができる。最近 ASCA の観測データを用いて、多くの楕円銀河からの X 線の特徴が Matsushita (1998) によって調べられた。これによると、X 線光度の高い楕円銀河では、X 線放射の領域が可視光のスケールを越えて、外側まで広がっているのに対し、X 線光度の低い楕円銀河では、X 線放射は可視光スケールと同程度に収まっている。このことから、Einstein で観測された X 線光度の

大きなばらつきは X 線放射領域の広い楕円銀河と狭い楕円銀河の 2 種類が存在するために生じたものであることが示唆された。また近傍で X 線光度の高い楕円銀河 NGC 4636 の X 線表面輝度分布がダブルベータモデルでよく表されることから、ISM 分布の二重構造が明らかになった (図 2.3)。すなわち、NGC 4636 には楕円銀河スケールの重力ポテンシャルに加えて、それよりも外側まで広がった銀河群スケールでの重力ポテンシャルも存在しており、このような銀河群スケールのポテンシャルに閉じ込められたガスが、その他の X 線光度の高い楕円銀河で見られる広がった X 線放射の原因でないかという予想がなされた。ROSAT の観測でも同様に、X 線の放射領域が広い楕円銀河と狭い楕円銀河で、その特徴が異なるという結果が得られた (Matsushita 2001)。また X 線放射領域の広い楕円銀河でも、中心付近では放射領域の狭い楕円銀河とガスの温度に大きな差異がなく、可視光での速度分散とも矛盾しないことが明らかとなった。

このように、X 線で明るい楕円銀河には銀河スケールとは別の外側まで広がったポテンシャル構造が存在して、それが X 線光度のばらつきの原因となっているという説が有力となっているが、そのためには NGC 4636 の以外の楕円銀河での二重構造の発見が不可欠である。またこのようなポテンシャル構造は後節で述べるダークマターの分布と深く関係している。

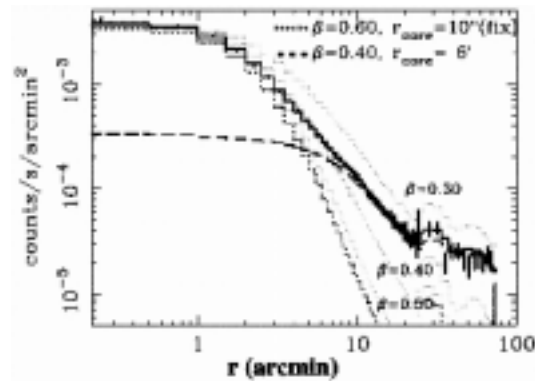


図 2.3: ASCA の観測による、NGC 4636 の X 線表面輝度の半径分布 (Matsushita et al. 1998).

2.2 X 線放射機構

楕円銀河を取り巻く ISM からの X 線放射は、連続成分である熱制動放射と輝線放射にわけることができる。図 2.4 は温度 1 keV、ガスに含まれる重元素の割合 (以下アバundance) を太陽と同じと仮定したときのプラズマからの放射スペクトルである。

熱制動放射の emissivity は次の式で与えられる。

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

ここで Z_i, n_i は原子番号 i の各イオンの電荷と数密度、 n_e は電子の数密度、 g はガウン
ト因子である。多くの場合電子およびイオンの数密度は等しく n_{gas} と置き換えることが
できる。上の式を全波長の範囲で積分すると全放射エネルギーを求めることができる。

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

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

実際の高温プラズマからの放射はこの熱制動放射に加えて、輝線放射も同時に観測され
る。輝線放射の emissivity を ϵ_{ν}^{lines} とおくと、高温プラズマからの全 X 線光度は以下のよ
うに表すことができる。

$$L_x = \int dV \int (\epsilon_{\nu}^{ff} + \epsilon_{\nu}^{lines}) d\nu = \int n_{gas}^2(R) \Lambda(T(R), A(R)) dV \quad (\text{erg s}^{-1}) \quad (2.1)$$

ここで $\Lambda(T, A)$ は cooling function, $\int n_{gas}^2 dV$ は emission measure である。cooling function
は多くの人によって高温ガスの様々な状態を仮定した計算がなされている (例えば図 2.5;
Sutherland & Dopita 1993)。このような高温ガスからのスペクトルとして、Raymond-
Smith モデル (Raymond & Smith 1977) や MEKAL モデル (Liedahl, Osterheld & Gold-
stein 1995) などいくつかのモデルが提唱されているが、これらの違いは主に各重元素ラ
インの強さの違いである。

制動放射およびライン放射によって発生した X 線光子は、地球に届く前に光電吸収をう
けることがある。光電吸収をおこす吸収体は、主に我々の銀河やその天体自身に付随する
低温ガスである。この低温ガスの量が多いほど、多くの光子が光電吸収され、観測される
X 線スペクトルの低エネルギー側が減少する。

このように楕円銀河を取り巻く高温ガスからの X 線スペクトルは、制動放射およびラ
イン放射に光電吸収を考慮したモデルで記述することができる。

2.3 ISM の空間分布

2.3.1 ベータモデル

ISM からの X 線観測によって、楕円銀河内での ISM の空間分布を求めることができる。
可視光などの観測から楕円銀河には古い星が多く、星生成などの活発な活動がないため、
楕円銀河内の ISM は熱平衡、静水圧平衡の状態であると考えられている。このような熱
平衡、静水圧平衡の状態を仮定すると重力と圧力勾配のつりあいから、ISM に対して以
下の式が成り立つ。

$$\nabla P_{gas} = -\mu m_p n_{gas} \nabla \phi \quad (2.2)$$

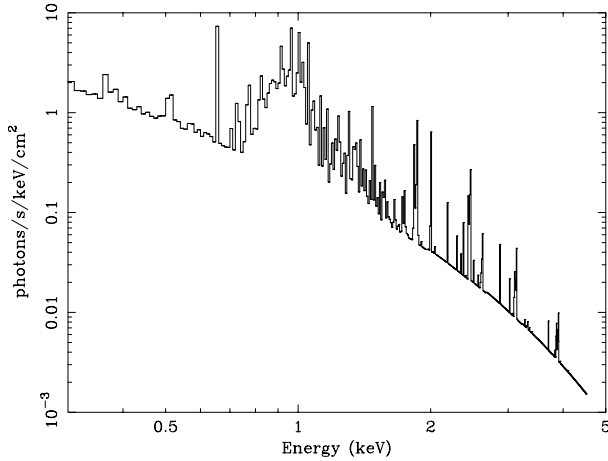


図 2.4: 温度 1keV, アバundance 1solar の高温プラズマからの放射スペクトル.

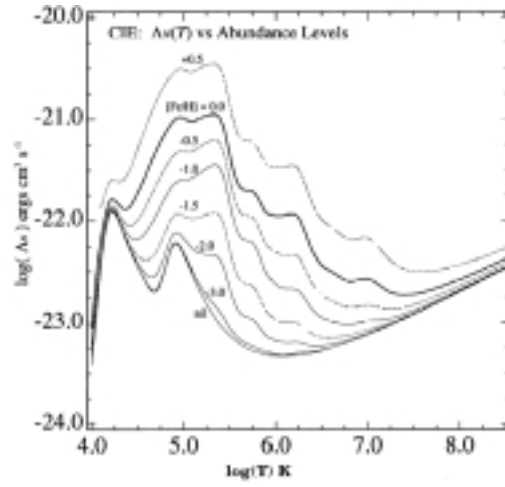


図 2.5: 高温プラズマの cooling function. 太い実線がアバundanceが 1solar での値。アバundanceを変化させたときの値を他の線で示してある。(Sutherland & Dopita 1993) .

ここで P_{gas} は ISM の圧力、 ϕ は重力ポテンシャル、 μ は陽子の質量に対する平均分子質量の割合でおよそ 0.6 である。ここで、熱平衡から

$$P_{gas} = n_{gas}kT$$

が成り立ち (k はボルツマン定数)、また空間分布が銀河中心から球対称であると考えると式 2.2 は以下のように書き換えられる。

$$\frac{kT(R)}{\mu m_p} \frac{d \log n_{gas}(R)}{dR} = -\frac{d\phi(R)}{dR} \quad (2.3)$$

ここで R は銀河中心からの距離である。この式は、一般に重力ポテンシャルを作り出している全物質 (その密度を ρ とする) の分布にも成り立つ。

$$\sigma(R)^2 \frac{d \log \rho(R)}{dR} = -\frac{d\phi(R)}{dR} \quad (2.4)$$

$\sigma(R)$ は速度分散である。 ϕ を ρ の作り出す自己重力ポテンシャルだとすると、 ϕ と ρ の間には以下のポアソンの式が成り立つ。

$$\nabla^2 \phi = 4\pi G \rho \quad (2.5)$$

式 2.4 および式 2.5 を満たす解を解析的に求めることは難しいが、King model (King 1962) による近似を使うと以下のように表すことができる。

$$\rho(R) = \rho_0 \left[1 + \left(\frac{R}{r_c} \right)^2 \right]^{-\frac{3}{2}} \quad (2.6)$$

ここで ρ_0 は中心での質量密度、 r_c はコア半径である。

式 2.2 と式 2.3 からパラメータ β を以下のように定義すると、

$$\beta \equiv \frac{\mu m_p \sigma^2}{kT} \quad (2.7)$$

重力ポテンシャルに束縛されている ISM についての式 2.3 は、式 2.4 と同じように、

$$\sigma^2 \frac{d \log n_{gas}^{\frac{1}{\beta}}(R)}{dR} = - \frac{d\phi(R)}{dR} \quad (2.8)$$

と表すことができる。これを式 2.4 と比べると、 $n_{gas}(R) \propto \rho^\beta(R)$ となるので、式 2.6 と β を用いて、ガスの密度分布は

$$n_{gas}(R) = n_0 \left[1 + \left(\frac{R}{r_c} \right)^2 \right]^{-\frac{3}{2}\beta} \quad (2.9)$$

となる。これがよく知られたベータモデルで、パラメータ β は式 2.7 に示すように重力物質と ISM ガスとの間の粒子あたりのエネルギーの比率を表している。

式 2.1 であらわされるように、ISM の単位体積あたりの X 線放射光度は $n_{gas}^2 \Lambda(T, A)$ である。実際に我々が観測する X 線はこの放射を視線方向に沿って足し合わせたものであるので、式 2.9 を使うと

$$S_B(r) = \int_{-\infty}^{\infty} n_{gas}^2 \Lambda(T, A) dl = S_0 \left[1 + \left(\frac{r}{r_c} \right)^2 \right]^{-3\beta + \frac{1}{2}} \quad (2.10)$$

が実際に観測する X 線輝度の分布となる。 r は二次元射影面での中心からの距離である。ここで S_0 は、

$$S_0 = \Lambda(T, A) \sqrt{\pi} \left(\frac{n_e}{n_p} \right) n_0^2 r_c \frac{\Gamma(3\beta - \frac{1}{2})}{\Gamma(3\beta)} \quad (2.11)$$

となり、 n_0^2 に比例した定数であることがわかる。この関係を用いると、X 線輝度分布から、ISM の密度分布を求めることができる。

ISM の密度分布がわかると、銀河中心から半径 R' 以内の ISM 質量は以下の積分を実行することによって求めることができる。

$$M_{gas}(< R') = \int_0^{R'} 4\pi R^2 m_p n_0 \left[1 + \left(\frac{R}{r_c} \right)^2 \right]^{-\frac{3}{2}\beta} dR \quad (2.12)$$

ここで m_p は陽子質量である。

2.3.2 ダブルベータモデル

前節のベータモデルは自己重力で閉じた系である楕円銀河や銀河団の X 線放射をよく表している。しかし、ASCA などの観測によって、多くの銀河団で中心部がベータモデルを越えて明るくなっているという結果が得られた。このことから、中心部でベータモデルよりも深いポテンシャルの構造をもつ、NFW モデルやダブルベータモデルが提唱され、これらは銀河団の中心での X 線超過放射をよく説明した (Fornax: Ikebe et al. 1996, Hydra-A: Ikebe et al. 1997, A1795: Xu et al. 1998)。

同様に近傍の楕円銀河 NGC 4636 からの X 線放射がダブルベータモデルで表せられることが ASCA による観測で明らかになった (Matsushita et al. 1998)。ダブルベータモデルは広がり異なる二つのベータモデルからの放射の足しあわせであり、ダブルベータモデルの emissivity は

$$\epsilon(R) = n_0(R)^2 \Lambda(T, A) + n_1(R)^2 \Lambda(T, A) \quad (2.13)$$

とあらわすことができる。ここで n_0, n_1 はそれぞれのベータモデルでのガス密度である。また二つの成分を足し合わせた ISM 密度は

$$n(R) = \sqrt{n_0(R)^2 + n_1(R)^2} \quad (2.14)$$

で表すことができ、式 2.12 を使うと、ベータモデルの時と同様に ISM 質量を求めることができる。

2.4 星の分布と質量

楕円銀河の可視光における光度半径分布は、 $r^{1/4}$ law あるいは *de Vaucouleurs law* (de Vaucouleurs 1948) とよばれる以下の式で表すことができる。

$$I(r) = I_e \exp \{-7.67[(r/R_e)^{1/4} - 1]\} \quad (2.15)$$

ここで、 I_e は effective surface brightness, R_e は effective radius とよばれ、全光度の半分が半径 R_e 内に含まれる。この $r^{1/4}$ 式は多くの楕円銀河の光度分布を正確に表した (例えば 図 2.6 ; Vaucouleurs & Capaccioli 1979)。

式 2.15 を半径で積分することによって、可視光の全光度を求めることができる。

$$L = \int_0^\infty 2\pi r I(r) dr = 8! \frac{e^{7.67}}{(7.67)^8} \pi R_e^2 I_e \approx 7.22 \pi R_e^2 I_e \quad (2.16)$$

この値に星の質量と光度の比 M_{star}/L_B をかけることによって、星の質量分布を求めることができる。一般に楕円銀河においては、 $M_{star}/L_B \approx 8$ となっている (例えば Burstein 1997)。この値は渦巻き銀河の M/L (≈ 3) に比べて大きく、これは楕円銀河が渦巻き銀河よりも暗い星が多いことに起因している。

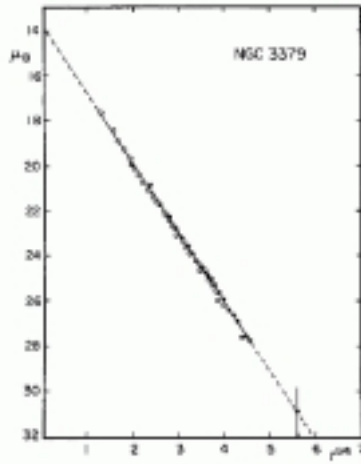


図 2.6: NGC 3979 の可視光光度分布。 $R^{1/4}$ law(点線) とよくあっている。

上の式は可視光観測で得られる二次元射影面上での光度および質量分布である。この $r^{1/4}$ 式から求められる実際の三次元的な質量密度分布は、Mellier and Mathez (1987) によって以下のように近似されている。

$$\rho = \rho_0 \left(\frac{R}{a} \right)^{-0.855} \exp \left(- \left(\frac{R}{a} \right)^{1/4} \right) \quad (2.17)$$

ここで

$$a = R_e / b^4$$

$$b = 7.67$$

$$\rho_0 = \frac{M_0}{16\pi a^3} = \frac{M_{tot}}{1.65 \times 10^4} \frac{1}{16\pi a^3}$$

である。

2.5 ダークマター、重力ポテンシャル

楕円銀河全体の質量を構成しているのは、星、ISM、そしてダークマターである。このうち銀河の中心付近ではISMは星の質量の数パーセント程度であり、質量の大部分は星とダークマターが担っている。楕円銀河内のダークマターの情報は、銀河や宇宙の進化をさぐるうえでとても重要であり、楕円銀河からのX線をしらべることにより、楕円銀河内のダークマターの分布を知ることができる。

前節で示したように楕円銀河内の物質が静水圧平衡であり、球対称な分布をしていると仮定すると、ISMの密度 $n_{gas}(R)$ と温度分布 $T(R)$ をつかって、式2.3から以下のように楕円銀河の半径 R 内での全質量の分布を求めることができる。

$$M_{tot}(R) = -\frac{kT(R)R}{\mu m_p G} \left(\frac{d \log n_{gas}}{d \log R} + \frac{d \log T}{d \log R} \right) \quad (2.18)$$

ここから、可視光の観測で求めた星の質量分布および X 線観測で求めた ISM 質量分布をひけばダークマターの質量分布を求めることができる。

また、全質量分布および ISM 質量分布として、King 近似である式 2.6 および式 2.9 を用いると、重力ポテンシャルは

$$\phi(R) = -4\pi G \rho_0 R_c^2 \frac{\log[x + (1 + x^2)^{1/2}]}{x} \quad (2.19)$$

とかける。ここで $x \equiv R/R_c$ である。

ダークマターの質量は、可視光の観測で速度分散を利用して求めることもできるが、この方法では可視光のひろがりである effective radius (R_e) の内側までしか求めることができない。一方、X 線観測を利用すれば、 R_e を越え、X 線の放射が観測できる半径までダークマターの分布を求めることができる。

このような X 線放射ガスの分布を使ってダークマターの分布を調べる方法は、銀河団に対しても同様に行うことができる。ASCA の観測によると、Fornax などいくつかの銀河団においてダークマターの二重構造、すなわち中心銀河スケールと銀河団スケールのふたつのガス分布が発見された (Ikebe et al. 1996)。また、前節でも述べたように、近傍の楕円銀河 NGC 4636 でも銀河団にみられるようなポテンシャルの二重構造がみつき、銀河と銀河団の間のダークマター構造や進化を結びつける手がかりになることが期待されている。図 2.7 は、King モデル、ダブルベータモデルおよび NFW モデルでの重力ポテンシャルの分布を示している (Makishima et al. 2001)。King モデルに比べ、ダブルベータおよび NFW モデルは中心での重力ポテンシャルが深くなっており、多くの銀河団や NGC4636 など観測された銀河中心での X 線輝度超過をつくりだした原因ではないかと考えられている。

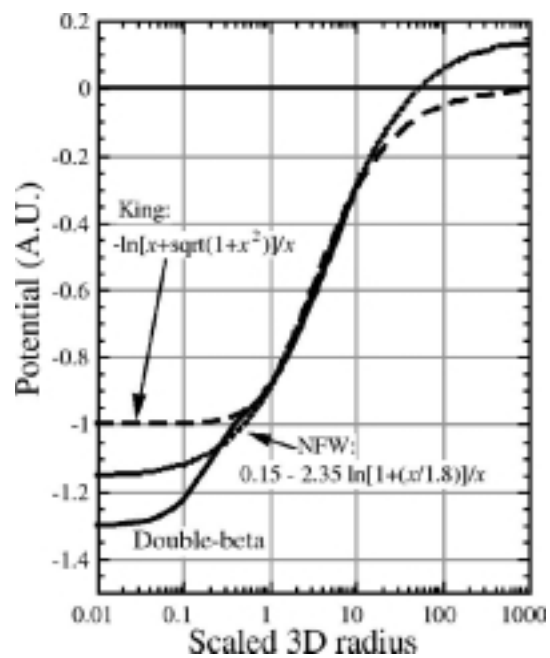


図 2.7: King モデル、ダブルベータモデルおよび NFW モデルでの重力ポテンシャル構造. King モデルでの core 半径を 1.0、ダブルベータでの二つの core 半径をそれぞれ 1.0, 0.12, β の値を $2/3$ としている。

第3章 Chandra衛星, ROSAT衛星

3.1 Chandra衛星

3.1.1 概要

X線観測衛星 Chandra は 1999 年 7 月 23 日、スペースシャトル「コロンビア」に搭載され、打ち上げられた。X線観測に対するバックグラウンドの条件、視野が地球によって邪魔されないことなどを考慮して、近地点 10,000 km、遠地点 140,000 km、周期 64 時間の軌道に乗せられた。Chandra はアメリカ、マサチューセッツにある Smithsonian Astrophysical Observatory (SAO) によって操作、運営されており、現在までに多くのすばらしい成果をあげてきた。

Chandra はその位置分解能およびエネルギー分解能において過去の衛星よりもおよそ 10 倍優れた性能を持っている。X線望遠鏡である High Resolution Mirror Assembly (HRMA) は point spread function の半値幅が 0.5 秒角以下という高性能を示す。焦点面には二つの検出器, Advanced CCD Imaging Spectrometer (ACIS) と High Resolution Camera (HRC) が搭載されている。また Chandra は二種類の grating システムを持っている。Low Energy Transmission Grating (LETG) は主に HRC と共に使用され、High Energy Transmission Grating (HETG) は主に ACIS と共に用いられる。

図 3.1 に Chandra 衛星の全体像を示す。Chandra 衛星は上で説明した、望遠鏡、検出器などの観測機器の部分と spacecraft の部分で構成されている。spacecraft 部では電力の供給、命令の伝達、データの制御や転送、また衛星のポインティングや姿勢の制御などを行っている。



図 3.1: Chandra 衛星の全体像

3.1.2 High Resolution Mirror Assembly (HRMA)

HRMA の概要

Chandra に搭載されている望遠鏡は4組の同心円薄膜の Wolter Type-I mirror で構成されている。反射鏡の表面はよく研磨され、表面にイリジウムを蒸着させてある。図 3.2 に示すように、それぞれのミラーの組のうち、前方ミラーは放物面、後方ミラーは双曲面の形状をしており、二回の反射によって焦点面に入射 X 線を集める。

High Resolution Mirror Assembly (HRMA) 全体の構造を図 3.3 に示す。上で述べた4組の反射鏡のほかに、前方、中心、後方にある aperture plate、内側と外側の cylinder、前後に取り付けられた collimator などから構成されている。反射鏡は外側から順に 1,3,4,6 という ID がつけられている。(本来は6組でデザインされていたが、2と5がはずされた。) これら4組の望遠鏡の直径は0.65 から 1.23 m の範囲である。その他の細かな特徴は表 3.1 に示す。

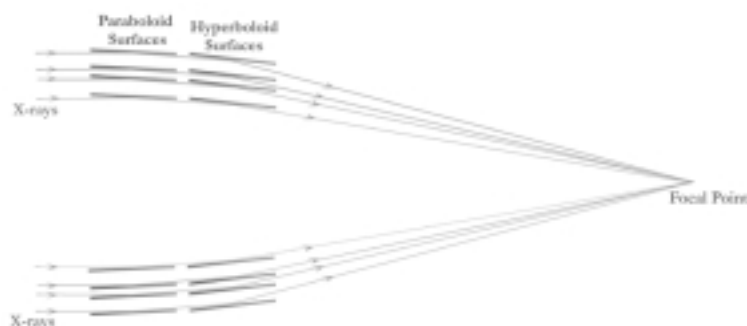


図 3.2: 4組の Wolter Type-I 反射鏡

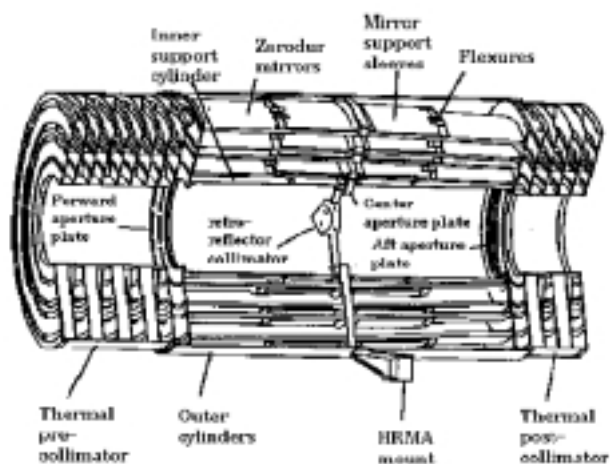


図 3.3: HRMA の構造

Optics	Wolter Type-I
Mirror coatings	Iridium
Nominal coating thickness	330Å
Mirror outer diameters (1,3,4,6)	1.23,0.99,0.87,0.65 m
Mirror lengths (P_n or H_n)	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
Plate scale	48.80 ± 0.01 μm arcsec ⁻²
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

表 3.1: Chandra HRMA の特性

有効面積

表 3.1 で示したように、HRMA の有効な口径の面積は 1145 cm² である。しかし入射 X 線の反射率はその入射角度と入射エネルギーに強く依存するので、反射鏡の有効面積は入射エネルギーにより変化する。図 3.4 (左) は On-axis での HRMA の有効面積と入射エネルギーとの関係である。また有効面積に ACIS 検出器および HRC 検出器の量子効率を掛け合わせた結果も重ねてプロットしてある。2 keV 付近で見られる、有効面積の急激な変化はイリジウムの M-edge によるものである。

図 3.4 (右) は off-axis の角度と vignetting の効果による有効面積の減少割合の関係をいくつかの入射エネルギーに対して示したものである。

Point Spread Function

Chandra HRMA の point-spread function (PSF) が ray-trace 計算でシミュレートされている。PSF をあらかず分かりやすい指標のひとつに encircled energy fraction がある。これはイメージ中心からある半径の円内で PSF を積分した値である。図 3.5(左) は on-axis 入射の時の中心からの半径と encircled energy fraction の関数をいくつかのエネルギーについて示したものである。off-axis の角度が大きくなると PSF はひろがり、encircled energy fraction は減少してくる。これは望遠鏡の光行差と焦点面の違いによるものである。図 3.5(右) は off-axis の角度と encircled energy 半径の関係を示してある。

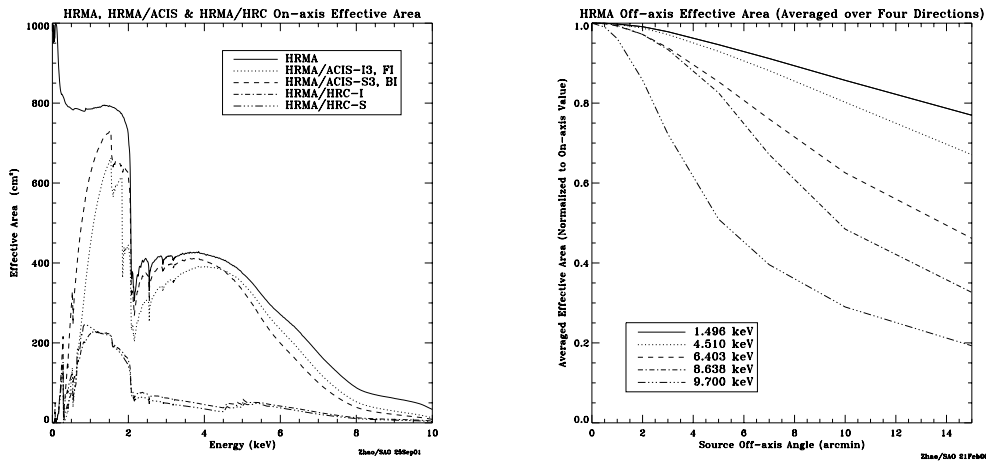


図 3.4: on-axis での HRMA 有効面積と入射エネルギーの関係 (左)、および off-axis での有効面積の変化 (右)

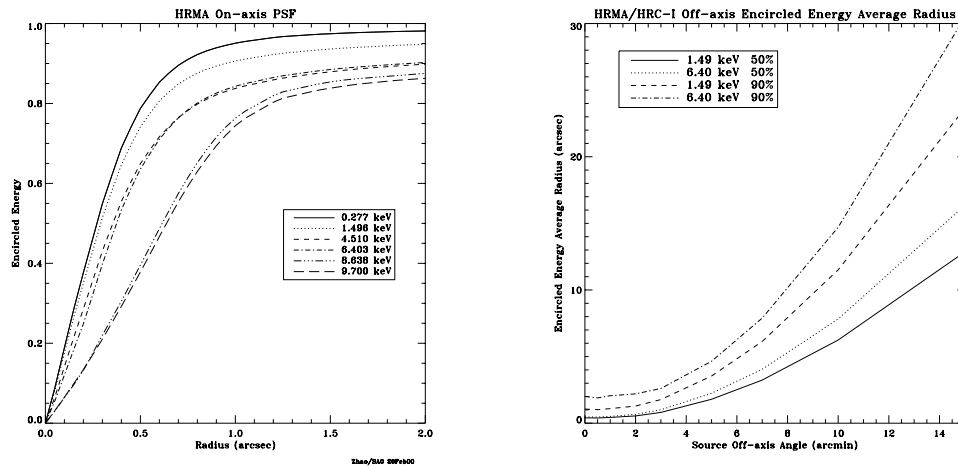


図 3.5: on-axis での半径と enclosed energy fraction の関係 (左)、および off-axis 角度と encircled energy 半径の関係 (右)

3.1.3 Advanced CCD Imaging Spectrometer (ACIS)

ACIS の概要

Chandra に搭載されている検出器のひとつである Advanced CCD Imaging Spectrometer (ACIS) は高精度なイメージの位置分解とエネルギー分解とを同時に実現することができる。図 3.6 に ACIS の全体像を示してある。ACIS は 10 枚の 1024×1024 pixel CCD からできている。このうち 4 枚は 2×2 に並べられ、イメージングに用いられる (ACIS-I)。また残りの 6 枚は 1×6 に並べられ、イメージングや grating の読みだしとして用いられる (ACIS-S)。10 枚の CCD のうち、2 枚は背面照射 (BI) 型であり、8 枚は前面照射 (FI) 型である。CCD の背面は前面に比べ単純な構造となっているので、入射 X 線に対して、低エネルギー側での検出効率が向上する。観測では CCD は 6 枚まで同時に動作させることができる。ACIS は様々な特性と動作モードを持っている。主な特徴を表 3.2 に示す。



ACIS FLIGHT FOCAL PLANE

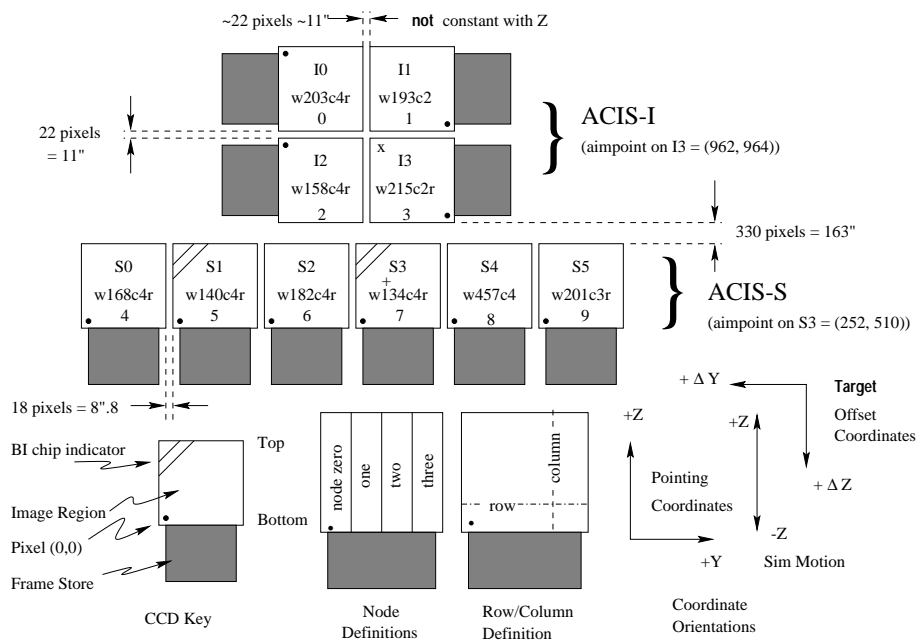


図 3.6: ACIS の全体像 (上) と CCD の略図 (下)。aimpoint が 'x' (I3) および '+' (S3) で示してある。

CCD format	1024 × 1024 pixels
Pixel size	24 microns (0.492±0.0001 arcsec)
Array size	16.9 by 16.9 arcmin ACIS-I 8.3 by 50.6 arcmin ACIS-S
On-axis effective Area	110 cm ² @ 0.5keV(FI) 600 cm ² @ 1.5keV(FI) 40 cm ² @ 8.0keV(FI)
Quantum efficiency (frontside illumination)	> 80% between 3.0 and 5.0 keV > 30% between 0.8 and 8.0 keV
Quantum efficiency (backside illumination)	> 80% between 0.8 and 6.5 keV > 30% between 0.3 and 8.0 keV
Charge transfer inefficiency	FI: ~ 2 × 10 ⁻⁴ ; BI: ~ 1 × 10 ⁻⁵
System noise	< ~ 2 electrons (rms) per pixel
Max readout-rate per channel	~ 100 kpix/sec
Number of parallel signal channels	4 nodes per CCD
Pulse-height encoding	12 bits/pixel
Event threshold	FI:38 ADU (~ 140 eV) BI:20 ADU (~ 70 eV)
Split threshold	13 ADU
Max internal data-rate	6.4 Mbs (100kbs × 4 × 16)
Output data-rate	24 kbps
Minimum row readout time	2.8 ms
Nominal frame time	3.2 sec
Allowable frame time	0.3 to 10.0 s
Frame transfer time	41 μsec (per row)
Point-source sensitivity	4×10 ⁻¹⁵ ergs cm ⁻² s ⁻¹ in 10 ⁴ s (0.4-6.0 keV)
Detector operating temperature	-90 to -120 °C

表 3.2: ACIS の特性

検出原理

CCD はシリコンでできている。CCD の表面は電極によるゲート構造をしており、これが pixel の大きさを決めている。電極に電圧をかけることにより、電極下に空乏層ができ、シリコンのギャップエネルギーよりも短い波長の電磁波はここで光電吸収を起こし得る。光電吸収によって一つの電子正孔対をつくるのに必要な平均エネルギーは 3.65 keV である。電極にかけられた電圧により空乏層内には電場ができ、光電吸収により飛び出した光電子をゲート表面に移動させる。この間に光電子は別のシリコン原子と衝突を起こし、最終的には入射エネルギーに比例した数の電子がつくられ、入射場所に近い電極下に集められ、電子雲を形成する。FI 型 CCD の場合、光電吸収は空乏層下の空乏化していない中性領域でおこることもあり、この領域で発生した電子雲は拡散によって空乏層に到達したもののだけが信号となる。

エネルギー分解能の精度は、入射光子に対して、どれだけの電荷が発生したかを、いかに正確に決定できるかによって決まる。すなわち、発生電子数の統計揺らぎ、電荷収集効率、読みだし時にひとつのピクセルから隣のピクセルへの移動での電荷損失率などに依存する。また読みだし回路の雑音にも依存する。図 3.7 に示すように ACIS のひとつのチップは 4 つの出力 node を持っており、それらが並行して信号を読み出す。これら 40 (4 node × 10 CCD) の全 node を使ったシステム雑音は 2 ~ 3 electrons (RMS) であり、雑音の多くはチップ外のアナログ回路によるものである。

図 3.7 に見られるように、CCD は imaging section と frame store section に分かれており、imaging section は入射線にさらされているのに対して frame store section は隠されている。通常の読みだし手順は以下のようにになっている。(1) imaging section を一定時間、放射にさらしておく；(2) 露光時間がおわると imaging section から frame store section に高速で電荷が送られる；(3) imaging section が次の露光を行っている時に、frame store section のデータが読み出されていく。

このように CCD は電荷を順次転送するために前面の電極構造が複雑になっており、この電極の部分は入射 X 線の吸収層となる。そのため低エネルギー X 線の場合、この電極を透過する割合が検出効率を決める。このように ACIS の FI 型 CCD では入射 X 線に電極面が向き合うかたちになっているのに対し、ACIS-S CCD のうち 2 枚 (S1、S3) は裏面を望遠鏡側に向けている BI 型となっている。BI 型では入射 X 線に対して、電極層での吸収がないため、低エネルギー側での検出効率が改善されている。

位置分解能

on-axis での ACIS の位置分解能は、HRMA の性能ではなく ACIS の CCD のピクセルサイズ (24.0 μm 、 ~ 0.492 arcsec) で決まる。I3 または S3 の aimpoint に入射したとき、1.49 keV では直径 4 pixel (2 arcsec) 以内に、また 6.4 keV では直径 5 pixel (2.5 arcsec) 以内に encircle energy の 90% が入る。

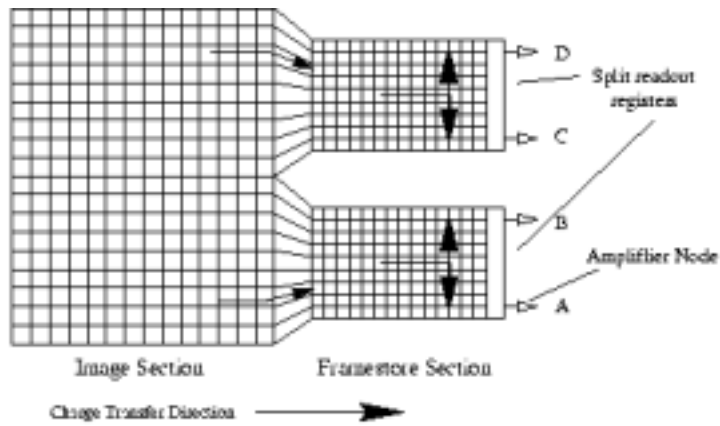


図 3.7: ACIS CCD における 4 node 出力の構造

エネルギー分解能

ACIS のエネルギー分解能は、FI 型 CCD においてはほぼ理論的な限界値に達しており、BI 型ではそれよりもいくらか悪くなっている。打ち上げ前の ACIS エネルギー分解能を図 3.8 に示す。打ち上げ後は放射線損傷によってエネルギー分解能は劣化するが、詳細は次節で述べる。

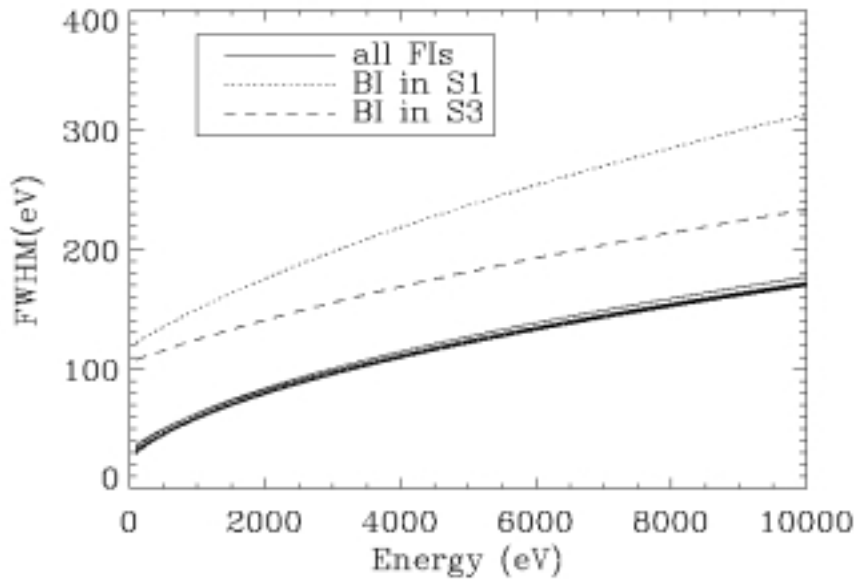


図 3.8: ACIS のエネルギー分解能

ACIS の放射線損傷

Chandra は打ち上げられた最初の 1 ヶ月で、ACIS の FI 型 CCD の charge-transfer inefficiency (CTI) が 0 から $1.0 - 2.0 \times 10^{-4}$ まで増加した。CTI は CCD チップによって異なっ

ており、FI型 CCD では ACIS-I よりも ACIS-S のほうが大きなダメージを受けていた。一方 BI 型 CCD はダメージを受けていなかった。打ち上げから最初の一ヵ月間、ACIS は放射線帯を通過する間も望遠鏡の集光にさらされており、ACIS の CTI 増加はこのときの低エネルギー陽子の入射が主な原因である。

図 3.7 でも示したように、ACIS の CCD チップは imaging section と frame store section に分かれている。imaging section は入射粒子にさらされているのに対して、frame store section は Al シールドで保護されている。シールドは低エネルギー粒子を止めるのに十分な厚さをもっているため frame store section の CTI は変化しなかった。図 3.9 は Mn $K\alpha$ 線 (5.9 keV) および Al $K\alpha$ 線 (1.5 keV) の I3 チップの各 row での FWHM である。row 番号の小さい frame store section 側ではエネルギー分解能がよく、row 番号が大きくなるにしたがって、エネルギー分解能が悪くなっているのがわかる。CTI correction software を用いた後の値も同時にプロットしてある。また比較のために S3 チップでの値も示してある。

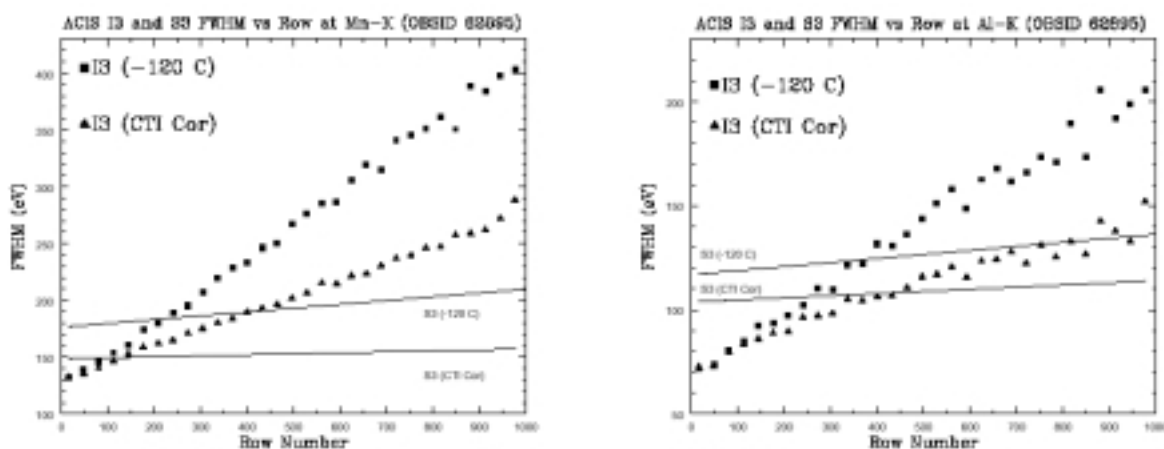


図 3.9: Mn $K\alpha$ 線 (5.9 keV)(左) および Al $K\alpha$ 線 (1.5 keV)(右) の ACIS I3 チップにおける FWHM と CCD row number の関係。CTI correction 前と後の値がプロットしてある。比較のため S3 チップの値も示してある。

Event Grades

ACIS では粒子バックグラウンドと X 線イベントを区別するためにイベントグレードというものをしている。これは粒子バックグラウンドが複数のピクセルを同時に鳴らしやすいのに対し、X 線はひとつのピクセルだけを鳴らしやすいという性質を利用したものである。ACIS で検出されたイベントは、そのイベントにおいて最大波高値をもつピクセルとそのまわりの 3×3 のピクセルにおける検出パターンによって分類される。検出パターンはイベントグレードという数値で識別される。図 3.10 に示すように 3×3 の各ピクセルはそれぞれ 2 を基数とする異なる冪乗の値を保持しており、イベントを検出したピクセルの持つ数値を足し合わせることによって、0 ~ 255 までのイベントグレードが存在する。

表 3.3 は ACIS イベントグレードと ASCA グレードの関係を表している。多くの場合に用いられている ACIS グレードの “standard” な組み合わせとして、ASCA グレード 0,2,3,4,6 の組み合わせが用いられている。適切なグレードを選択することによってイベントの signal-background 比を向上させることができる。

32	64	128
8	0	16
1	2	4

図 3.10: イベントグレードの決定法。閾値を越えたピクセルの数値を足してグレードとする。

Background

ACIS での観測における Background は大きく三種類に分けられる。一つは全天からくる diffuse X-ray background である。二つ目は荷電粒子による background であり、これらは荷電粒子や光子、その他の中性粒子の相互作用によって生まれ、最後に検出器でエネルギーを落していく。三つ目は観測している天体が引き起こすバックグラウンドで撮像時の “trailing” の結果、生じるものである。

The non X-ray background non-X-ray background の測定は軌道上において、ACIS のドアを開いておき HRMA の前方および後方カバーを閉じた状態で行われた。これによって、ACIS で検出したイベントは望遠鏡に入射した粒子によるものではないことが保証される。ACIS は-90° で動作しており、FI チップのエネルギー分解能もまだ劣化していない

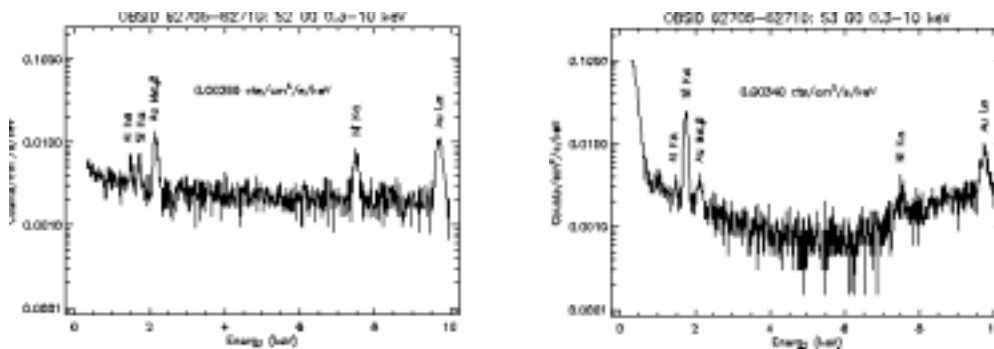


図 3.11: HRMA の上下のカバーを閉じているときの荷電粒子による ACIS バックグラウンド。FI チップ (S2)(左)、BI チップ (BI)(右)。

表 3.3: ACIS グレードと ASCA グレードの関係

ACIS Grades	ASCA Grade	Description
0	0	Single pixel events
64 65 68 69	2	Vertical Split Up
2 34 130 162	2	Vertical Split Down
16 17 48 49	4/3	Horizontal Split Right
8 12 136 140	3/4	Horizontal Split 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	Diagonal Split
33 36 37 129		
132 133 160 161		
164 165		
3 6 9 20 40	5	"L"-shaped split 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 split
66		3-pixel vertical split
255		All pixels

時点での測定が行われた。図 3.11 は standard grade でフィルターをかけた FI チップ (S2) および BI チップ (S3) でのスペクトルである。FI チップでスペクトルは 2~9 keV で一定になっているのに対し、BI チップでは 6 keV より上でカウントが高くなっている。また、低エネルギー側 (0.5 keV 以下) ではとくに BI チップで 急激なカウントの上昇を見せている。

non-X-ray background のグレード分布をみると、FI チップにおいては、特定の 12 グレードが全カウントの 93%をしめており、一方 BI チップにおいてはこの同じ 12 種のグレードは全体の 28%ほどしかない。これらのデータを元に、現在グレード 24、66、107、214 および 255 のイベントが取り除かれるようになっている。

The total background HRMA を開口すると、上で述べた non-X-ray background に加えて二種類の background が検出される。一つは diffuse X-ray background であり、これは長時間観測によって、ある程度点源として分解することができる。もうひとつは望遠鏡で反射をうけた荷電粒子によるもので、このうち運動量の大きいものは衛星に搭載された磁石によって曲げることができず background となる。図 3.12 は FI および BI チップで、明るい X 線源が視野内に存在しない空を観測したときの X 線スペクトルである。両チップともグレード 02346 でフィルターされている。

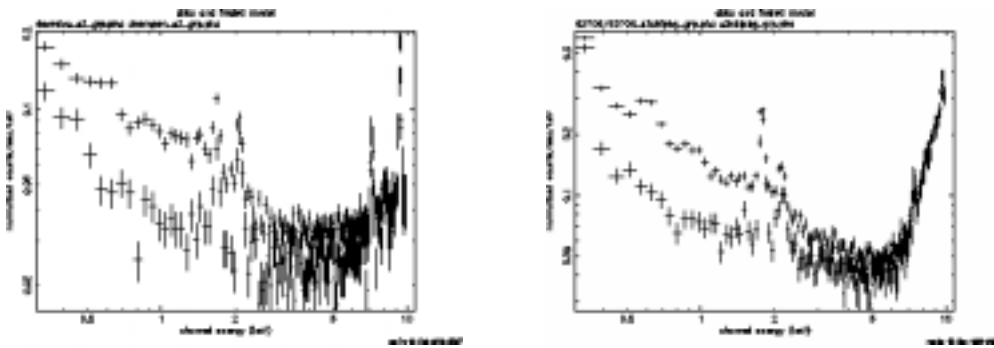


図 3.12: 望遠鏡視野内に明るい X 線源がない空の観測による X 線スペクトル。FI チップ (S2)(左) および BI チップ (S3)(右)。比較のため 望遠鏡開口前のスペクトルも重ねて示してある。

3.2 ROSAT 衛星

今回の解析では、ROSAT PSPC によって観測された楕円銀河のイメージも用いている。これは、Chandra ではカバーできない銀河の外側での X 線輝度分布を求めるために使っている。本章では、簡単に ROSAT および PSPC についての解説を行う。

3.2.1 概要

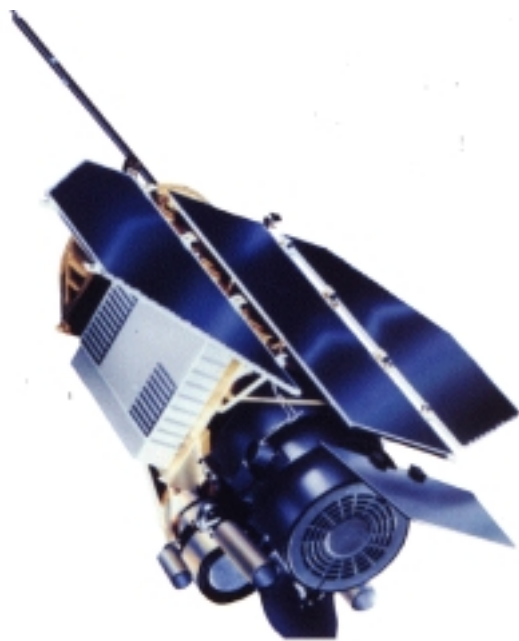


図 3.13: ROSAT の全体図

ROSAT (Roentgen Satellite) はドイツで設計、製作された X 線観測衛星であり、1990 年 6 月アメリカから打ち上げられた。その後 1999 年 2 月にその活動を終えるまで、X 線による全天サーベイをはじめとする多くの重要な観測を行ってきた。

観測は X 線望遠鏡 XRT とその焦点面にある 2 種類の検出器, Position Sensitive Proportional Counter (PSPC) および High Resolution Imager (HRI) の組み合わせで行なわれる。XRT は 4 組の Wolter-I ミラーから構成されており、その口径は 83.5 cm, 焦点距離は 240 cm である。その視野は直径 2° 、角分解能はおおよそ 5 arcsec となっている。

3.2.2 Position Sensitive Proportional Counter (PSPC)

PSPC は陰極ストリップ読み出しによって、検出位置を決定する proportional counter である。優れた位置分解能 (25 arcsec at 1 keV) とエネルギー分解能を持っており、その分解能はエネルギーとともに増加する。PSPC はふたつのカウンターから成っている。ひとつは位置決定のための二つの陰極 K1 K2 および陽極 A1 から成る、X 線信号を捕らえるカウンターであり、もうひとつは陽極 A2 から成る、バックグラウンド除去用の anticoincidence カウンターである。陽極は金めっきをされた直径 $10\mu\text{m}$ のタングステン線であり、A1 は 1.5 mm、A2 は 2 mm 間隔で並べられている。一方、陰極は白金イリジウムでできており、その直径は $50\mu\text{m}$ 、0.5 mm 間隔で並べられている。陽極および陰極は、ガスで満たされた容器の中でグリッドを構成している。ガスの成分はアルゴンが 65%、キセノンが 20%、メタンが 10% となっている。入射窓からガスの中に入ってきた X 線は、ガスに光電吸収

Window size	8 cm (diameter)
Field of view	2 °(diameter)
Gas mixture	argon 65% methan 15% xenon 20%
Operating pressure	1.466 bar at 22
energy resolution	43% at 0.93 keV
spatial resolution	300 μm (~ 25) at 1 keV
Entrance window	1 μm polypropylene

表 3.4: ROSAT PSPC の特性

され、光電子を作り出すことによって信号として検出される。表 3.4 で PSPC の特性についてまとめている。また、図 3.14 は PSPC の window support 構造を示している。

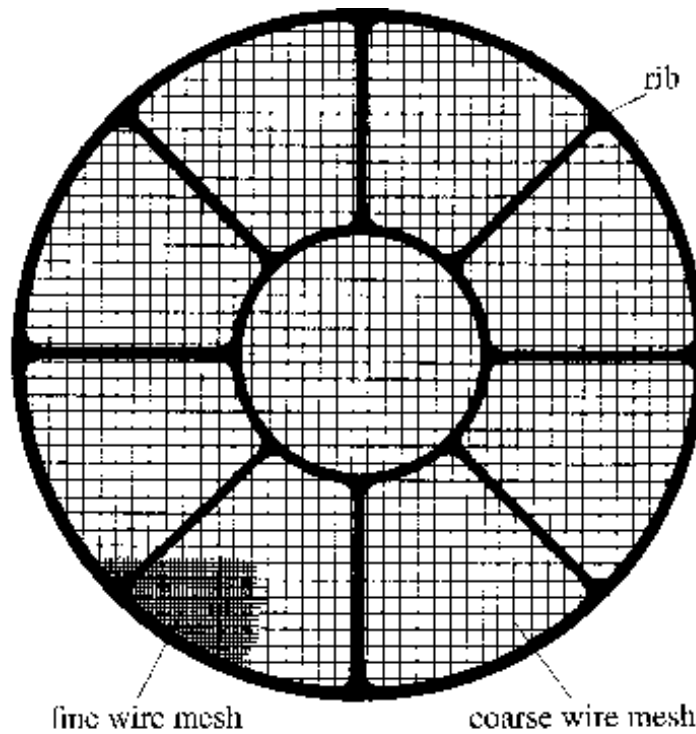


図 3.14: PSPC の window support 構造

第4章 解析に用いたデータと解析方法

4.1 解析に用いたデータ

4.1.1 解析に用いた楕円銀河の特徴

楕円銀河のISMの分布の詳細を調べるために、今回 Chandra アーカイブデータの中から様々な X 線光度をもつ近傍の楕円銀河 12 個について解析を行った。これらの楕円銀河の特徴を表 4.1 にまとめる。そのあとに各楕円銀河についての簡単な説明も記載している。

次章以降ではこれらの楕円銀河を Einstein の観測によって求めた X 線光度の値を指標として、X 線光度の高い楕円銀河 ($L_x > 10^{41}$ ergs/s) と X 線光度の低い楕円銀河 ($L_x < 10^{41}$ ergs/s) の二つのグループに分類して議論を進めていく。X 線光度の高い楕円銀河には NGC 507, NGC 4406, NGC 5846, NGC 4472, NGC 4636 および NGC 4649 の 6 つが、また X 線光度の低い楕円銀河には NGC 3923, NGC 720, NGC 1407, NGC 1316, NGC 4374 および NGC 4552 の 6 つが分類される。

表 4.1: 解析に用いた楕円銀河の可視光および X 線データ

galaxy	distance (Mpc)	B band luminosity (L_{\odot})	stellar velocity dispersion (km/s)	effective radius (arcsec)	log Lx with Einstein (ergs/s)
NGC507	68.0	10.94	365	77	42.69
NGC720	20.3	10.34	247	40	40.93
NGC1316	16.9	10.78	252	81	40.83
NGC1407	21.6	10.60	285	72	40.90
NGC3923	25.8	10.68	216	53	40.94
NGC4374	16.8	10.57	287	55	40.75
NGC4406	16.8	10.65	250	91	41.83
NGC4472	16.8	10.92	287	104	41.65
NGC4552	16.8	10.35	261	30	40.51
NGC4636	17.0	10.46	191	102	41.58
NGC4649	16.8	10.74	341	74	41.20
NGC5846	28.5	10.66	278	83	41.70

NGC507

poor 銀河団である Pisces 銀河団に属すいくつかの銀河群のひとつ NGC507 銀河群のメンバー銀河である。またこの銀河団は Pisces-Perseus 超銀河団の主要なリッジ部分を構成している。NGC507 は楕円銀河の中でも最も明るいもののひとつであり、その X 線光度 ($\sim 10^{43} \text{erg s}^{-1}$) は poor な銀河団に匹敵する (Fabbiano, Kim & Trinchieri 1992)。

NGC720

E4 銀河に分類されている可視光で平たい楕円銀河のひとつであり、このような平たい楕円銀河の中では最も X 線 Flux が高い (Fabbiano et al. 1992)。孤立した楕円銀河であり、銀河団などからの影響は受けていない。

NGC1316

Fornax 銀河団の中の巨大楕円銀河。楕円銀河の中では dust patch や H_α filament などの特徴的な構造が見られる。電波観測では、全天でもっとも明るい電波源のひとつであり (10^{42}ergs/s ; Ekers et al. 1983)、巨大な電波ローブやジェットをもっている。

NGC1407

Eridanus A 銀河群の中の明るい楕円銀河。E0 銀河に分類されている。

NGC3923

LGG255 グループの中のひとつで E4/S0 に分類される近傍の楕円銀河。Shell 構造をもっており、激しい活動の様子は観測されていない。

NGC4374

Virgo 銀河団の中の E1 楕円銀河。電波観測によってジェットと二つの電波ローブが観測されている。

NGC4406

Virgo 銀河団の中の明るい楕円銀河 (E3/S0) のひとつであり、乱れた X 線分布と銀河団に匹敵する大きな速度分散 (およそ 1500 km s^{-1}) を持っている (Forman et al. 1979)。X 線放射と、可視光での超過放射の分布との相関があることが明らかとなった (Nulsen &

Carter 1987)。電波観測では $2.5 \times 10^8 M_{\odot}$ の H_I ガスが見つまっている (Bregman & Roberts 1990)。

NGC4472

Virgo 銀河団の中の巨大 E2 楕円銀河。銀河団中心からおよそ 4° 南に離れた場所に位置している。Virgo 銀河団の中では最も明るいメンバーである。

NGC4552

Virgo 銀河団の中の E0 楕円銀河。 H_{α} からの放射が銀河中心から 2.5 kpc までひろがっている。電波観測で中心に弱い電波源があり、数年のタイムスケールで変動している (Jenkins 1982; Wrobel 1991)。

NGC4636

Virgo 銀河団の中の X 線で明るい楕円銀河。銀河団中心からおよそ 10° ほど南に位置している。E0 楕円銀河に分類されている。中心には弱い電波源 (1.4×10^{38} ergs/s) が存在している。

NGC4649

Virgo 銀河団の中の可視光で明るい楕円銀河。E1/E2 銀河に分類されている。銀河中心にはジェットと電波ローブが存在している。

NGC5846

LGG 393 グループに属する明るい E0 楕円銀河。このグループは cV50、CfA150 としても知られている。NGC5846 は X 線で明るい近傍楕円銀河のひとつである。ROSAT HRI の観測では、 H_{α} の放射領域と X 線放射領域の類似がみつまっている (Trinchieri et al. 1997)。

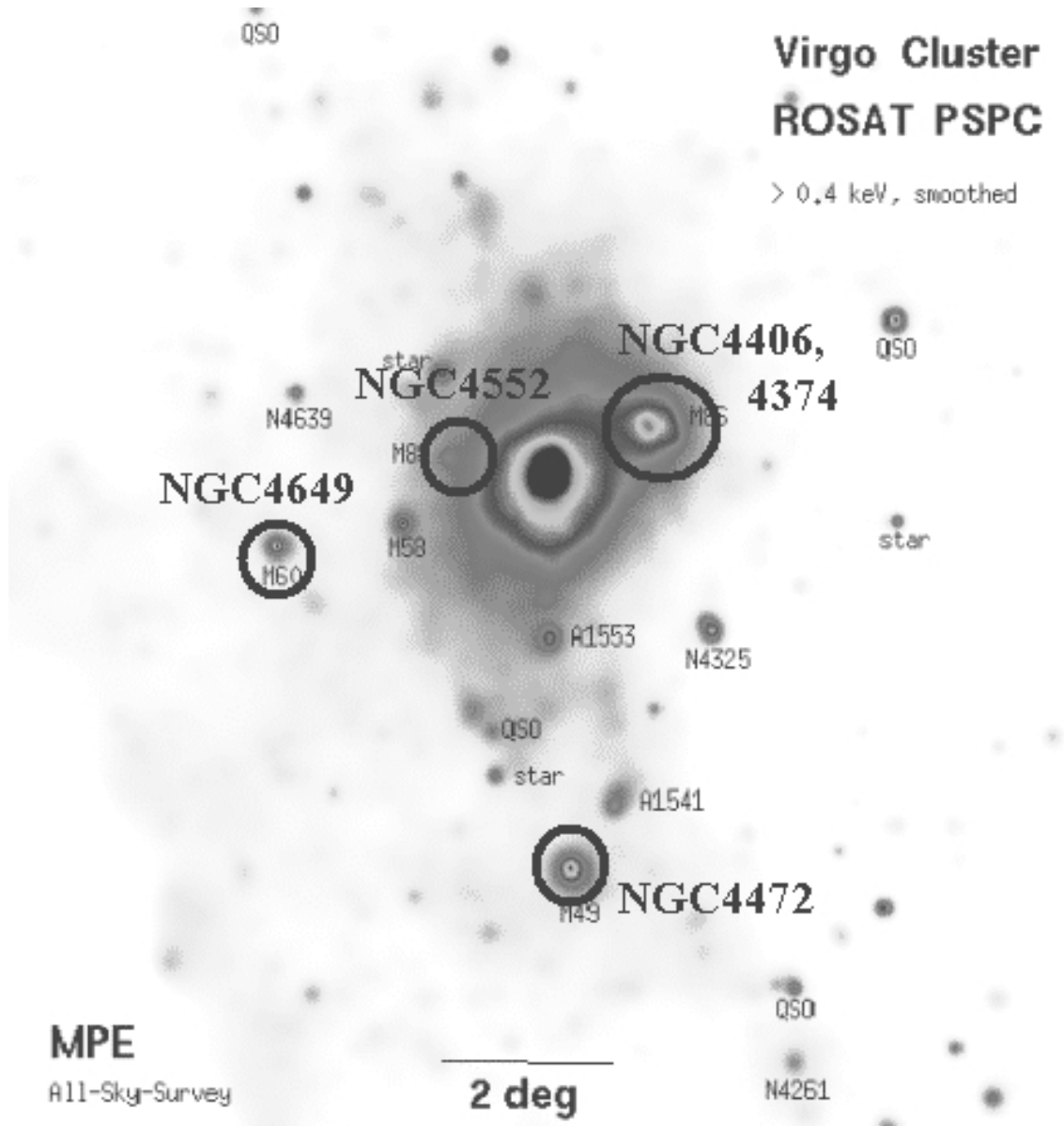


図 4.1: 今回の解析に用いた Virgo 銀河団に属する楕円銀河。さらに南に NGC 4636 が存在する。

4.1.2 Chandra 観測データ

今回の解析に用いた全ての楕円銀河は Chandra の ACIS-S3 CHIP によって観測されている。表 4.2 に各楕円銀河に対する観測データを示した。

galaxy name	observation ID	R.A. (J2000)	Dec. (J2000)	observing date	exposure time (sec)
NGC 507	2882	01:23:39	+33:14:09	2002-01-08	44206
NGC 720	492	01:53:07	-13:43:39	2000-10-12	40125
NGC 1316	2022	03:22:35	-37:13:02	2001-04-17	30234
NGC 1407	791	03:40:11	-18:34:10	2000-08-16	49197
NGC 3923	1563	11:51:00	-28:48:50	2001-06-14	21373
NGC 4374	803	12:25:01	+12:52:46	2000-05-19	28842
NGC 4406	318	12:26:03	+12:58:19	2000-04-07	14819
NGC 4472	321	12:29:45	+07:59:44	2000-06-12	40096
NGC 4552	2072	12:35:37	+12:33:04	2001-04-22	55140
NGC 4636	323	12:42:50	+02:41:51	2000-01-26	53050
NGC 4649	785	12:43:37	+11:32:41	2000-04-20	37350
NGC 5846	788	15:06:27	+01:36:11	2000-05-24	30246

表 4.2: 解析に用いた楕円銀河の Chandra 観測データ

4.2 解析方法

我々は Chandra 観測データを用いて、スペクトル解析およびイメージ解析を行った。それぞれの解析では、検出器で得られたデータから実際の入射 X 線の情報を引き出すために、適切な変換や補正を行う必要がある。ここではそれらの方法についての説明を行う。

4.2.1 スペクトル解析

スペクトル解析を行うには検出器で得られたパルス波高分布から、実際に検出器に入射した X 線スペクトルを求める必要がある。これは、検出器に依存したレスポンス関数を用いて行うことができる。今回 Chandra データのスペクトル解析で用いたレスポンス関数には、RMF (Redistribution Matrix File) と ARF (Ancillary Response File) の二種類がある。

RMF では、二次元行列 $R(I,E)$ が定義されている。 $R(I,E)$ はエネルギー E の入射光子に対する検出器の Channel I での検出確率を表している。一方、ARF は一次元行列 $A(E)$ を定義している。これはエネルギー E の光子に対する検出器の有効面積をあらわしてお

り、検出器の位置と入射エネルギーに依存している。これらの行列を用いると、入射光子のスペクトル $S(E)$ と実際に検出されるパルス波高分布 $D(I)$ の間には以下の変換が成り立つ。

$$M(I) = \int R(I, E)A(E)S(E)dE \quad (4.1)$$

4.2.2 イメージ解析

イメージ解析を行う場合、検出器の場所によってレスポンス関数が異なるために、Exposure Map を用いて、イメージの補正を行う必要がある。Exposure Map は検出器の有効面積に量子効率をかけたものであり、入射光子のエネルギーと検出器の場所に依存する。図 4.2 は Chandra ACIS-S3 チップの 1 keV の光子に対する Exposure Map である。

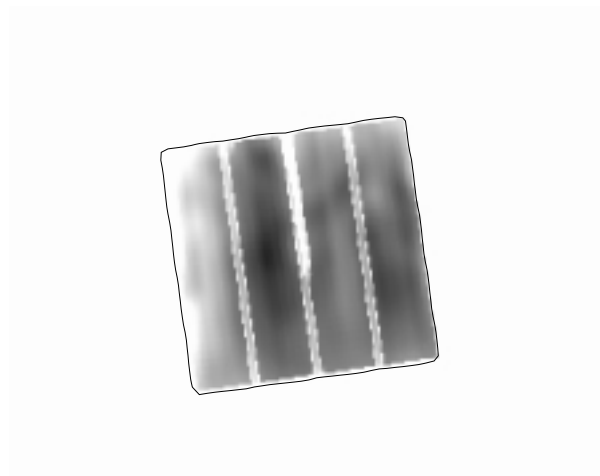


図 4.2: 入射エネルギー 1 keV の光子に対する ACIS-S3 チップの Exposure Map

第5章 解析結果

この章では、楕円銀河の Chandra アーカイブデータの解析結果について述べていく。本解析では各楕円銀河に対して、まずスペクトル解析から温度やその他の半径分布を、イメージ解析から X 線輝度の半径分布を求めた。次にこれらの結果を用いて、X 線光度、ガス質量、全重力質量を求め、それぞれの値の相関を求めた。データ処理には CIAO 2.2 software package を用いた。またスペクトル解析には xspec 11.0.1 を、イメージ解析には DISPLAY45 ver 1.90 を用いた。

5.1 楕円銀河全体の特徴

最初に楕円銀河全体からのスペクトルの特徴を調べた。図 5.1(左) は X 線で明るい楕円銀河 NGC 4636 の ACIS-S3 イメージである。中心から外側に向かって大きく広がっているガスからの放射と、いくつかの点源からの放射が確認できる。イメージで最も明るい場所を中心として、半径 100 arcsec 以内のスペクトルをとったものが図 5.1(右) である。バックグラウンドのスペクトルも重ねて表示してある。バックグラウンドとして、ACIS による NGC 3184 の観測データを使った。このデータは S3 Chip 内に明るい X 線源が存在していないので、CXB および検出器のバックグラウンドデータとして用いることができる。バックグラウンドデータと楕円銀河のデータの sky coordinate をそろえるために “make_acisbg” software (Markevitch; <http://hea-www.harvard.edu/maxim/axaf/acisbg>) を用いた。図 5.1 を見るとエネルギー 3 keV 以下で、バックグラウンドに対しデータのカウンtrate が有意に高くなっており、3 keV 以上ではデータとバックグラウンドはほぼ同じカウンtrate となっている。このことから 3 keV 以下で ISM 成分が支配的であることがわかる。そこで次節からのスペクトル解析は 3 keV 以下のスペクトルを用いて行うことにする。

一方、図 5.2(左) は X 線で暗い楕円銀河 NGC 4552 の ACIS-S3 イメージである。NGC 4552 とほぼ同じ距離にある NGC 4636 のイメージと比較すると、中心から広がっているガスの成分は広がり小さく、明るさも弱くなっている。それに対して、点源の明るさは NGC 4636 と同程度であり、ガス成分が暗いので銀河中心付近まで点源の存在を確認することができる。図 5.2(右) は NGC 4552 の中心から半径 100 arcsec 以内のスペクトルとバックグラウンドのスペクトルを重ねたものである。NGC 4636 のスペクトルよりもカウンtrate は低くなっているものの、依然としてエネルギー 3 keV 以下でデータがバックグラウンドに対して有意に高いことがわかる。

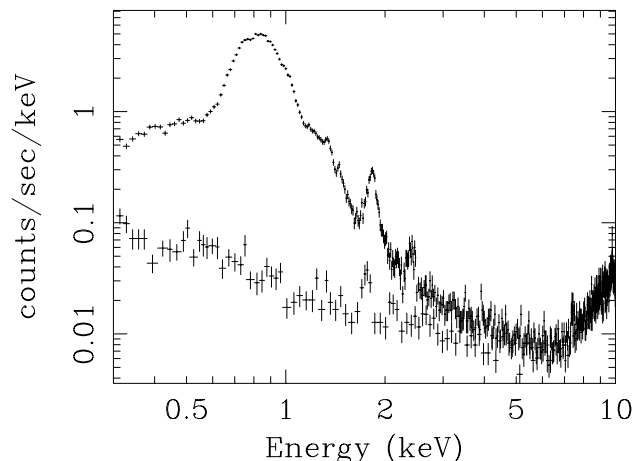
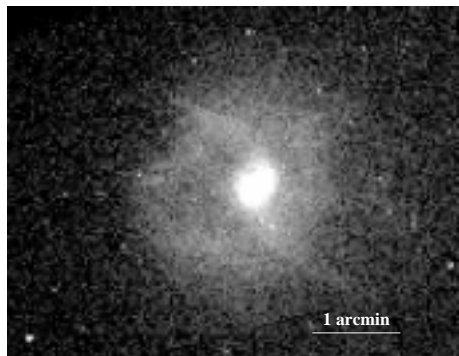


図 5.1: NGC 4636 の ACIS-S3 イメージ (左)、中心から半径 100 arcsec 以内のスペクトルとバックグラウンドスペクトル (右)

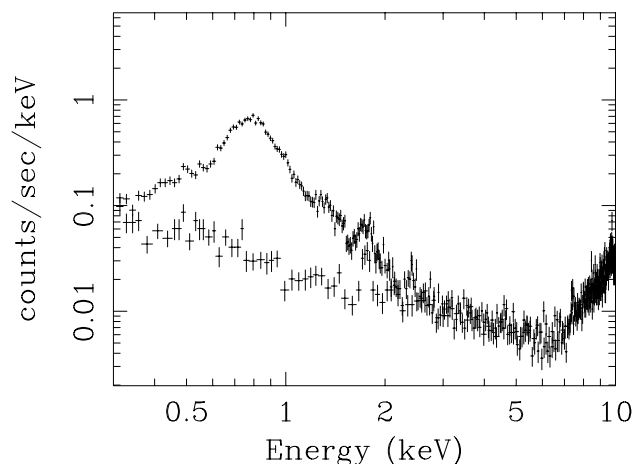
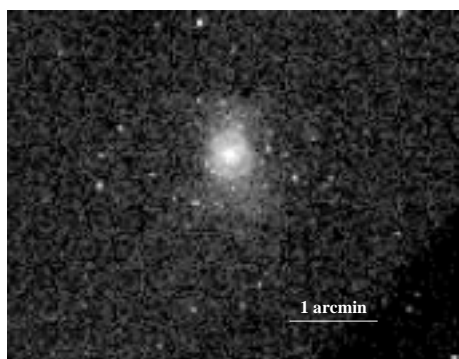


図 5.2: NGC 4552 の ACIS-S3 イメージ (左)、中心から半径 100 arcsec 以内のスペクトルとバックグラウンドスペクトル (右)

5.2 スペクトル解析による半径分布

ここでは、まず代表的な例として NGC 4636 を用いて、スペクトル解析についての詳しい説明をし、その後ですべての楕円銀河についての結果をまとめて説明する。

5.2.1 1 成分フィッティング (NGC 4636)

楕円銀河からの X 線の特徴を調べるために、銀河中心から外側に向かってイメージを同心円リングの領域に区切り、それぞれの領域でのスペクトルを比較した。図 5.3(a) は、NGC4636 の中心から半径 0–10, 90–100, 140–180 arcsec のスペクトルを重ねて表示させたものである。図を見やすくするために、各スペクトルの高さは調節してある。すべてのスペクトルで、連続成分に比べて、1 keV 付近の鉄の L ラインと 2 keV 付近の Si ライン

がはっきりとみられる。ISMのガスの温度はおよそ0.5–1 keVであり、このような温度のガスからのX線スペクトルでは鉄Lラインのピーク位置がガス温度と対応している。図が示す3つのスペクトルを比較すると、中心から外側にいくほど、鉄Lラインのピークが高エネルギー側にシフトしていることがわかる。このことから、中心よりも外側でガスの温度が高くなっていることがわかる。また、低エネルギー側のスペクトルを比較すると、90-100 arcsecのスペクトルが他の二つに比べ、より大きく吸収をうけていることがわかる。

それぞれの領域のスペクトルをフィッティングすることによって、各パラメータの半径分布を求めた。明るい点源は領域から取り除いた。フィッティングモデルとして、高温プラズマからの放射を表すMEKALに光電吸収をかけあわせたモデルを用いた。フリーパラメータは吸収量を表す水素柱密度 N_H 、ガス温度 kT 、アバundance A 、および normalization である。フィッティングによって求めたNGC 4636の各パラメータの半径分布を図5.3に示す。図5.3(b)は温度半径分布である。銀河中心でおよそ0.58 keV、そこから外側に向かって上昇し、半径120 arcsecあたりで0.75 keVとなっている。図5.3(c)はアバundance半径分布である。外側から内側に向かって上昇しているが銀河中心 (< 10 arcsec) で急激に落ちている。これは銀河中心付近での共鳴散乱 (Shigeyama et al. 1998) や多温度構造 (Matsushita et al. 2000; Boute 1999) などの影響によるものではないかと思われる。MEKALモデルでは、各重元素アバundanceの割合が太陽での割合と等しく仮定されている。中心でのアバundanceの減少はこの仮定が正しくないために生じた可能性もある。図5.3(d)は吸収の大きさをあらかず水素柱密度の半径分布である。中心でおよそ $0.04 \times 10^{22} \text{ cm}^{-2}$ 。そこから外側に向かって増加し、半径100 arcsec付近で $0.15 \times 10^{22} \text{ cm}^{-2}$ となりピークを迎える。NGC 4636の方角での我々の銀河に付随する水素柱密度が電波観測などから、 $0.018 \times 10^{22} \text{ cm}^{-2}$ と求められている (Stark et al. 1992)。これを今回の結果と比較すると、全ての半径でX線は銀河系吸収よりも大きな吸収を受けており、これはNGC 4636自身に吸収をおこす低温度のガスが存在していることを示す。しかし、ACIS-S3 Chipは低エネルギー側で検出効率が低下しており、それがスペクトルフィッティングの際に、吸収の値に大きな影響をおよぼすという報告がなされている (Plucinsky et al. 2002)。その影響を考慮すると、吸収量の絶対値は今回の結果とは異なる可能性もあり、一概に全半径において銀河系の吸収量を越えた吸収があるとは言い難い。しかし、いずれにしても半径100 arcsec付近で吸収量がピーク値をとるという半径分布は変わらないので、NGC 4636は銀河中心からおよそ100 arcsecの距離に吸収をおこす低温度ガスが多く存在していることになる。

NGC 4636の温度、アバundanceおよび吸収の半径分布は、ASCAの観測でも求められている。ASCAはChandraほど位置分解能が優れていないため、中心部分の細かい分布はわからないが、広視野によりChandraの視野外までの広い分布を求めることができる。それによると温度は中心から半径2.5 arcmin以内で0.79 keVであり、外側に向かって上昇し、12 arcminで0.87 keVとなっている (Mushotzky et al. 1994)。この結果は、Chandraで求めた内側の分布とよくあっている。次にアバundanceは、ASCAの結果でFeアバundance比を我々の用いたFe/H (4.68×10^{-5}) に直すと、中心から6.8 arcminでおおよそ0.58となる (Matsushita et al. 1997)。今回我々が求めたChandra結果は、中心か

ら半径 10 arcsec を除けば、ASCA の結果とよく一致する。最後に吸収の半径分布であるが、ASCA の結果では中心から半径 3 arcmin 以内でおよそ $0.08 \times 10^{22} \text{ cm}^{-2}$ で、外側に向かって減少し 半径 7 arcmin あたりで銀河系の吸収量と等しくなる (Mushotzky et al. 1994)。この結果は我々が Chandra で求めた内側の分布とよく一致する。

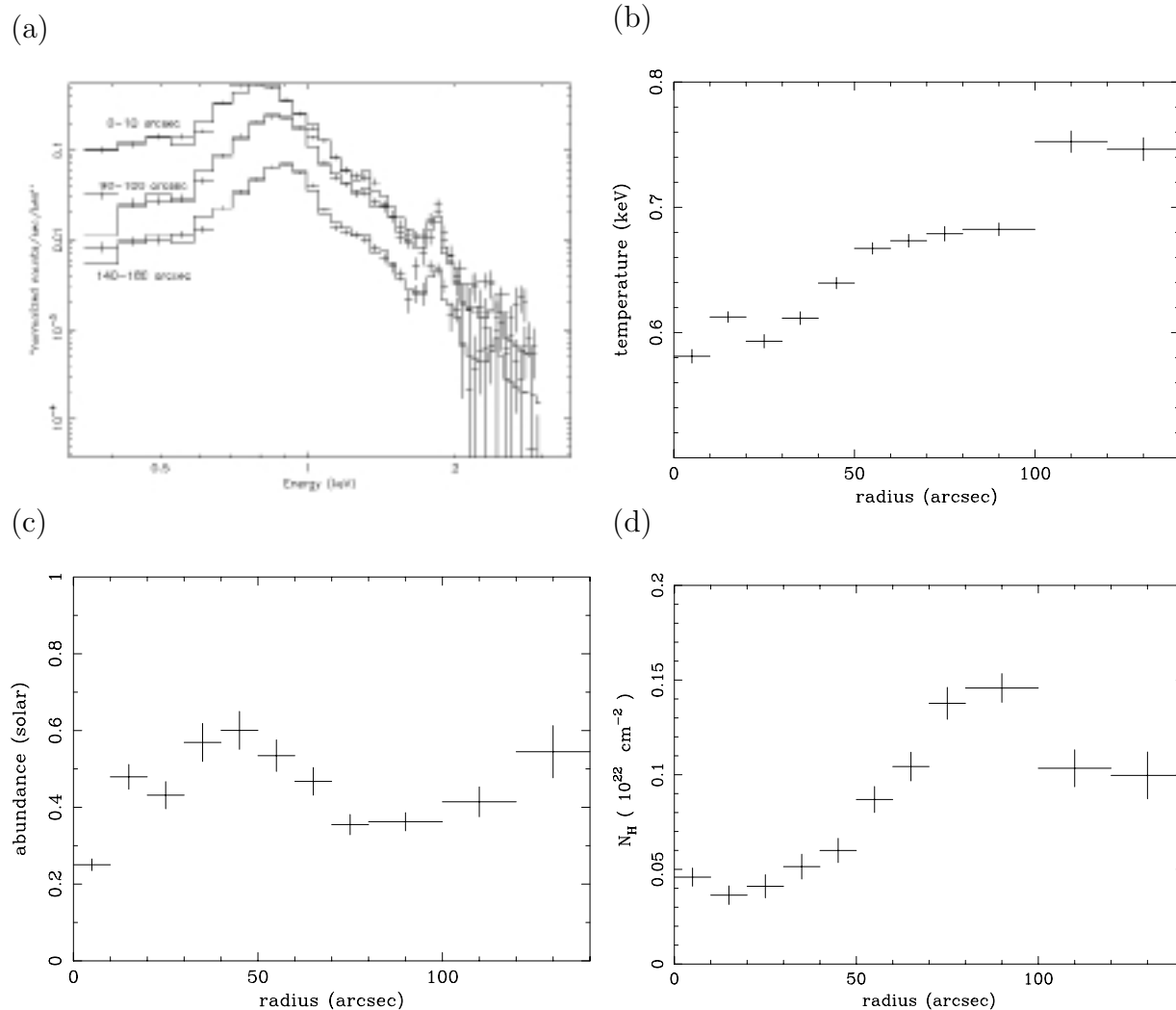


図 5.3: NGC 4636 のスペクトルフィッティング結果。フィッティングモデルは MEKAL に光電吸収をかけたもの。(a) 半径 0-10, 90-100, 140-180 arcsec でのスペクトル (b) 温度半径分布 (c) アブundance半径分布 (d) 吸収半径分布

5.2.2 2成分フィッティング (NGC 4636)

楕円銀河からの X 線放射は中心から広がった ISM の放射と点源からの放射に分けられる。ISM の放射は前節で用いた MEKAL モデルなどの高温プラズマモデルで表すことができる。一方、点源は主に低質量 X 線連星であり、その X 線スペクトルは 10 keV の制動放射でよく表すことができる。ASCA の観測でも、楕円銀河からのスペクトルは MEKAL

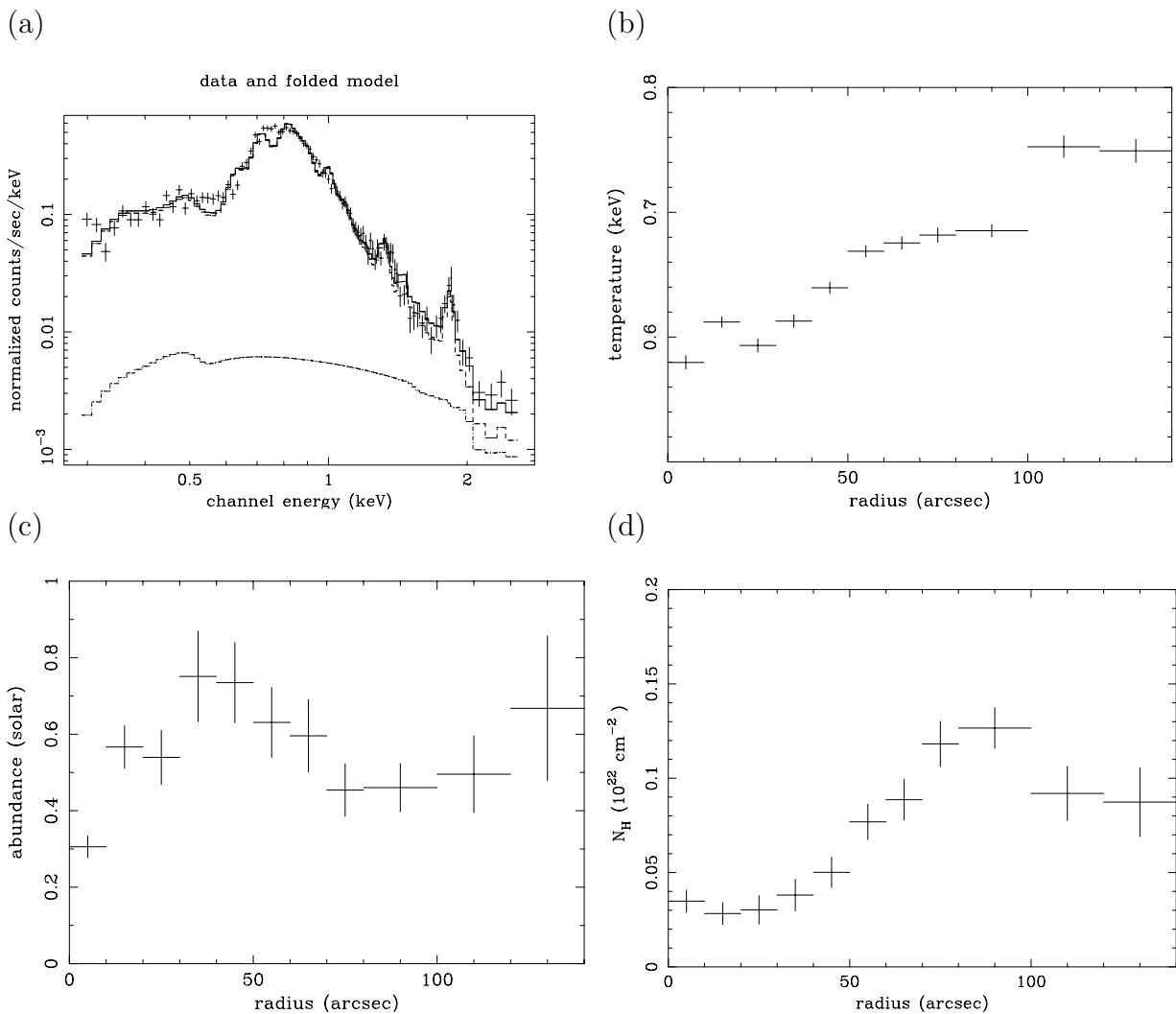


図 5.4: NGC4636 のスペクトルフィッティング結果。フィッティングモデルは MEKAL+10 keV 制動放射に光電吸収をかけたもの。(a) 中心から半径 10 arcsec でのスペクトルとベストフィットモデル。モデルは MEKAL と制動放射成分を別々に示してある。(b) ガス温度半径分布 (c) アバundance半径分布 (d) 吸収半径分布。

+ 10 keV 制動放射の二成分モデルでよくフィットした (Matsushita 1998)。Chandra はその位置分解能の高さから、ガス成分と点源成分をよく分解できるが、暗い点源やガス成分の明るい中心部では点源を取り除くことができない。そこで、フィッティングモデルとして MEKAL + 10 keV 制動放射に光電吸収を掛け合わせたモデルを用いて、前節と同様にフィッティングを行い、各パラメータの半径分布を求めた。図 5.4(a) は中心から半径 10 arcsec 以内のスペクトルとベストフィットモデルである。モデルは MEKAL 成分と制動放射成分を分けて表示してある。これを見るとエネルギー 2 keV 以下では、MEKAL 成分が支配的であり、2 keV のところで両者が一致している。図 5.4 (b),(c) および (d) はガス温度、アバundanceおよび吸収の半径分布である。前節の図 5.3 と比較すると、温度分布はあまり違いがない。これは主に鉄の L ラインが温度を決めているためと思われる。また、

アバンドスは制動放射の連続成分の不定性から、エラーが大きくなっており、吸収は図 5.3(d) に比べ全体的に低い値を示している。フィッティングの精度を表す Reduced χ^2 は 1 成分の時に比べわずかに改善されている。2 成分では 1 成分フィッティングの結果に比べ、アバンドスや吸収は不定性が大きくなるため分布の様子が分かりにくくなるが、温度に関しては 1 成分の結果と同程度に不定性を小さく求めることができるため、今後ガスの温度分布が必要な時は 2 成分フィッティングの結果を用いることにする。

5.2.3 X線光度の高い楕円銀河の温度分布

その他の楕円銀河についても同様に、1成分および2成分フィッティングを行って各物理量の半径分布を求めた。しかし、アバundanceおよび吸収の分布はその不定性が大きいために、はっきりとした分布を求めることは困難であった。

図5.5は前述のNGC 4636を含む、X線で明るい楕円銀河の2成分フィッティングによるISM温度の半径分布である。これを見ると全ての楕円銀河でNGC 4636の場合と同様に、中心から外側に向かって温度が上昇している。一般に重力ポテンシャルに閉じ込められている高温ガスはそのポテンシャルの規模に応じて、その温度が変化する。楕円銀河では普通0.5~1 keV、銀河群になると1~数keV、さらに大きい規模の銀河団になると2~10 keVといった具合にポテンシャルの規模とともにガス温度も上昇する。図5.5で示すような、明るい楕円銀河で見つかったISMの温度上昇は内側のガスが楕円銀河のポテンシャルに閉じ込められているのに対して、外側のガスはそれよりも規模の大きな銀河群スケールのポテンシャルに閉じ込められているガスであると考えたと説明ができる。この結果は後述するX線イメージ解析の結果とよくあっている。図5.5を見ると中心のガス温度は0.6-0.8 keVの間で分布しているのに対して、外側の温度は0.7-1.4 keVと広く分布している。これは、それぞれの銀河群ポテンシャルの大きさの違いであると考えることができる。

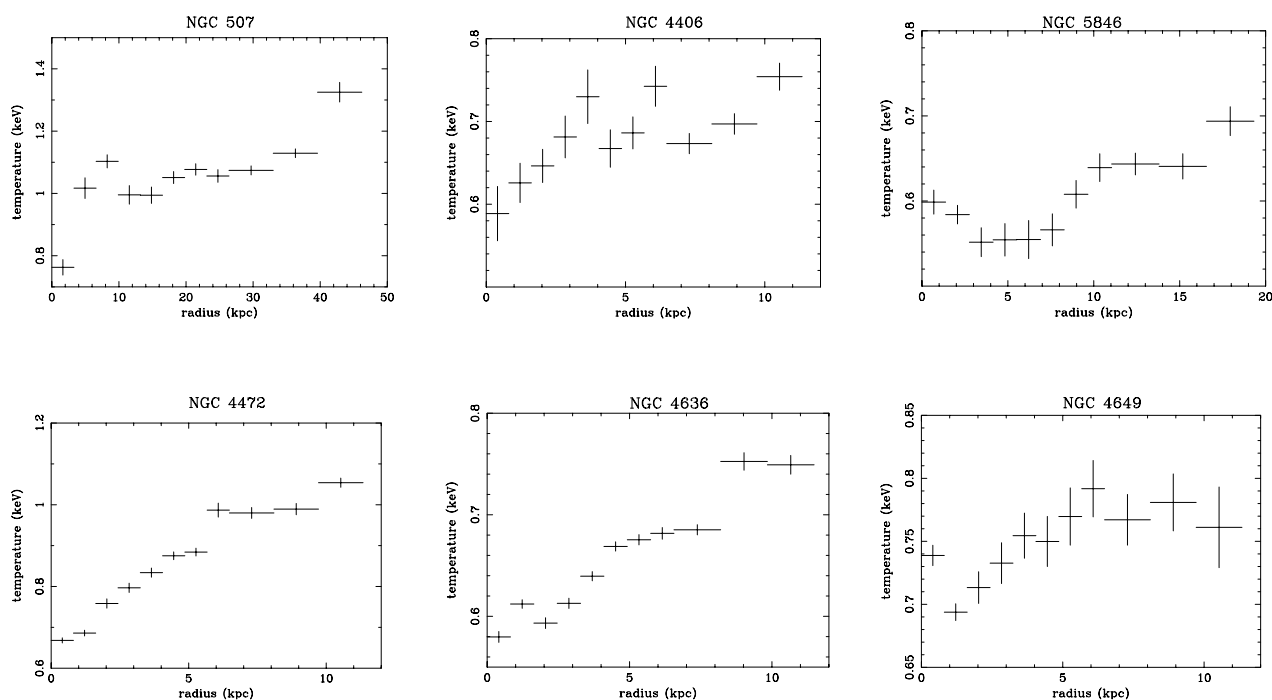


図 5.5: X線で見つかった明るい楕円銀河のISM温度分布

5.2.4 X線光度の低い楕円銀河の温度分布

図 5.6 は X 線で暗い楕円銀河の温度半径分布である。X 線で明るい楕円銀河に比べ、外側での統計が悪く、温度が決まり難くなっている。とくに NGC 1316 と NGC 1407 を除く、4 つの楕円銀河では、各領域の半径幅を広くとらなければならなかった。図 5.6 で見られる温度分布は大きく二つのグループに分けることができる。中心から外側に向かって温度が上昇しているものと温度が減少しているものである。前者には NGC 1316, NGC 1407, NGC 4374 が後者には NGC 3923, NGC 720, NGC 4552 が分類される。NGC 1316, NGC 4374 はそれぞれ Fornax 銀河団、Virgo 銀河団のメンバーであり、とくに NGC 4374 は近くに X 線で明るい楕円銀河 NGC 4406 も存在している。また、NGC 1407 は銀河群のメンバーである。これらの銀河で見られる外側での温度上昇は、楕円銀河自身を取り巻くガスが外側まで広がっておらず、代わりにそれらが所属している銀河団や銀河群のガスが見えている可能性がある。温度が上昇しているものも減少しているものも、中心部の温度は $0.5 - 0.7$ keV の範囲で分布している。

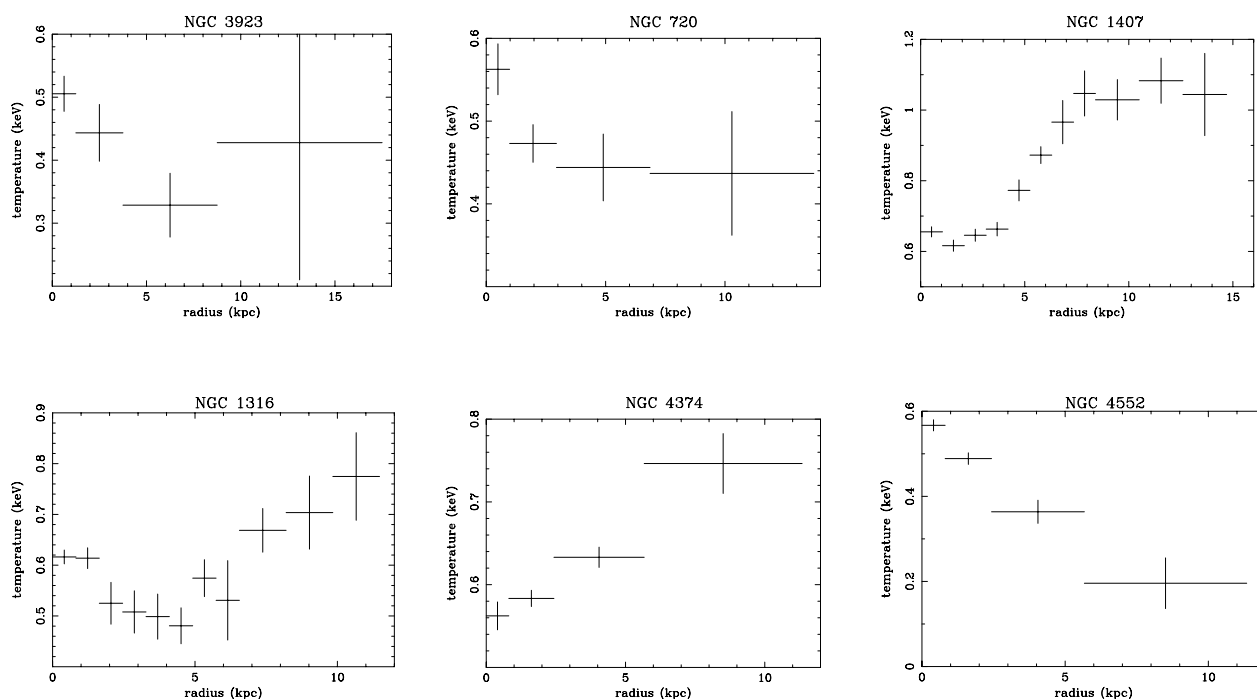


図 5.6: X 線で暗い楕円銀河の ISM 温度分布

5.3 X線輝度分布

X線放射ガスの分布を調べるために Chandra の ACIS イメージから X線輝度の半径分布を求めた。半径分布の中心として X線のカウントが最も高いピクセルを選んだ。X線で明るい点源はイメージから取り除いた。また前節のスペクトル解析から、広がったガスは 3 keV 以下で支配的であるため、輝度分布の作成にはエネルギーが 3 keV 以下のイメージを用いた。

バックグラウンドの ACIS イメージおよび ACIS の Exposure Map においても、中心の位置や、点源として取り除いた位置をそろえて、同様の操作を行い半径分布を作成した。楕円銀河データの輝度分布からバックグラウンドの輝度分布を引き、Exposure Map の輝度分布で割ることによって、検出効率などを補正した X線輝度分布を求めることができる。本節ではベータモデルおよびダブルベータモデルを用いて、X線輝度半径分布のフィッティングを行った。楕円銀河からの X線は、前節で示したような高温プラズマからの放射スペクトルで表すことができるため X線輝度を適切なパラメータであらわすことができれば式 2.11 によって X線輝度をガス密度に変換することができる。

5.3.1 ベータモデルによるフィッティング

まず、X線輝度分布のベータモデルでのフィッティングを行った。図 5.7(左) は X線で明るい楕円銀河 NGC 4636 の X線輝度分布とベストフィットのベータモデルである。コア半径 r_c は 13.59 arcsec (1.11 kpc), β は 0.47 である。データとモデルを比較すると、内側の bin でモデルに対しデータが輝度超過になっているのがわかる。またデータでは、半径 20–30 arcsec あたりに階段状の構造見られ、その部分がモデルではうまく説明できていない。ベータモデルは単純な減少関数なので、NGC 4636 に見られるような外側での階段状の構造を説明するには適当ではない。

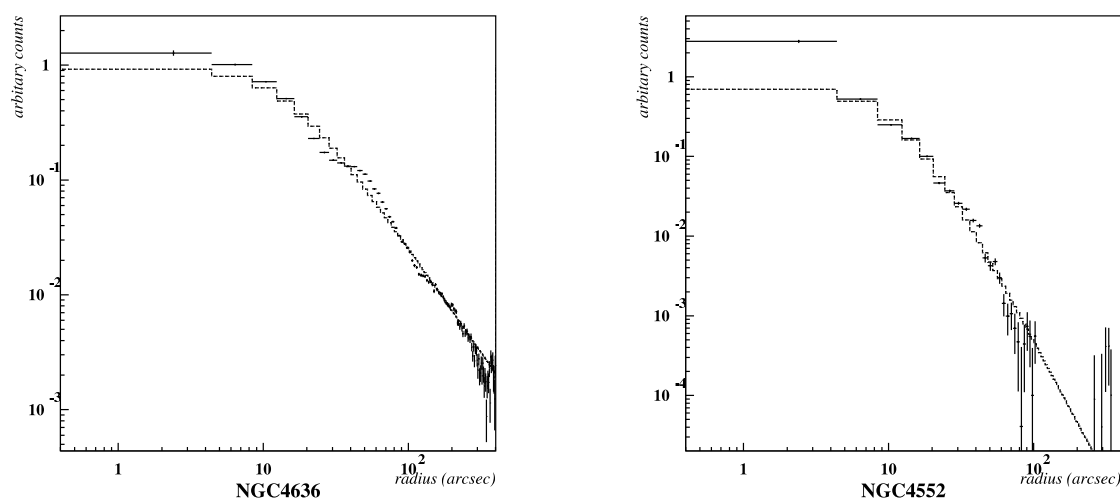


図 5.7: X線で明るい楕円銀河 NGC 4636(左) および X線で暗い楕円銀河 NGC 4552(右) の X線輝度半径分布とベストフィットのベータモデル

一方、図 5.7(右) は X 線で暗い楕円銀河 NGC 4552 の輝度分布とベストフィットのベータモデルである。コア半径 r_c は 11.75 (0.95 kpc) arcsec, β は 0.74 である。最も内側の bin でデータがモデルに対し輝度超過となっている。外側では NGC 4636 に見られたような階段状の構造が存在せず、モデルはデータの傾きをよく説明している。NGC 4636 に比べて、外側で X 線輝度が少ないため 100 arcsec 以上では有意な分布が見られなかった。

その他の銀河について、X 線輝度分布のベータモデルでのフィッティング結果を図 5.8 に載せた。図の中の上部 6 つが X 線で明るい楕円銀河であり、下部 6 つが X 線で暗い楕円銀河である。外側に一定の成分が見えているものはバックグラウンドが引ききれていないためと見なして、ベータモデルに定数成分を加えたモデルを用いてフィッティングを行った。X 線で明るい楕円銀河の輝度分布を見ると、NGC 4636 に見られたような階段的な構造がその他の楕円銀河にも存在している。NGC 507 ではその部分がはっきりと見えているため、階段部でベータモデルがつくられ、それより内側のデータは完全にモデルから逸脱している。また残りの明るい楕円銀河でも階段部がベータモデルではうまく説明できていない。一方、X 線で暗い楕円銀河の輝度分布を見ると、NGC 4552 と同じく傾斜部に目立った構造はなく、ベータモデルとよくあっている。ただし、NGC 1407, NGC 4374 においては NGC 4552 で見られたような中心での輝度超過が見られた。

表 5.1 にベストフィットパラメータをまとめた。暗い楕円銀河では、 β の値が 0.48–0.74 の間で分布しているのに対し、明るい楕円銀河では 0.31–0.88 という大きなばらつきを示している。

表 5.1: ベータモデルによるフィッティング結果

galaxy	r_c (arcsec)	r_c (kpc)	β
NGC 507	117.48±7.56	38.77 ± 2.50	0.88±0.06
NGC 4406	0.21±0.02	0.02 ± 0.00	0.31±0.00
NGC 5846	6.20±0.32	0.86 ± 0.04	0.39±0.00
NGC 4472	2.97±0.11	0.24 ± 0.01	0.43±0.00
NGC 4636	13.59±0.30	1.11 ± 0.02	0.47±0.00
NGC 4649	4.81±0.12	0.39 ± 0.01	0.52±0.00
NGC 3923	5.07±0.27	0.64 ± 0.03	0.58±0.01
NGC 720	7.55±0.53	0.74 ± 0.05	0.48±0.01
NGC 1407	13.32±0.60	1.40 ± 0.06	0.60±0.01
NGC 1316	3.92±0.17	0.32 ± 0.01	0.54±0.00
NGC 4374	12.27±0.61	0.99 ± 0.05	0.63±0.01
NGC 4552	11.75±0.42	0.95 ± 0.03	0.74±0.01

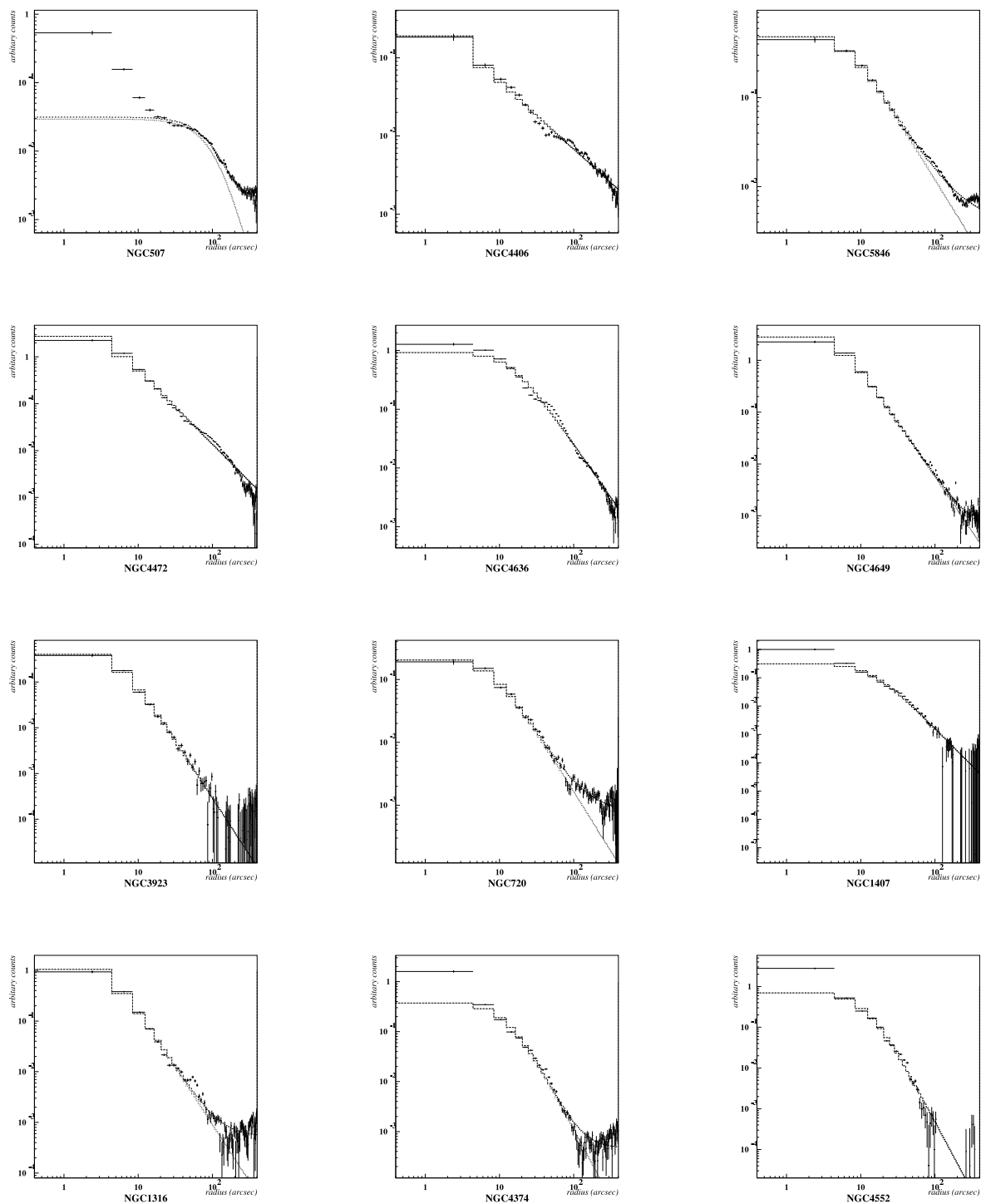


図 5.8: X線輝度半径分布のベータモデルでのフィッティング結果。上部6つがX線で明るい楕円銀河、下部6つがX線で暗い楕円銀河である。

5.3.2 ダブルベータモデルによるフィッティング

X線輝度分布をベータモデルでフィッティングした結果、X線で明るい楕円銀河でベータモデルでは説明できない階段状の分布が見つかった。そこで、X線輝度分布のダブルベータモデルでのフィッティングを試みた。ダブルベータモデルは、ふたつのベータモデルが階層的な構造をつくっており、明るい楕円銀河に見られた特徴的な分布を説明することが期待できる。

図5.9(左)はX線で明るい楕円銀河NGC 4636をダブルベータモデルでフィッティングした結果である。ダブルベータモデルに加え、定数成分をいれたほうが外側の分布とよりよくフィットしたため、定数成分を加えた結果を採用した。全てのパラメータをフリーにすると、ベストパラメータの決定が困難であったため、外側の β を楕円銀河の典型的な値である0.6に固定して、フィッティングを行った。この結果、内側の β がおよそ10という非現実的な値を得たため、さらに内側の β も0.6に固定して再度フィッティングを行った。この結果、内側のコア半径 r_{c1} が8.63 arcsec (0.71 kpc), 外側のコア半径 r_{c2} が49.82 arcsec (4.09 kpc)という結果を得た。図を見ると、内側のベータモデルと外側のベータモデルは、半径18 arcsecあたりで交差しており、単独ベータモデルでは説明できなかった階段状の構造と一致している。しかし、NGC 4636はさらに外側の半径100–200 arcsecあたりでも同様の階段状構造がみられる。この構造は今回のダブルベータモデルのフィッティングでも説明できていない部分である。後節では、過去のASCAによる観測の結果と比較しながら、この外側の構造について議論する。

一方、図5.9(右)はX線で暗い楕円銀河NGC 4552をダブルベータモデルでフィッティングした結果である。全てのパラメータをフリーにしてフィッティングを行ったところ、内側でコア半径 r_{c1} が2.96 arcsec (0.24 kpc), β_1 が0.75, 外側でコア半径 r_{c2} が19.6 arcsec (1.59 kpc), β_2 が0.88という値を得た。図をみると、単独ベータモデルでみられた中心での輝度超過が今回の内側成分でよく説明できている。

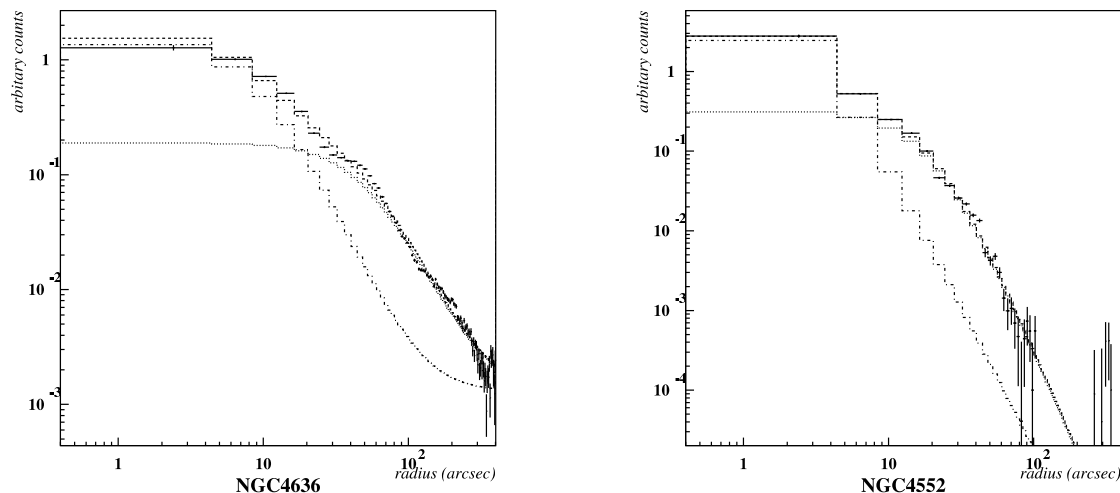


図 5.9: X線で明るい楕円銀河 NGC 4636(左) および X線で暗い楕円銀河 NGC 4552 の X線輝度半径分布とベストフィットのダブルベータモデル

図 5.10 はその他の楕円銀河のダブルベータモデルによるフィッティング結果である。上部 6 つが X 線で明るい楕円銀河、下部 5 つが X 線で暗い楕円銀河の輝度分布である。X 線で暗い楕円銀河 NGC 720 は適当なパラメータでフィットすることができなかつたため表示していない。X 線で明るい楕円銀河では、外側の階段状の構造の部分で内側ベータモデルと外側ベータモデルが交差しており、外側まで広がった分布をよく説明している。X 線で暗い楕円銀河では、単独ベータモデルでフィッティングしたときにいくつかの楕円銀河で見られた中心での輝度超過が内側成分で説明されている。このように同じダブルベータモデルでも明るい楕円銀河では内側の成分と外側まで広がった成分との階層構造をよく説明しているのに対し、暗い楕円銀河では中心での輝度超過をよく説明しているという違いがある。また NGC 4406 ではダブルベータでもさらに中心に輝度超過が残っており、これは単独ベータモデルで暗い楕円銀河に見られたものと類似する。

ダブルベータモデルによるベストフィットパラメータを表 5.2 にまとめた。明るい楕円銀河ではダブルベータモデルの分布から外側に大きく広がった成分が存在していることが明らかになったが、Chandra の視野の制限によっていくつかの楕円銀河では外側の成分の β を決定することが困難となっている。そこで次節では Chandra よりも視野の広い ROSAT 衛星の観測データを用いることによって外側成分のパラメータの決定を行う。

表 5.2: ダブルベータモデルによるフィッティング結果

galaxy	r_{c1} (arcsec)	r_{c1} (kpc)	β_1	r_{c2} (arcsec)	r_{c2} (kpc)	β_2
NGC 507	5.17±0.61	1.71 ± 0.20	0.80±0.07	166.92±13.50	55.08 ± 4.44	1.28±0.14
NGC 4406	23.91±6.59	1.94 ± 0.53	1.14±0.36	109.68±9.78	8.88 ± 0.79	0.41±0.01
NGC 5846	17.20±2.24	2.37 ± 0.31	0.92±0.12	70.87±2.30	9.78 ± 0.32	0.60(fixed)
NGC 4472	6.20±0.31	0.50 ± 0.03	0.57±0.11	138.3±7.94	11.20 ± 0.64	0.77±0.03
NGC 4636	8.63±0.19	0.71 ± 0.02	0.60(fixed)	49.82±0.56	4.09 ± 0.05	0.60(fixed)
NGC 4649	6.94±0.37	0.56 ± 0.03	0.63±0.02	53.37±3.78	4.32 ± 0.31	0.60(fixed)
NGC 3923	6.04±0.78	0.76 ± 0.10	0.72±0.10	19.47±4.39	2.43 ± 0.55	0.60(fixed)
NGC 1407	3.69±0.45	0.39 ± 0.05	0.69±0.06	17.40±0.60	1.82 ± 0.06	0.60(fixed)
NGC 1316	9.44±1.50	0.77 ± 0.12	1.05±0.17	28.85±2.58	2.36 ± 0.21	0.60(fixed)
NGC 4374	2.38±0.37	0.19 ± 0.03	0.68±0.05	13.50±0.47	1.09 ± 0.04	0.60(fixed)
NGC 4552	2.96±0.39	0.24 ± 0.03	0.76±0.07	19.64±1.30	1.59 ± 0.11	0.88±0.03

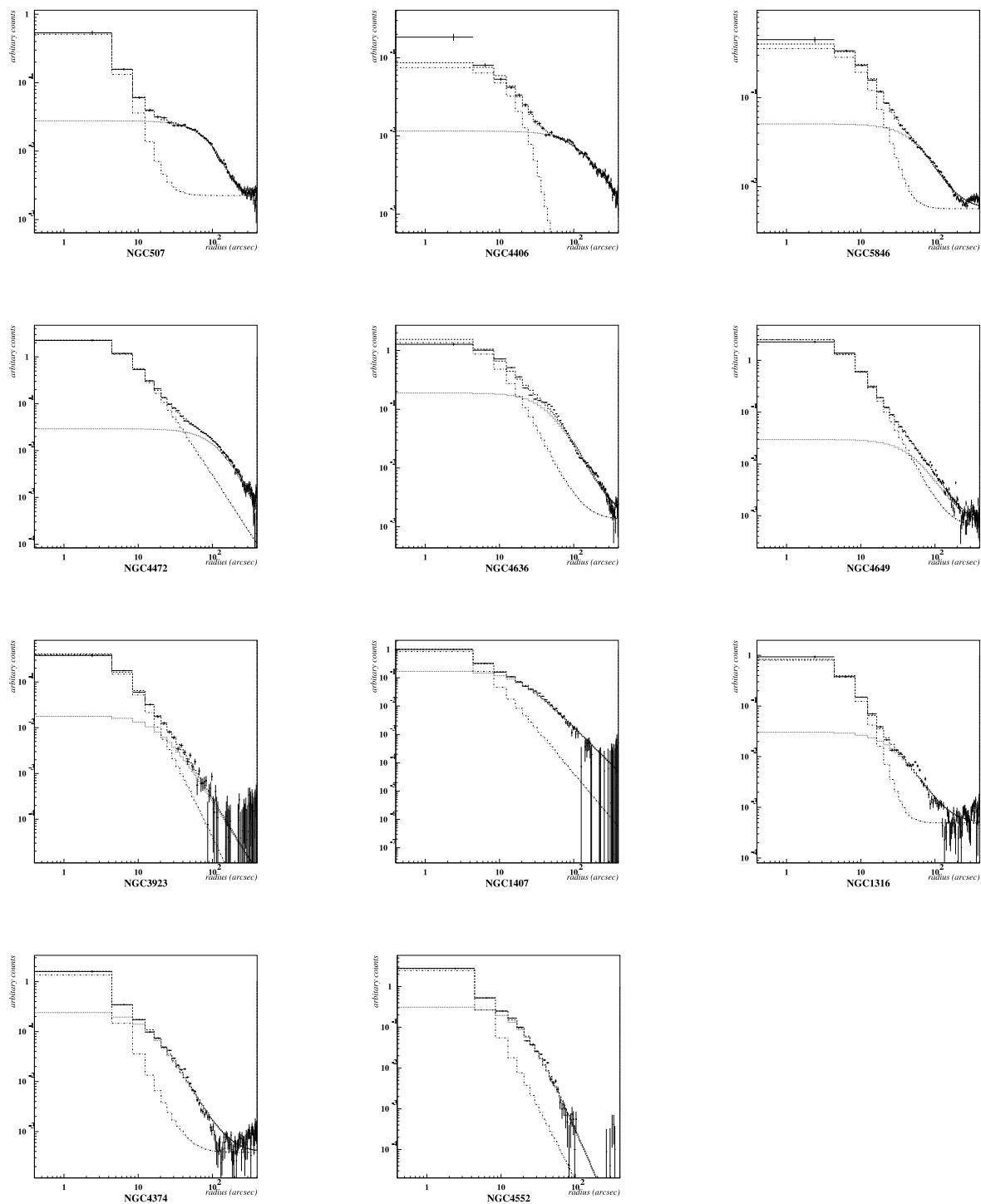


図 5.10: X線輝度分布をダブルベータモデルでフィッティングした結果。上部6つがX線で明るい楕円銀河、下部5つがX線で暗い楕円銀河の輝度分布。

5.3.3 ROSAT のデータを含めた同時フィッティング

前節のダブルベータモデルでのフィッティングによって X 線で明るい楕円銀河では、暗い楕円銀河には見られない外側まで広がった成分が存在することが明らかになった。そこで Chandra よりも視野の広い ROSAT PSPC のイメージを用いて、Chandra イメージと同時にフィッティングするよって、X 線で明るい楕円銀河の外側成分のパラメータの正確な決定を行った。

図 5.11 は X 線で明るい楕円銀河 NGC 4636 の ROSAT PSPC のイメージである。ROSAT PSPC は位置分解能は 30 arcsec と、Chandra (0.5 arcsec) よりも劣るが、視野は半径 60 arcmin と Chandra ACIS(およそ 8 arcmin \times 8 arcmin) よりも広く、より外側まで輝度分布をつくることができる。Point Spread Function の影響を考慮して中心の半径 1 arcmin 以内のデータは除いた。PSPC のバックグラウンドは適当なものがなかったため、バックグラウンドは引かずモデリングすることにした。X 線で明るい楕円銀河 6 つについて、Chandra と ROSAT の X 線輝度分布を同時にダブルベータモデルでフィッティングを行った。そのときの結果を、図 5.13 および表 5.3 に示す。内側成分のパラメータは、前節で Chandra の輝度分布をダブルベータモデルでフィッティングしたときのパラメータに固定した。また、ROSAT の輝度分布に含まれるバックグラウンドを考慮して、定数成分をモデルに加えた。半径 20 arcmin 以上ではバックグラウンドが支配的になるため、フィッティングには半径 20 arcmin 以内を用いた。これまで PSPC や ASCA によって求められた X 線輝度分布では、ベータモデルでは説明できない広がりがあることは発見されていたが、2 つの成分への分解は不可能であった。今回、位置分解能のよい Chandra のデータと組み合わせることによって、初めて X 線輝度分布を 2 成分に分解することができた。

同時フィッティングによって求めた外側成分の値を見ると、NGC 5846 を除いてはおよ

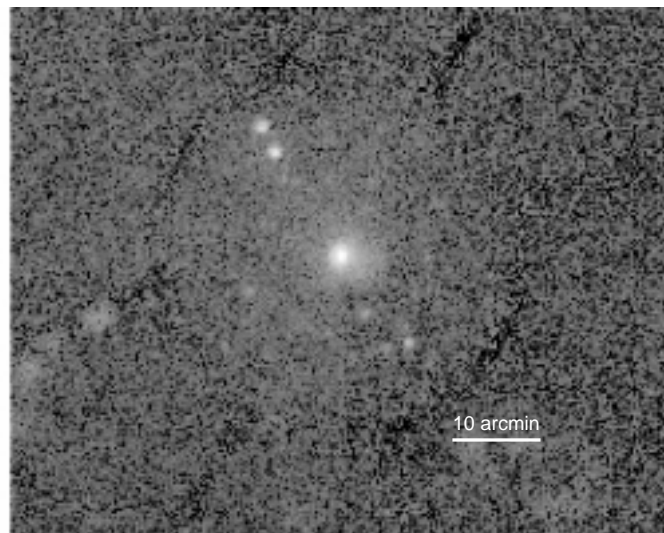


図 5.11: NGC4636 の ROSAT PSPC によるイメージ

そ0.6~0.7となっている。また外側コア半径をみると、X線光度が高いものほどコア半径が大きくなっているという傾向がある(図5.12)。この外側コア半径は可視光の広がりをあらず effective radius と同程度、あるいはそれを越えた大きな値をとっており、これらX線光度の高い6つの楕円銀河は銀河スケールの構造に加えて、さらに大きな銀河群スケールの構造を持っていることがわかる。

galaxy	fixed		r_{c2} (arcsec)	r_{c2} (kpc)	β_2
	r_{c1} (arcsec)	β_1			
NGC 507	5.17	0.80	106.98 ± 3.86	35.30 ± 1.27	0.74 ± 0.03
NGC4406	23.91	1.14	216.49 ± 11.79	17.53 ± 0.96	0.61 ± 0.03
NGC5846	17.2	0.92	176.60 ± 14.13	24.37 ± 1.95	1.52 ± 0.16
NGC4472	6.20	0.57	96.31 ± 2.92	7.80 ± 0.24	0.58 ± 0.01
NGC4636	8.63	0.60	51.87 ± 5.30	4.25 ± 0.09	0.62 ± 0.01
NGC4649	6.94	0.63	62.98 ± 1.10	5.10 ± 0.43	0.66 ± 0.03

表 5.3: Chandra, ROSAT の X 線輝度分布のダブルベータモデルによる同時フィッティングにおけるベストフィットパラメータ

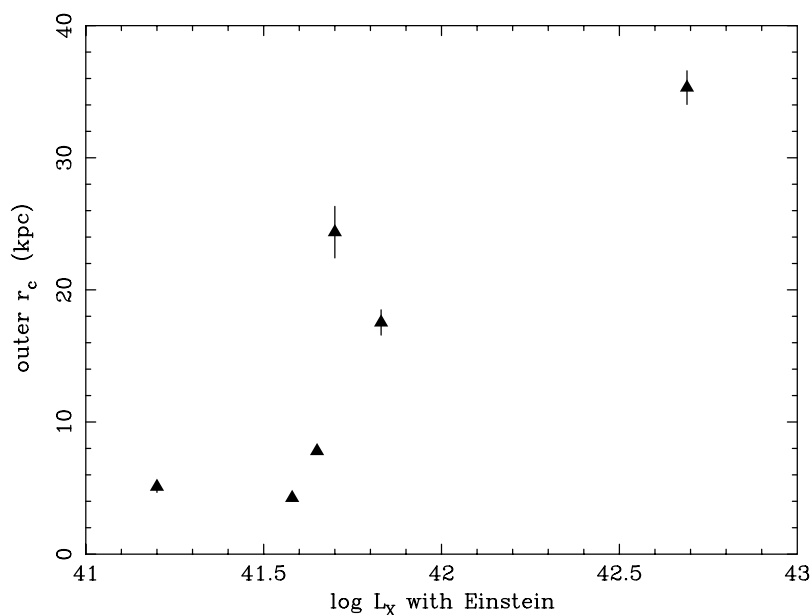


図 5.12: X線光度と外側成分の r_c (kpc) との関係

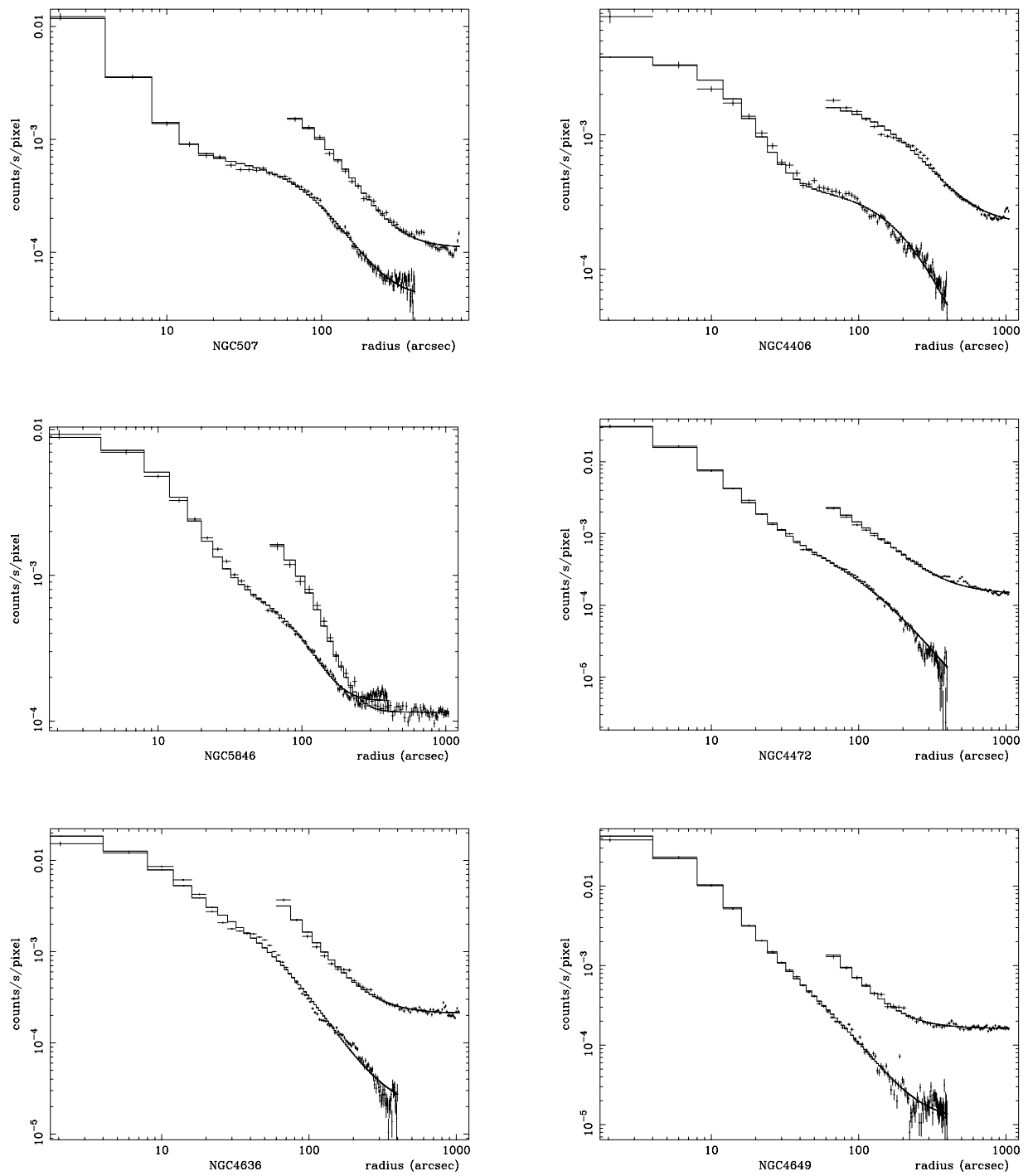


図 5.13: Chandra と ROSAT の X 線輝度分布同時フィッティングの結果。モデルはダブルベータモデル。

5.3.4 NGC 4636 のトリプルベータモデルの可能性

前節までのダブルベータモデルでのフィッティングによって、明るい楕円銀河 NGC 4636 の輝度分布は銀河スケールに広がった内側成分と銀河スケールを越えて外側まで広がっている成分によって表されることがわかった。X 線輝度分布でこの二つの成分が交わる半径はおよそ 18 arcsec である。しかし、輝度分布ではさらに外側の半径 100–200 arcsec あたりにダブルベータモデルでは説明できない階層状の構造が見られた。NGC 4636 は Matsushita et al. (1998) によって ASCA の観測データを用いた X 線輝度分布が求められている。図 5.14(上) はそのときのダブルベータモデルによるフィッティング結果である。それによると内側のコア半径を 0.1 arcmin に固定すると外側のコア半径は 6 arcmin となり、二つの成分が交わる半径もおおよそ 6 arcmin となっている。これは今回の Chandra データを用いて求めた交点よりも外側に位置しており、むしろ今回さらに外側で見られたダブルベータモデルでは説明できなかった構造に近い位置にある。このことから、ASCA で見つかった外側成分のガス構造は今回 Chandra データで見つかった外側成分のガス構造とは異なるものである可能性が考えられる。

そこで、ダブルベータモデルにさらにベータモデルをひとつ加えたトリプルベータモデルを用いて NGC 4636 の X 線輝度分布のフィッティングを試みた。表 5.4 および図 5.14(下) は NGC 4636 の Chandra+ROSAT の X 線輝度分布をトリプルベータモデルでフィッティングした結果である。3 つの階層構造をあらゆる適当なパラメータを決定するためには、3 成分すべての β を固定しなければならなかった。外側 2 つの β の値は ASCA で求められた値や典型的な楕円銀河の値よりも大きく、この β の値からはトリプルベータ構造が NGC 4636 のガス分布を適切に表しているとは言い難い。しかし、最も外側成分のコア半径が 310 arcsec と ASCA で求められた外側成分のコア半径 6 arcmin と近い値となり、これらが同じ成分である可能性は高い。

また X 線で明るい楕円銀河 NGC 4406 においても、前節までのダブルベータモデルによるフィッティングでは説明できない中心部での輝度超過がみられた。これは X 線で暗い楕円銀河で見つかった中心での輝度超過と類似している。このように Chandra の優れた位置分解能によって、今までの観測では見つけられなかった X 線輝度分布の中心での複雑な構造が見つかり、これらは例えばトリプルベータモデルのようにダブルベータにさらなる成分を加えたモデルで説明できる可能性がある。

	r_c (arcsec)	r_c (kpc)	β
第 1 成分 (内)	8.48±0.18	0.70±0.01	0.6 fixed
第 2 成分 (中)	64.92±0.72	5.32±0.06	0.8 fixed
第 3 成分 (外)	284.36±9.64	23.31±0.79	0.8 fixed

表 5.4: NGC4636 の輝度分布のトリプルベータモデルによる Chandra, ROSAT 同時フィッティングのベストパラメータ

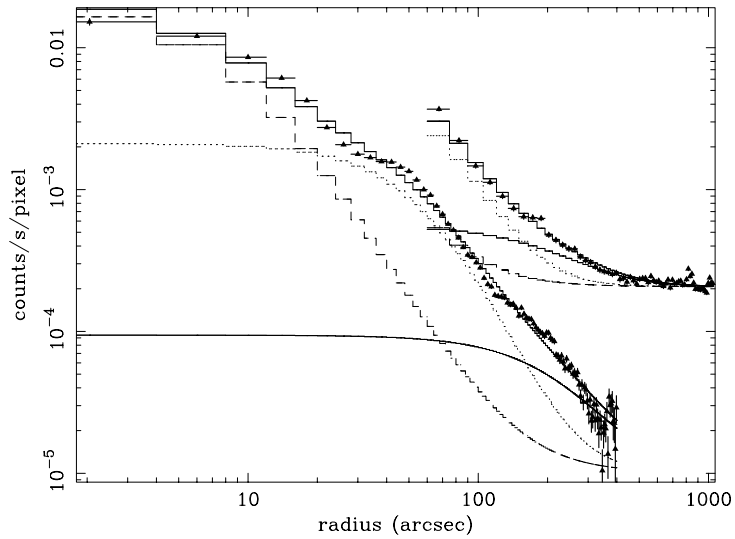
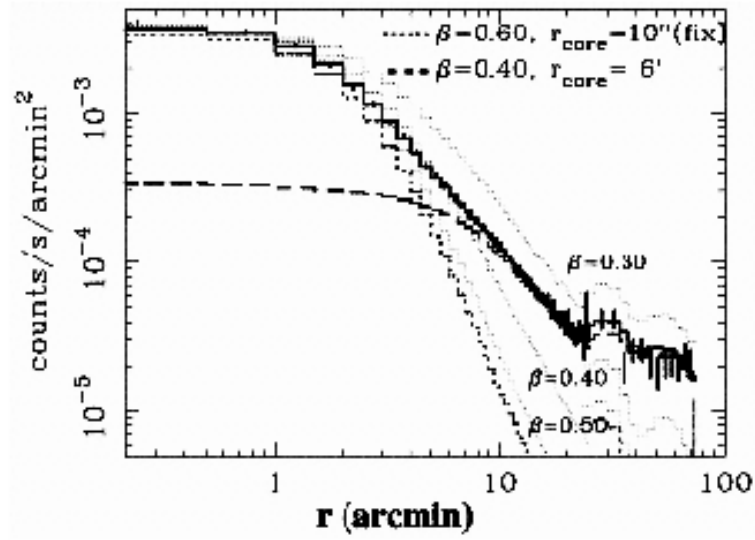


図 5.14: (上)ASCA の観測データを用いた NGC4636 の X 線輝度分布のダブルベータモデルによるフィッティング結果 (Matsushita et al. 1998)。 (下)トリプルベータモデルによる、NGC 4636 の X 線輝度分布の Chandra+ROSAT 同時フィッティングの結果。

5.4 X線光度、質量分布

ここでは前節までに求めた X 線輝度分布およびガス温度分布を用いて各成分の X 線光度およびガス質量、全質量の分布を求めていく。X 線輝度分布のフィッティング結果から X 線光度の低い楕円銀河はガスが楕円銀河の大きさ (すなわち可視光での広がり) と同程度にしか広がっていないのに対して、X 線光度の高い楕円銀河では銀河スケールを越えて外側まで広がったガス成分が存在することが明らかになった。そこで本節以降では X 線光度の低い楕円銀河は銀河スケールのガス構造のみを持つとして、単独ベータモデルでフィッティングした結果を、また X 線光度の高い楕円銀河は銀河スケールと銀河群スケールの 2 成分のガス構造を持つとして、Chandra-ROSAT 同時フィッティングで求めたダブルベータモデルの結果を用いて、質量などの計算を行っていく。本節以降で用いたガス分布のパラメータを表 5.5 にまとめた。ベータモデルおよびダブルベータモデルの normalization パラメータから求めた中心密度の値も合わせて載せている。X 線輝度から密度への変換は式 2.11 を用いた。この変換で必要となる cooling function $\Lambda(T, A)$ は、それぞれの銀河中心での求めた温度、アバンドランスの値を用いて、xspec 中の MEKAL モデルから求めた。また、イメージ解析において、その X 線輝度分布がきちんと検出できる限界の半径を R_{limit} として記載した。

galaxy	n_{01} (cm^{-3})	r_{c1} (kpc)	β_1	n_{02} (cm^{-3})	r_{c2} (kpc)	β_2	R_{limit} (kpc)
NGC 507	0.166	1.71	0.80	0.00735	35.30	0.74	330
NGC 4406	0.0797	1.94	1.14	0.00719	17.53	0.61	80
NGC 5846	0.0734	2.37	0.92	0.00777	24.37	1.52	140
NGC 4472	0.242	0.50	0.57	0.00703	7.80	0.58	80
NGC 4636	0.207	0.71	0.60	0.0304	4.25	0.62	80
NGC 4649	0.383	0.56	0.63	0.0124	5.10	0.66	80
NGC 3923	0.126	0.64	0.58	–	–	–	25
NGC 720	0.0634	0.74	0.48	–	–	–	20
NGC 1407	0.0841	1.40	0.60	–	–	–	20
NGC 1316	0.406	0.32	0.54	–	–	–	16
NGC 4374	0.106	0.99	0.63	–	–	–	16
NGC 4552	0.140	0.95	0.74	–	–	–	8

表 5.5: X 線光度、質量を求める時に用いた高温ガスの密度分布のパラメータ

5.4.1 X 線光度

楕円銀河からの X 線光度は他の衛星での過去の観測によって報告されてきたが、今回 Chandra のイメージ解析によってガス分布を銀河スケールのガスと銀河群スケールのガ

表 5.6: X 線輝度分布から求めた X 線光度 ($< 4r_e$)
X 線で明るい楕円銀河 X 線で暗い楕円銀河

	内側 Lx (ergs/s)	外側 Lx (ergs/s)		Lx (erg/s)
NGC 507	1.84×10^{41}	3.43×10^{42}	NGC 3923	5.85×10^{40}
NGC 4406	1.99×10^{40}	3.90×10^{41}	NGC 720	2.65×10^{40}
NGC 5846	9.00×10^{40}	3.23×10^{41}	NGC 1407	7.17×10^{40}
NGC 4472	9.83×10^{40}	1.65×10^{41}	NGC 1316	4.35×10^{40}
NGC 4636	6.31×10^{40}	2.11×10^{41}	NGC 4374	3.89×10^{40}
NGC 4649	1.30×10^{41}	6.67×10^{40}	NGC 4552	2.64×10^{40}

スに分けることができたので、X 線光度もそれぞれの成分に分けて求めることができる。それぞれの楕円銀河の X 線輝度分布のフィッティング結果から半径 $4 r_e$ 以内の X 線光度を求めた。この半径は可視光の分布を $1/4 \text{ law}$ で表したときに全可視光の約 87% が含まれる半径である。その結果を表 5.6 にまとめた。X 線で明るい楕円銀河では、内側成分で X 線光度はおよそ $2 \times 10^{40} \sim 2 \times 10^{41}$ ergs/s の間に分布しているのに対し、外側成分では $7 \times 10^{40} \sim 3 \times 10^{42}$ ergs/s と広く散らばっている。X 線で暗い楕円銀河では $3 \times 10^{40} \sim 7 \times 10^{40}$ ergs/s と非常にばらつきが小さい。

半径 $4r_e$ 以内の X 線光度は ASCA による観測でも同様に求められている (Matsushita 1998)。図 5.15 は ASCA の結果と今回の Chandra の結果を比較している。三角マークが Chandra で求められた全 X 線光度で、+マークはそのうち内側成分のみの X 線光度を表している。ASCA での X 線光度と Chandra での X 線光度が等しいと仮定したときの関係が直線で示してある。これを見ると、今回 Chandra で求めた全 X 線光度は全体的に少しだけ ASCA の結果を上回っているが、ほぼ ASCA の結果と一致している。楕円銀河全体で見ると X 線光度は 2 桁以上のばらつきを持っている。しかし、X 線光度の高い楕円銀河でも内側成分だけを X 線光度を取り出すと、そのばらつきは 1 桁程度に抑えられる。また全 X 線光度の高いものほど外側成分の光度が高く、X 線光度の多くは外側成分が起源であることがわかる。

次に X 線光度と可視光光度の関係を調べてみる。これまで Einstein や ASCA によって楕円銀河の X 線光度と可視光光度の相関が求められてきた。それによると、可視光光度が高いほど X 線光度も高くなるという相関がみられるものの、可視光が同程度の銀河間でも X 線光度には 2 桁以上のばらつきがあることが問題とされてきた。図 5.16 は今回 Chandra の解析で用いた楕円銀河の銀河スケール成分の X 線光度と可視光光度の関係 (十字マーク) を Einstein の観測で求めた X 線光度 (三角マーク) および ASCA の観測で求めた X 線光度 (丸マーク) とともにプロットしたものである。Einstein での X 線光度は楕円銀河全体からの Flux を用いて求めているのに対し、ASCA は半径 $4 r_e$ 以内、さらに Chandra は銀河スケール成分のみを求めているので、 $L_{Einstein} > L_{ASCA} > L_{Chandra}$ となっている。Einstein や ASCA の結果をみると、X 線光度は全体で 2 桁以上、可視光光度が同程度のものでも 1

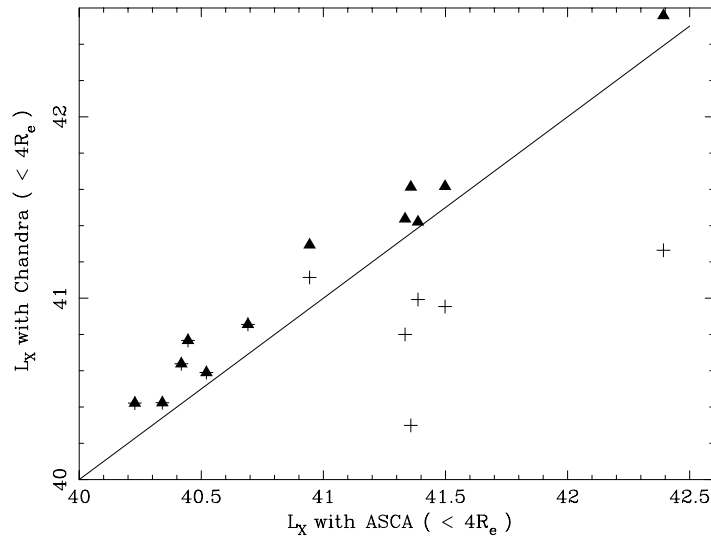


図 5.15: ASCA の観測で求めた X 線光度と今回 Chandra で求めた X 線光度の相関。全 X 線光度 (\blacktriangle) および内側成分のみの X 線光度 (+)

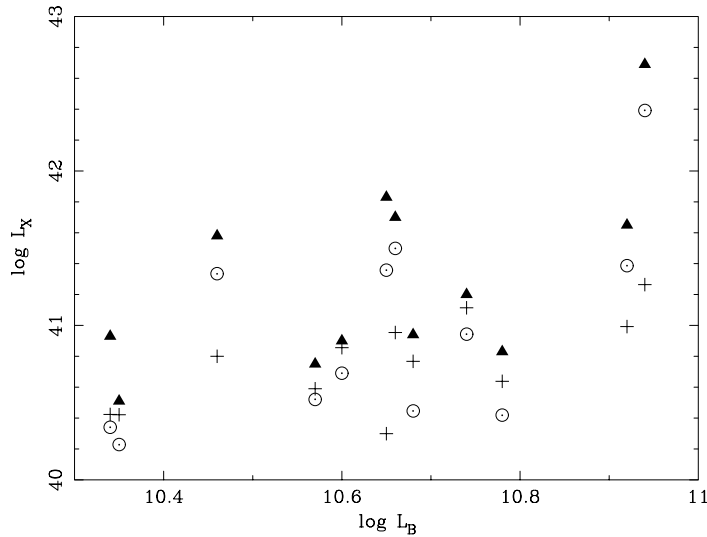


図 5.16: 可視光光度と X 線光度の相関。 \blacktriangle : Einstein による X 線光度、 \circ : ASCA による X 線光度 ($< 4r_e$)、 +: 今回内側成分だけを取り出した X 線光度 ($< 4r_e$)

桁以上のばらつきがあるのに対し、今回求めた銀河スケール成分のみの X 線光度は同じ可視光光度間でばらつきが非常に狭く、全体でも 1 桁程度に抑えられていることがわかる。またばらつきが小さくなったことから、可視光との相関関係がはっきりとわかるようになった。このことから、今まで観測されてきた X 線光度の大きなばらつきは銀河群スケールの成分が大きく影響していることがわかる。銀河スケール成分だけを比較すると X 線光度は可視光光度と相関しており、そのばらつきは小さいことが明らかとなった。

5.4.2 ガスの質量

ガスの密度分布を積分することによって、銀河スケール成分および銀河群スケール成分それぞれのガスの質量を求めた。図 5.17(左) は半径 $4 r_e$ 以内のガス質量と X 線光度の関係である。ガス質量のうち銀河スケール成分だけを計算したのも重ねて表示してある。これをみるとガス質量と X 線光度の間には強い相関が見られ、X 線光度の分布がおよそ 2 桁であるのに対応してガス質量の分布も 3 桁近くの広がりを見せている。しかし、銀河スケール成分のガス質量だけを取り出すと、X 線光度の高い楕円銀河でもその質量は光度の低い楕円銀河と同程度の値になることがわかる。つまり、銀河成分を構成するガスの質量はどの楕円銀河でも $10^8 \sim 10^9 M_\odot$ 程度であり、外側成分のガス質量が大きければつきを持っていることがわかる。

質量を計算する際の積分半径である $4 r_e$ は可視光の広がりが基準となっているため、各銀河によってちがった値を持つ。そこで、積分半径を 10 kpc にそろえて同様にガス質量を計算することによって、積分半径の違いによって生じる影響をなくしたガス質量の分布を求めた。その結果を図 5.17(右) に示す。半径 10 kpc は、多くの楕円銀河では $4 r_e$ よりも内側であり、この半径内での質量を求めるということは、ガスの広がりの効果を見捨てた中心部付近だけのガス質量を比較することになる。結果をみると、ガス質量は 1 桁以内に分布していることがわかる。さらに銀河スケール成分のガス質量だけを比較するとばらつきが抑えられる。このことから、銀河間でのガス質量の違いは中心部分では小さく、外側の質量の違いが大きいといえる。

次に上で求めた銀河スケール成分のガス質量と銀河スケール成分の X 線光度の関係を図 5.18 に示した。銀河スケール成分だけを考えると、本節や前節で示されたように、X 線光度、ガス質量ともにそのばらつきは非常に小さくなり、どの楕円銀河でも同程度の値をもつが、図 5.18 を見ると、その小さなばらつきの中でもそれぞれの X 線光度とガス質量は強い相関を持っていることがわかる。

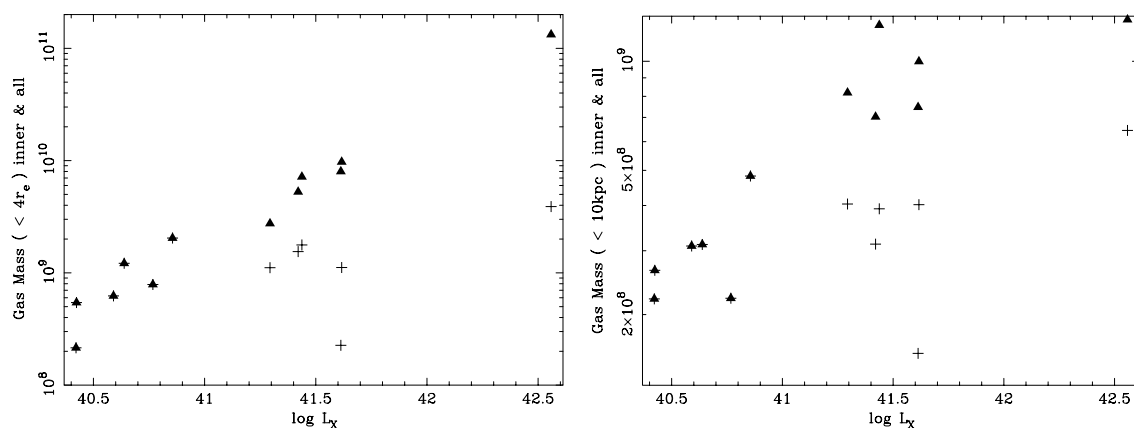


図 5.17: 半径 $4 r_e$ 以内 (左図) および 半径 10 kpc 以内 (右図) でのガス質量と X 線光度の関係。 \blacktriangle が全ガス質量で、 $+$ が銀河スケール成分のみのガス質量である。

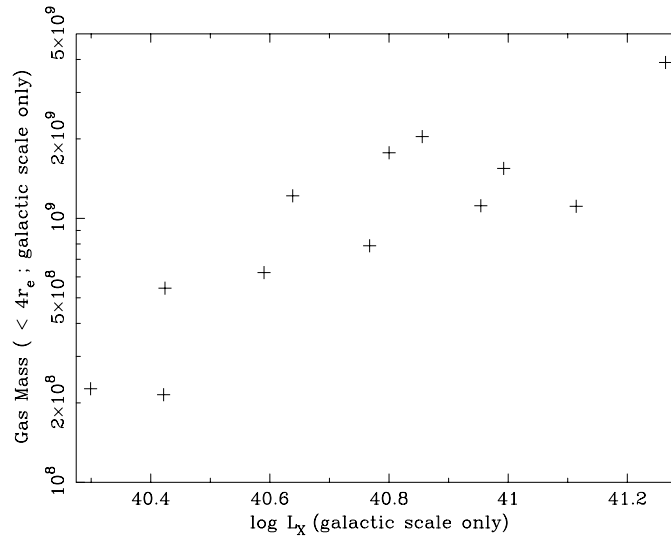


図 5.18: 銀河スケール成分のみの X 線光度 ($< 4r_e$) と ガス質量 ($< 4r_e$) の関係

5.4.3 全重力質量

次にガス密度分布とガス温度分布を用いて楕円銀河の全重力質量分布を求めた。まず簡単のために NGC 4636 の全質量分布をガス温度が一定であると仮定して求めた。そのときの温度の値は楕円銀河全体のスペクトルを MEKAL に吸収をかけたモデルでフィッティングしたときの温度である 0.64 keV を用いた。その結果、全質量は半径 $4 r_e$ 以内で $1.15 \times 10^{12} M_\odot$ となった。実際は NGC 4636 のガス温度はスペクトル解析で求めたように中心から外側に向かって上昇している。そこで次に、ガス温度の変化を簡単な関数で近似して、全質量の計算に用いることによって温度変化の影響を考慮した全質量分布を求めた。温度分布を表すのに用いた関数は、

$$T(r) = T_0 + (T_1 - T_0) \frac{(r/a)}{\sqrt{1 + (r/a)^2}}$$

である。 T_0 が内側、 T_1 が外側での温度を表している。NGC 4636 の温度分布では、 $T_0 = 0.57$ keV, $T_1 = 0.75$ keV, $a=92.6$ arcsec というパラメータ値を用いた。図 5.19 は、スペクトル解析で求めた NGC 4636 のガス温度の半径分布と今回の全質量の計算で用いた温度分布のモデルを重ねて表示したものである。このような温度分布を用いて、全質量を計算した結果、全質量は半径 $4 r_e$ 以内で $1.35 \times 10^{12} M_\odot$ となり、温度変化を考慮しないときの値に比べておよそ 1.2 倍増加した。半径 $4 r_e$ の位置では温度分布は 0.75 keV で一定となっており、この温度と温度変化を考慮しなかったときの温度 0.64 keV との比率 1.2 がそのまま全質量の変化した割合に相当している。

さらに可視光の観測データを用いて NGC 4636 の星の質量分布を求めた。星の質量分布は、可視光の輝度分布を $1/4$ law に仮定し、 M_{star}/L_B は楕円銀河の典型的な値である $8 M_\odot/L_\odot$ を用いて計算した。

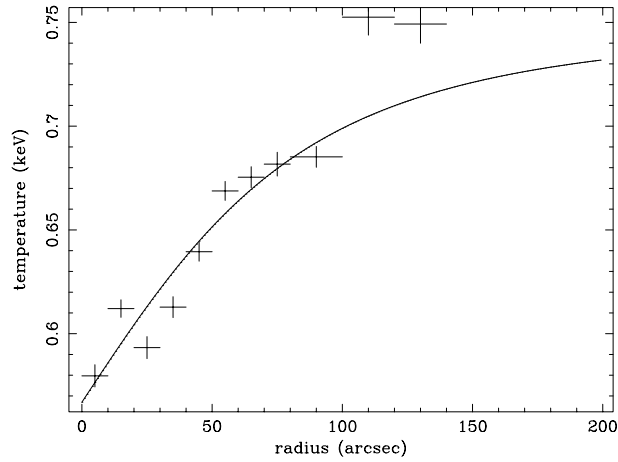


図 5.19: 簡単な関数で近似した NGC4636 の温度分布

このようにして求めた NGC 4636 の全質量分布、星の質量分布、さらに前節で求めたガスの質量分布を重ねて図 5.20 に示した。全質量は温度変化を考慮する前と後の 2 つの結果を載せている。この分布を見ると、半径 1 kpc 以内で星の質量が全質量の値を越えるというおかしな結果がでている。このような結果になった原因として、全質量の計算に用いたガスの密度分布を表すモデルとして仮定されているベータモデルと、可視光分布を表すモデルとして仮定されている $1/4$ law を比較したときに、ベータモデルではコア半径よりも半径が小さくなるにしたがって分布の傾きが急激にフラットに近付いていくのに対し、 $1/4$ law は内側になっても傾きを持っている、すなわち X 線ガスに比べて可視光はその分布が中心に集中している形となっており、このようなモデルの仮定が中心部において星の質量を見積り過ぎを引き起こしているという可能性があげられる。また、中心部においては $M_{star}/L_B = 8$ という仮定が成り立たなくなっている可能性もあげられる。

半径が 1 kpc よりも外側では全質量とガス質量は同じように外側まで増加しているのに対して星の質量は傾きが減少していき、図中に示した半径 $4 r_e$ でほぼ一定値になる。それにとまって半径 1 kpc ではおよそ 3 桁の違いがあったガス質量と星質量が半径が大きくなるに従い徐々に近付いている。このことから、星は銀河の中心部集中し、半径 $4 r_e$ 以内にその質量のほとんどが含まれるのに対して、ガスはさらに外側まで広く分布していることがわかる。ただし、Chandra や ROSAT の視野で見えている輝度分布は半径 100 kpc 程度までであり、それより外側の分布は内側で求められた分布がそのまま広がっていると仮定したときの値でしかない (図中の点線部)。

楕円銀河の中心に近い部分と外側の部分で全質量に対するガス質量と星質量の割合を求めてみた。中心に近い部分の半径として、X 線輝度分布で内側成分と外側成分とが交わる半径 (以後この半径を r_b と表す) である 1.5 kpc (18.5 arcsec) を用い、銀河の外側部分の半径として $4 r_e$ である 33.5 kpc (408 arcsec) を用いた。全質量は温度変化を考慮した値を用いた。その結果 r_b 以内では全質量に対するガス質量の割合は 0.85×10^{-3} 、星質量の割合は 0.69 であり、 $4 r_e$ 以内ではそれぞれ 0.53×10^{-2} 、0.14 となっている。すなわち銀

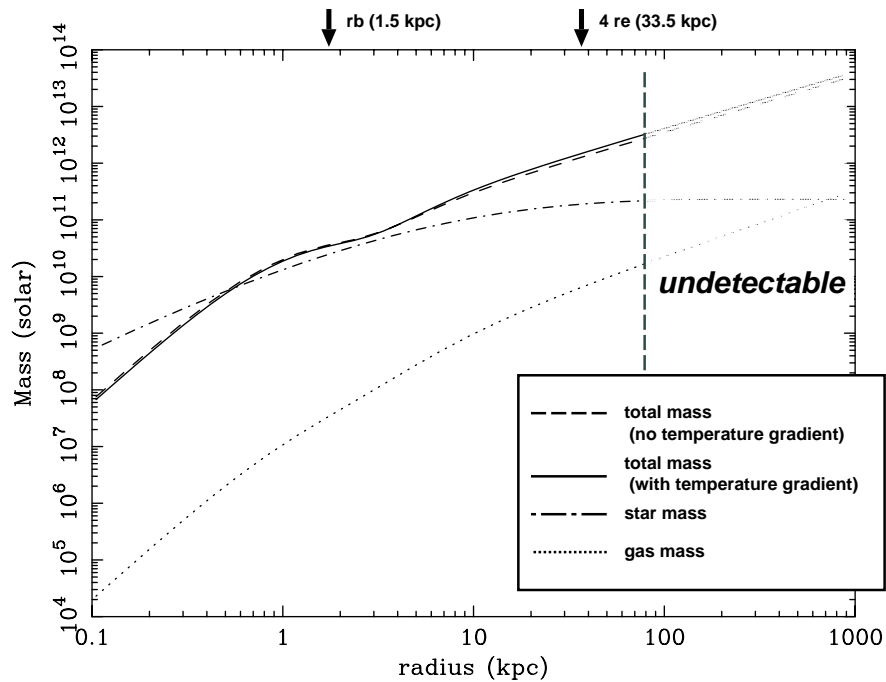


図 5.20: NGC4636 の全質量 (温度変化を考慮する前と後)、ガス質量および星質量の半径分布

河の内側部分では全質量の約 7 割が星の質量であるのに対し、外側部分までいれると星の質量は全体の 1 割程度しかなく、ガスも 1 割にも満たないため、残りの多くの質量がダークマターが担っているものと思われる。

その他の楕円銀河についても同様の方法で全質量分布、星の分布を求めた。図 5.21 にそれぞれの楕円銀河について温度変化を考慮した全質量、星質量およびガス質量の半径分布を示してある。NGC 4636 で示したような、1 kpc 以内で星の質量が全質量を上回ってしまうという現象が多くの楕円銀河で見られ、1 kpc 以内での各成分の星質量の計算法は改善の必要がある。また、X 線光度の高い 3 つの楕円銀河 NGC 507、NGC 4406、および NGC 5846 において全質量の分布が 10 kpc 前後で一度減少するという、現実にはありえない結果が見られる。この部分はガスの密度分布において銀河スケール成分と銀河群スケールの成分が交わるあたりであり、とくにこの 3 つの楕円銀河では、この半径で密度分布の傾きが一度フラットに戻る。今回用いた全質量計算ではこのような密度傾斜の変化とガスの温度傾斜の変化が全質量の値に大きく影響するが、ガス温度はその分布がおおまかにしか求められていないため、密度分布がフラットになる位置でのガス温度との間の熱平衡がうまく表せられず、このような結果が出たのではないかとと思われる。

すべての楕円銀河において、NGC 4636 で見られたのと同様の質量分布の特徴、すなわち全質量、ガス質量が外側まで増加しているのに対して、星の質量は外側で増加しなくなるという傾向が見られる。また内側では全質量のほとんどの部分を星が占めていることになる。

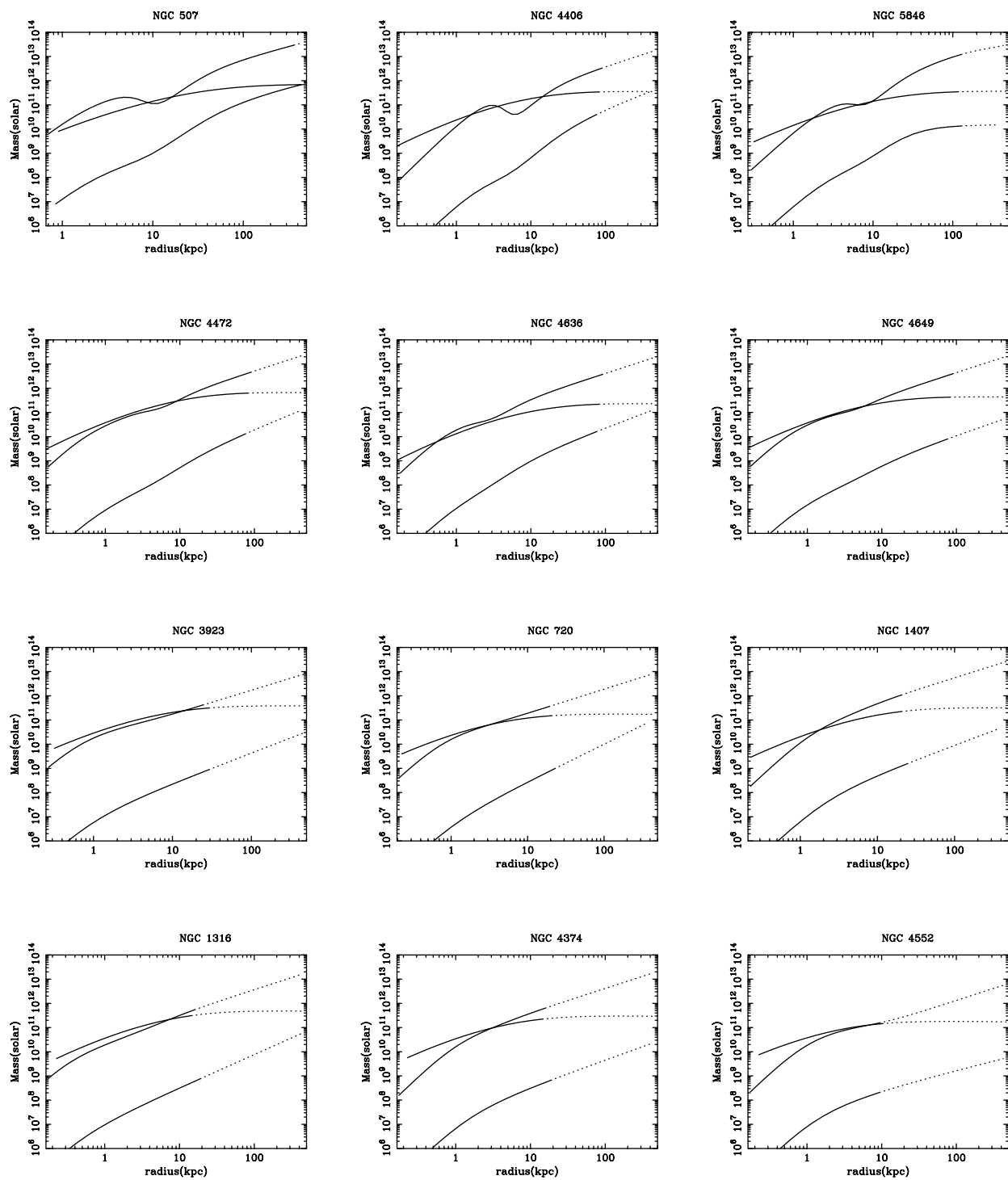


図 5.21: 楕円銀河を構成する全質量、ガス質量および星質量の半径分布。実線が今回 X 線輝度が検出できた範囲

5.4.4 各成分の質量の割合

この節では、前節までに求めた全質量、ガス質量および星の質量の半径分布の結果を用いて、楕円銀河の内側部分と外側部分でそれぞれの成分の割合が X 線光度とどのような関係を持っているかを調べた。銀河の内側を表す半径として、X 線光度の高い楕円銀河では X 線輝度分布において銀河スケール成分と銀河群スケール成分が交わる半径 r_b を用いた。この半径以内では、ガスの多くは銀河スケール成分が占めることになる。また X 線光度の低い楕円銀河においては、光度の高い楕円銀河で求めた r_b の平均値である 3 kpc を用いることによって、光度の高い楕円銀河と同程度の場所で比較ができるようにした。また楕円銀河の外側を表す半径としては、 $4 r_e$ を用いた。X 線光度の高い楕円銀河においては、この半径でガスは銀河群スケールの成分がその多くを占めることになる。

全質量に対するガス質量の割合

図 5.22 は半径 r_b 以内 (左) および $4 r_e$ 以内 (右) での全質量に対するガス質量の割合と X 線光度との関係を示したものである。半径 r_b 以内では その割合はおおよそ 0.06% ~ 0.1% の間に分布しており、X 線光度との間に相関はあるもののその差は factor 2 程度である。一方、半径 $4 r_e$ 以内では、X 線光度との間にはっきりとした相関が見られ、X 線光度の低い楕円銀河は内側部分と同じ 0.1% 程度であるのに対して、光度の高い楕円銀河ではガス質量の割合は 2% まで増加し、両者の間には 1 桁以上の違いが見られる。

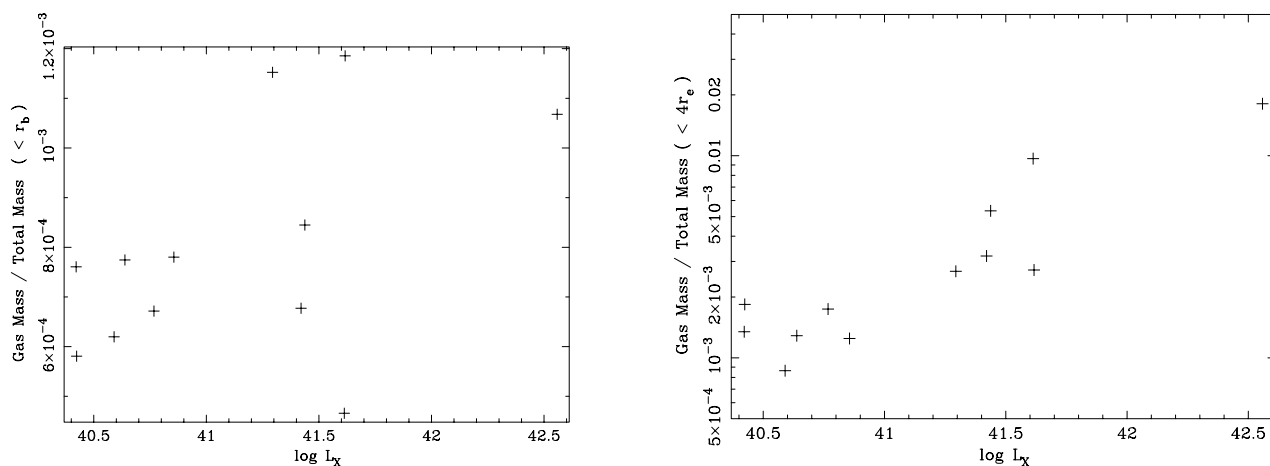


図 5.22: 半径 r_b 以内 (左) および $4 r_e$ 以内 (右) の全質量に対するガス質量の割合と X 線光度の関係

全質量に対する星の質量の割合

図 5.23 は半径 r_b (左) 以内および $4 r_e$ (右) 以内の全質量に対する星質量の割合と X 線光度の関係を示したものである。半径 r_b 以内で値が 1 を越えているのは前節でのべた星質量

の見積りすぎが原因であると思われる。X線光度に対する最もX線光度の高いNGC 507を除いてはX線光度との間にあまり相関は見られず、どの銀河でも割合は5割以上となっている。一方、半径 $4 r_e$ 以内では星質量の割合はX線光度と負の相関関係が見られる。X線光度の高いものではその割合は1割まで落ちている。

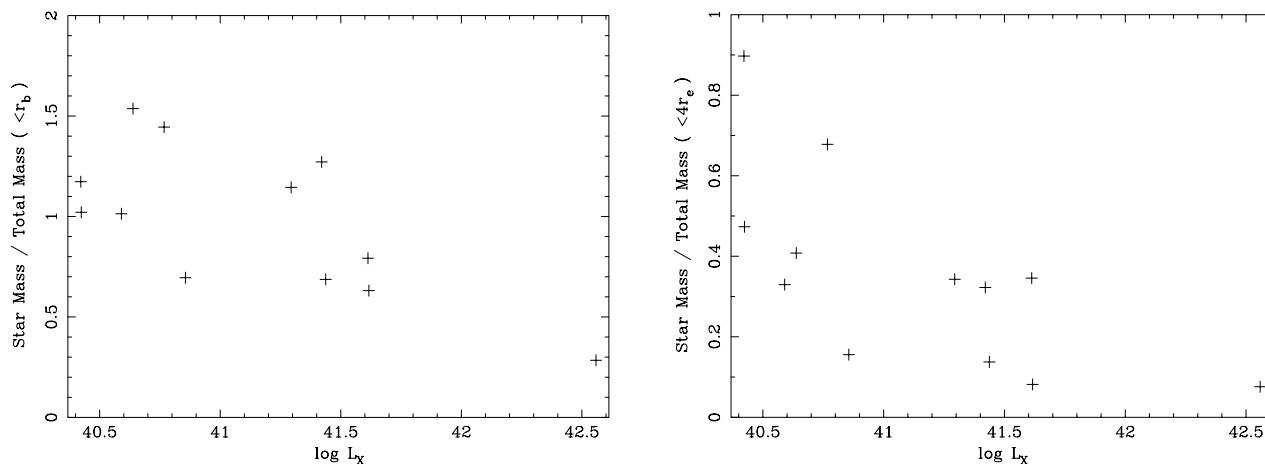


図 5.23: 半径 r_b 以内 (左) および $4 r_e$ 以内 (右) の全質量に対する星質量の割合と X 線光度の関係

星の質量に対するガス質量の割合

図 5.24 は半径 r_b 以内 (左) および $4 r_e$ 以内 (右) の星の質量に対するガス質量の割合と X 線光度の関係を示したものである。半径 r_b 以内では X 線光度との間にわずかな相関が見られるものの多くの楕円銀河でガスは星の 0.1% 程度しか存在していない。一方、半径 $4 r_e$ 以内ではガス質量の割合と X 線光度との間には非常に強い相関が見られ、暗い楕円銀河ではその割合が 0.1% 程度なのに対して X 線光度が増加するとともにその割合も増加し、X 線光度の高いものでは星の質量の 10% 以上をガスが存在していることになる。

以上の結果をまとめると、銀河の内側部分では、全質量に対してガス質量や星質量が占める割合はどの楕円銀河でも同程度となっているが、可視光の広がりを越え、銀河の外側までの広い範囲内でその質量の割合を比較してみると、X 線光度の高い楕円銀河ほど、全質量に対してガス質量が占める割合が高くなり、逆に星質量の占める割合が低くなっている。しかし今回調べた外側半径である $4 r_e$ 以内ではもっとも X 線光度の高い NGC 507 でもガスに対して星は 5 倍の質量を持っており、その他の楕円銀河ではそれ以上に星の質量がガスに比べ圧倒的に優勢である。その優勢である星の質量が X 線光度とともに全質量の中に占める割合を減少させているということは、ひとえに全質量の中に占めるダークマターの割合が X 線光度とともに増加しているということである。例えば NGC 507 では

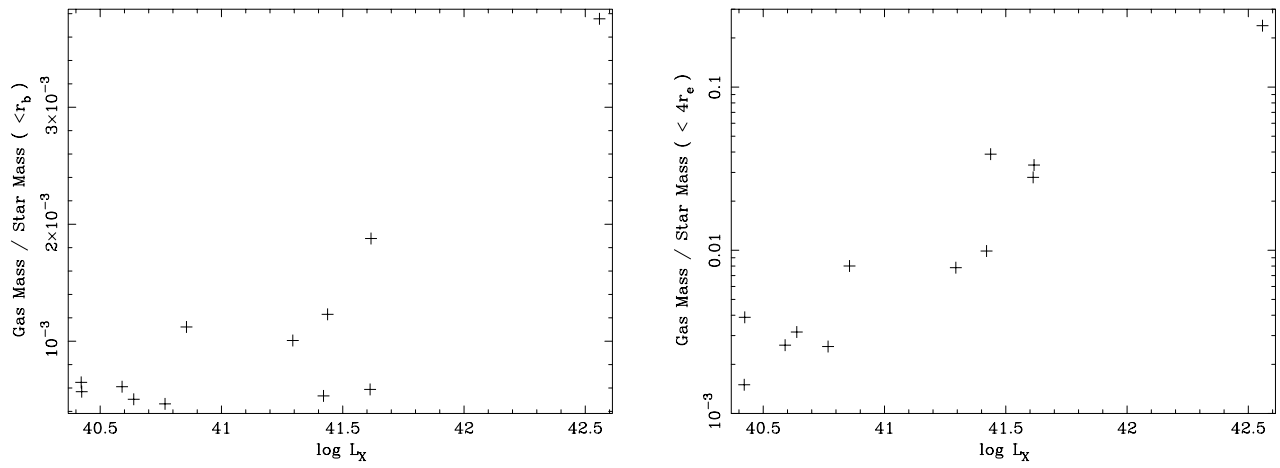


図 5.24: 半径 r_b 以内 (左) および $4 r_e$ 以内 (右) の星の質量に対するガス質量の割合と X 線光度の関係

半径 $4 r_e$ 以内で星の質量は全体の 1 割程度であるので、残りの 9 割はダークマターが占めていることになる。そして、半径がさらに外側になってくると、X 線光度の高い楕円銀河では、星の質量とガスの質量が同程度まで近付いてくる様子がわかる。このような X 線光度の高い楕円銀河と低い楕円銀河の質量分布の違いをまとめると以下の表のようになる。

	X 線光度の高い楕円銀河	X 線光度の低い楕円銀河
$r < 5\text{kpc}$	ほとんどが星の質量 ガスは星のおよそ 0.1%	
$5 < r < 50\text{kpc}$	ダークマターが多くなってくる $M_{tot} \sim 10^{11} - 10^{12} M_{\odot}$ ガスは星の 0.1-1 %	ダークマターが光度の低い銀河よりも多くなる $M_{tot} \sim (1 - 5) \times 10^{12} M_{\odot}$ ガスは星の 1-10 %
$r > 50\text{kpc}$	X 線放射は見えない	銀河群スケールを見ている $M_{star} \sim M_{gas}$ $M_{tot} \simeq (5 - 10)(M_{star} + M_{gas})$

第6章 まとめ、考察

6.1 結果のまとめ

今回 Chandra および ROSAT の観測データを用いて楕円銀河の X 線特性を調べ、X 線光度の高い楕円銀河、低い楕円銀河それぞれの銀河を取り巻く高温ガスについて、以下のような特徴が分かった。

X 線光度の高い楕円銀河

- ガス温度は中心から外側に向かって上昇。
- X 線輝度分布は銀河スケールと銀河群スケールの 2 成分を持つ。
- X 線光度は銀河スケール成分が $10^{40} - 10^{41}$ ergs/s、銀河群スケール成分は $10^{41} - 10^{42}$ ergs/s で X 線光度の大きなばらつきの原因となっている。
- 全重力質量のうち、内側ではほとんどが星でありガスは星のおよそ 0.1%、外側ではガスと星が同程度で全質量の 1 割以上を占めている。

X 線光度の低い楕円銀河

- ガス温度は楕円銀河が属する環境によって様々。外側に向かって減少している銀河もある。
- X 線輝度分布は銀河スケールの 1 成分。
- X 線光度は $10^{40} - 10^{41}$ ergs/s で X 線光度の高い楕円銀河の銀河スケール成分と同程度。
- 全重力質量のうち、内側では X 線光度の高い楕円銀河と同じく星がほとんどでガスは星のおよそ 0.1%、外側ではガスの広がりが見られなくなる。

このように、X 線光度の高い楕円銀河には銀河群スケールに広がったガスが存在することにより、X 線光度の低い楕円銀河とはその特徴が大きく異なっている。ここからは今回の結果をもとに、X 線光度の高い楕円銀河に見られた銀河群スケールの成分についてさらに議論を進めていく。

6.2 X線光度のばらつき

Einstein 衛星での楕円銀河観測以来、楕円銀河から放射される X 線光度のばらつきは大きな謎のひとつであった。今回の Chandra データを用いた解析で、X 線光度の高い楕円銀河を取り巻くガスは、銀河スケールと銀河群スケールの 2 成分に分けることができ、そのうち銀河スケールの成分だけをとり出すと、X 線光度の低い楕円銀河と質量、光度、密度などに大きな違いがないことが明らかになった。図 6.1 は楕円銀河の可視光光度と X 線光度の関係を表しており、Einstein の観測によって得られた値を E/S0 銀河の値をグレーのプロットで示し、その上に今回得られた値を濃いプロットで重ねてある。四角マークが X 線光度の高い楕円銀河の X 線光度であり、丸マークがそのうち銀河スケール成分だけを取り出したもの、および X 線光度の低い楕円銀河の X 線光度である。Einstein のデータを見ると、とくに $\log L_B$ が 10.5 あたりから X 線光度が高いものが現れ、そのばらつきが急に大きくなっている。今回解析を行なった楕円銀河も、ちょうどこのような X 線光度のばらつきが突然大きくなる可視光光度の範囲に分布しているが、銀河成分 (丸マーク) だけを見ると、X 線光度のばらつきは小さく、図中 A 線に見られるような傾きが緩やかな可視光光度と X 線光度の強い相関関係の上に乗っていることが分かる。しかし、そこに銀河群スケールの成分を加えると、X 線光度が可視光に対して B 線で示されるような急激な変化を見せる。

このような $L_B - L_X$ の傾きの変化は、楕円銀河における星と X 線ガスの広がりの違いが表れているのではないと思われる。すなわち、ガスや星の分布は楕円銀河を取り巻く重力ポテンシャルの大きさに依存していると思われるが、そのポテンシャル構造の規模がいくら大きくなっていても、星の分布は銀河中心部に集中し、可視光はある一定の光度で頭打ちとなる。例えば、銀河団の中心にいる cD 銀河でさえ可視光光度はおよそ $10^{11} L_\odot$ 程度である。それに対して、ガスの分布はそのポテンシャル規模に応じて、いくらでも広がり、X 線光度は増加していく。これは銀河団において、ガスが銀河団全体に広がり、その X 線光度が 10^{45} ergs/s という高い値を示すことから明らかである。つまり楕円銀河において、そのポテンシャル構造の規模が大きくなるに従って、はじめは可視光、X 線ともにその光度を増加させていくが (図中 A 線)、ある程度のスケールで可視光の増加は止まり、それよりも大きな構造になると、X 線だけが光度を増加させていくことになる (図中 B 線)。そして、その銀河スケールから大規模構造への変わり目である $L_B - L_X$ の折れ曲がり部分が、今回の解析で求めた銀河成分の X 線光度 (丸マーク) と外側成分を含めた X 線光度 (四角マーク) のプロットでよく再現できている。つまり、今回解析した X 線光度の高い楕円銀河は単独銀河と大規模構造の中間に位置する銀河であるということが言える。このような結論は次節で議論する Mass Fraction から同様に導くことができる。今回得られた外側成分がさらにその規模を大きくしていくと、銀河群、銀河団へとつながっていくものと思われる。

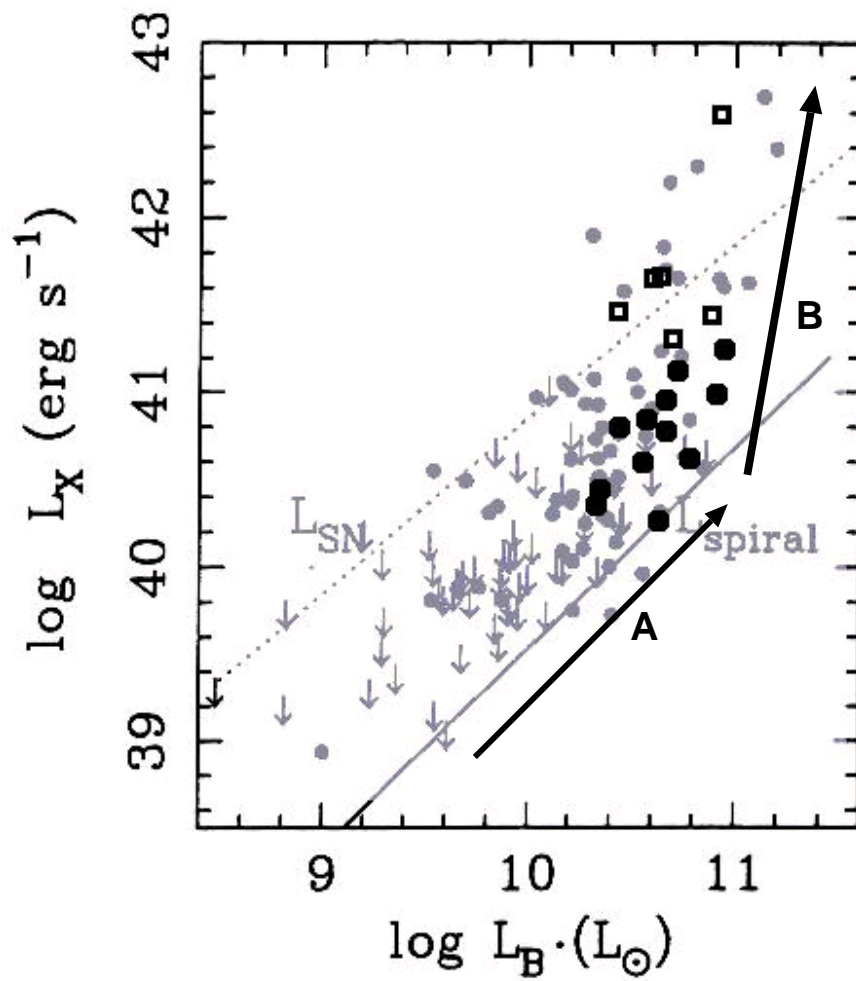


図 6.1: 可視光光度と X 線光度の関係。グレー：Einstein で得られた E/S0 銀河、 \bullet ：今回得られた X 線光度の高い楕円銀河、 \blacksquare ：X 線光度の高いものの内側成分および X 線光度の暗い楕円銀河

6.3 Mass Fraction

今回楕円銀河で求めたのと同様に、銀河群や銀河団においても、その全質量、ガス質量および星質量の分布が Einstein, ROSAT, ASCA などの観測から求められている。それによると、全質量に対するガス質量の割合は、銀河群ではおよそ 10% (Mulchaey et al. 1996, David et al. 1995)、銀河団ではおよそ 20%程度 (White and Fabian 1995, David et al. 1995) となっている。図 6.2 (David et al. 1995) はいくつかの銀河群および銀河団についてその全質量とその中に占めるガス質量の割合の関係を示したものである。この結果から、2つの重要な事実を読みとることができる。1つは、それぞれの銀河群、銀河団において全重力質量が増える(すなわち外側にいくほど)とその中に占めるガス質量の割合が増えていくということである。このことと、銀河群や銀河団では M/L_B が 100–200 (M_\odot/L_\odot) という大きな値である(つまり星の割合が圧倒的に少ない)ことと併せて考えると、各銀河群、銀河団を構成するメンバー(星、ガス、ダークマター)の中で、星が最も中心に集中的に分布しており、ガスは最も外側まで広がって分布、ダークマターはその中間の広がりを持って分布していると解釈することができる。もう1つの事実は、サンプル全体で銀河群から銀河団へとその構造が大きくなるにつれてガス質量の割合が増大しているということである。これは天体の規模が大きくなるにしたがって、より外側まで広がった X 線ガスを観測できるようになるためであると思われる。

今回解析を行なった楕円銀河についても全質量とそれに対するガス質量の割合の変化を調べてみた。図 6.3 はそれぞれの楕円銀河で r_b および $4r_e$ 以内での全質量とそれに対するガス質量の割合を直線で結んだものである。実線は X 線光度の高い楕円銀河、点線は X 線光度の低い楕円銀河を表している。全ての楕円銀河において、外側のほうが(つまり全質量が大きい場所で)ガス質量の割合が大きくなっているが、その中でも X 線光度の高い楕円銀河では増加の割合が大きく、図 6.2 に見られる、銀河群、銀河団へと続く傾斜の大きい分布となっている。このことから、今回見つかった X 線光度の高い楕円銀河の外側へ広がった構造は銀河群、銀河団に見られるガスおよびダークマターの分布構造の縮小版であり、単独楕円銀河と銀河群、銀河団のような大規模構造をつなく、中間的な存在であると言えるのではないだろうか。

また前章で見たように、楕円銀河の内側では全質量の中で星質量が多くを占めており、逆に上で述べたように銀河群、銀河団まで規模が大きくなると、ガス質量が全体に占める割合を増加させていく。今回の解析で見られた X 線光度の高い楕円銀河の外側部分の構造は、星質量の広がりが終り、ガスの広がりが優勢になる前の、ちょうどダークマターの広がりが優勢な場所が見えているのではないかと思われる。つまり、今回の解析で用いたような X 線光度の高い楕円銀河の外側部分は、全質量に対して星、ガスともにその割合が少なく、ダークマターの分布を探る上で非常に重要な部分であると言える。今後このようなダークマターの詳細な分布を調べることにより、単独銀河から大規模銀河団へつながる形成や進化の様子を知ることが期待できる。

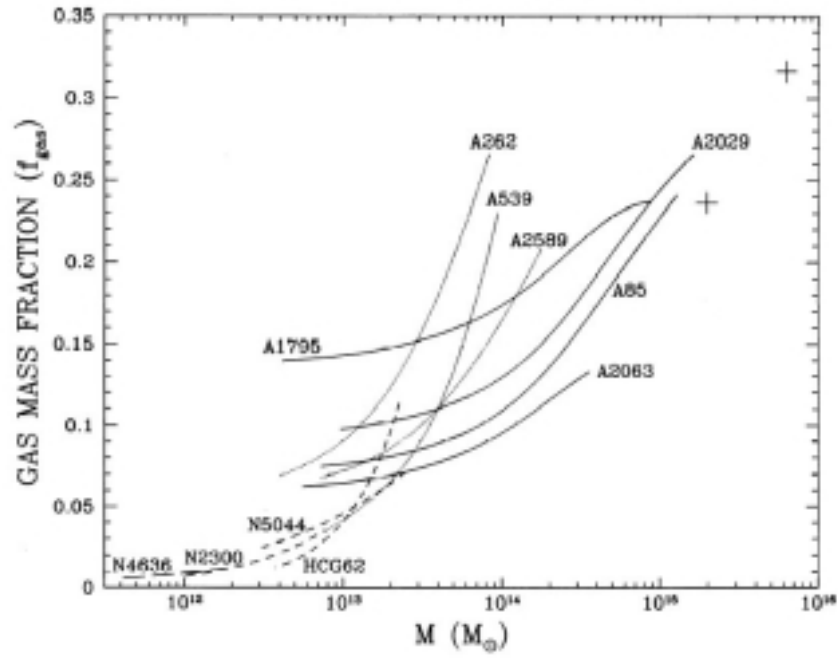


図 6.2: 銀河群、銀河団の全質量とガス質量割合の関係

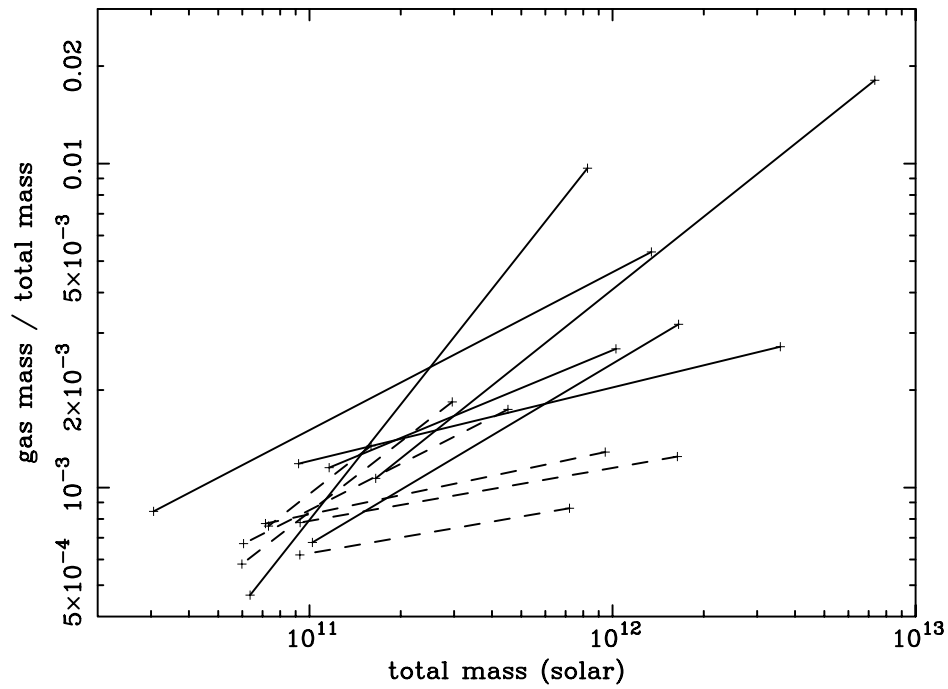


図 6.3: X線光度の高い楕円銀河(実線)およびX線光度の低い楕円銀河(点線)での $r_b - 4r_e$ 間での全質量とガス質量割合の関係

References

- Beuing, J. et al., 1999, MNRAS, 302, 209
Bregman, J.N., & Roberts, S., 1990, ApJ, 362, 468
Burstein, D. et al., 1997, AJ, 114, 1365
Canizares, C.R., Fabbiano, G., & Trinchieri, G., 1987, ApJ, 312, 503
David, L.P. et al., 1995, ApJ, 445, 578
de Vaucouleurs, G. & Capaccioli, M., 1979, ApJS, 40, 699
de Vaucouleurs, G., 1948, Ann. d'Astrophys., 11, 247
Djorgovski, S., & Davis, M., 1987, ApJ, 313, 59
Ekers, R.D. et al., 1983, A&A, 127, 361
Fabbiano, G., Kim, D.W., & Trinchieri, G., 1992, ApJS, 80, 531
Finoguenov, A., & Jones, C., 2001, ApJ, 547, L107
Forman, W., Jones, C., & Tucker, W., 1985, ApJ, 293, 102
Forman, W. et al., 1979, ApJ, 293, 102
Ikebe, Y. et al., 1997, ApJ, 481, 660
Ikebe, Y. et al., 1996, Nature, 379, 427
Jenkins, C.R., 1982, MNRAS, 200, 705
Jones, C. et al., 2002, ApJ, 567, L115
King, I.R., 1962, AJ, 67, 471
Liedahl, D., Osterheld, A., & Goldstein, W., 1995, ApJ, 438, L115
Makishima, K. et al., 2001, PASJ, 53, 401
Matsushita, K., Ohashi, T., & Makishima, K., 2000, PASJ, 52, 685
Matsushita, K. et al., 1998, ApJ, 499, L13
Matsushita, K., 1998, Ph.D. thesis, University of Tokyo (ISAS Research Note 640)
Matsushita, K. et al., 1997, ApJ, 488, L125
Mellier, Y. & Mathez, G., 1987, A&A, 175, 1
Mulchaey, J.S. et al., 1996, ApJ, 456, 80
Mushotzky, R.F. et al., 1994, ApJ, 436, L79
Nulsen, P.E.J., & Carter, D., 1987, MNRAS, 225, 939
Plucinsky, P.P. et al., 2002, astro-ph/0209161
Raymond, J.C., & Smith, B.W., 1977, ApJS, 35, 419
Shigeyama, T., 1998, ApJ, 497, 587
Stark, A.A. et al., 1992, ApJS, 79, 77

Sutherland,R.S., & Dopita,M.A., 1993, ApJ, 88, 253
Trinchieri,G. et al., 1997, A&A, 326, 565
Trinchieri,G., & Fabbiano,G., 1985, ApJ, 296, 457
White,D.A., & Fabian,A.C., 1995, MNRAS, 273, 72
Wrobel,J.M., 1991, AJ, 101, 127
Xu,H. et al., 1998, ApJ, 500, 738

謝辞

本論文を完成させるにあたり多くの方にお世話になりました。

深沢助教授には X 線天文の基礎にはじまり、解析の方法から結果についての議論まで、この 2 年間とても多くのことを教えていただきました。大杉教授には、研究報告の際に多くのすどいご指摘をいただきました。川埜さんは、解析をすすめるにあたり、様々な相談や疑問に快く応じてくれて、とても心強い存在でした。M2 の皆には、この 2 年間、研究だけでなく様々な面でとてもお世話になりました。研究室のすべての方々のおかげでとても充実した研究生生活を送ることができました。また、松下氏の博士論文が私の研究をすすめていく上で大きな指針となりました。

お世話になった全ての方にこの場を借りて感謝申し上げます。