

「あすか」による早期型銀河の X 線観測

松本 浩典

京都大学理学研究科物理学第二教室宇宙線研究室

1996 年 2 月 3 日

要旨

銀河団は可視光で見れば銀河の集まりにすぎないが、X線で見れば数千万度の高温プラズマで満たされた巨大な火の玉である。このプラズマからのX線スペクトルに鉄の特性X線が検出された。宇宙に存在する鉄などの重元素は全て星の内部の核融合によって作られたものが、超新星爆発などにより周囲の空間に巻き散らされたものである。したがって、この銀河団ガス中の鉄の起源は銀河ということになる。銀河は、楕円型のもの、our Galaxyのように渦巻型のもの、マゼラン星雲のように不規則な形をしたものなど様々な形態に分けられるが、その中でも早期型銀河(楕円銀河+S0銀河)の明るさの総和が銀河団ガス中の鉄の総量と比例することがわかった。したがって、早期型銀河が重元素の起源と考えられるようになった。一方Einstein衛星により、早期型銀河には温度約1000万度の星間ガスが存在することがわかった。この高温のプラズマこそ、早期型銀河が銀河団にガスを放出した名残と考えられたが、検出器の性能上、その詳しいスペクトルをみて、詳しい重元素組成、温度などを決定することはできなかった。X線天文衛星「あすか」は初めて高いエネルギー分解能でのスペクトル観測と、それによる重元素組成の決定を可能にする。我々は「あすか」を用いて12個の早期型銀河を観測した。その結果、次のようなことがわかった。1) 早期型銀河のスペクトルは温度~800万度のプラズマ成分と、ハード成分の2成分よりなる。2) ハード成分は低質量X線連星が支配的である。3) プラズマ成分が1温度とした場合、重元素組成比が太陽の約半分しかない。一方、プラズマ成分は多温度の可能性もあり、この場合重元素組成比は詳しく決定できない。4) プラズマ成分のX線光度はその温度と正の相関がある。

また我々は早期型銀河が放出した重元素がどのように空間分布しているか明らかにするため、乙女座銀河団の中心に位置する巨大楕円銀河M87も観測した。その結果次のようなことがわかった。1) M87のスペクトルは温度~2500万度の高温成分と、~1200万度の低温成分からなっている。高温成分は乙女座銀河団ガスに、低温成分はM87自身に付随する成分と考えるのが自然であろう。2) 鉄は明らかに中心集中している。ところが酸素、シリコン、硫黄などには中心集中の証拠は見られない。3) 酸素と鉄の比が太陽組成より低い。

これらの結果を用いて、銀河、銀河団の進化について考察を加える。

もくじ

1	早期型銀河概論	6
1.1	早期型銀河	6
1.1.1	早期型銀河とは	6
1.1.2	「あすか」以前の早期型銀河の X 線観測	7
1.1.3	「あすか」によるこれまでの観測	8
1.1.4	晩期型銀河	8
1.2	M87	9
2	X 線天文衛星「あすか」	10
2.1	あすか	10
2.2	X 線望遠鏡 (XRT)	11
2.3	SIS	11
2.4	GIS	13
3	観測およびデータリダクション	14
3.1	早期型銀河	14
3.1.1	SIS スペクトル	14
3.1.2	GIS スペクトル	16
3.2	M87	21
4	データ解析および結果	23
4.1	早期型銀河	23
4.1.1	1 成分モデル	23
4.1.2	2 成分モデル	24
4.1.3	まとめ	27
4.2	M87	37
4.2.1	スペクトル	37
4.2.2	1 温度モデル	38
4.2.3	2 温度モデル	39
4.2.4	パワーロー成分	40
4.2.5	M87 NW	41
4.2.6	まとめ	42

5 議論	53
5.1 早期型銀河	53
5.1.1 ハード成分	53
5.1.2 プラズマ成分	53
5.2 M87	68
6 結論	72
A β モデル	73
B クーリングフローモデル	75

表一覧

2.1	XRT の基本性能	11
2.2	SIS、GIS の基本的性能	13
3.1	観測した早期型銀河	14
3.2	各銀河の SIS スペクトル作成に用いた観測モード	20
3.3	各銀河の SIS スペクトルのデータ	20
3.4	M87 および M87-40'NW の観測場所	22
3.5	M87 SIS スペクトルのデータ	22
3.6	M87 GIS スペクトルのデータ	22
4.1	Fe-K ラインの等価幅	27
4.2	SIS スペクトルに対する 2 成分モデルのベストフィットパラメター	28
4.3	早期型銀河の各成分のフラックス、ルミノシティ	30
4.4	1 温度モデルと 2 温度モデルの $\chi^2/\text{d.o.f.}$ の比較	40
4.5	M87 SIS スペクトルの解析結果	43
4.6	M87 GIS スペクトルの解析結果	44
4.7	2 温度プラズマ成分フィットと 2 温度プラズマ + パワーロー成分フィットの比較	45
4.8	M87NW のベストフィットパラメター	45
5.1	観測した早期型銀河のデータ	58
5.2	1 温度プラズマモデルと 2 温度プラズマモデルの比較	58
5.3	クーリングフローモデルと 2 温度モデルの比較	70
5.4	β モデルの適用結果	70
5.5	「あすか」で観測された銀河団の例	70

図一覧

1.1	ハッブルの銀河系列	6
1.2	<i>Einstein</i> 衛星で見た早期型銀河 NGC4472	7
2.1	「あすか」の全体像	10
2.2	SIS の「Grade」定義	12
3.1	各銀河の SIS0 によるイメージ	19
3.2	M87 の SIS0 によるイメージ	21
4.1	一温度モデルのフィッティング例 (NGC4649)	24
4.2	NGC4636 と NGC4365 の比較	25
4.3	晩期型銀河 NGC4643 に M31 バルジモデルを適用した結果	26
4.4	各早期型銀河を 2 成分モデルでフィットした場合の SIS スペクトル	32
4.5	各早期型銀河の吸収 vs アバンダンスのコンフィデンスコントア	34
4.6	各早期型銀河の温度 vs アバンダンスのコンフィデンスコントア	36
4.7	M87 の中心から 6 分以内の領域の SIS スペクトル	37
4.8	M87 の 0-1min. と 5-6min. の SIS スペクトル	38
4.9	1 温度モデルの失敗例	39
4.10	1 温度プラズマ + パワーローモデルの失敗例	41
4.11	M87 SIS スペクトル	46
4.12	M87 GIS スペクトル	47
4.13	M87NW のスペクトル	48
4.14	プラズマの温度分布	49
4.15	表面輝度分布	50
4.16	鉄の分布	51
4.17	酸素の分布	51
4.18	シリコンの分布	52
4.19	硫黄の分布	52
5.1	L_B-L_X 関係	59
5.2	$\sigma-kT$ 関係	60
5.3	$L_X(\text{soft})^{1/2}/L_B-dT$ 関係	61
5.4	温度 $kT=0.8\text{keV}$ 、アバンダンス 0.3 solar のプラズマモデル	62
5.5	単位 V.E.M. 当たりのルミノシティ (相対値)	62

5.6	kT-V.E.M. 関係	63
5.7	速度分散-V.E.M. 関係	64
5.8	a(4) パラメター-Lx(soft) 関係	65
5.9	プラズマ成分の L_X/L_B -アバンドランス関係	66
5.10	L_B -アバンドランス関係	66
5.11	B-V - アバンドランス関係	67
5.12	kT-アバンドランス関係	67
5.13	代表的なラインの emissivity	71

第 1 章

早期型銀河概論

1.1 早期型銀河

1.1.1 早期型銀河とは

一口に銀河といっても、われわれの銀河系やアンドロメダ星雲 M31 のような渦巻型、大小マゼラン星雲のような不規則型、そして今回この論文で扱う楕円型、さらに腕があるものないもの、棒(バー)があるものないもの、などなど様々な形態をとる。その形態の分類にも、さまざまな方法があるが、もっとも良く使われるのは 1926 年にハッブルが提案した図 1.1 である。

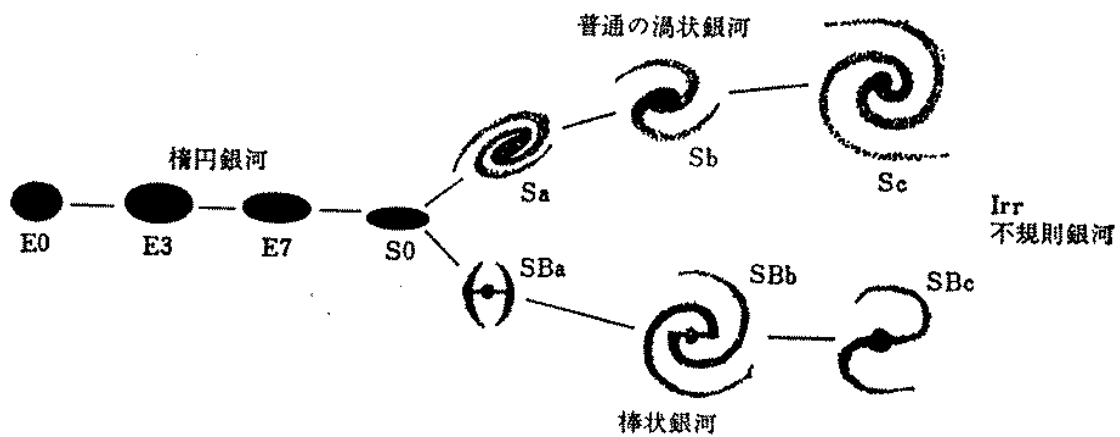


図 1.1: ハッブルの銀河系列。[63] から引用。

この図で、レンズ状銀河(S0)、楕円銀河(E)を合わせて「早期型銀河」、そして、S0 銀河より右側に来る渦巻銀河などを「晚期型銀河」と呼んでいる。以前は早期型銀河が徐々に進化して晚期型銀河となると考えられていたためこのような呼び方をしていたが、現在ではこのようには考えておらず、この2つは別種のものと考えている。したがって「早期」「晚期」という呼び方には分類以上の意味はないことに注意しなければならない。

この論文では 12 個の早期型銀河、および巨大楕円銀河 M87 の X 線天文衛星「あすか」による観測結果を述べる。

1.1.2 「あすか」以前の早期型銀河の X 線観測

早期型銀河には、晩期型銀河とは異なり、冷たい星間ガスがほとんどない。従って現在の星生成活動は止まっていて、若い星も見当たらない。いわゆる”古い”銀河と考えられている。従って活動性はないと予想されていたが、早期型銀河を *Einstein* 衛星で見ると、早期型銀河を取り囲む X 線ハローが検出された (図 1.2)。

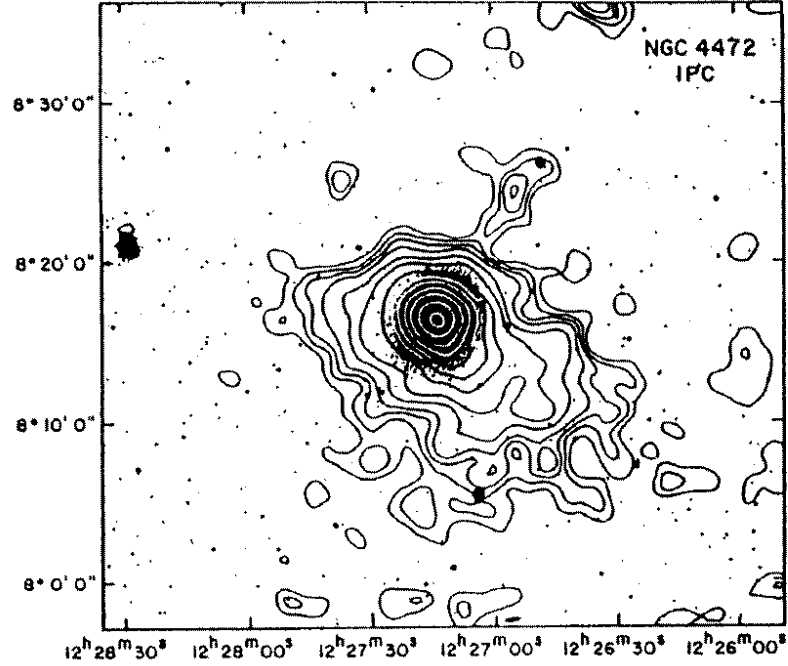


図 1.2: *Einstein* 衛星で見た早期型銀河 NGC4472。[13] による。

この X 線ハローの正体は温度 $kT \sim 1$ keV のプラズマであると推測された。そして後述する晩期型銀河とは異なり、可視光での光度 L_B が同じような銀河でも、X 線光度は時に 2 桁も違うことがわかった [7]。

このプラズマを構成するガスの質量を求める方法でもっとも良く用いられるのが β モデルである。付録 A に簡単な説明を載せておく。

X 線ハローの表面輝度分布を $S(r)$ として、 $S(r)$ を次の関数でフィットし、 β を求める。

$$S(r) = S(0) \left(1 + \left(\frac{r}{a}\right)^2\right)^{-3\beta + \frac{1}{2}} \quad (1.1)$$

ガスが等温であれば上式は直接ホットガス (プラズマ) の密度 $\rho_{gas}(r)$ に変形することができて、

$$\rho_{gas}(r) = \rho(0) \left(1 + \left(\frac{r}{a}\right)^2\right)^{-\frac{3}{2}\beta} \quad (1.2)$$

となるので、あとは半径について積分すればガスの質量を求められる。すると、典型的な早期型銀河の星の質量 $10^{11-12} M_{\odot}$ に対して、ガスは $10^9-10 M_{\odot}$ 程度であることがわかった。

次に、このプラズマが重力ポテンシャルのなかで静水圧平衡になっているとすれば、次の式で半径 r 以内の全重力質量 $M_{grav}(r)$ を求めることができる [16]。

$$M_{grav}(r) = -\frac{kT_{gas}}{G\mu m_H} \left(\frac{d \ln \rho_{gas}}{d \ln r} + \frac{d \ln T_{gas}}{d \ln r} \right) r \quad (1.3)$$

ここで、 μ は平均分子量、 m_H は水素原子の質量、 ρ_{gas} 、 T_{gas} は星間ガス (プラズマ) の密度と温度、 G は重力定数を表す。*Einstein* 衛星では精度良くガスの温度、温度分布を決定できなかったため、温度は $kT=1$ keV で等温と仮定し、密度分布としては β モデルを適用したところ、早期型銀河の全重力質量は $\sim 10^{12}M_{\odot}$ にもなり、質量光度比 (M/L) が太陽の 100 倍にも及ぶことがわかった [17]。これはいわゆる「ダークマター」の証拠の一つと考えられている。

以上の議論ではガスの温度の決定が重要なことがわかる。「あすか」はこれらを精度良く決定できる初めての衛星である。また重力質量を求める際には重力ポテンシャル中でガスが静水圧平衡になっているという仮定を用いている。この仮定が正しいのかどうかを検定することも必要であろう。

銀河団を X 線で観測したところ、可視光で光っていない銀河のない領域も X 線では明るく ($L_X = 10^{43-45}$ erg/sec) 輝いていることがわかった。これは温度 $kT = 2-10$ keV のプラズマ (銀河団ガス) が銀河団を満たしているからであり、その質量は銀河団中の可視光で輝いている質量 $\sim 10^{14}M_{\odot}$ と同等もしくはそれ以上という値となった。この銀河団ガスの X 線スペクトルの中に鉄の特性 X 線が発見され、銀河団ガスは重元素を含んでいることが明らかとなった。この輝線を利用して銀河団ガス中の鉄の量を求めると、銀河団中の早期型銀河の可視光での光度の和と比例することがわかった [2]。宇宙初期のビッグバンによって作られる始原ガスには水素やヘリウムしかなく、鉄などの重元素は星の内部の核融合でしか作られない。したがって、銀河団ガス中の鉄などの重元素の起源は早期型銀河であろうと考えられ、早期型銀河の X 線ハローは早期型銀河ができたばかりの時に盛んに超新星爆発を起こして銀河団へとガスを放出した名残、もしくは現在ガスを放出しているところが見えているのではないかと考えられた。このようなわけで、X 線ハローを構成するガスの重元素組成比 (アバンダンス) を調べることには、銀河団、銀河の化学進化の情報を得るという重要な意味が生じてくる。ところが、*Einstein* 衛星、*ROSAT* 衛星などでは感度、エネルギー分解能が充分でなく、スペクトルをみてアバンダンスを決定することはできなかった。唯一スペースシャトルに搭載された BBXRT が短時間早期型銀河 NGC1339、NGC4472 を観測し、重元素のアバンダンスが低いという結果を出したのみである [50]。

1.1.3 「あすか」によるこれまでの観測

「あすか」は世界で初めて X 線 CCD 観測装置を搭載し、従来にないエネルギー分解能で早期型銀河を観測できる。これまでに数個の早期型銀河が観測された。主な成果をあげると次のようになるだろう。

1. 早期型銀河のスペクトルはソフト成分とハード成分の 2 成分からなる [3] [38]。
2. 早期型銀河の重元素のアバンダンスは太陽組成より有意に低い (~ 0.5 solar) [3] [35] [43]。
3. 重元素のアバンダンスが中心集中をしているものがある [43]。

早期型銀河を一つ一つ研究していくことも重要なことではあるが、個別差が少ないことを生かし、多数のサンプルを集めてそのグローバルな性質を明らかにすることも重要である。その意味ではこれまでの観測数はまだ不十分であろう。

1.1.4 晩期型銀河

晩期型銀河についても簡単にまとめておく (詳しくは例えば Fabbiano [13])。例えば代表的な晩期型銀河 M31 のバルジを X 線で見ると、それは早期型銀河のような X 線ハローではなく、主に低質量 X 線連星系 (Low Mass X-ray Binaries) ¹ などの evolved stellar sources の集合体として光っている。その X 線スペクトルは早期型銀河のような温度 $kT \sim 1$ keV のプラズマからのスペクトルよりハードである [37]。そして、X 線光度はその銀河の可視光での光度 L_B に比例している。これは stellar source は星の数にほぼ比例するためである。

¹ 磁場の弱い中性子星と太陽質量程度の晩期型星との連星系。

1.2 M87

乙女座銀河団は銀河系外で初めて光学天体同定された X 線源で、我々よりもっとも近い (~15Mpc) 銀河団である。M87 はその乙女座銀河団の中央に位置する巨大楕円銀河である。

可視光での観測により、乙女座銀河団は M87 (NGC4486) の周辺 (M87 サブクラスター) と M49 (NGC4472) の周辺 (M49 サブクラスター) に銀河の分布が集中している 2 重構造をしていることがわかっている [5]。M87 の周囲には早期型銀河が多く集まり、M49 の周囲には晩期型銀河が多く集まっている。

乙女座銀河団は 10 数度にも及ぶ広がりを持つために、その X 線での全体像はなかなか解明されなかった。Einstein 衛星、EXOSAT 衛星などにより、乙女座銀河団の観測が行われたが、M87 の周囲 2 度以内の領域に X 線が発見されただけであった。したがって、初期の頃は乙女座銀河団に付随する銀河団ガスは存在せず、M87 にガスが付随すると考えられていた。ところが、「ぎんが」衛星による観測で、初めて乙女座銀河団のほぼ全域に付随する X 線放射が発見され、しかもその X 線は M87 サブクラスターと M49 サブクラスターに対応する 2 成分からなることがわかった [52] [53]。そして、鉄のアバンダンスが M87 の中心にむかって集中していることを発見した [31]。

M87 自身も、非常に明るいいため、様々な波長で非常に詳しく調べられてきた。例えば、最近ではハッブル宇宙望遠鏡を用いた可視光で中心領域に $\sim 10^9 M_{\odot}$ のブラックホールが存在することが発見されている [19] [25]。

過去の X 線観測の成果を簡単にまとめておく。

1. ダークハローの存在が明らかにされ、中心から 60' 以内に $3\sim 6 \times 10^{13} M_{\odot}$ もの質量が存在している [16]。
2. イメージ観測により、銀河団ガス、中心核、ジェット、電波ハローに対応する X 線放射が検出されている [49]。
3. 高エネルギー X 線のスペクトル観測から、銀河団ガスの放射の他にパワーロー成分が検出されている [22] [34] [52] [53]。この成分は上記の中心核、ジェット、電波ハローからの非熱的放射を表していると思われる。
4. 酸素が鉄に比べて太陽組成の 3-5 倍多いことが発見されている [8][57]。

銀河団、銀河の進化の情報を知るといって注目したいのは、酸素と鉄の比である。この値は、重元素が銀河ができて間もなく発生する II 型超新星によって主に作られたのか、それとも現在にいたるまで長期間続いている I 型超新星で作られたのかを区別するのに重要な量であるが、「あすか」の登場までに銀河団ガスに対してこの比が測定されのはこの例のみである。

このように M87 は非常に色々な要素が絡んでいるが、この論文では「M87 は銀河団の中心に位置しており銀河団と早期型銀河の両方の性格を持つ」ことに注目して解析を進める。M87 はもっとも近く大きく明るい天体であるので、銀河団ガスおよび M87 の星間ガス中の温度や重元素などの空間分布を詳しく調べることができる。重元素の分布は早期型銀河が放出した重元素がどのように銀河団ガスに拡散しているのかを示している。温度分布はダークマターによるポテンシャルの深さ、ガスのクーリングの様子を示している。これらの銀河団、銀河の進化を知る上で重要な情報を X 線観測により明らかにしていくことが狙いである。

第 2 章

X 線天文衛星「あすか」

2.1 あすか

宇宙空間からやってくる X 線は、大気により光電吸収されてしまうため、大気の外にでなければ検出することができない。そのため、ロケットや人工衛星を用いることが不可欠である。

X 線天文衛星「あすか」(ASCA:Advanced Satellite for Cosmology and Astrophysics) は 1993 年 2 月 20 日、鹿児島県内之浦町の宇宙科学研究所鹿児島宇宙空間観測所より打ち上げられた、日本で 4 番目の X 線天文衛星¹である。全体像を図 2.1 に載せる。日本の X 線天文衛星としては初めて X 線反射望遠鏡 (XRT) を搭載しており、また世界で初めて CCD 検出器を用いて観測を行う衛星である。以下の節で X 線望遠鏡、SIS、GIS について簡単に説明していく。

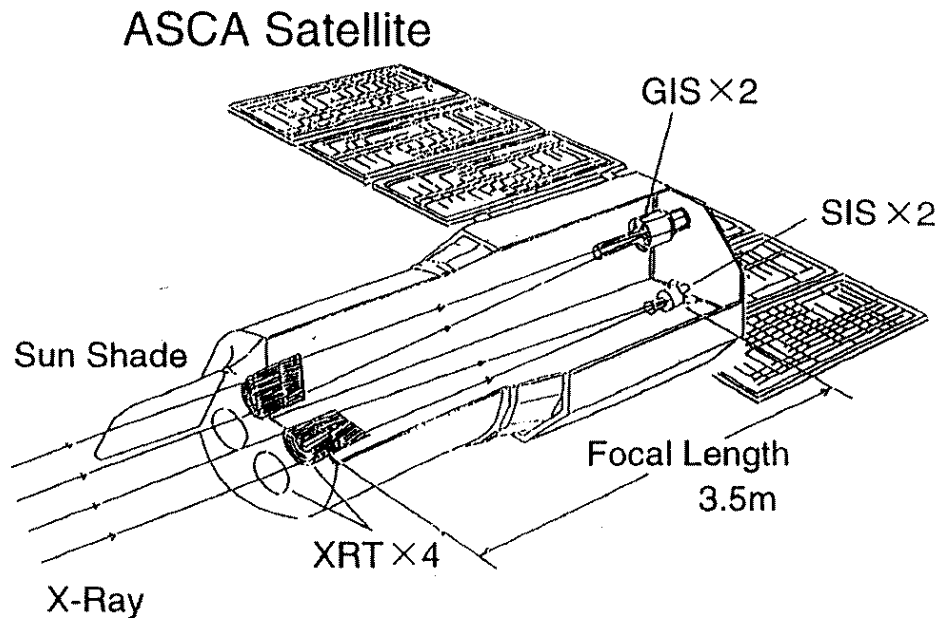


図 2.1: 「あすか」の全体像。XRT が 4 台、その焦点面に、SIS、GIS が 2 台ずつ置かれている。窪 [62] より転載。

¹1 番目は「はくちょう」、2 番目は「てんま」、3 番目は「ぎんが」

2.2 X線望遠鏡 (XRT)

X線望遠鏡を用いる最大の利点の一つは、集光、結像が可能となり、輝度分布を得ることができること、S/N比を大幅に改善できること、小型のスペクトロメーターが使用できることなどがあげられる。数 keV 程度のエネルギーを持つ X 線は小さな入射角 ($0.5^\circ\text{--}1^\circ$) でなければ反射されないため、斜入射型の反射望遠鏡が必要となり、一般には Wolter I 型と呼ばれる光学系が使われる。

「あすか」の場合は、多少の角分解能を犠牲にする代わりに、X線天文学で輻射機構解明の鍵となる鉄輝線 (6.4~6.7 keV) を含む 10 keV までを 500 cm^2 以上の有効面積で集光することを目標とした。そのためには、入射角を小さくすること、望遠鏡の開口面積を有効に使うこと、重量制限をクリアするために軽くすることが必要である。これらの要求を満たす望遠鏡として、多重薄膜 X 線望遠鏡を採用した。表 2.1 に XRT の基本性能を示す [65]。

有効面積 (4 台の合計)	~ 1300 cm^2 (1 keV) ~ 600 cm^2 (7 keV)
エネルギー帯域	$\leq 10\text{ keV}$ (最大の 20%)
視野	~ 24 分角 (1 keV での FWHM)
結像精度	~ 2.9 分角 (HPD*)
焦点距離	3500 mm
入射角	$0.24^\circ\text{--}0.70^\circ$

* 点源からの X 線を望遠鏡で反射した場合に半分の X 線が含まれる円の直径

表 2.1: XRT の基本性能。[65] による。

2.3 SIS

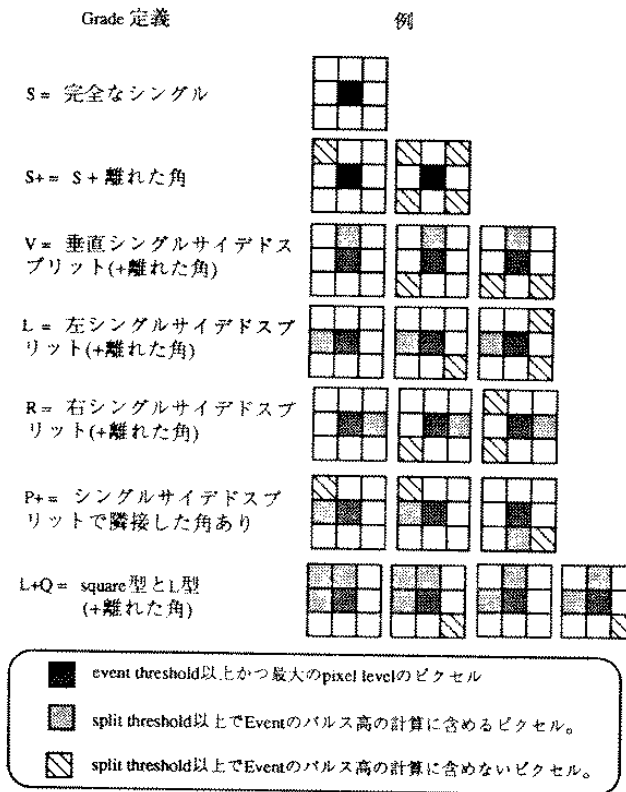
SIS は世界で初めて、直接撮像型 CCD を使って X 線天体を観測する装置である。基本性能を表 2.2 に示す。

その最大の特長は、5.9 keV で ~ 120 eV (半値幅) というエネルギー分解能を誇り、これまでにない優れたエネルギー分解能で X 線スペクトルを取得できることである。これは、Si を X 線の吸収体に用いているためで、3.65 eV あたり 1 個と Xe、Ar を用いたガスカウンターに比べて 5 倍以上もの 1 次電子が発生するためである。

1 ピクセル $27\mu\text{m}$ 四方、 420×422 ピクセル、大きさ 11 mm 四方の CCD チップを一つのセンサーにつき 4 つ並べて使用する。

SIS の観測モードには Faint モード、Bright モード、Fast モードの 3 種がある。

1. Faint モードは各 X 線 event に対して、中心のピクセルとその周りの 8 つのピクセルについての情報を送出する。
2. Bright モードは 1 event に対してその情報と、event の形態 (グレード) の情報を送出する。グレードは図 2.2 のように定義される。



上から順に Grade 0 1 2 3 4 5 6 とよぶ。上以外のイベントは Grade 7 とする。

図 2.2: SIS の「Grade」定義。

ここで、最大の PH 値をもつ中心ピクセルに対して、それをイベントとみなす PH 値の最小値を event threshold、また隣接するピクセルに対して、split event (2 ピクセル以上にまたがったイベント) とみなして PH 値の計算に含める最小の PH 値を split threshold と呼ぶ。split したイベントについては読み出し雑音を加え合わせることになるので、エネルギー分解能は低下する。このような理由から現在では主に Grade 0 2 3 4 のイベントがデータ解析に使用されている。ここで Grade 1 のイベントについては corner pixel の PH 値を加算しないことから、ほとんどが Si のエスケープピークとなっているため特に使用しないようにしている。

3. Fast モードは独自の読み出し方法で、ある 1 つの CCD を 1 次元化して取り扱う。つまり、各イベントにつき、CCD 内での 2 次元座標位置ではなく水平位置しか出力しない。それによってチップ上の位置情報を失う代わりに最大時間分解能 $16\mu s$ を実現する。

また Faint モードと Bright モードには各々に 4CCD モード、2CCD モード、1CCD モードという読み出しモードがあり、4CCD モードは 1 センサー中の 4 枚の CCD を順に読み出し、2CCD モード、1CCD モードは 4 枚の CCD のうち指定されたそれぞれ 2 枚、1 枚の CCD のみを読み出す。1 枚の CCD の読み出しには約 4 秒かかるので、それに伴い 1 回の読み出しあたりの露光時間は 4CCD、2CCD、1CCD でそれぞれ 16 秒、8 秒、4 秒となり、これがその読み出しモードにおける最大時間分解能を与える。

SIS はエネルギー分解能、空間分解能は優れている反面、視野が狭い、明るい X 線源の観測ができない、時間分解能が悪いといった欠点がある。これらは GIS で補われる。

2.4 GIS

GIS (Gas Imaging Spectrometer) は 2次元撮像型ガス蛍光比例計数管である。基本性能を表 2.2に示す。エネルギー分解能や低エネルギー側の感度は SIS に譲るが、高エネルギーでの感度は SIS をしのぐ。上記の SIS の弱点にたいして相補的な性能を持つ。

	SIS	GIS
エネルギー帯域	0.2~10 keV	0.7~15 keV
エネルギー分解能 (5.9keV)	2.1%	7.9%
視野	22 分 × 22 分	直径 50 分角の円
2次元位置分解能	27 μm	0.5 mm
最大時間分解能	16 sec(4CCD 全画素読みだし時) 16 msec(画像をとらない時)	60 μsec (PH モード) 1.95 msec(MPC モード)
最大観測強度	500 cts/sec	10000 cts/sec

表 2.2: SIS、GIS の基本的性能。窪 [62] による。

第 3 章

観測およびデータリダクション

3.1 早期型銀河

今回観測、解析を行なった早期型銀河は以下の表 3.1 の通りである。

Target	AO	PI	Date	Position (α, δ)(2000)	Group
NGC4472(M49)	PV	H.Awaki	93/07/04	(12h29m37.5s,7d57m28.6s)	Virgo
NGC4406(M86)	PV	A.Rasmussen	93/07/03	(12h25m58.0s,12d56m1.8s)	Virgo
NGC4636	PV	C.Canizares	93/06/22	(12h42m49.1s,2d41m16.4s)	Virgo
NGC4649(M60)	1	H.Matsumoto	94/01/07	(12h43m39.2s,11d33m3.0s)	Virgo
NGC499	1	T.Ohashi	94/01/23	(1h23m11.4s,33d27m36.9s)	
NGC507	1	T.Ohashi	94/01/23	(1h23m39.7s,33d15m23.2s)	
NGC720	PV	T.Tsuru	93/07/17	(1h53m1.0s,-13d44m1.8s)	
NGC4374(M84)	PV	A.Rasmussen	93/07/04	(12h25m32.1s,12d54m21.6s)	Virgo
IC4296	1	H.Matsumoto	94/02/15	(13h36m37.8s,-33d57m38.8s)	
NGC4382(M85)	2	H.Matsumoto	94/05/27	(12h25m24.4s,18d11m23.5s)	Virgo
IC1459	PV	T.Mihara	93/05/20	(22h57m9.4s,-36d27m46.0s)	HG15
NGC4365	PV	C.Canizares	93/06/28	(12h24m26.8s,7d19m4.0s)	Virgo

表 3.1: 観測した早期型銀河。2 列目は観測カテゴリーを示す。6 列目はその銀河が属する銀河団もしくはグループの名前。Virgo は乙女座銀河団、HG は Huchra and Geller [26] による。

これらの銀河はいずれも、SIS、GIS 両検出器で観測されている。

3.1.1 SIS スペクトル

各銀河のスペクトル

各銀河の SIS スペクトルは、表 3.2 の観測モードで得られたデータを用いて作成した。データ抽出は標準的な手法で行なった [64]。以下にまとめておく。

1. FAINT mode のデータに対しては、エコー補正を行なう。
2. ホットピクセルを除去する。ホットピクセルの除去には統計的方法を用いる。

3. グレード 0, 2, 3, 4 のイベントのみを取り出す。
4. 「あすか」が SAA¹を通過している時間のデータを除く。
5. 仰角²が 10 度以上の時間のデータを選ぶ。さらに、衛星の視野が昼間の地球の淵に近い場合は、仰角 20 度以上の時間のデータを選ぶ。これらは、宇宙線が大気と衝突して発生する X 線バックグラウンドを除くためである。
6. 以上の基準を満たしているデータを用いてライトカーブを作り、もしカウントレートが時間変動しているところがあればその時間帯のデータは除く。

通常、荷電粒子(主に陽子)と検出器の衝突により発生するバックグラウンドを取り除くため、Cutoff Rigidity³の値によるデータ選択を行なう。しかし、今回の観測では Cutoff Rigidity によるバックグラウンドの変化は小さかったため、光子数を稼ぐために、このデータ選択は行なっていない。

2CCD mode と 4CCD mode では読みだし回数が違うため、検出器内部のバックグラウンドが異なることが知られている。したがって、通常単純に 2CCD mode と 4CCD mode のデータを足し合わせることはできない。しかし、今回の観測ではこの両モードを用いた観測はすべて乙女座銀河団内部の銀河に対してであり、後述するようにこれらの銀河にはバックグラウンドスペクトルとして、同時に観測されたその銀河の周囲のスペクトルを用いるため、足し合わせが可能となる。

以上のデータ選択を行ない、残ったイベントで作成した SIS0 によるイメージが図 3.1 である。スペクトルは各銀河を中心に表 3.2 3 列目の直径の円状の領域より作成した。その後、統計を上げるため、ゲインの違いを補正し、SIS0 と SIS1 のスペクトルを足し合わせた。

バックグラウンドスペクトル

以上に従って作成したスペクトルには、宇宙 X 線背景輻射 (CXB)、検出器内部のバックグラウンドが含まれている。さらに銀河が銀河団やグループに属している場合には、銀河団やグループに付随する X 線が含まれている可能性がある。これらを除くためにバックグラウンドスペクトルを作成しなければならない。

NGC720, IC1459 はグループに属さない孤立した銀河である。また、NGC4636 も乙女座銀河団の内部ではあるが、「ぎんが」によって検出された銀河団ガスの X 線放射領域から遠く離れているため [52]、やはり孤立した銀河と考えられる。そこで、これらの銀河に対しては、blank sky の観測を用いて、バックグラウンドスペクトルを作成した。その際のデータ選択の基準は、各銀河のスペクトルを作る際の条件と全く同様にした。検出器の場所による違いを避けるために、スペクトルをとる領域の検出器座標は、各銀河のスペクトルをとった領域の検出器座標と一致させた。

その他の大部分の銀河は何らかのグループに属しているものである。NGC499、NGC507 は Huchra and Geller [26] ではグループとはみなされていないが、互いにマーキングしている際中の銀河であると考えられている。これらの場合、グループに付随した成分を取り除かなければならないので、バックグラウンドスペクトルは、各銀河の周りの領域から作成した。

いずれの場合もデータ選択基準は各銀河のスペクトルと同じ条件にした。そしてバックグラウンドスペクトルも、検出器によるゲインの違いの補正を行って SIS0 と SIS1 のスペクトルを足し合わせた。

以上のようにして作成したスペクトルの露出時間、カウントレート(バックグラウンド差引前後)を表 3.3 にまとめておく。

このスペクトルを次章で解析していくわけであるが、その際には 1 チャンネルあたり少なくとも 20 カウント以上の光子が入っているようにビンニングを行なったものを使用する。これは χ^2 検定を使用できる基準を満たすようにするためである。

¹South Atlantic Anomaly の略。ブラジル上空の地磁気の異常領域で、この領域の通過時は粒子バックグラウンドが急激に増加する

²視野方向と地球の端とのなす角。視野が地球を向いているときの仰角を負、空を見ているときを正とする

³地球上のある地点に荷電粒子が到着するためには、地磁気で曲げられてしまうため、単位電荷当たりある一定値以上のエネルギーを持たねばならない。この一定値のことを Cutoff Rigidity という。

る⁴。

3.1.2 GIS スペクトル

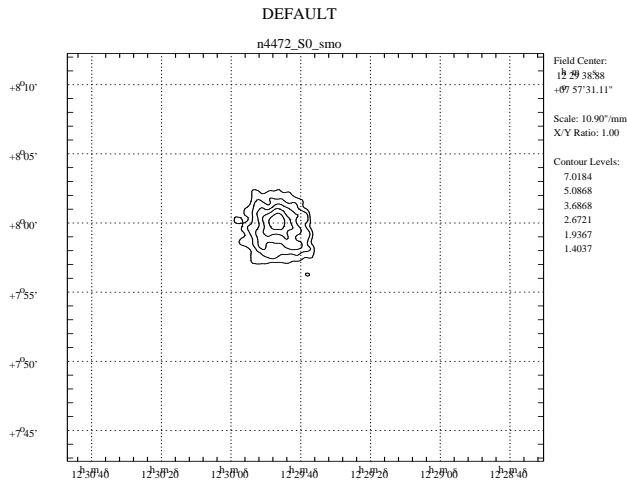
この論文では主に SIS スペクトルを解析しており、GIS スペクトルは補助的に使ったのみである。GIS スペクトルを作る際のデータ選択の条件を以下にまとめておく。

1. ライズタイムによるバックグラウンドの除去を行なう。これにより、イベント以外の高エネルギー X 線やガンマ線、荷電粒子によるバックグラウンドを除去する [62]。
2. SAA 通過時のデータを除く。
3. 仰角が 10 度以上のデータを選ぶ。
4. 以上の条件を満たすデータを用いてライトカーブを作り、カウントレートが変動している時間があればその部分を除く。

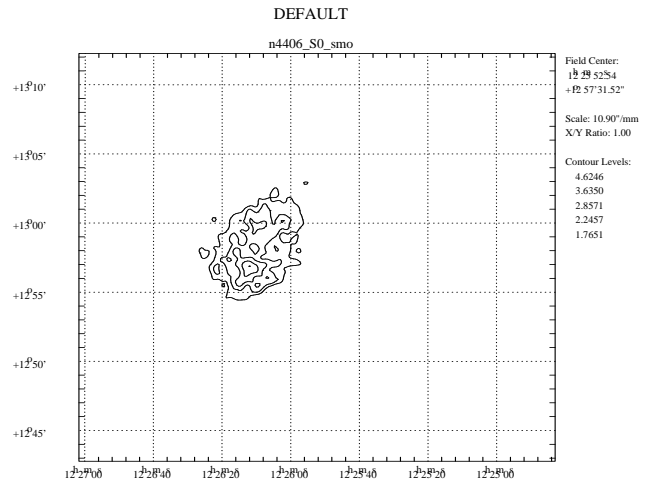
バックグラウンドスペクトルも、以上の条件でデータ選択を行なった。SIS の時と同様孤立した銀河は blank sky、それ以外の銀河については各銀河の周りの領域からスペクトルを作る。

解析の際は SIS と同様 1 チャンネルあたり 20 カウント以上の光子が含まれるようビンニングしたものを使用する。

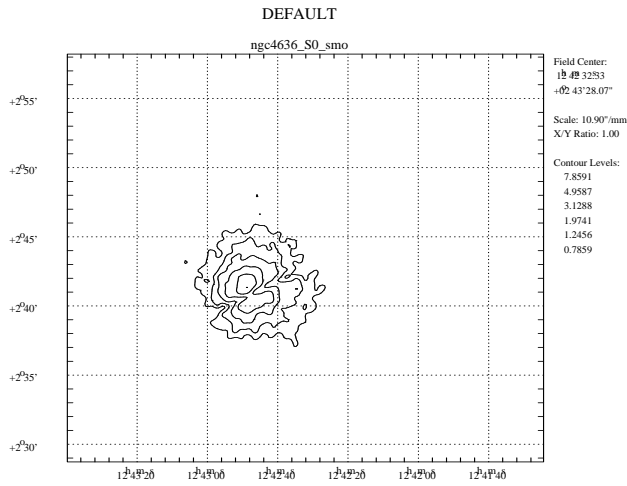
⁴各ビンのエラーはポアソンエラーで付けられるが、このエラーがだいたいガウス分布に従うようになっていなければ χ^2 検定を使用できない。



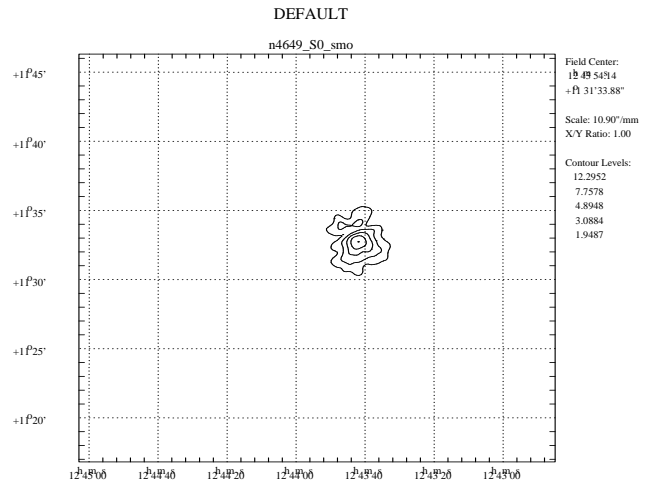
☒ 3.1(a)NGC4472



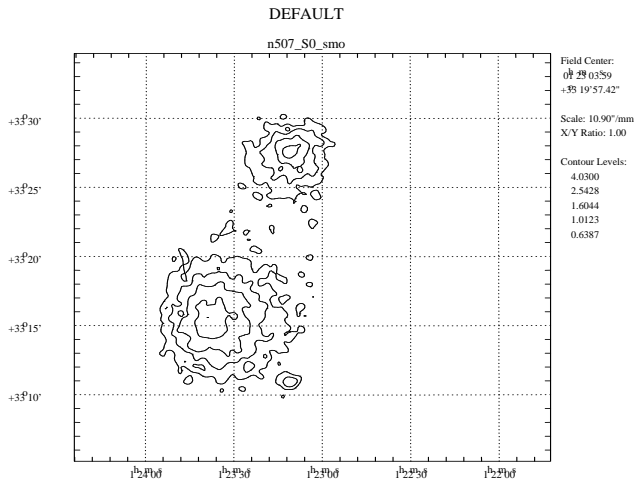
☒ 3.1(b)NGC4406



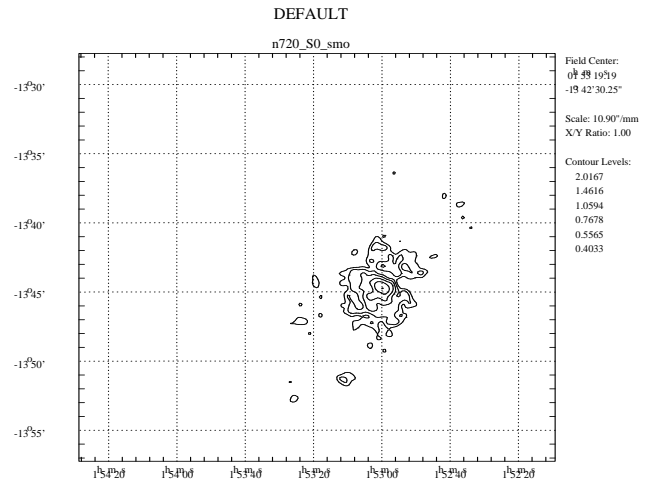
☒ 3.1(c)NGC4636



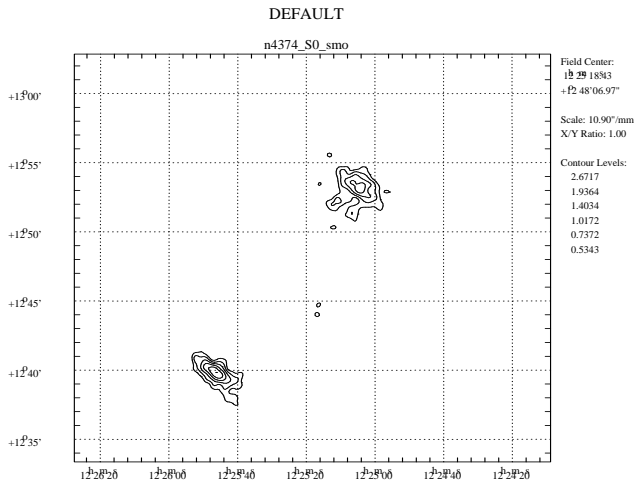
☒ 3.1(d)NGC4649



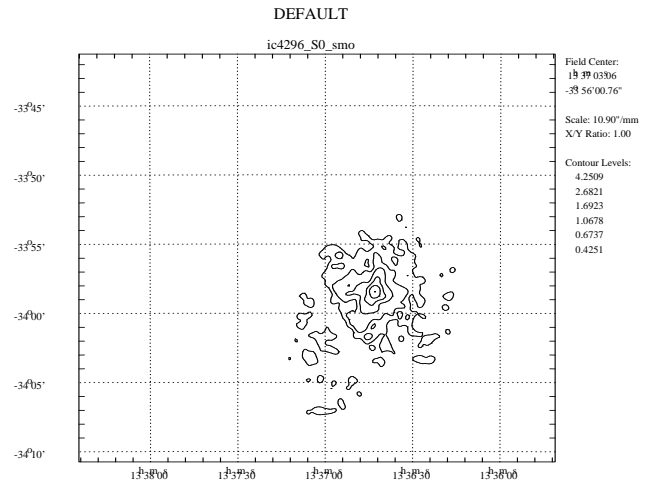
☒ 3.1(e) NGC499、NGC507



☒ 3.1(f) NGC720



☒ 3.1(g) NGC4374



☒ 3.1(h) IC4296

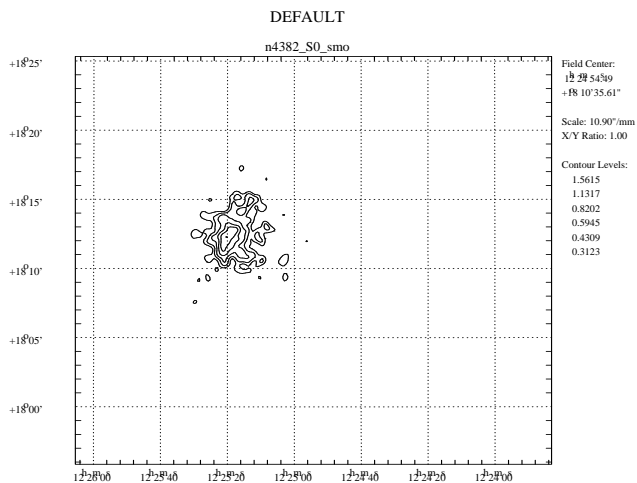


図 3.1(i) NGC4382

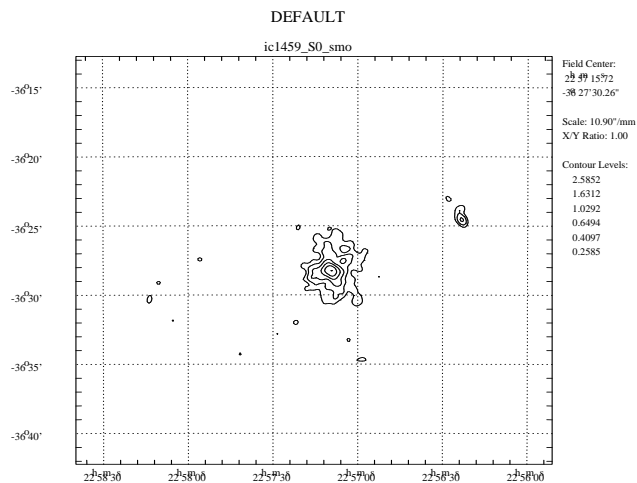


図 3.1(j) IC1459

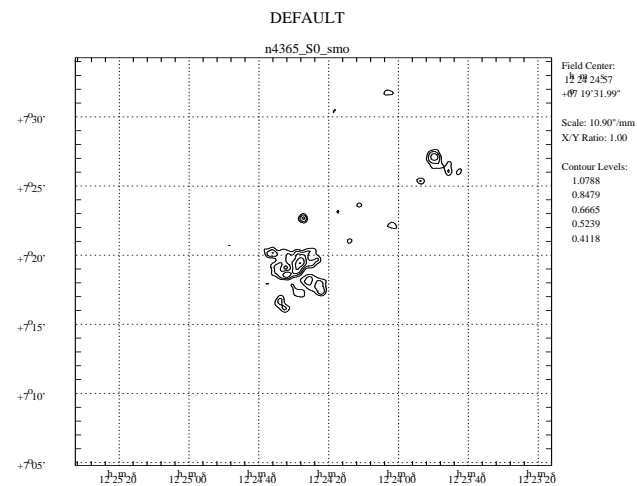


図 3.1(k) NGC4365

図 3.1: 各銀河の SIS0 によるイメージ。(a)NGC4472、(b)NGC4406、(c)NGC4636、(d)NGC4649、(e)NGC499,NGC507、(f)NGC720、(g)NGC4374、(h)IC4296、(i)NGC4382、(j)IC1459 (k)NGC4365。イメージ中の溝やくぼみは SIS の CCD チップ間の溝である。図中のコントアレベルはカウント数。

Target	SIS mode	Diameter	Target	SIS mode	Diameter
NGC4472	F, 4	5'	NGC720	B, 4	5'
NGC4406	F, 4/2	5.4'	NGC4374	B, 4/2	5'
NGC4636	F, 4	5.4'	IC4296	F, 2	5'
NGC4649	F, 4/2	5'	NGC4382	F, 2	5'
NGC499	F, 2	5'	IC1459	F, 4	5.4'
NGC507	F, 2	5'	NGC4365	F, 4	5.4'

表 3.2: 各銀河の SIS スペクトル作成に用いた観測モード。F、B はそれぞれ FAINT、BRIGHT mode、4、2 はそれぞれ 4CCD、2CCD mode を示す。

Target	Exposure ksec	Count rate(cts/s)	
		BGD 差引前	BGD 差引後
NGC4472	18.8	0.29	0.27
NGC4406	13.9	0.27	0.21
NGC4636	21.8	0.21	0.20
NGC4649	41.9	0.088	0.076
NGC499	28.6	0.075	0.053
NGC507	28.6	0.12	0.095
NGC720	37.5	0.031	0.017
NGC4374	19.2	0.080	0.055
IC4296	39.7	0.039	0.028
NGC4382	34.5	0.031	0.019
IC1459	14.9	0.086	0.065
NGC4365	32.7	0.023	0.014

表 3.3: 各銀河の SIS スペクトルのデータ。

3.2 M87

表 3.4 に観測した領域を示す。

いずれの場所も SIS、GIS 両検出器で観測されている。SIS データは両領域とも 4CCD BRIGHT mode のものを利用した。

データ選択は どちらの領域に対しても SIS、GIS ともに早期型銀河の場合と同様の手順で行なった。選択されたデータを使って作成した M87 中心部のイメージが図 3.2 である。

M87 については中心から半径 1 分刻み (SIS)、1.5 分刻み (GIS) の同心円上の領域に分割し、その各々の領域からスペクトルを作成した。スペクトルを作成した時点では XRT のレスポンスがイメージの中心から ~6 分以上離れたところでは保証されていなかったため [51]、中心から 6 分の領域までのスペクトルを作成した。

一方、M87 NW の領域にはいわゆる銀河などの天体は存在せず、乙女座銀河団に付随する銀河団ガスが X 線を輻射している。この X 線が「あすか」の視野全体をほぼ等しい強度で埋め尽くしている。この場合は上述の XRT レスポンスの不定性はあまり効かないと考えられる。そこで、SIS に関しては検出されたデータを全て使用してスペクトルを作成した。GIS スペクトルは視野中心を中心に持つ半径 16 分の円状の領域からとった。

バックグラウンドスペクトルは、blank sky を用いて早期型銀河の場合と同様の手順で作成した。

このようにして得られたスペクトルに対して検出器によるゲインの違いを補正した後、SIS0 と SIS1、GIS2 と GIS3 をそれぞれ足し合わせた。表 3.5、3.6 にこれらのスペクトルのデータをまとめる。

解析の際は早期型銀河の場合と同様に、1 チャンネルに 20 カウント以上の光子が入るようにビンニングしなおしたものを使用する。

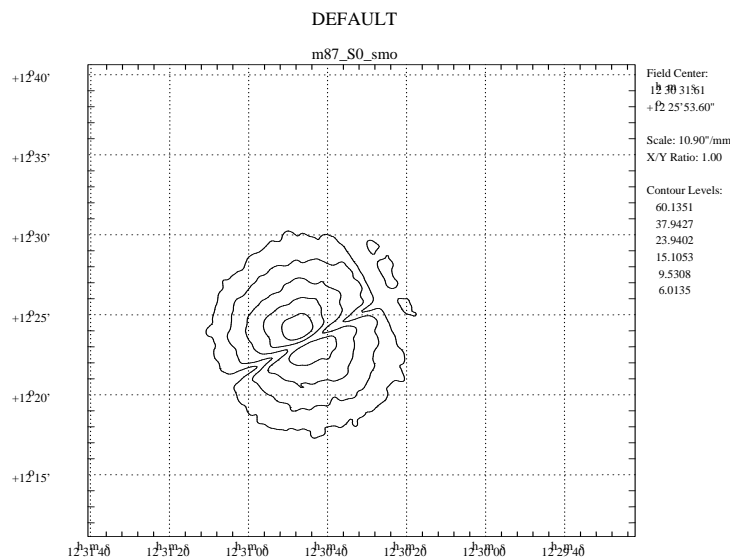


図 3.2: M87 の SIS0 によるイメージ。イメージ中のくぼみや溝は SIS の CCD チップ間の溝である。

Target	A	PI	Date	Position (α, δ)(2000)
M87 center	PV	C.Canizares	93/06/07	(12h30m48.8s,12d23m27.2s)
M87-40'NW	PV	C.Canizares	93/06/08	(12h28m23.9s,12d38m60.0s)

表 3.4: 今回観測した M87 およびその北西部の場所。

Region	Exposure ksec	Count rate(cts/s)	
		BGD 差引前	BGD 差引後
0'-1'	15.9	0.644	0.643
1'-2'	15.9	1.26	1.26
2'-3'	15.9	1.48	1.48
3'-4'	15.9	1.49	1.48
4'-5'	15.9	1.30	1.29
5'-6'	15.9	1.16	1.15
NW	16.1	1.16	0.976

表 3.5: M87 SIS スペクトルのデータ。NW は SIS の視野全体の領域からスペクトルをとった。

Region	Exposure ksec	Count rate(cts/s)	
		BGD 差引前	BGD 差引後
0'-1.5'	15.6	0.693	0.691
1.5'-3'	15.6	1.03	1.03
3'-4.5'	15.6	1.04	1.04
4.5'-6'	15.6	1.00	0.992
NW	14.8	0.838	0.702

表 3.6: M87 GIS スペクトルのデータ。NW は半径 16 分の円状の領域からとった。

第 4 章

データ解析および結果

4.1 早期型銀河

この論文の主な目的は、観測した早期型銀河一つ一つの性質を論ずるよりは、グローバルな特徴、性質を明らかにすることである。従って前章で得られたスペクトルをフィットして解析していく場合、どの早期型銀河に対しても同じモデルを使用していく。

「あすか」のスペクトルを解析する場合、観測機器 (SIS または GIS) の特性を記述するレスポンス (「rmf」という) と、XRT の特性を記述するレスポンス (「arf」という) の二つを用いなければならない。SIS の解析に関しては「jblldarf」というツールにより、早期型銀河を点源とみなして作成した arf と、「sisrmg」というツールで作成した rmf を使用した。この組合せはエネルギーが 2 keV 付近の構造の取り込み方の関係で厳密には正しくない [64]。しかし、我々の解析では、スペクトルのフィットが 2keV 付近で特にうまくいかないという場合はほとんど見られず (図 4.4)、この組合せでもほとんど影響はないと判断した。また、早期型銀河は「あすか」で見ても拡がった天体なので、点源用の arf を用いることも厳密には正しくない。このことは主に天体からのフラックスの見積もりに影響するはずだが、実際に「あすか」得られたイメージを利用して拡がり考慮した arf を用いてもほとんど変わらないことを確認した。したがって、この arf と rmf の組合せで解析を進めていく。

GIS の解析には「jblldarf」を用いて作成した点源用の arf と、「あすか」チームにより提供されている rmf を使用した。

Einstein 衛星の観測により、早期型銀河をとりまく X 線ハローが発見され、この起源は早期型銀河内部の温度 ~ 1 keV の星間ガスであると説明されている (例: [7], [17], [56])。図 4.4 に前章の手順で得られたスペクトルを載せる。十字が実際のデータ点、実線のヒストグラムは後述する 2 成分モデルである。このように、明るい早期型銀河 NGC4472、NGC4406、NGC4636 などには Fe の L ラインの集合 (0.8 \sim 1.5 keV)、He 状 Si の K ライン (1.86keV)、He 状 S の K ライン (2.46 keV) などのラインが見えている。これらのラインは早期型銀河に高温プラズマがあることを直接示しており、*Einstein* 衛星の観測から得られた結論が正しかったことを意味している。

4.1.1 1 成分モデル

まず各スペクトルに対して、吸収をかけた、単一温度の光学的に薄いプラズマからの X 線放射モデルを用いてフィットした。ここで、吸収には Morrison & McCammon 1983 [41] による光電吸収断面積を使用し、その大きさには宇宙組成を仮定した¹水素の柱密度 N_H (cm^{-2}) で表す。プラズマモデルは Raymond & Smith [46] によるものである。プラズマ中に含まれる各元素 (He, C, N, O, Ne, Mg, Si, S, Ar, Ca, Fe, Ni) の互いの組成比は太陽のもの [1] と同一と仮定し、水素に対する組成比 (アバundanceという。太陽組成に対する比で表す) をフリーパラメータとしてフィッティングを行った。

¹吸収には主に酸素による光電吸収が効くため。

図 4.1 に代表的なフィッティング結果 (NGC4649) を示す。

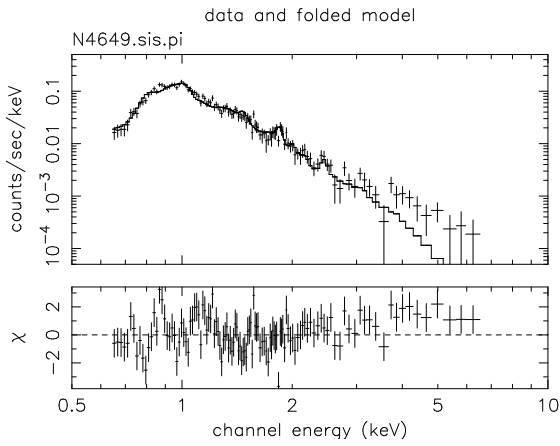


図 4.1(a)

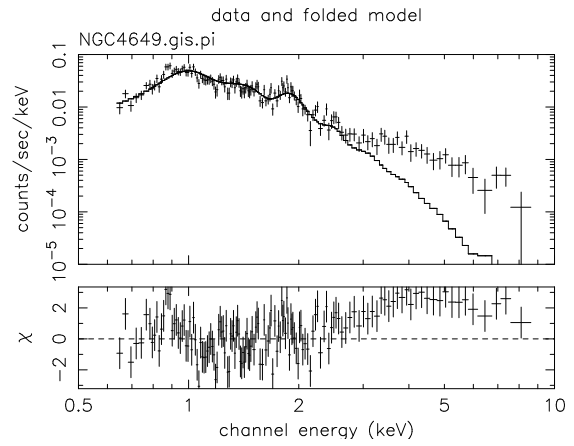


図 4.1(b)

図 4.1: 一温度モデルのフィッティング例 (NGC4649)。(a) が SIS、(b) が GIS のスペクトル。十字は実際のデータ点、実線のヒストグラムはモデルを表す。データのエラーはポアソン分布によるエラー (1σ)。下段はデータとモデルの残差 (単位は σ)。高エネルギー側に超過が見られる。

この図に見られるような、高エネルギー側におけるデータの超過が他の早期型銀河全般に見られる。この事実は早期型銀河に共通にハード成分が存在することを意味し、これまでの観測結果 [3]、[38]、[50] と一致している。そこで、このハード成分を考慮したスペクトルフィットをする必要がある。

4.1.2 2成分モデル

ハード成分の起源について考察する。

Einstein 衛星で観測した多数の早期型銀河の L_X/L_B (L_X : X線光度、 L_B : blue bandでの光度) を晚期型銀河のバルジの L_X/L_B と比べると、前者は後者と同等もしくはそれよりも大きいという結果が得られた [7] [56]。そして、晚期型銀河と同様な L_X/L_B を持つ早期型銀河のスペクトルは、温度 $kT \sim 1$ keV の高温プラズマから放射される X線スペクトルよりもハードであることがわかった [14] [27]。このことはこのような銀河が温度 $kT \sim 1$ keV のプラズマ成分を持っていないか、あるいは持っていたとしても極少量であることを示している。実際、 L_B がほぼ等しく、 L_X の違う銀河のスペクトルを比較したところ (例えば NGC4636 と NGC4365)、 ~ 3 keV 以上はよく似ており、その違いは主に 1 keV 付近によるものであることがわかり (図 4.2)、このことを理解することができる。

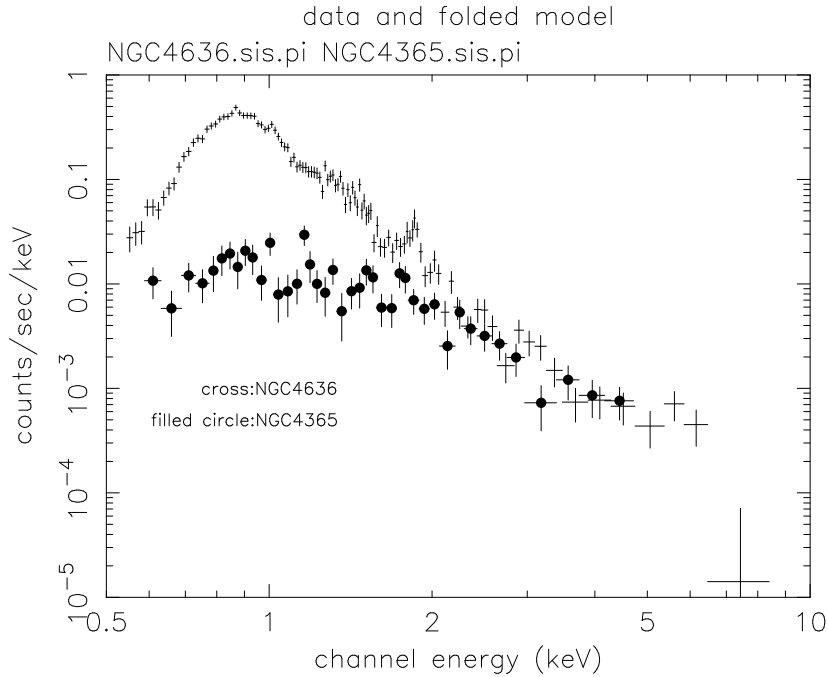


図 4.2: NGC4636 と NGC4365 の比較。十字が NGC4636、黒丸が NGC4365。

一方晩期型銀河のバルジの X 線スペクトルは、低質量 X 線連星 (LMXB) などの進化の終段階にある星の集まりで説明されており (例えば Fabbiano [13]、Makishima [37])、やはり温度 $kT \sim 1$ keV の高温プラズマからのスペクトルよりもハードなものとなる。古い星の集団である早期型銀河にもこのような系は存在すると予想される。この場合、LMXB の数はその銀河の星の数、つまり L_B に比例することが予想されるので、ハード成分の L_X は L_B に比例するであろう。実際、晩期型銀河の L_X はほぼ L_B に比例している。そして、5つの早期型銀河 (NGC4365、NGC4374、NGC4406、NGC4472、NGC4636) を 2成分プラズマモデルで解析した Matsushita et al.[38] によれば、早期型銀河のハード成分の L_X/L_B は晩期型銀河の L_X/L_B とほぼ等しいことがわかった。従って、早期型銀河のスペクトルはプラズマ成分+LMXBで、 L_X/L_B の小さなものは高温ガス成分よりも LMXB 成分の方がより支配的な銀河である、とすれば説明がつく可能性がある。実際に今回解析した L_X/L_B の小さな早期型銀河 (例えば NGC4365) はハードな形をしており、「あすか」がとらえた乙女座銀河団内の晩期型銀河 NGC4643 のスペクトル (図 4.3) と良く似ていた。

以上のようなことを念頭におき、ハード成分を考慮したフィッティングを行なう。Matsushita et al. [38] によれば、SIS よりも高エネルギー側の感度の優れた GIS を用いても、ハード成分の温度は下限しか決まっていなかった。我々の GIS スペクトルの解析でも NGC4649、NGC499、NGC720 などハード成分の温度は下限しか決定できなかった。そこでフィッティングを発散させないために、ハード成分のスペクトルの形は代表的な晩期型銀河 M31 のバルジのスペクトルの形に固定するという仮定をおくことにする。

M31 のバルジは LMXB の集まりで説明されている [37]。LMXB のスペクトルは降着円盤からの $kT \sim 1$ keV の disk-blackbody radiation (DBB) と、中性子星表面からの $kT \sim 2$ keV の blackbody radiation (BB) で説明されている [40]。ビリアル定理からこの 2 成分はほぼ等しい強度をもち、見かけ上 $kT \sim 1$ keV よりはるかに高温のプラズマからの制動輻射と似たスペクトルを作り出す。Makishima et al. [37] による「ぎんが」衛星の観測結果をシミュレートし、「あすか」のエネルギーバンドで観測したとすれば、そのスペクトルは吸収 ($N_H = 7.7 \times 10^{20} \text{cm}^{-2}$) + 制動輻射 ($kT = 14.5 \text{keV}$) で表されるこ

とがわかった。ここで注意しなければならないのは、この吸収および制動輻射の値はスペクトルの形を再現するための人工的な値であり、我々の銀河系による星間吸収の値や LMXB の温度などを直接表したものではないということである。

我々はこの M31 モデル (吸収 ($N_H=7.7\times 10^{20}\text{cm}^{-2}$) + 制動輻射 ($kT=14.5\text{keV}$)) を晩期型銀河 NGC4643 の SIS スペクトルに対して適用してみた。その結果を図 4.3 に示す。このとき $\chi^2/\text{d.o.f.} = 5.84/16$ であり、acceptable な結果が得られた。この結果は我々の用いる仮定が他の晩期型銀河に対しても有効であることを示すものである。

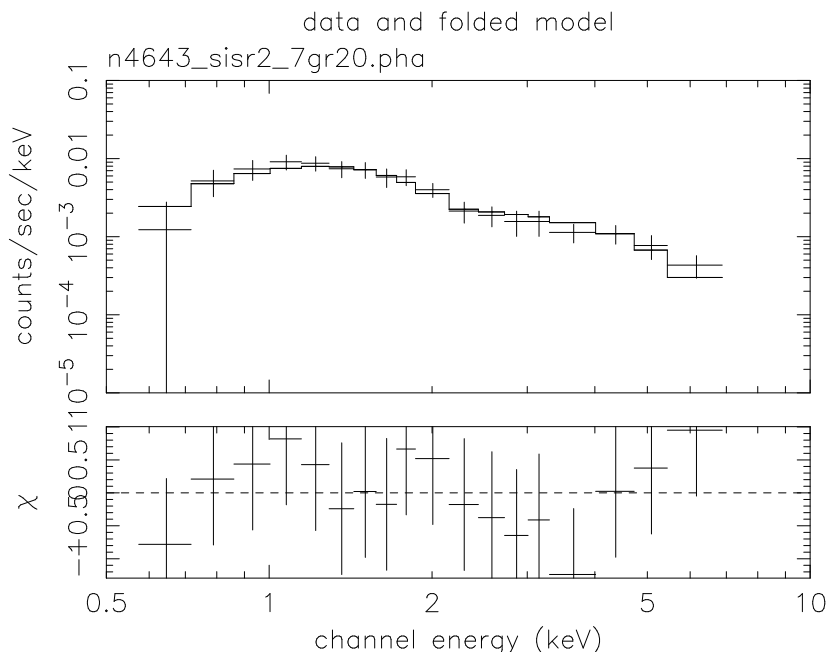


図 4.3: 晩期型銀河 N4643 に M31 パルジモデルを適用した結果。 $\chi^2/\text{d.o.f.}=5.84/16$ とかなりよくスペクトルを再現している。

ハード成分の起源が $kT \sim 1\text{keV}$ よりさらに高温のガスである場合を考える。Matsushita et al.[38] によれば、 $kT \gtrsim 3\text{keV}$ 以上のプラズマであれば連続成分は再現できる。しかし、このような場合例えば He 状 Fe の K ライン (6.7keV) などの高温ガスに特有のラインが見つかるはずである。そこで、 6.7keV Fe-K ラインの等価幅を求めた。表 4.1 にベストフィットの値を載せる。

Target	Equivalent Width(keV)	Target	Equivalent Width(keV)
NGC4472 ^S	0 (<5.4)	NGC720	0 (<1.0)
NGC4406 ^S	—	NGC4374	3.6 (<8.7)
NGC4636 ^S	0 (<2.3)	IC4296	0 (<1.3)
NGC4649	0.03 (<0.78)	NGC4382	0.50 (<4.0)
NGC499	—	IC1459 ^S	0.75 (<2.7)
NGC507	1.98 (—)	NGC4365 ^S	—

表 4.1: Fe-K ラインの等価幅。S のマークのついている銀河は SIS スペクトルによる。それ以外の銀河は GIS スペクトルによる。— は決定できなかったことを示す。括弧内は 90% エラー

この結果は 6.7 keV ラインが有意に受かっている、もしくは受かっていないと評価するほどの S/N 比がなかったことを示す。したがって、ハード成分が高温ガスを起源にしているという積極的な証拠は得られなかった。

以上により、我々は全ての銀河に対して、吸収をかけた M31 バルジ + プラズマモデルを採用する。プラズマモデルは Raymond & Smith [46] によるものである。1 成分モデルの場合と同様、各重元素間の組成比は太陽組成比に固定する。

表 4.2 に SIS スペクトルの解析結果を、表 4.3 に各成分のフラックス、光度、図 4.4 にそのときのスペクトルをのせる。表中の括弧はすべて 90 パーセント信頼区間を表している。表 4.3 のフラックスは吸収を補正していない値である。

NGC4636 について $\chi^2/\text{d.o.f.}$ の値が良くないが、これについては次章の議論のところで詳しく考えることにする。

我々の得たアバundanceが他のパラメーターとどのような関係にあるのか調べておく。まず、表 4.2 によれば、吸収が我々の銀河内の柱密度より大きいものが多い(表 5.1)。吸収は主に 1 keV 以下のところで効くので、主に Fe L ラインで決定されるアバundanceに大きく影響する可能性がある。吸収量を横軸、アバundanceを縦軸にとり、コンフィデンスコントアを描かせた結果を図 4.5 に示す。さらに、温度とアバundanceの関係も注意しなければならない。一般には温度が上がれば連続成分が増え、そのため相対的にラインの強度が減り、スペクトルとフィットさせるためにアバundanceが増えるという傾向がある。図 4.6 に温度とアバundanceのコンフィデンスコントアを示す。これらの図によると、統計の悪い暗い銀河では領域の広いコンフィデンスコントアが得られているが、統計の良い銀河では、アバundanceは温度、吸収とはほとんどカップルしていないことがわかる。

4.1.3 まとめ

以上で得られた結果をまとめると次のようになる。

1. 今回解析した早期型銀河のスペクトルにはラインが存在する。これは温度 $kT \sim 1$ keV のプラズマ成分の存在を示唆するものである。
2. 今回観測した全ての早期型銀河のスペクトルは、プラズマ成分 + ハード成分の 2 成分を必要とする。
3. ハード成分をプラズマ起源とした場合に予想される Fe-K ラインは見つからなかった。そして、ハード成分を代表的な晩期型銀河 M31 のバルジのスペクトルに固定してフィットすることができた。これは、ハード成分においては温度 $kT \sim 1$ keV 以上の高温プラズマ成分より、LMXB 成分のほうが支配的であることを示している。

Target	N_H 10^{20}cm^{-2}	kT keV	Abundance solar	V.E.M.(プラズマ成分) 10^{64}cm^{-3}	$\chi^2/\text{d.o.f.}$
NGC4472	15.2 (12.3-18.4)	0.89 (0.88-0.90)	0.31 (0.26-0.37)	7.47 (6.40-8.58)	134.3/101
NGC4406	8.47 (3.75-14.5)	0.83 (0.81-0.85)	0.37 (0.28-0.55)	4.42 (3.16-5.61)	77.06/83
NGC4636	0.98 (<3.03)	0.77 (0.75-0.78)	0.25 (0.21-0.29)	5.72 (5.05-6.45)	207.3/103
NGC4649	17.8 (13.5-22.6)	0.86 (0.84-0.87)	0.28 (0.23-0.34)	2.78 (2.42-3.16)	158.5/116
NGC499	9.92 (3.45-17.9)	0.74 (0.70-0.77)	0.35 (0.23-0.64)	18.7 (12.0-24.1)	87.81/84
NGC507	6.08 (2.88-9.55)	1.04 (1.00-1.08)	0.18 (0.14-0.22)	64.8 (56.1-74.5)	119.0/118
NGC720	0.00 (<2.88)	0.67 (0.63-0.72)	0.071 (0.045-0.11)	1.46 (1.09-1.89)	64.20/63
NGC4374	1.43 (<7.22)	0.80 (0.76-0.84)	0.16 (0.11-0.26)	1.68 (1.15-2.39)	90.83/86
IC4296	9.33 (<28.0)	0.85 (0.80-0.89)	0.33 (0.19-0.83)	4.87 (2.37-7.77)	94.35/89
NGC4382	4.85 (<19.9)	0.37 (0.29-0.47)	0.040 (0.020-0.099)	1.60 (0.62-4.86)	45.40/68
IC1459	12.5 (<30.7)	0.73 (0.63-0.85)	0.061 (0.022-0.16)	1.42 (0.54-2.52)	24.54/20
NGC4365	0.00 (<16.7)	0.73 (0.50-3.55)	0.022 (<0.099)	0.26 (0.13-0.62)	59.15/37

表 4.2: SIS スペクトルに対する 2 成分モデルのベストフィットパラメター。括弧内は 90 パーセント信頼区間。V.E.M. は Volume Emission Measure のこと。

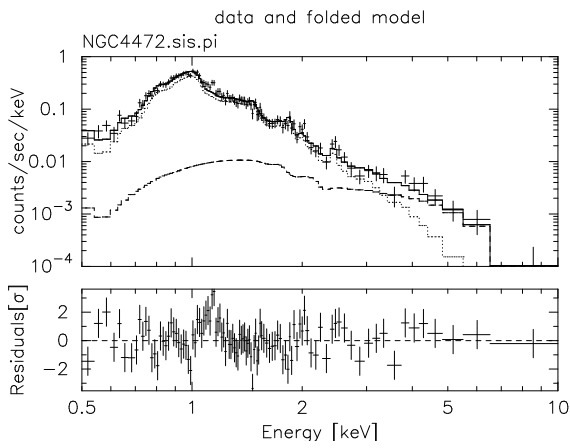
表 4.3(a) プラズマ成分

Target	0.01-10 keV band		0.5-4.5 keV band	
	F_X	$\text{Log } L_X$	F_X	$\text{Log } L_X$
	$10^{-13}\text{erg/s/cm}^2$	erg/s	$10^{-13}\text{erg/s/cm}^2$	erg/s
NGC4472	54.9 (47.0-63.1)	42.07 (42.00-42.13)	52.6 (45.1-60.4)	41.83 (41.76-41.94)
NGC4406	47.2 (33.8-59.9)	41.91 (41.76-42.01)	44.5 (31.8-56.5)	41.69 (41.55-41.80)
NGC4636	69.4 (64.2-78.2)	41.94 (41.89-41.99)	56.7 (50.0-63.9)	41.72 (41.66-41.77)
NGC4649	18.4 (16.0-20.9)	41.63 (41.57-41.68)	17.7 (15.4-20.1)	41.39 (41.33-41.45)
NGC499	18.1 (11.6-23.3)	42.54 (42.35-42.65)	17.2 (11.0-22.2)	42.34 (42.15-42.45)
NGC507	33.6 (29.1-38.7)	42.88 (42.82-42.94)	29.7 (25.7-34.2)	42.61 (42.55-42.67)
NGC720	11.0 (8.23-14.3)	41.14 (41.02-41.26)	5.28 (3.95-6.84)	40.83 (40.70-40.94)
NGC4374	15.8 (10.8-22.5)	41.32 (41.16-41.47)	12.6 (8.62-18.0)	41.06 (40.89-41.21)
IC4296	5.32 (2.58-8.48)	41.91 (41.59-42.11)	5.01 (2.43-7.99)	41.68 (41.36-41.88)
NGC4382	4.16 (1.62-12.6)	41.05 (40.61-41.53)	2.99 (1.17-9.08)	40.51 (40.10-40.99)
IC1459	3.85 (1.48-6.83)	41.13 (40.71-41.37)	3.52 (1.35-6.25)	40.80 (40.39-41.05)
NGC4365	2.47 (1.20-5.81)	40.33 (40.02-40.70)	1.05 (0.51-2.47)	39.96 (39.65-40.33)

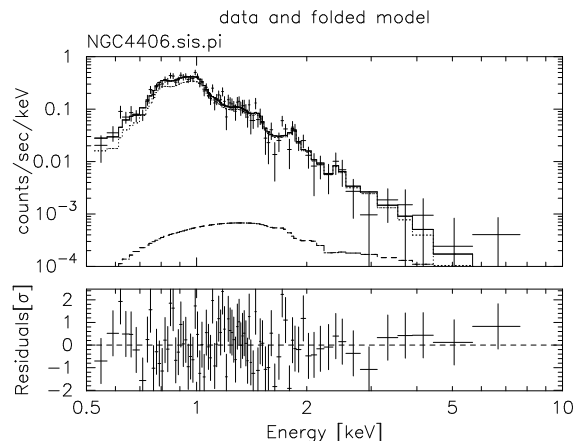
表 4.3(b) ハード成分

Target	0.01-10 keV band		0.5-4.5 keV band	
	F_X	$\text{Log } L_X$	F_X	$\text{Log } L_X$
	$10^{-13}\text{erg/s/cm}^2$	erg/s	$10^{-13}\text{erg/s/cm}^2$	erg/s
NGC4472	10.9 (7.63-14.1)	41.01 (40.86-41.13)	5.85 (4.10-7.59)	40.76 (40.61-40.88)
NGC4406	0.66 (<4.93)	39.78 (<40.66)	0.36 (<2.71)	39.53 (<40.41)
NGC4636	2.95 (1.65-4.22)	40.42 (40.17-40.58)	1.65 (0.92-2.36)	40.17 (39.92-40.33)
NGC4649	2.65 (1.61-3.62)	40.41 (40.19-40.54)	1.42 (0.86-1.94)	40.16 (39.94-40.29)
NGC499	1.98 (0.40-3.56)	41.30 (40.60-41.55)	1.08 (0.22-1.94)	41.05 (40.35-41.30)
NGC507	3.17 (1.09-5.26)	41.59 (41.13-41.81)	1.75 (0.60-2.90)	41.34 (40.88-41.56)
NGC720	3.67 (2.99-4.35)	40.67 (40.58-40.74)	2.06 (1.68-2.44)	40.42 (40.33-40.49)
NGC4374	6.12 (4.02-8.21)	40.73 (40.55-40.86)	3.43 (2.25-4.60)	40.48 (40.30-40.61)
IC4296	6.42 (5.26-7.58)	41.70 (41.61-41.77)	3.52 (2.89-4.15)	41.45 (41.36-41.52)
NGC4382	6.89 (6.01-7.74)	40.79 (40.73-40.84)	3.83 (3.34-4.30)	40.54 (40.48-40.59)
IC1459	8.85 (7.52-10.2)	41.07 (41.00-41.13)	4.81 (4.09-5.53)	40.82 (40.75-40.88)
NGC4365	2.94 (<3.56)	40.41 (<40.49)	1.65 (<2.00)	40.16 (<40.24)

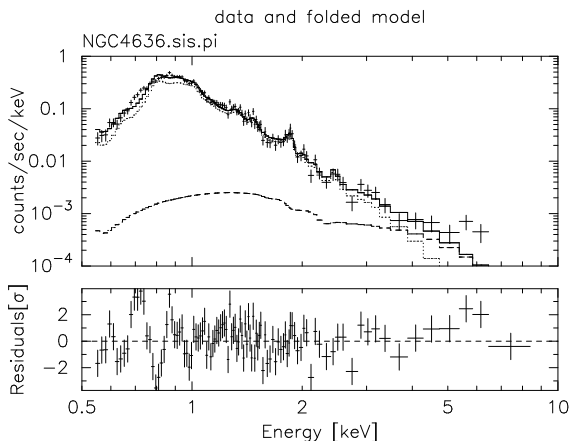
表 4.3: 早期型銀河の各成分のフラックス (F_X)、ルミノシティ (L_X)。括弧内は 90 パーセント信頼区間



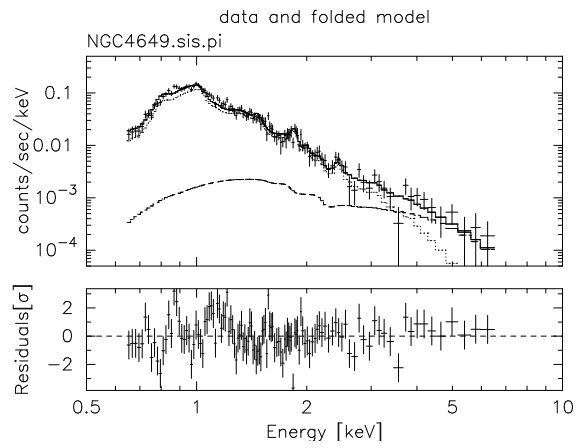
☒ 4.4(a)NGC4472



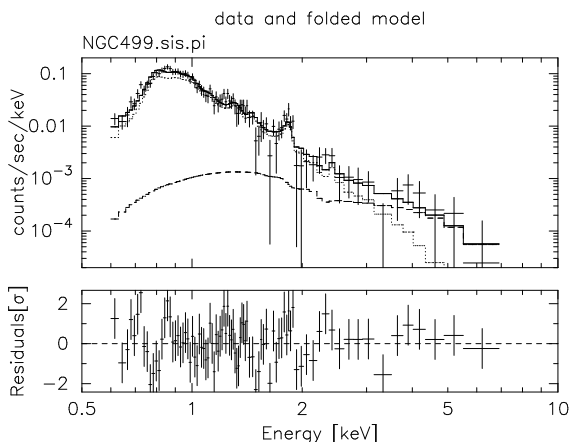
☒ 4.4(b)NGC4406



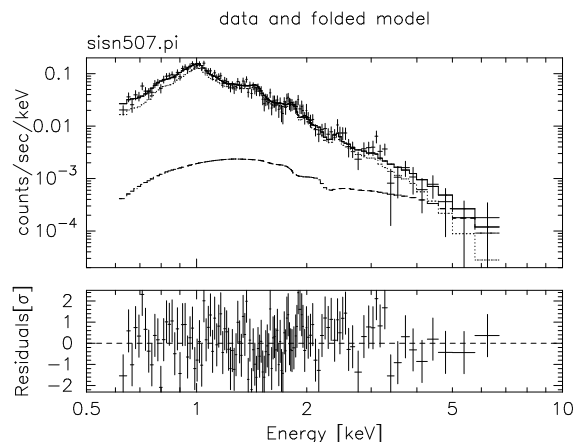
☒ 4.4(c)NGC4636



☒ 4.4(d)NGC4649



☒ 4.4(e)NGC499



☒ 4.4(f)NGC507

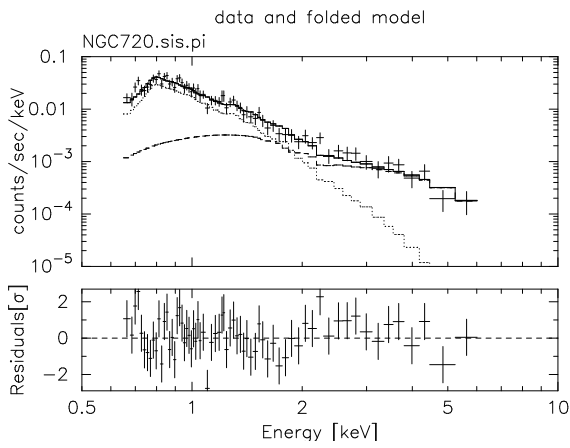


図 4.4(g) NGC720

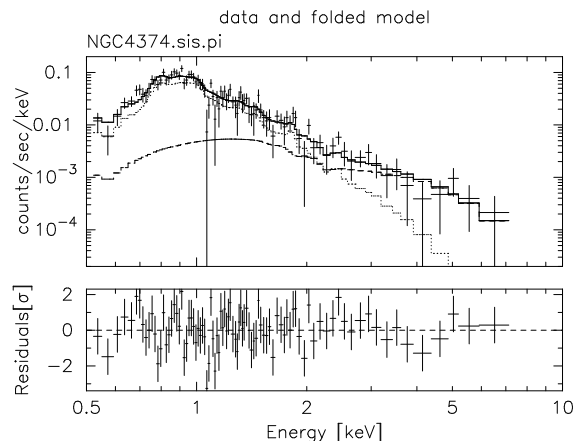


図 4.4(h) NGC4374

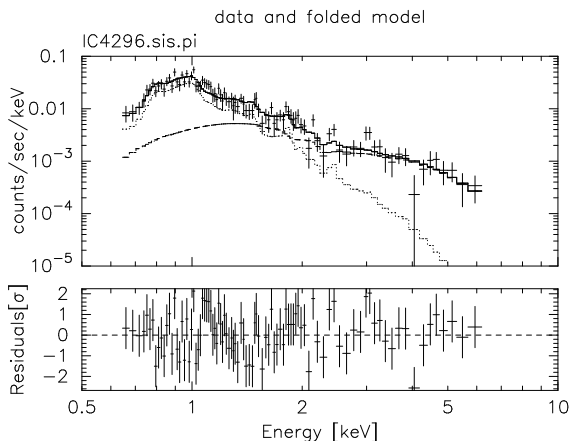


図 4.4(i) IC4296

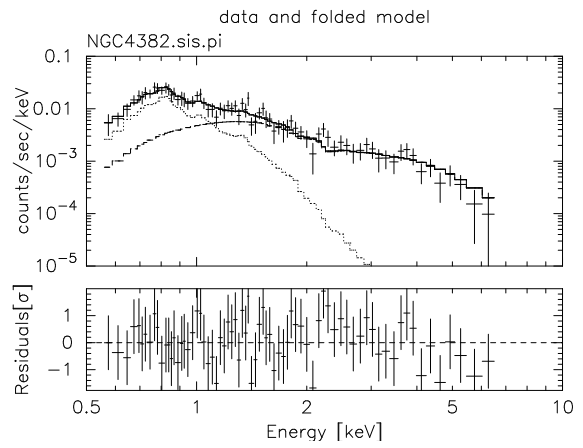


図 4.4(j) NGC4382

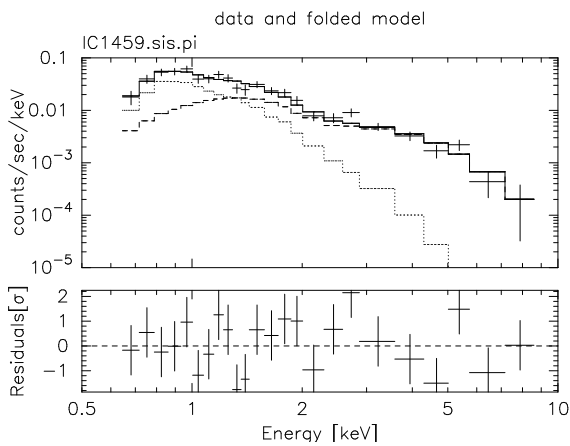


図 4.4(k) IC1459

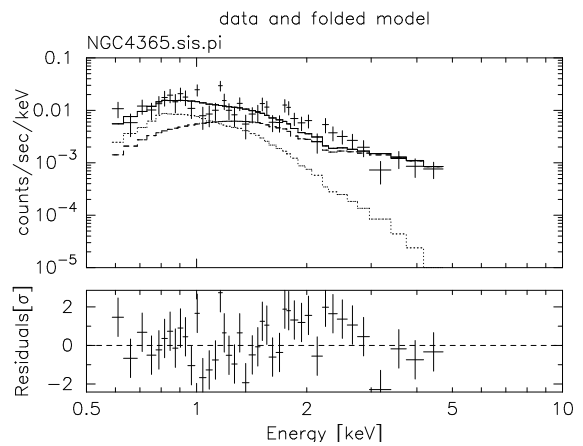
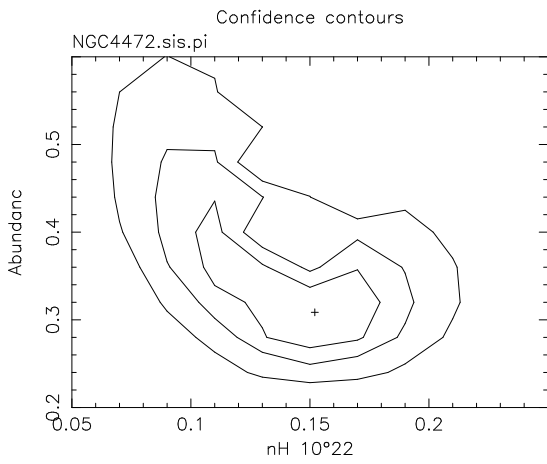
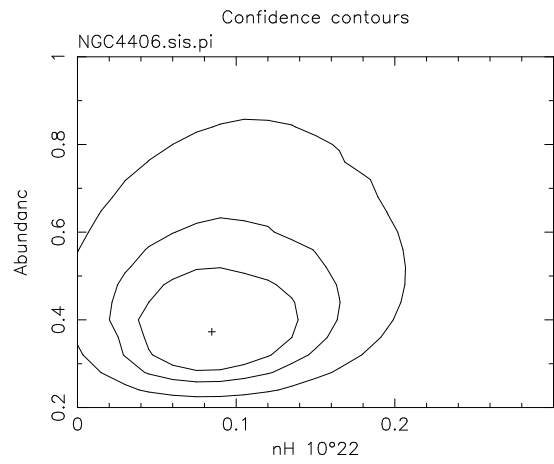


図 4.4(l) NGC4365

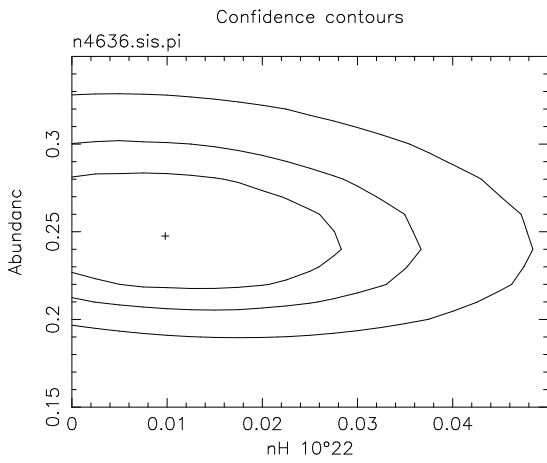
図 4.4: 各早期型銀河を 2 成分モデルでフィットした場合の SIS スペクトル。点線がプラズマ成分、ダッシュがハード成分を表す。



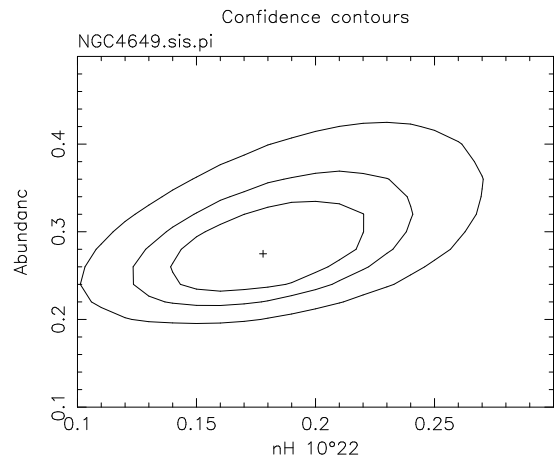
☒ 4.5(a)NGC4472



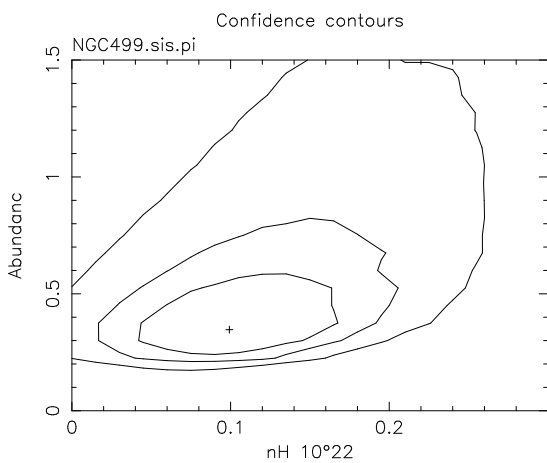
☒ 4.5(b)NGC4406



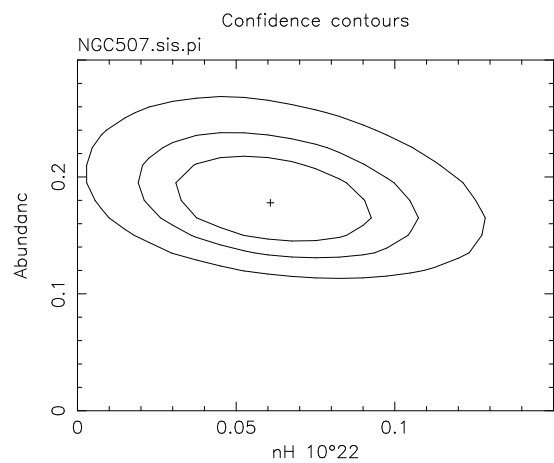
☒ 4.5(c)NGC4636



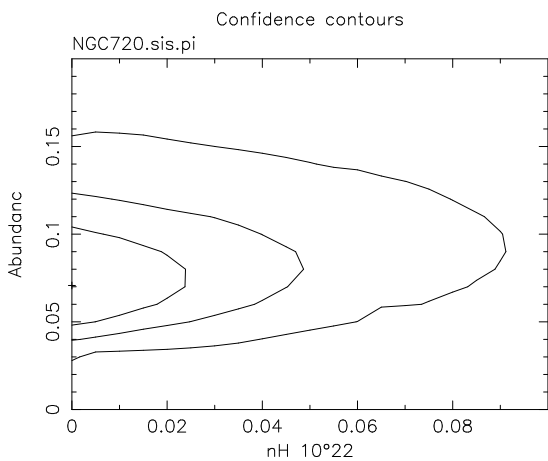
☒ 4.5(d)NGC4649



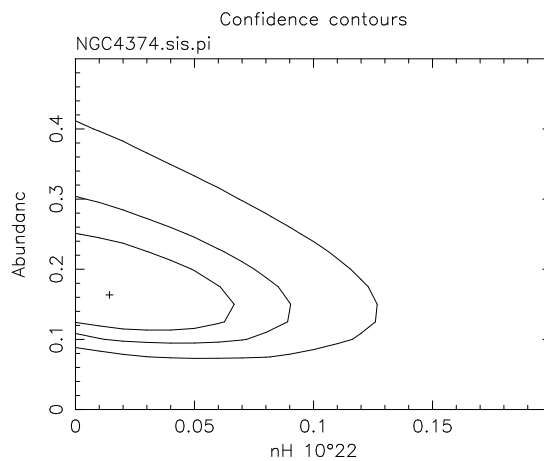
☒ 4.5(e)NGC499



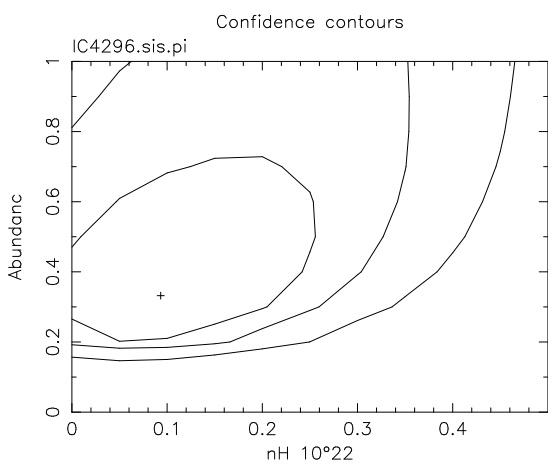
☒ 4.5(f)NGC507



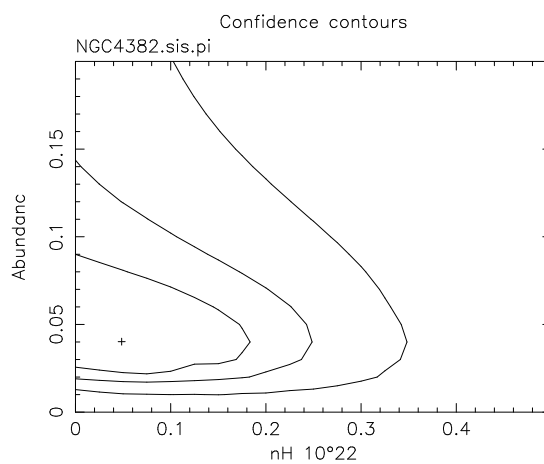
☒ 4.5(g)NGC720



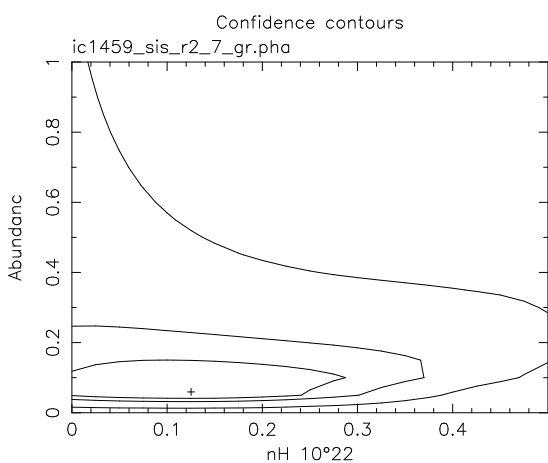
☒ 4.5(h)NGC4374



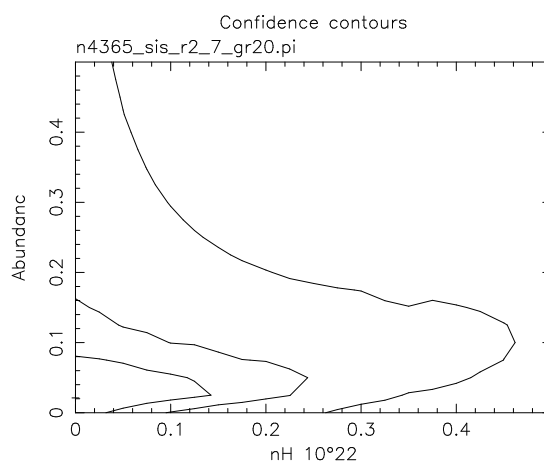
☒ 4.5(i)IC4296



☒ 4.5(j)NGC4382

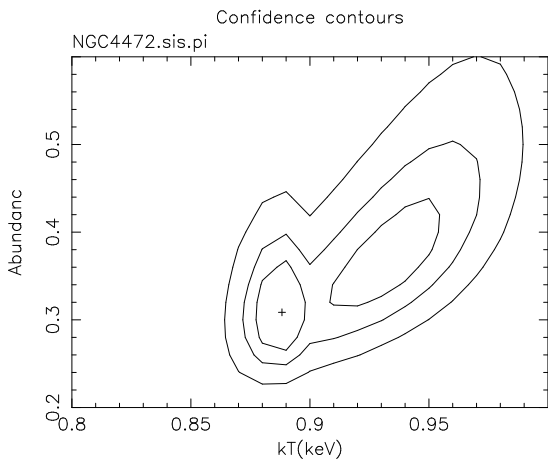


☒ 4.5(k)IC1459

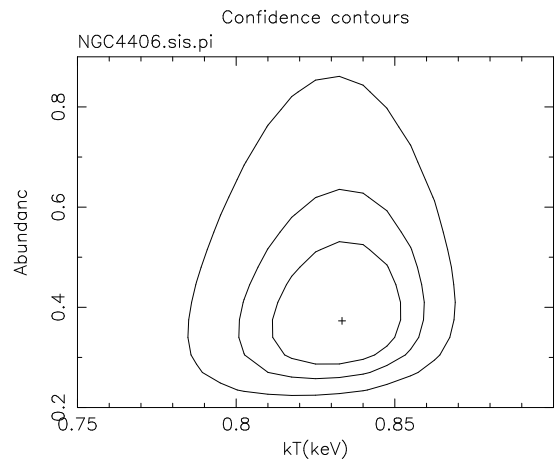


☒ 4.5(l)NGC4365

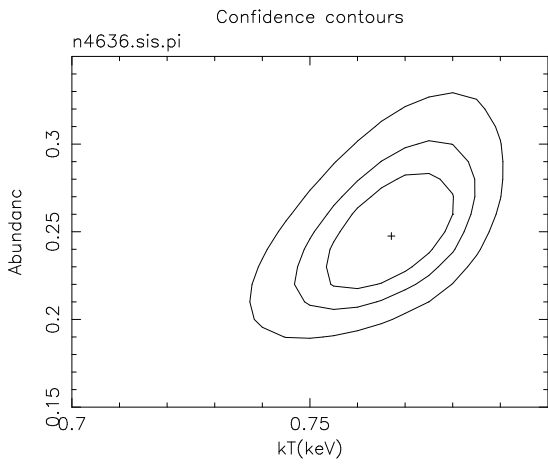
☒ 4.5: 各早期型銀河の吸収 vs アバンドランスのコンフィデンスコントア。内側から 68%、90%、99% レベルを表す。



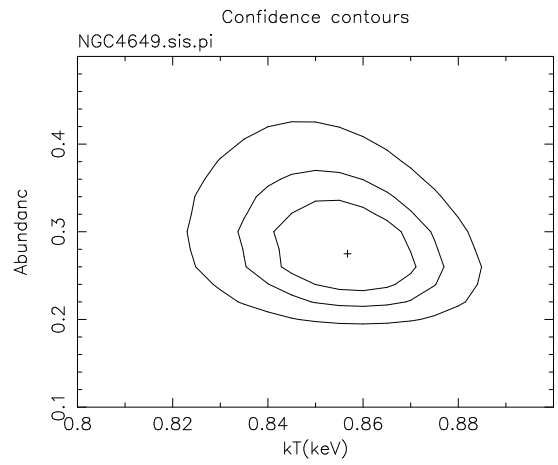
☒ 4.6(a)NGC4472



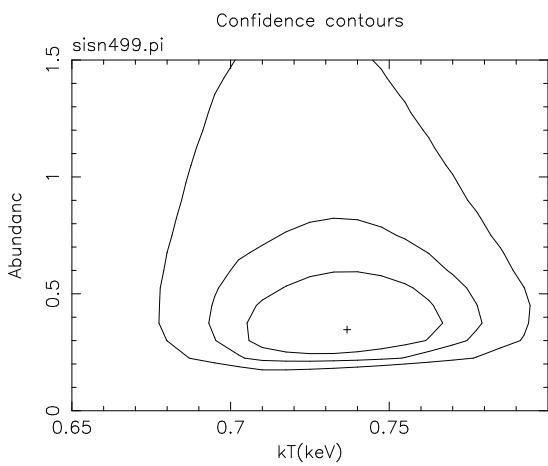
☒ 4.6(b)NGC4406



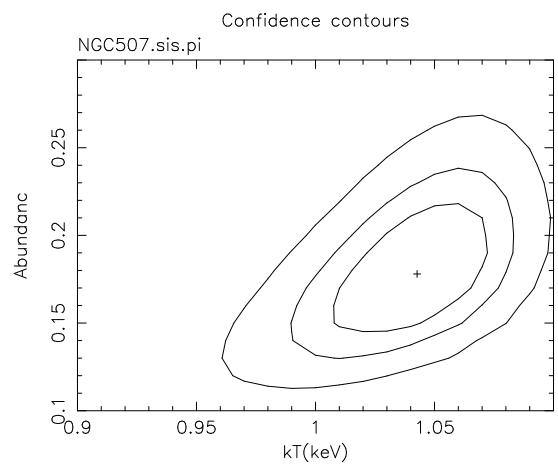
☒ 4.6(c)NGC4636



☒ 4.6(d)NGC4649



☒ 4.6(e)NGC499



☒ 4.6(f)NGC507

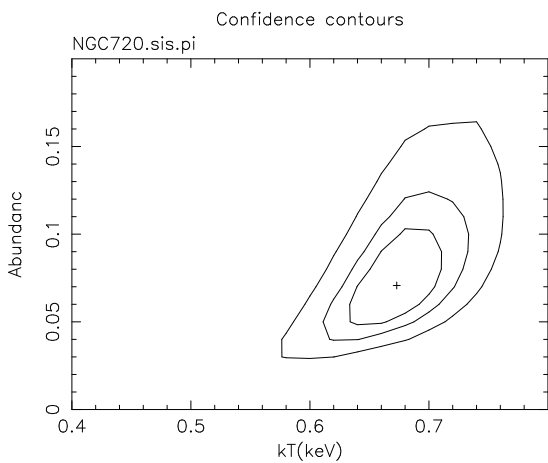


図 4.6(g) NGC720

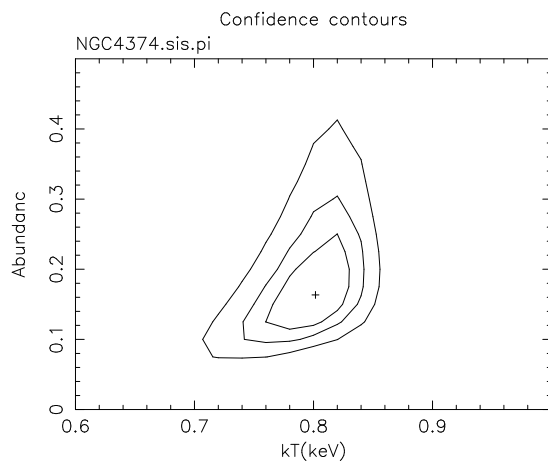


図 4.6(h) NGC4374

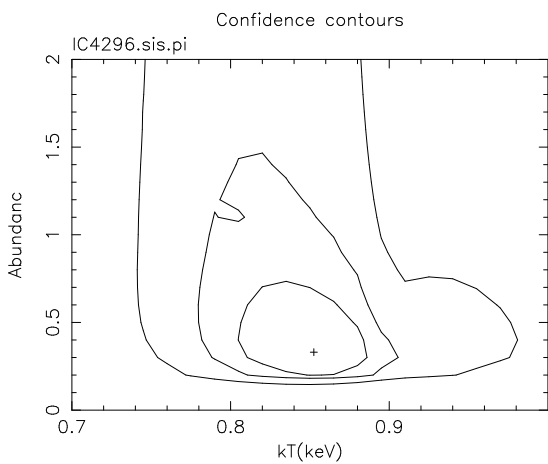


図 4.6(i) IC4296

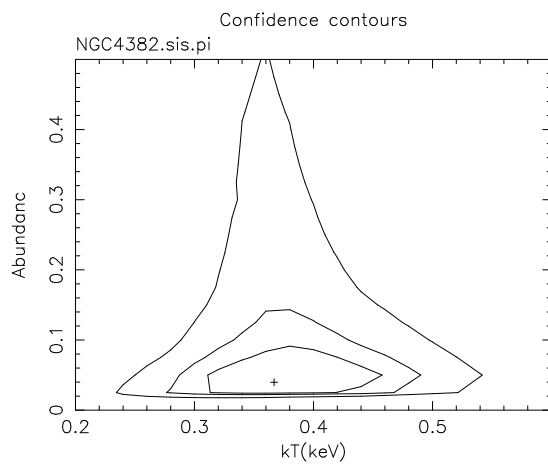


図 4.6(j) NGC4382

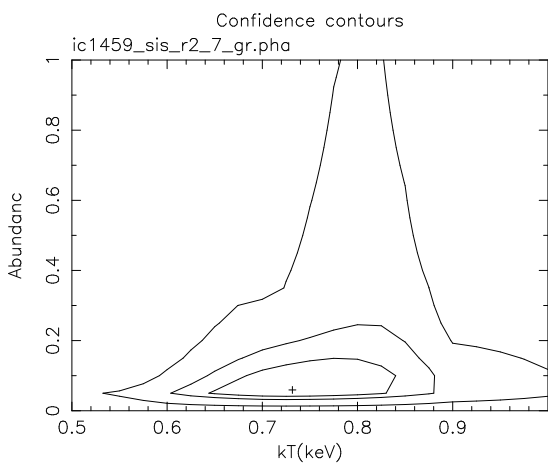


図 4.6(k) IC1459

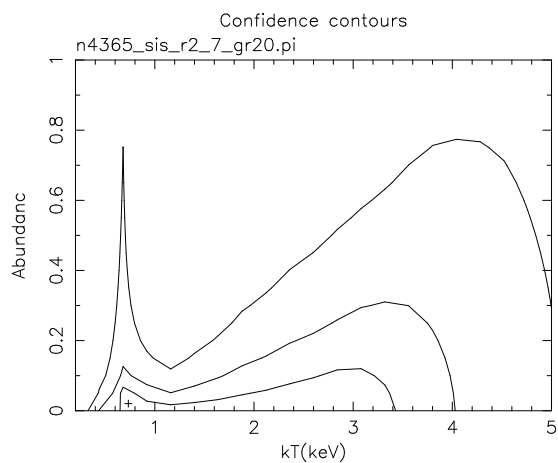


図 4.6(l) NGC4365

図 4.6: 各早期型銀河の温度 vs アバンドランスのコンフィデンスコントア。内側から 68%、90%、99% レベルを表す。

4.2 M87

4.2.1 スペクトル

図4.7は M87 の中心から 6 分までの領域の SIS スペクトルを全て合わせたものである。

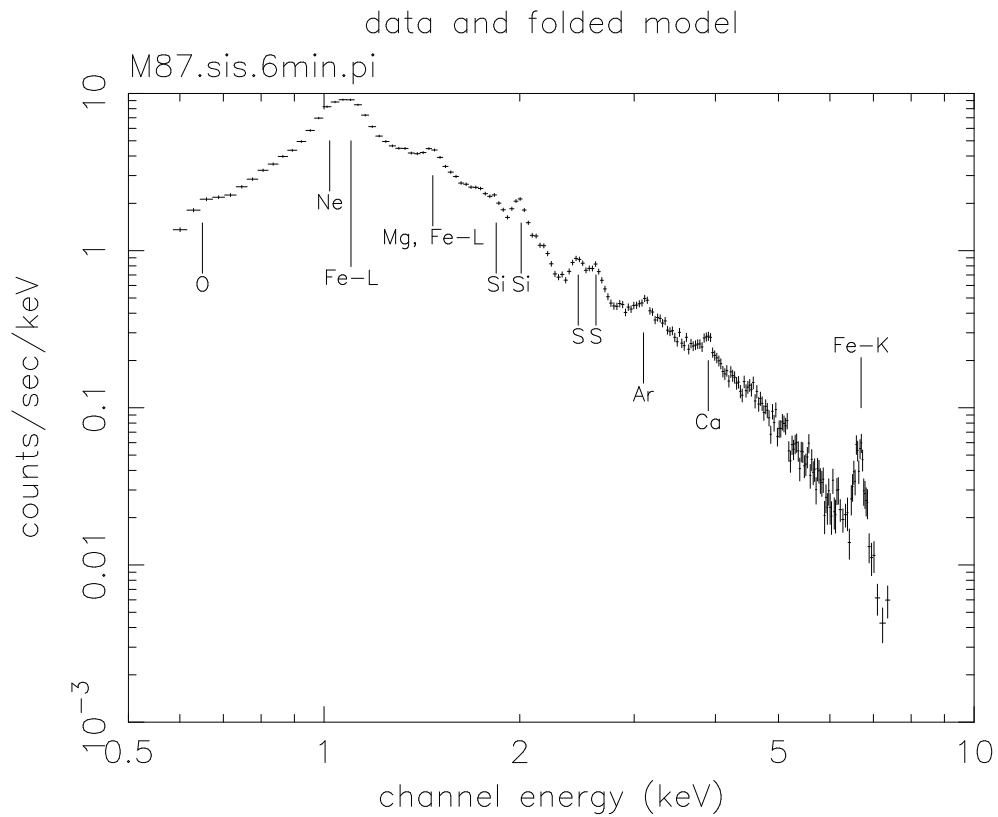


図 4.7: M87 の中心から 6 分以内の領域の SIS スペクトル。様々な輝線がはっきりと見えている。

O (0.65 keV)、Fe-L (0.8-1.5keV)、Si (1.86, 2.0keV)、S (2.46, 2.62 keV)、Ar (3.1 keV)、Ca (3.9 keV)、Fe-K (6.7 keV) などのラインがはっきり見えているのがわかる。

次に領域毎のスペクトルの違いを調べる。図 4.8 は最も内側の領域 (0-1min.) の SIS スペクトルと、最も外側の領域 (5-6min.) の SIS スペクトルを重ねてプロットしたものである。黒丸を打ってあるものが内側の領域である。この図から、1 keV あたりの形が違うことがわかる。これは主に Fe のアバダンスの空間分布が領域毎に違っていること示すものである。

0-1min data and 5-6min data

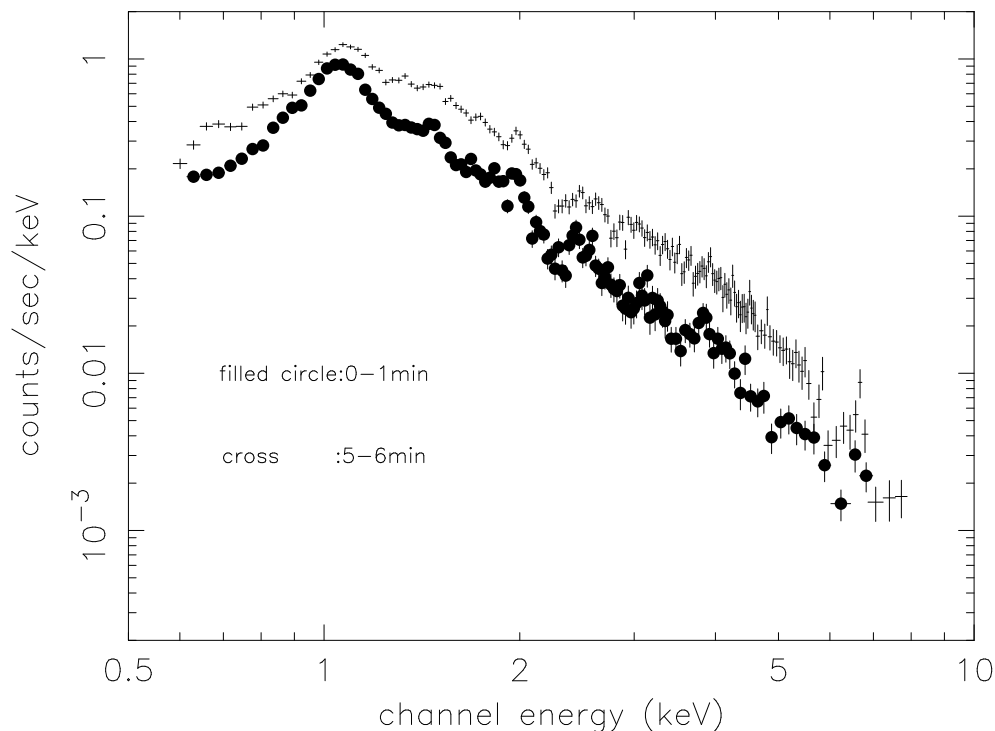


図 4.8: M87 の 0-1min. と 5-6min. の SIS スペクトル。黒丸を打ってある方が 0-1min. の領域のスペクトル。1 keV あたりに構造の違いを見ることができる。

4.2.2 1 温度モデル

M87、M87 NW の解析においては、SIS の解析には「ascaarf」を用いて作成した arf と「sismrg」を用いて作成した rmf を、GIS の解析には「jbl darf」を用いて作成した arf と「あすか」チームによって提供されている rmf を使用した。arf を作成する際、天体の拡がりには「あすか」で得たイメージを使用した。この組合せは早期型銀河の場合とは異なり、正しい組合せである [64]。

まず、各々の領域の SIS スペクトルを吸収を受けた 1 温度プラズマモデル [46] でフィットした。M87 の解析では、早期型銀河の場合とは異なり、各元素のアバダンスをそれぞれ独立に決定する。

1 温度のプラズマモデルでは高エネルギー側がフィットできないなど、満足な結果が得られなかった (図 4.9)。

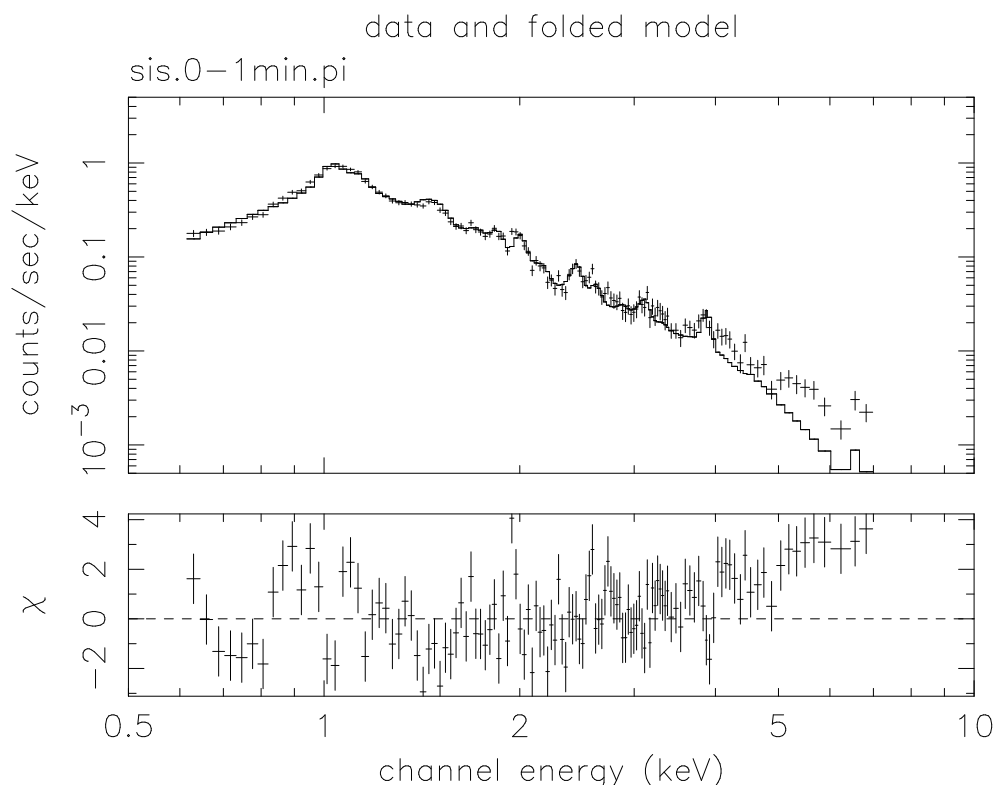


図 4.9: 1 温度モデルの失敗例。高エネルギー側がフィットできない。

4.2.3 2 温度モデル

M87 のスペクトルには早期型銀河の場合とは異なり、He 状の Fe-K ラインが見えている。これは温度 $kT \sim 1\text{keV}$ 以上のプラズマ成分の存在を示している。そこで、2 温度のプラズマモデルでフィットを行なった。「あすか」では Fe-L ラインを完全には分解できず、各元素のアバンダンスを低温成分と高温成分で独立に決定することはできなかった。そこで、低温成分と高温成分で、各元素のアバンダンスを共通にした。

M87 の観測で最大の興味の一つは酸素と鉄のアバンダンス比の測定である。酸素のラインは吸収がよく効くエネルギー範囲にあるため、吸収の値は酸素のアバンダンス決定に重要な要素となる。吸収の値をフリーパラメーターとすると、一番内側の領域では $0 (< 1.1 \times 10^{20}\text{cm}^{-2})$ で、一番外の領域で $7.1(5.4-8.9) \times 10^{20}\text{cm}^{-2}$ という結果が得られた。我々の銀河に存在する星間ガスによる吸収 ($\sim 2.6 \times 10^{20}\text{cm}^{-2}$) は必ず存在するはずである。そして、HI サーベイ [23]、HEAO-1 衛星、Einstein 衛星による観測 [16] [32] はいずれも $\sim 2.6 \times 10^{20}\text{cm}^{-2}$ という値を出している。我々の得た値はこれらと大きく異なっている。また、クーリングフローによる mass accretion rate は内側へいくほど減少しており [9]、クーリングフローからドロップアウトした物質は冷たいガスとなって、吸収を増やすという報告がある [60]。我々が得た結果はこの描像とも矛盾している。吸収の値を決定する際に重要な 0.5keV から 0.6keV あたりはキャリブレーションが難しく、不定性が伴う。そこで、吸収の値は上記 $2.6 \times 10^{20}\text{cm}^{-2}$ という値に固定することにした。

表 4.4 は、1 温度の場合と 2 温度の場合の $\chi^2/\text{d.o.f.}$ の比較である。

region	$\chi^2/\text{d.o.f.}$	
	1 温度	2 温度
0'-1'	299.2/115	165.7/113
1'-2'	315.2/141	217.0/139
2'-3'	351.6/154	260.2/152
3'-4'	284.4/160	201.6/158
4'-5'	262.0/158	227.3/156
5'-6'	211.9/157	199.2/155

表 4.4: 1 温度モデルと 2 温度モデルの $\chi^2/\text{d.o.f.}$ の比較

1 温度で見られた高エネルギー側の不一致は、2 温度モデルにすると解消され、有意な χ^2 の減少が見られた。続いて 3 温度モデルも調べたが、今度は有意な χ^2 の減少は見られなかった。そこで、2 温度のフィッティング結果を最終的なものとした。図 4.11 にスペクトルを、表 4.5 にベストフィットパラメーターを載せる。なお、M87 までの距離は 15 Mpc を仮定する。

GIS のスペクトルに関しては鉄以外の重元素のアバンダンスは SIS のベストフィットパラメーターに固定してフィッティングを行った。具体的には GIS 0'-1.5' を SIS 0'-1' に、GIS 1.5'-3' を SIS 2'-3' に、GIS 3'-4.5' を SIS 3'-4' に、GIS 4.5'-6' に SIS 5'-6' を対応させた。図 4.12 にスペクトルを、表 4.12 にベストフィットパラメーターを載せる。

4.2.4 パワーロー成分

M87 に関しては過去の *Einstein* 衛星の HRI による観測で次のような成分が見つまっている [18] [49] [57]。

1. 球対称な銀河団ガス成分 (成分 1)
2. 電波ジェットに付随した成分 (成分 2)
3. 中心核のポイントソース (成分 3)
4. 電波ハローに付随した成分 (成分 4)

そして、*HEAO-1* 衛星や「ぎんが」による高エネルギー X 線を用いた観測 [22] [34] [52] [53] では制動輻射成分以外に、さらに高エネルギー側までのびるパワーロー成分が見つまっている。このパワーロー成分は上記 2~4 をまとめて表していると考えられる。

SIS より高エネルギー側で感度の優れる GIS の 0'-6' のスペクトルに対して、「ぎんが」で得られたパワーロー成分を内挿し [53]、そこに 1 温度プラズマを入れてフィットしたところ、Fe-K ラインをフィットできないことがわかった (図 4.10)。この結果はパワーロー成分の normalization をフリーパラメーターとしても同じであった。

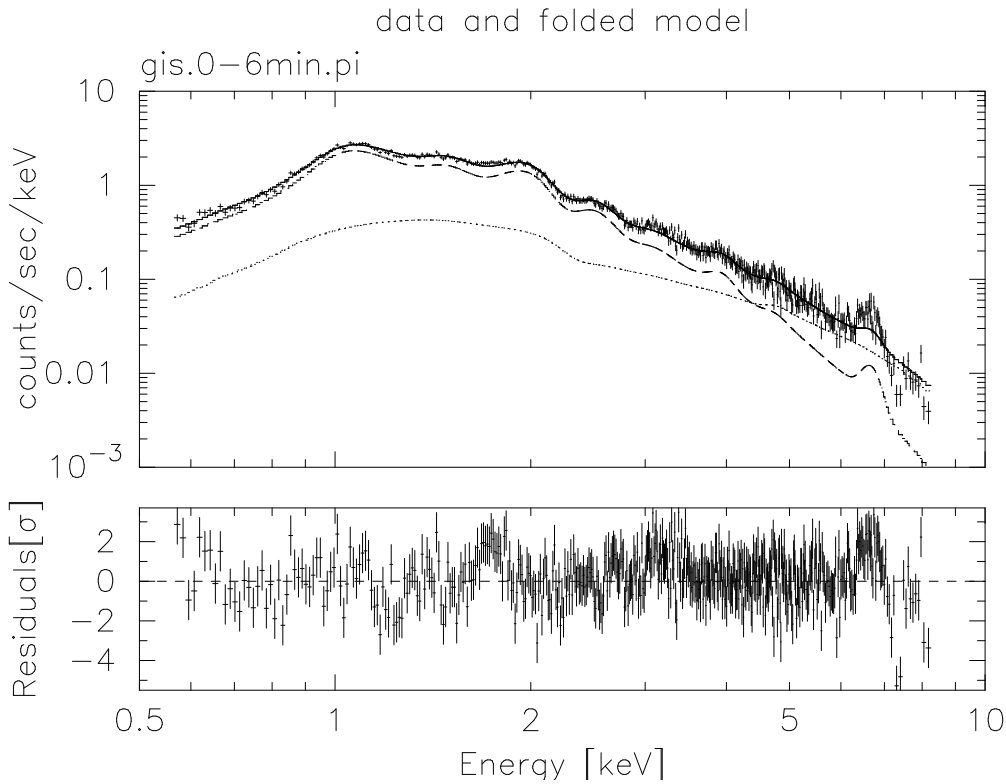


図 4.10: 1 温度プラズマ + パワーローモデルの失敗例。点線は「ぎんが」の結果 [53] を「あすか」のエネルギーバンドに内挿したもの。ダッシュはプラズマ成分。

そこで、2 温度プラズマモデルとパワーロー成分の 3 成分モデルで SIS、GIS の 0'–6' のスペクトルをフィットした。このとき、パワーロー成分の photon index は「ぎんが」の値 1.9 [53] に固定し、normalization をフリーパラメーターとした。フィッティング結果を表 4.7 に示す。このときも、GIS に関しては鉄以外の元素のアバundance は SIS のベストフィットに固定した。

このように「あすか」のスペクトルを説明するにはパワーロー成分はほとんど必要としない。「あすか」で得たパワーロー成分のフラックス (10–20 keV) の上限は $3.3 \times 10^{-12} \text{ erg/s/cm}^2$ で「ぎんが」の観測値 $1.6 \times 10^{-11} \text{ erg/s/cm}^2$ [53] の約 1/5 である。Hanson et al. [24] も「ぎんが」の値の $\sim 1/3$ をパワーロー成分のフラックスとして検出している。また、*Einstein* による観測も「ぎんが」より 2 倍近いフラックスを検出している [33]。これらは時間変動と考えられており、「あすか」で検出したフラックスも時間変動により「ぎんが」の値より減少した考えられる。

そして、パワーロー成分を含めても各パラメーターの値はほとんど影響を受けないので、以降はパワーロー成分を無視することにする。

4.2.5 M87 NW

M87 NW に関しては、各重元素間の組成比を太陽組成に固定した、1 成分プラズマモデル [46] でフィットすることができた。図 4.13 にスペクトルを、表 4.8 にベストフィットパラメーターを載せる。

これまでで得られた結果をグラフにしたものが、図4.14～図4.18である。鉄に中心集中が見られているが、シリコン、硫黄、酸素についてははっきりとしたアバンドンス勾配は見られていない。

4.2.6 まとめ

前節で得られた結果をまとめる。

1. M87 中心部をフィットするには2成分のプラズマ成分が必要である。その温度は高温成分が $kT \sim 2.4$ keV、低温成分が $kT \sim 1.2$ keV で、中心からの距離に対してほぼ一定である。表面輝度(エネルギー範囲 0.5-4.5keV)は高温成分の方がより支配的である。一方 M87NW 部をフィットするには1成分でよい。このとき温度は $kT \sim 2.5$ keV で、これは過去の「ぎんが」による観測と矛盾しない [31] [52]。
2. 過去の観測で見ついているハードなパワーロー成分は「あすか」のスペクトルを説明するのに必要ではない。「ぎんが」の観測値 [53] を「あすか」のエネルギー範囲に内挿すると、Fe-K ラインがうまく再現できない。
3. 鉄に中心部から外へと減少傾向にあるアバンドンス勾配が見られる。シリコン、硫黄については一番外側の領域では減少の傾向にあるようにみえるが、鉄ほどはっきりとした傾向は見られない。一方、酸素についてはアバンドンス勾配は見られなかった。

region	kT ₁ (keV)	kT ₂ (keV)	Abundance(unit:solar)			
			O	Si	S	Fe
0'-1'	1.12	2.25	0.45	0.98	0.80	0.67
	(1.10-1.30)	(2.08-5.98)	(0.24-0.69)	(0.80-1.19)	(0.61-1.01)	(0.57-0.78)
1'-2'	1.15	2.14	0.18	0.93	0.81	0.61
	(1.13-1.30)	(2.05-2.42)	(0.055-0.32)	(0.82-1.05)	(0.68-0.94)	(0.55-0.66)
2'-3'	1.27	2.30	0.26	1.03	0.79	0.60
	(1.13-1.35)	(2.12-2.54)	(0.13-0.41)	(0.91-1.16)	(0.67-0.92)	(0.54-0.66)
3'-4'	1.35	2.69	0.24	0.89	0.84	0.52
	(1.26-1.40)	(2.41-3.10)	(0.11-0.39)	(0.78-1.00)	(0.71-0.97)	(0.47-0.57)
4'-5'	1.42	2.88	0.26	0.86	0.67	0.47
	(1.36-1.58)	(2.52-3.44)	(0.12-0.42)	(0.75-0.99)	(0.55-0.81)	(0.43-0.53)
5'-6'	1.44	2.72	0.30	0.81	0.50	0.37
	(1.21-1.75)	(2.41-3.53)	(0.13-0.49)	(0.70-0.96)	(0.36-0.64)	(0.33-0.43)

region	低温成分			高温成分		
	Log(V.E.M.)	F _X	Log L _X	Log(V.E.M.)	F _X	Log L _X
	cm ⁻³	10 ⁻¹² ergs/s/cm ²	ergs/s	cm ⁻³	10 ⁻¹² ergs/s/cm ²	ergs/s
0'-1'	64.11	5.29	41.18	64.31	7.50	41.32
	(63.96-64.52)	(3.73-13.6)	(41.03-41.59)	(64.23-64.36)	(6.32-8.53)	(41.25-41.38)
1'-2'	64.31	7.77	41.34	64.70	17.7	41.70
	(64.22-64.56)	(6.38-13.8)	(41.26-41.59)	(64.55-64.73)	(12.7-19.0)	(41.56-41.73)
2'-3'	64.42	9.86	41.45	64.76	20.8	41.77
	(64.12-64.59)	(4.97-14.5)	(41.15-41.61)	(64.67-64.84)	(16.9-25.3)	(41.68-41.85)
3'-4'	64.59	13.3	41.57	64.70	18.2	41.71
	(64.40-64.71)	(8.61-17.8)	(41.39-41.70)	(64.60-64.80)	(14.3-22.4)	(41.60-41.80)
4'-5'	64.57	12.3	41.54	64.64	15.7	41.64
	(64.36-64.72)	(7.67-17.4)	(41.33-41.69)	(64.47-64.75)	(10.6-20.1)	(41.47-41.75)
5'-6'	64.36	7.28	41.31	64.72	18.3	41.71
	(63.87-64.69)	(2.36-15.4)	(40.82-41.64)	(64.43-64.82)	(9.48-23.2)	(41.42-41.81)

表 4.5: M87 SIS スペクトルの解析結果。F_X はフラックス、L_X はルミノシティ。エネルギー範囲は 0.5-4.5keV。フラックスは吸収の値は補正していない。括弧内は 90 パーセント信頼区間。

region	kT ₁ (keV)	kT ₂ (keV)	Abundance	χ^2 /d.o.f.
			Fe (solar)	
0'-1.5'	1.08 (0.98-1.12)	2.09 (1.93-2.32)	0.54 (0.48-0.60)	357.4/288
1.5'-3'	1.13 (1.09-1.19)	2.50 (2.31-2.74)	0.45 (0.40-0.50)	416.0/333
3'-4.5'	1.10 (1.05-1.15)	2.41 (2.27-2.59)	0.39 (0.34-0.44)	392.8/351
4.5'-6'	1.10 (0.95-1.23)	2.47 (2.31-2.68)	0.33 (0.28-0.38)	362.4/352

region	低温成分			高温成分		
	Log(V.E.M.)	F _X	Log L _X	Log(V.E.M.)	F _X	Log L _X
	cm ⁻³	10 ⁻¹² ergs/s/cm ²	ergs/s	cm ⁻³	10 ⁻¹² ergs/s/cm ²	ergs/s
0'-1.5'	64.59 (64.37-64.74)	15.7 (9.56-22.2)	41.65 (41.43-41.80)	64.91 (64.82-64.98)	29.1 (23.8-34.3)	41.91 (41.83-41.99)
1.5'-3'	64.68 (64.57-64.77)	17.3 (13.6-21.6)	41.69 (41.59-41.79)	64.91 (64.84-64.96)	29.1 (24.9-32.5)	41.91 (41.85-41.96)
3'-4.5'	64.51 (64.35-64.62)	11.0 (7.73-14.3)	41.50 (41.34-41.61)	64.94 (64.89-64.98)	30.1 (27.0-33.1)	41.93 (41.88-41.97)
4.5'-6'	64.31 (64.00-64.51)	6.58 (3.24-10.5)	41.27 (40.97-41.48)	64.97 (64.91-65.01)	31.4 (27.4-34.7)	41.95 (41.89-41.99)

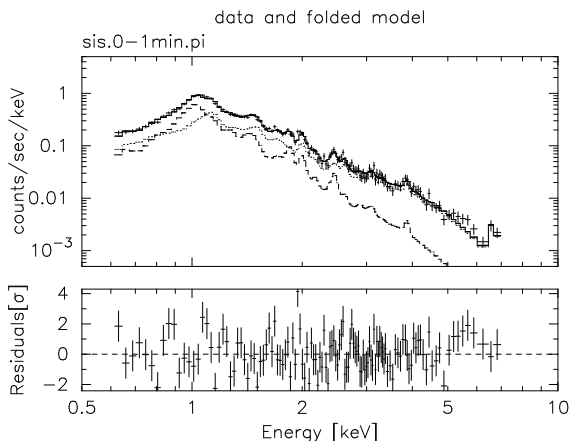
表 4.6: M87 GIS スペクトルの解析結果。鉄以外の重元素のアバンダンスは SIS のベストフィットに固定。フラックス、ルミノシティのエネルギー範囲は 0.5-4.5keV。フラックスは吸収の値は補正していない。括弧内は 90 パーセント信頼区間。

	SIS		GIS	
	2T	2T+power-law	2T	2T+power-law
kT ₁ (keV)	1.32±0.023	1.29±0.033	1.13±0.010	1.12±0.011
kT ₂	2.55±0.086	2.34±0.098	2.65±0.070	2.62±0.066
O(solar)	0.25±0.033	0.25±0.040		
Ne	0.73±0.080	0.78±0.087		
Si	0.89±0.027	0.95±0.039		
S	0.74±0.031	0.77±0.037		
Ar	0.64±0.087	0.66±0.089		
Ca	0.88±0.12	0.91±0.13		
Fe	0.52±0.012	0.55±0.019	0.42±0.017	0.43±0.017
Ni	1.16±0.078	1.24±0.088		
flux(10 ⁻¹² ergs/s/cm ²)				
成分 1	57.9±6.70	49.6±7.62	56.0±4.56	53.6±4.48
成分 2	94.4±6.19	94.8±5.94	110.4±4.25	112.6±4.11
power-law	—	7.92±2.75	—	0 (<3.51)
χ ² /d.o.f.	611.1/204	603.8/203	674.0/486	676.7/485

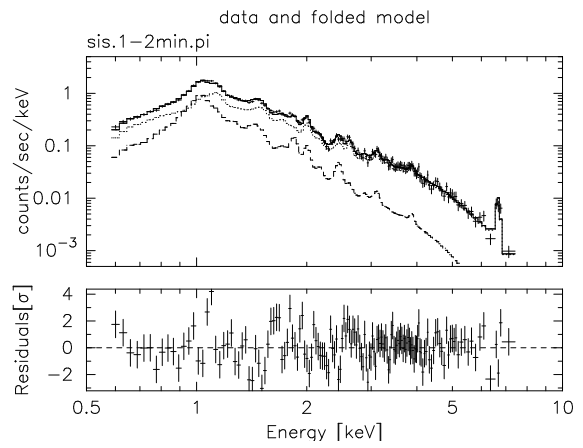
表 4.7: 2 温度プラズマ成分フィットと 2 温度プラズマ + パワーロー成分フィットの比較。エラーは 90% 信頼区間。成分 1 は低温成分、成分 2 は高温成分に対応。フラックスは 0.5-4.5keV。吸収は補正していない。GIS の鉄以外の各元素のアバンドランスは同じモデルでの SIS のベストフィットに固定

	kT	Abundance	F _X	Log L _X	Log(V.E.M.)	χ ² /d.o.f.
	keV	solar	10 ⁻¹² ergs/s/cm ²	ergs/s	cm ⁻³	
SIS	2.69	0.24	27.2	41.88	64.94	252.5/188
	(2.61-2.76)	(0.20-0.28)	(26.5-27.8)	(41.87-41.89)	(64.93-64.95)	
GIS	2.48	0.22	37.5	42.02	65.09	437.2/378
	(2.41-2.57)	(0.15-0.30)	(35.8-39.4)	(42.00-42.05)	(65.07-65.11)	

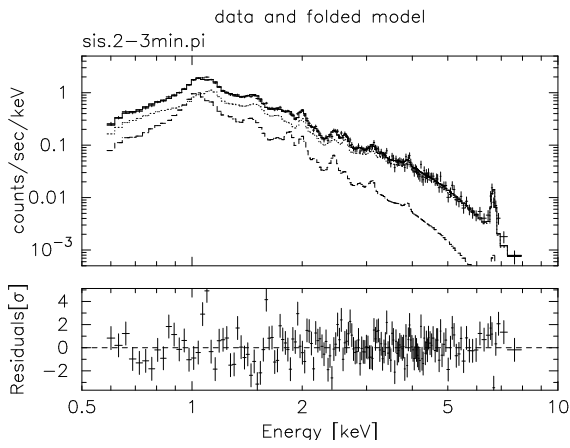
表 4.8: M87NW のベストフィットパラメーター。SIS と GIS では GIS の方が広い範囲を見ていることに注意。括弧内は 90% 信頼区間。フラックス、ルミノシティのエネルギー範囲は 0.5-4.5 keV。フラックスは吸収の値を補正していない。



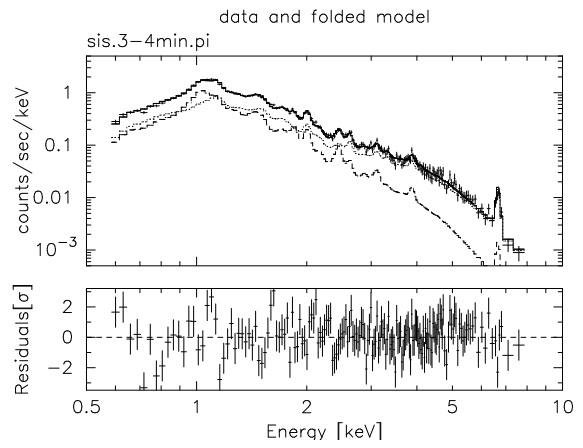
☒ 4.11(a) 0'- 1'



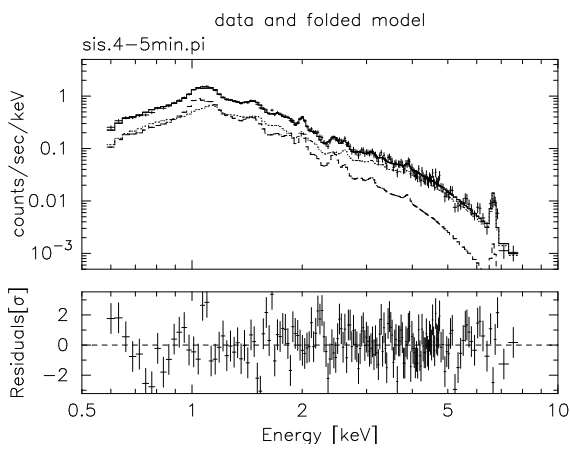
☒ 4.11(b) 1'- 2'



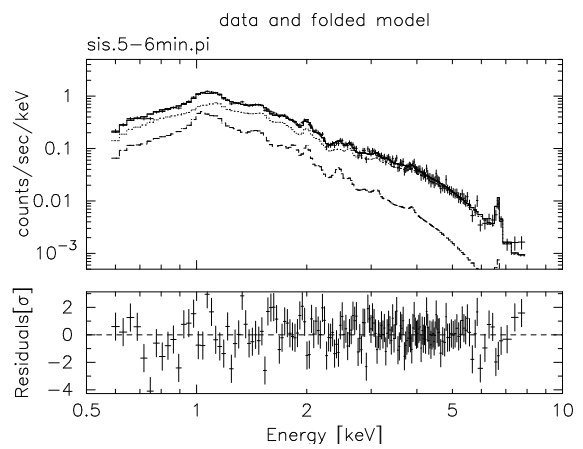
☒ 4.11(c) 2'- 3'



☒ 4.11(d) 3'- 4'

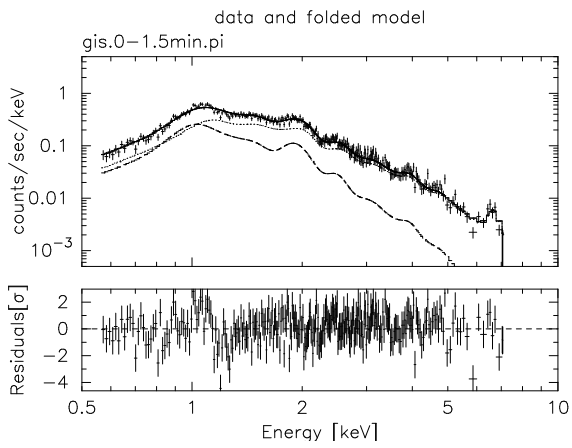


☒ 4.11(e) 4'- 5'

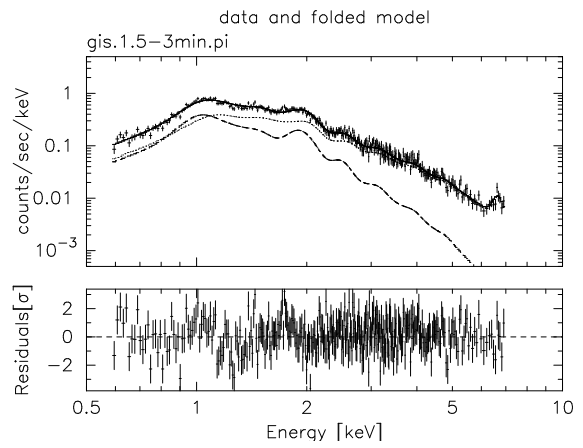


☒ 4.11(f) 5'- 6'

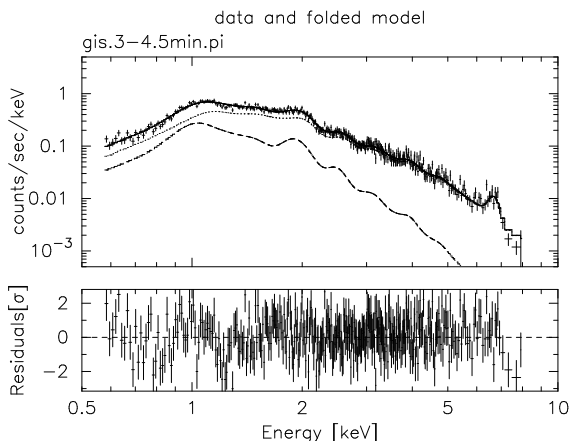
☒ 4.11: M87 SIS スペクトル。ダッシュが低温成分、点線が高温成分を表す。



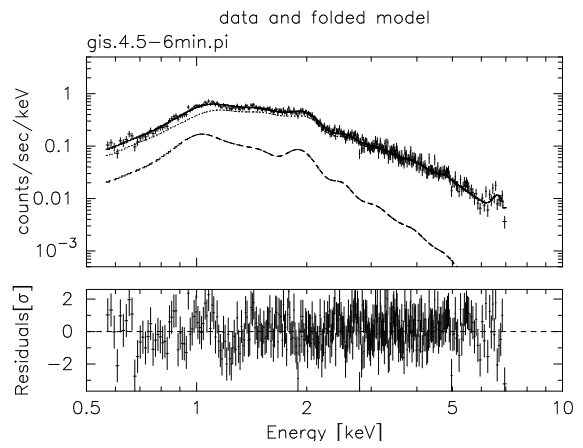
☒ 4.12(a) 0'-1.5'



☒ 4.12(b) 1.5'-3'

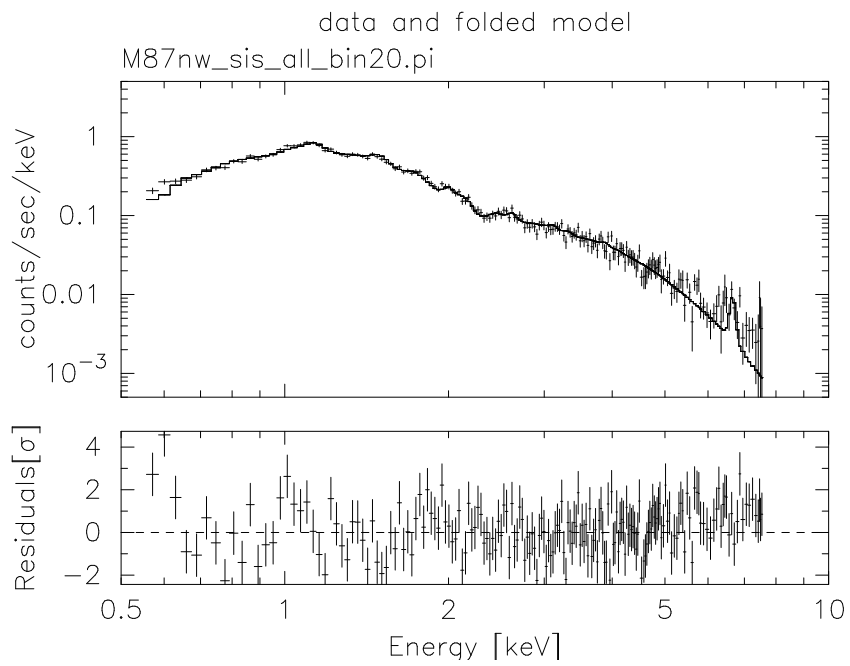


☒ 4.12(c) 3'-4.5'

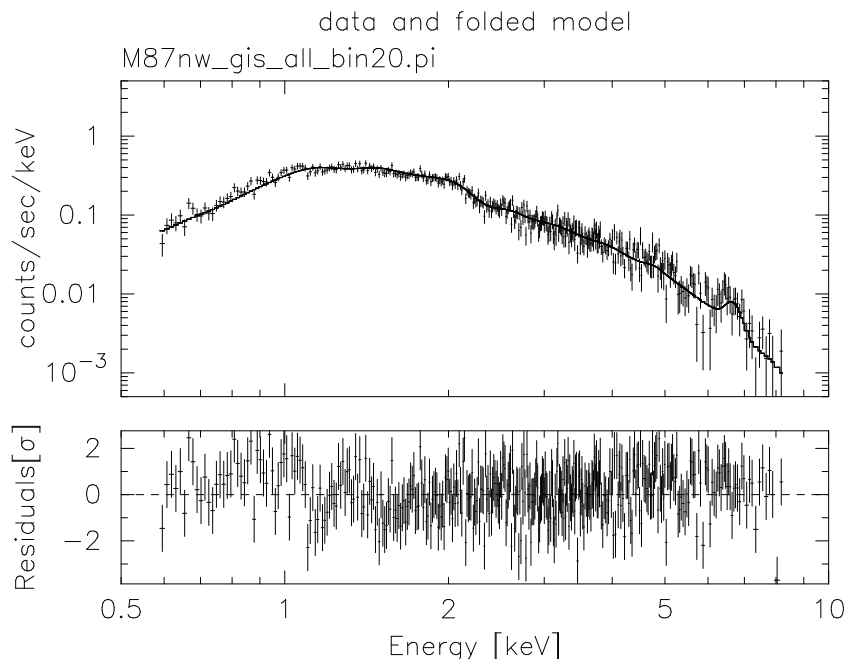


☒ 4.12(d) 4.5'-6'

☒ 4.12: M87 GIS スペクトル。ダッシュが低温成分、点線が高温成分を表す。



☒ 4.13(a) SIS スペクトル



☒ 4.13(b) GIS スペクトル

☒ 4.13: M87NW のスペクトル。

M87 Radius vs Temperature (SIS)

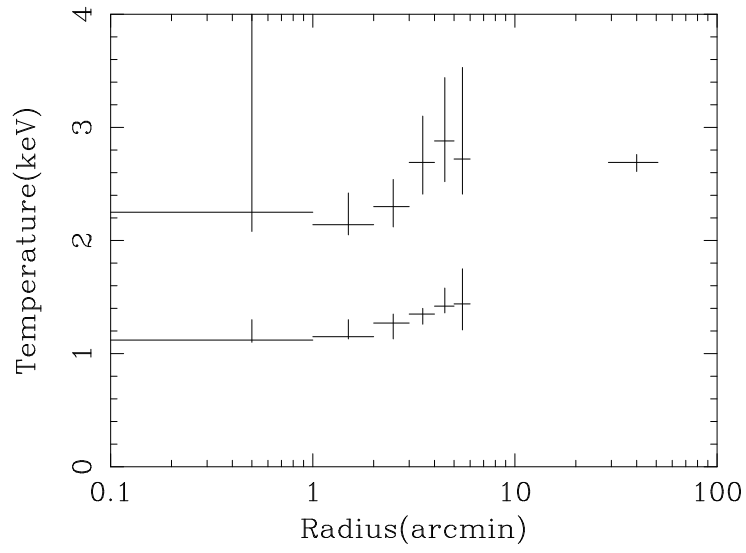


図 4.14(a) SIS

M87 Radius vs Temperature (GIS)

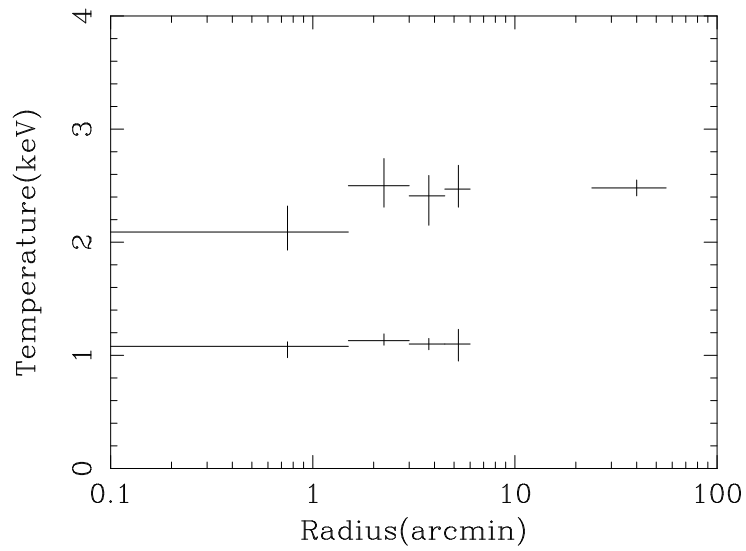


図 4.14(b) GIS

図 4.14: プラズマの温度分布。(a)SIS (b)GIS。

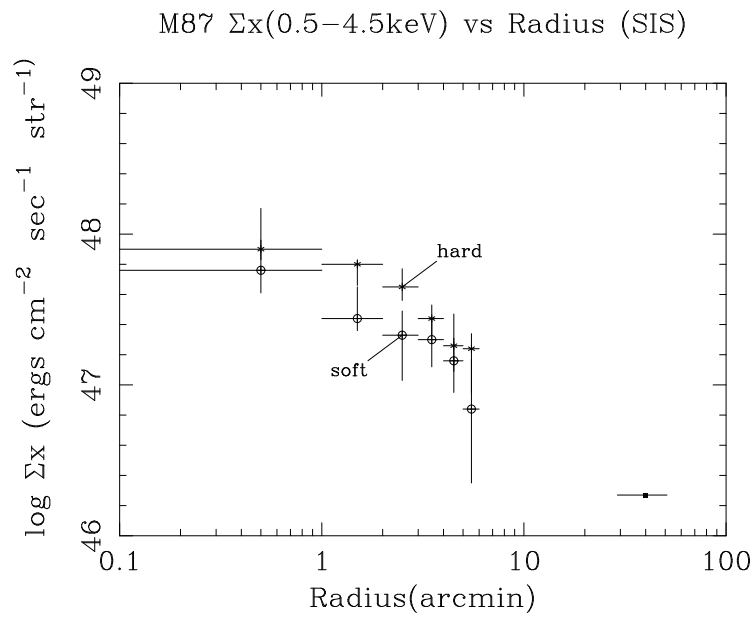


図 4.15(a) SIS

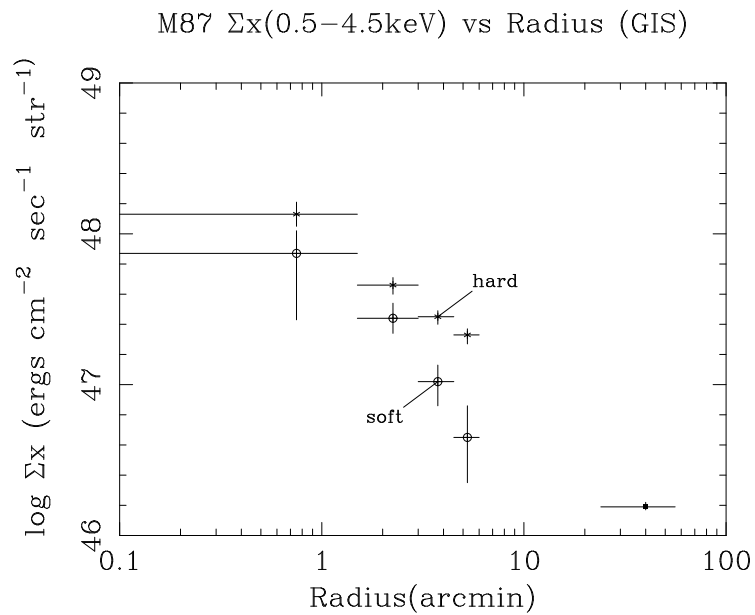


図 4.15(b) GIS

図 4.15: 表面輝度分布。(a)SIS (b)GIS。hard が高温成分、soft が低温成分。エネルギーバンドは0.5-4.5keV。

M87 Fe vs Radius

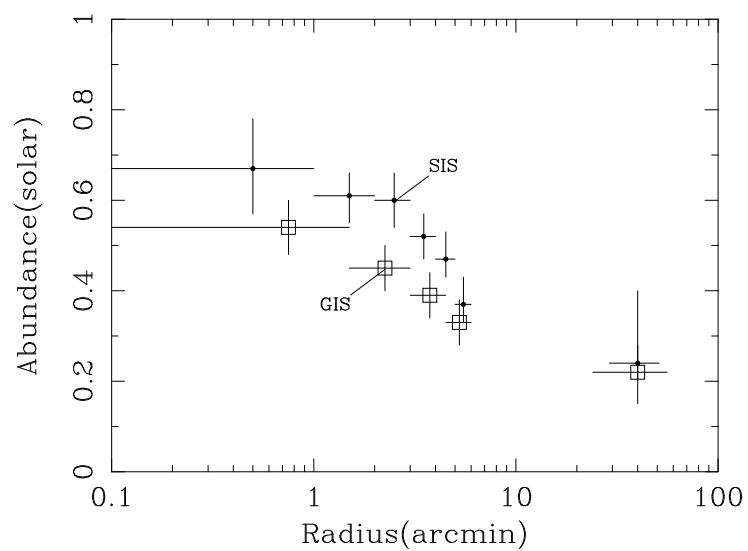


図 4.16: 鉄の分布。黒丸が SIS、四角が GIS。

M87 Radius vs O

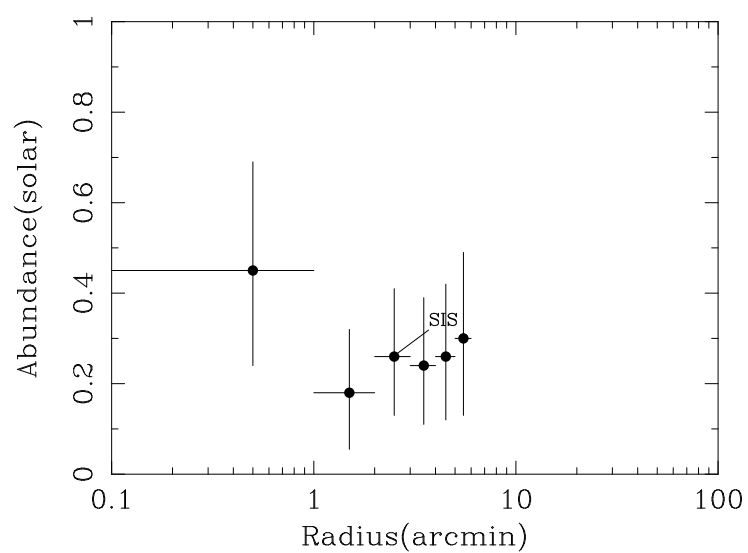


図 4.17: 酸素の分布。

M87 Radius vs Si

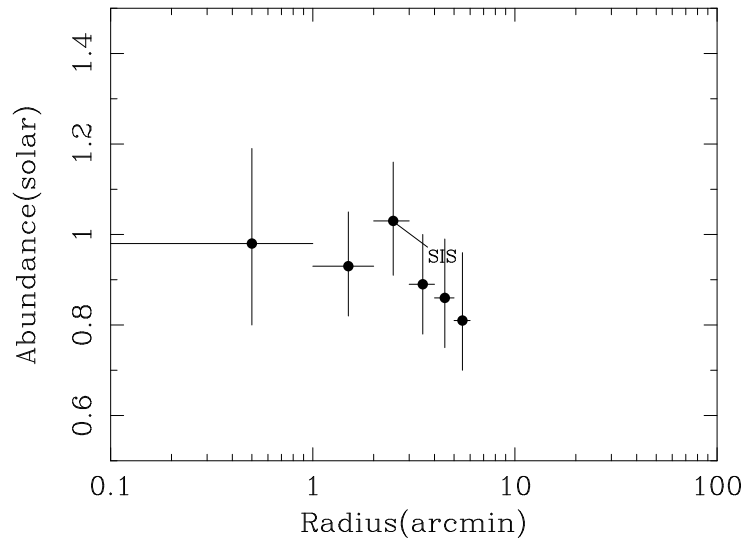


図 4.18: シリコンの分布。

M87 Radius vs S

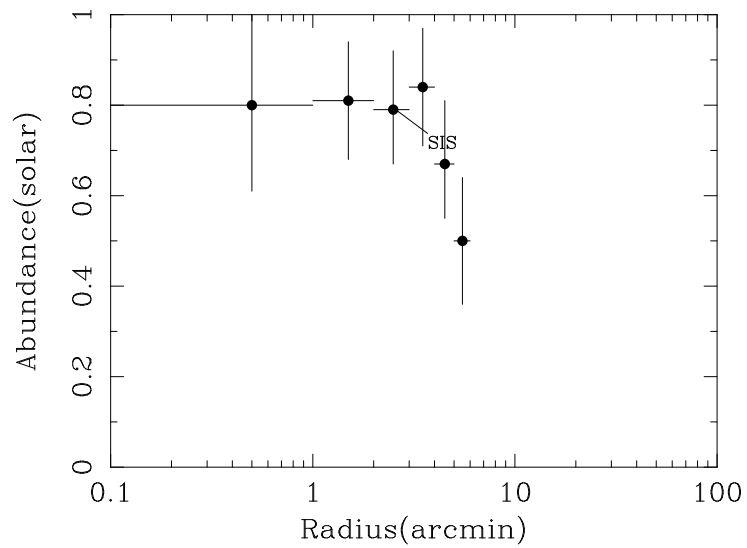


図 4.19: 硫黄の分布。

第 5 章

議論

5.1 早期型銀河

詳しい議論に先立って、まずおのおの銀河の基本的なデータを表 5.1 にあげる。

5.1.1 ハード成分

我々はハード成分として LMXB を仮定した。この仮定が正しければ、ハード成分はその銀河の blue band での明るさに比例するであろう。そこで、ハード成分の明るさと銀河の L_B を比較してみる。図 5.1(a) は L_B とプラズマ成分とハード成分を合わせた L_X 、(b) は L_B とハード成分の L_X を比較したものである。図中の直線は M31 から予想される LMXB 成分の L_B - L_X を示している [7]。黒丸が乙女座銀河団内部のもの、四角が外部のものを表す。(a) では全ての早期型銀河が直線より上に来ていることがわかる。しかし、直線からの離れ方は同じような L_B を持つ銀河でもかなり差が大きい。ところが、(b) ではハード成分の L_X はほぼ直線上に位置し、その分散は (a) に比べてかなり小さい。このことはハード成分は LMXB 成分が支配的であるという仮定の妥当性を示すと共に、銀河による L_X の違いはプラズマ成分に起因するところが大きいことを示すものと考えられる。

(b) によれば、乙女座銀河団に属していない銀河の方がハード成分が大きい。乙女座銀河団のガスは M87NW の観測により $kT \sim 2.6 \text{ keV}$ と早期型銀河よりも高温である。また銀河団ガスと早期型銀河のプラズマ (星間ガス) が相互作用をして衝撃波を発生し高温プラズマを発生する可能性があり、それらの成分が LMXB 成分に加わる可能性があることを考慮すると意外な結果である。しかし、この内の 2 つである NGC499、NGC507 は互いにマーキングしている際の銀河であると考えられている。この場合はマーキングの際に衝撃波が発生し、 $kT \sim 1 \text{ keV}$ より高温のガスが発生する可能性が考えられる。実際、バックグラウンドとして blank sky を用いると、ハード成分の X 線光度が上がった。これは高温ガスの発生を示唆するものと思われる。残りのうちの 2 つの IC4296、IC1459 は電波銀河である。この場合、 $kT \sim 1 \text{ keV}$ のプラズマ成分よりもハードなパワーロー成分が存在している可能性がある。これらを考慮に入れると、銀河団外部のものはハード成分が多いとは一概に言えないであろう。サンプル数の増加を待つべきである。

5.1.2 プラズマ成分

プラズマ成分の加熱機構

図 5.2(a) は銀河内部の星の速度分散とプラズマ成分の温度の相関をとったものである。(b) は銀河団も加えてプロットしたものである。ただし、銀河団に対しては速度分散として銀河の速度分散を用いている。銀河団ガスの温度と銀河の速度分散には正の相関があることは知られていたが [22] [58]、銀河の早期型銀河の星間ガスの温度と星の速度分散の正の相関がみつかったのはこれが初めてである。一つだけ離れたところに位置している銀河は NGC4382 で、これは今回観測した銀河の中

で唯一の disk galaxy である。disk galaxy では、その形状を支えるのに速度分散だけでなく、回転も効いており、力学的性質が異なっていると考えられるので [30]、除外して考えることにする。もし星間ガスとプラズマ成分が完全に thermalize されているならば、 μ を平均分子量、 m_H を水素原子の質量、 σ を速度分散として単位質量当たりのプラズマの熱運動エネルギーと単位質量当たりの星の熱運動エネルギーの比

$$\beta = \frac{\mu m_H \sigma^2}{kT} \quad (5.1)$$

は 1 となるはずである。この図によれば、速度分散と温度はやはり正の相関はあるが、 $\beta < 1$ 、つまりプラズマ成分の方が運動エネルギーが高くなっていることがわかる。しかも、銀河団ではほぼ銀河団ガスの運動エネルギーと銀河の運動エネルギーがほぼ比例しているのに対して (図中で傾き 2 の直線上に来る)、早期型銀河ではそうっておらず、図中で銀河がのる直線の傾きが 2 より有意に小さくなっている。 σ^2 がだいたい重力ポテンシャルの深さを示しているので、このことは星間ガスは重力に束縛されていない、つまり星間ガスが銀河の外へと抜け出ていることを示していると考えられるだろう。

銀河団スケールの天体では中心領域を除いてクーリングタイムはハッブルタイムより長い。これに対して、早期型銀河のクーリングのタイムスケールはおよそ 10^9 yr でハッブルタイムよりも短い。従って星間ガスを $kT \sim 1$ keV に保つには何らかの加熱機構が必要である。加熱機構としては、超新星爆発が考えられる。また、星から放出されたガスは星のランダム運動に対応した温度を持っている。後者では星の速度分散以上の温度は得られない。ところが前者は一回の爆発で $\sim 10^{51}$ erg ものエネルギーを放出するので、周りのガスの量が少なければそれだけ温度は上がりやすくなる。とりあえずクーリングを無視すると、星間ガスの量を M_{gas} 、超新星爆発で得られるエネルギーを E_{SN} 、星の速度分散に対応した温度を $T_1 (\mu m_H \sigma^2 / kT_1 = 1)$ 、超新星が起こったあとの温度を T_2 として、

$$T_2 = T_1 + \frac{E_{SN}}{\frac{3}{2} k \frac{M_{gas}}{\mu m_H}} \quad (5.2)$$

$T_2 - T_1 = dT$ として、

$$dT \sim \frac{E_{SN}}{M_{gas}} \quad (5.3)$$

E_{SN} は L_B と比例する。また、後述するように M_{gas} はプラズマ成分の L_X の $1/2$ 乗にほぼ比例すると考えられるので、

$$dT \sim \left(\frac{L_X^{1/2}}{L_B} \right)^{-1} \quad (5.4)$$

となるであろう。つまり、 dT と $L_X^{1/2}/L_B$ には負の相関が予想される。図 5.3 に dT とプラズマ成分の $L_X^{1/2}/L_B$ (エネルギー範囲は 0.01-10 keV) の相関を示す。予想とはまっこうから異なって、正の相関を示している。このことは図 5.2 における早期型銀河のずれは上記のような単純なものではないことを示す。

プラズマ成分の量

ハード成分のところで述べたように、 L_B が同じでも L_X に ~ 2 桁にもおよぶ違いがあるのはプラズマ成分の多少による。プラズマ成分の連続成分の L_X は電子、陽子の個数密度をそれぞれ n_e, n_p 、放射領域の体積を V 、温度を T として、 $n_e n_p V T^{1/2}$ に比例する ($n_e n_p V$ を Volume Emission Measure と呼ぶ)。ところが、図 5.4 に示したように、早期型銀河程度の温度領域ではラインによる放射も考えなくてはならない。図 5.5 に単位 V.E.M. あたりのルミノシティの相対値を示す。図中の各曲線はそれぞれ異なるアバundanceに対応する。モデルは Raymond & Smith [46] による。この図によれば、今回観測した早期型銀河の温度範囲 ($kT=0.4-1.0$ keV)、アバundance範囲 (0-0.4 solar) では同じ V.E.M. で L_X の 2 桁もの違いを説明することはできない。したがって、この結果は早期型銀河の V.E.M. の違いを反映しているものと思われる。ほぼ $n_e \sim n_p (\equiv n)$ と考えることができるので、 $V.E.M. \sim (nV)^2/V \sim M_{gas}^2/V$ となり、今回解析した各早期型の領域の大きさにはやはり 2 桁もの違いはないので、主に M_{gas} が各早期型銀河により大きく違うことが結論される。

温度と V.E.M. をプロットしたものが図 5.6(a) である。ベストフィットの分布の相関係数は 0.552 であり、正の相関があることを示している。無相関検定により、危険率 5% 以上 10% 以下で早期型銀河に温度と V.E.M. に相関があることをいえる。乙女座銀河団の内外に着目しても、この相関は変わらない。銀河団内部の銀河には、銀河団ガスとの相互作用による星間ガスの剥ぎとり効果や、その逆の銀河団ガスの落ち込みの効果があると考えられるが、これらの効果はそれほど重要ではないようである。この図に rich cluster [22]、poor cluster [58] を加えてプロットしたものが図 5.6(b) である。この図を見れば、早期型銀河のところで傾きが急になっていることがわかる。具体的には、この関係を

$$\log V.E.M. = a \log(kT) + b \quad (5.5)$$

という関数でフィットした場合、銀河団のみを考えると $a=2.13$ (90% 信頼区間 2.11–2.15) であったが、早期型銀河も含めて考えると、 $a=2.41$ (90% 信頼区間 2.39–2.43) となった。これは加熱機構のところでも述べたように、銀河団とは異なり早期型銀河では重力ポテンシャルの深さにくらべてプラズマ成分の温度が高いことも一つの原因であろう。速度分散とプラズマ成分の V.E.M. の関係を調べたものが図 5.7(a) である。ベストフィットの相関係数は 0.309 であり、やや正の相関があるということになる。この図に銀河団も含めたものを図 5.7(b) に示す。この関係を

$$\log V.E.M. = a \log \sigma + b \quad (5.6)$$

という関数でフィットする。銀河団のみを考えた場合、 $a=3.75$ (90% 信頼区間 3.70–3.81) であったが、早期型銀河も加えてフィットすると、 $a=4.25$ (90% 信頼区間 4.21–4.29) となった。有意に傾きが大きくなっていることがわかる。以上により、同じく高温プラズマを持つ銀河団と早期型銀河ではあるが、その力学的な性質はかなり異なったものとなっていることがわかる。

a(4) パラメーターとは早期型銀河の isophote shape が純粋な楕円型からどのくらいかけ離れているかを表すパラメーターで、銀河の形はこのパラメーターが負になると boxy shape、正になると disk shape になる性質がある [4] [30]。そして、boxy structure はマーキングなどの相互作用によるものと考えられている [30]。一方、Einstein による観測との比較では a(4) パラメーターと、全体の L_X には負の相関が見つけられている [4] [30]。つまり boxy になるほど X 線で明るいのである。これはプラズマ成分の量がマーキングなどの相互作用によって決まっていることを示しているのかもしれない。実際に、今回の観測でも表 4.2 によれば、互いにマーキング中と考えられる NGC499 と NGC507 の V.E.M. が他の銀河に比べて特に多いことがわかる。そこで、図 5.8 は a(4) パラメーターとプラズマ成分の L_X をプロットしたものである。しかし、この図が示すように、今回の観測ではこの二つのパラメーターに相関を見つけることはできなかった。ただし、今回の観測では a(4) パラメーターの値がわかっている銀河の数が少ないので、今後のサンプル数の増加を待つべきであろう。

アバダンス

早期型銀河の星間ガスの起源を考えてみる。候補としては次のものが考えられる。

1. Ia 型超新星爆発。3–8 M_{\odot} の星が連星系だった場合に発生する。この程度の質量の星は進化の最後には白色矮星になる。この時連星系であると、相手の星も進化して膨張しはじめた時にガスが流れ込み始め、質量が増えだす。そしてチャンドラセカールの限界質量に近付いた時に中心で炭素の核暴走反応が起こって爆発する。この場合、1.4 M_{\odot} の星が爆発しておよそ 0.7 M_{\odot} もの鉄をつくり出す。鉄に比べると、酸素、シリコンなどは少量しか作られない。アバダンス比は太陽組成比を 1 とし、だいたい O/Fe \sim 0.001、Si/Fe \sim 0.3、S/Fe \sim 0.2 [42]。白色矮星が爆発を起こすには相手の星が進化して膨張しなければならぬので約 10^9 yr 程度という非常に長い時間がかかる。したがって、比較的古い星の集まりと考えられている早期型銀河において現在でも発生し、実際に早期型銀河で観測される超新星はこのタイプである。

2. II型超新星爆発。質量が $10M_{\odot}$ を超えるような星は、進化の末期には自分の重さに耐え切れず重力崩壊する。このとき中心には中性子星やブラックホールを形成する一方で、外層は吹き飛ばされて超新星となる。星の中心部にできた鉄のコアは中性子星やブラックホールにとりこまれてあまり外に出てこない。むしろ、酸素などの軽元素が多く放出される。アバンダンス比は $O/Fe\sim 4.5$ 、 $Ne/Fe\sim 5$ 、 $Si/Fe\sim 2.5$ 、 $S/Fe\sim 1-1.6$ [42]。ただし鉄の量には不確定要素が大きい。重い星はすぐに進化する¹ので、数百万年から数千万年程度で爆発する。銀河ができてからすぐに爆発するので、現在は早期型銀河では見つかっていない。
3. 星からの質量放出。星が進化して、赤色巨星や漸近分枝星となった時に、その大気を周囲の空間へ巻き散らす。この場合、放出される重元素組成はその星が誕生した頃のガスの元素組成に近いものとなる。
4. 始原ガス。宇宙初期のビッグバンで作られたガス。主に水素、ヘリウムからなり、重元素はほとんど含まれない。

早期型銀河の典型的な質量は $10^{11}-10^{12}M_{\odot}$ であるが、そのうちガスは $10^9-10^{10}M_{\odot}$ ほどである。この程度の量のガスは、星の質量放出の割合として、 $4.8\times 10^{-11}L_{B\odot}M_{\odot}/yr$ とすると [50]、 $\sim 10^9yr$ で賅うことができるので、星間ガスの起源は星からの質量放出と考えられている。可視光で測定された星のアバンダンスは ~ 1 solar 以上であり [20]、そこに Ia 型超新星爆発が加わるので星間ガスのアバンダンスも 1 solar 以上になると思われていた [36]。ところが、前章の結果によれば、全ての早期型銀河でアバンダンスは $\lesssim 0.5$ solar となっている。従って、もしこの値が本当なら、星間ガスの起源について、あるいは可視光で求められているアバンダンスについて考え直さなければならない。

ところで、前章の結果で、NGC4636 については $\chi^2/d.o.f.$ がよくなかった。(同じく NGC4636 を解析した Awaki et al.[3] Mushotzky et al.[43] に比べて $\chi^2/d.o.f.$ が良くないのは、SIS0 と SIS1 のスペクトルを足し合わせることで、統計が良くなったためである。) この原因は、実際は多温度のプラズマ成分に対して、1 温度モデルを使用したことによる可能性がある [28]。アバンダンスが ~ 1 solar の多温度のプラズマモデルで実際のスペクトルを表現できるかどうか調べるために、最も統計の良い 3 つの明るい早期型銀河 NGC4472、NGC4406、NGC4636 に対して、プラズマ成分を 2 温度にしてフィッティングを行った。このとき、ハード成分の存在の影響を受けないよう、フィットするエネルギー範囲を 0.5-4.5keV とした。2 つの温度、アバンダンス (両温度成分で共通とする) の全てをフリーパラメーターとすると、それらはうまく決まらない。そこで、アバンダンスは 1 solar と固定した。比較のために、同様のエネルギー範囲の 1 温度モデルフィットも行った。結果を表 5.2 に載せる。NGC4472 に対しては 2 温度モデルの方が良いフィットであるが、逆に NGC4636 については 1 温度モデルの方が良く合っている。NGC4406 についてはどちらも同じ程度のフィットである。全体としては、どちらが良いかという問題に結論を出すのは現在のところ無理である。これは主に Fe-L ライン群を分解できていないためである。たとえば、今回得られたスペクトルを全て足し合わせるなど、統計を増やす工夫をしていくべきであろう。

図 5.4 に、温度 $kT=0.8$ keV、アバンダンス 0.3 solar のプラズマモデルのスペクトルを示す [46]。このように 0.8-1.5 keV にかけて、多くのライン (主に鉄の L ライン) が存在している。それに対して、2keV 以上のエネルギー範囲にはラインは少ししか存在しない。データ解析の章で、アバンダンスと温度は強くはカップルしていないことを述べた。これは「あすか」によれば、温度は 2keV 以上の連続成分によって決まり、アバンダンスは 0.8-1.5keV のライン群の出方、つまり等価幅で決まっていることを示している。つまり、上のような可能性を考えた場合、アバンダンスの絶対値そのものには不確定要素が大きい。他の早期型銀河との相対的な比較には、等価幅の比較という意味が存在するのである。したがって、将来アバンダンスの絶対値が決定できた場合でも、そのとき得られる各銀河のアバンダンスの相対値はおそらく今回得られたアバンダンスの相対値を反映しているものとなっているだろう。

早期型銀河の星間ガスに比べて温度の高い銀河団ガスが早期型銀河に落ち込むことがあるのかどうかはまだ観測的にははっきりしていない。もしこのようなことが起こっているのなら、銀河団の内外の銀河でアバンダンスに違いが見られるであろう。そして星が放出する鉄の総量は L_B に比例すると考えられ、アバンダンスの低い銀河にはそれだけ多くの銀河団ガスが流

¹星がその一生の大部分を過ごす主系列での寿命はだいたい質量の 2 乗に反比例する。太陽の主系列での寿命は約 100 億年。

入したはずであるからプラズマ成分の L_X が大きくなり、結局希釈の割合は L_X/L_B に反比例することであろう。したがって、 L_X/L_B とアバンダンスには負の相関が予想される。プラズマ成分の L_X/L_B とアバンダンスの関係をプロットしたものが図 5.9 である。このように、銀河団内外でアバンダンスに違いは見られない。さらに、 L_X/L_B とアバンダンスは、ベストフィットの分布で相関係数 0.680 と正の相関を示している。無相関検定により 2% 以下の危険率で早期型銀河の L_X/L_B とアバンダンスには相関があるといえる。この結果は銀河団ガスの流入を否定するものである。この結果は一つの星あたりのガスが多くなればなるほど、その中に含まれる重元素の割合が高くなることを示している。

図 5.10 は銀河の L_B とアバンダンスをプロットしたものである。早期型銀河は可視光でも赤外線でも明るいものほど色が赤いという色 - 等級関係が存在する [6]。赤いのは重元素を多量に含むからである [61]。従って、もし本当に星間ガスが星からの質量放出が起源なら、ガスのアバンダンスと L_B に相関があると予想できる。ベストフィットの分布の相関係数は 0.536 であり正の相関がある。ところが、実際の銀河の色を表す B-V との相関をとったところ正の相関は見られなかった (図 5.11)。これは実際に見えている星のアバンダンスと星間ガスのアバンダンスが違うことを意味している。つまり、可視光で見た時によく見える星が重元素を出しているのではない可能性があることを示している。したがって、可視光でのアバンダンスが X 線により決定されたアバンダンスと等しくなる必要性はないのかもしれない。

銀河団では、銀河団ガスの温度が高いほどアバンダンスが低い傾向にある [22] [58]。早期型銀河ではこの関係がどうなっているかを調べた。図 5.12 は星間ガスの温度とアバンダンスの相関をとったものである。ベストフィットの分布の相関係数は 0.525 であり、正の相関があるといえる。無相関検定により、危険度 5% 以上 10% 以下で早期型銀河のプラズマの温度とアバンダンスには相関があるといえることができる。この関係は、加熱機構には超新星爆発が良く効いていて、温度が高いものほどアバンダンスが大きくなっていることを示している。

以上の結果で注意しなければならないのは、アバンダンスはエラーが大きく、たとえベストフィットで相関があっても、エラーを考慮すれば、相関係数が ~ 0 になることもあり得るということである。従って以上の結果は preliminary なものと考えるのが妥当であろう。今後の観測によるサンプル数の増加を待って再解析することが必要である。

銀河団ガスと星間ガスの相互作用

今まで数々の相関を見てきたが、銀河団の内外の銀河に特に違いは見られなかった。ハード成分の X 線光度は銀河団外部の銀河のほうが全体的に大きかったが、先ほど議論したように、各銀河の特徴を考えると銀河団の内外の差によるものではなさそうである。銀河団ガスとの相互作用は、銀河団、銀河の化学進化で重要な役割を果たすと考えられてきたが、これらの結果はその説を否定しているようである。

Target	Distance ^(a) Mpc	$B_T^{0(a)}$ mag	M_B mag	$\log L_B$ L_\odot	Type ^(b)	$\sigma^{(c)}$ km/s	$a(4)/a^{(d)}$ $\times 100$	N_H (Galactic) ^(a) 10^{20}cm^{-2}	B-V ^(b) mag
NGC4472	27.0	9.32	-22.8	11.33	E2	315	-0.3	1.6	0.95
NGC4406	27.0	10.02	-22.1	11.05	E3	256	-0.7	2.7	0.90
NGC4636	27.3	10.50	-21.7	10.86	E0-1	217	-0.2	1.9	0.92
NGC4649	27.0	9.83	-22.3	11.12	E2	344	-0.5	2.4	0.95
NGC499	88.6	12.64	-22.1	11.03	S0 ⁻			5.3	0.97
NGC507	99.3	11.76	-23.2	11.48	SA(r)0 ⁰	306		5.3	0.91
NGC720	32.6	11.15	-21.4	10.76	E5	224		1.4	0.96
NGC4374	27.0	10.23	-21.9	10.96	E1	296	-0.4	2.6	0.94
IC4296	78.4	11.43	-23.0	11.41	E	290	irr	4.3	0.95
NGC4382	27.0	10.10	-22.1	11.01	SA(s)0 ⁺ pec	200	0.8	2.7	0.88
IC1459	32.1	10.96	-21.6	10.82	E			1.2	0.95
NGC4365	27.0	10.60	-21.6	10.81	E3	262	-1.1	1.6	0.95

表 5.1: 観測した早期型銀河のデータ。(a) は [15]、(b) は [59]、(c) は [7] [55]、(d) は [4] による。2 列目: その銀河までの距離、3 列目: 吸収、銀河の傾きを補正した見かけの等級、4 列目: 絶対等級、5 列目: ルミノシティ、3 から 5 列目はいずれも blue band でのもの。5 列目は太陽の blue band での絶対等級を 5.48 等として計算。6 列目: 銀河の形状、7 列目: 銀河内の星の速度分散、8 列目: a(4) パラメーター、9 列目: 電波の観測による我々の銀河の柱密度。

Target	N_H 10^{20}cm^{-2}	kT_1 keV	kT_2 keV	V.E.M.ratio 1/2	Abundance solar	$\chi^2/\text{d.o.f.}$
NGC4472	17.7(15.0–20.7)	0.89(0.87–0.90)	—	—	0.25(0.21–0.29)	137.7/96
	9.95(6.91–13.4)	0.88(0.87–0.89)	1.91(1.70–2.26)	1.12	1	112.8/95
NGC4406	8.99(4.92–13.6)	0.83(0.81–0.85)	—	—	0.37(0.29–0.50)	75.99/79
	26.1(18.6–33.7)	0.17(0.13–0.22)	0.81(0.81–0.84)	0.87	1	76.57/78
NGC4636	1.85(<3.81)	0.77(0.75–0.78)	—	—	0.23(0.20–0.26)	194.7/99
	25.6(21.7–29.6)	0.28(0.26–0.31)	0.79(0.77–0.81)	0.89	1	221.1/98

表 5.2: 1 温度プラズマモデルと 2 温度プラズマモデルの比較。SIS スペクトルで 0.5–4.5keV のエネルギー範囲をフィット。各銀河の行で上段が 1 温度プラズマモデル、下段が 2 温度プラズマモデル。5 列目は V.E.M. の比で、 kT_1 成分/ kT_2 成分。括弧内は 90% 信頼区間。

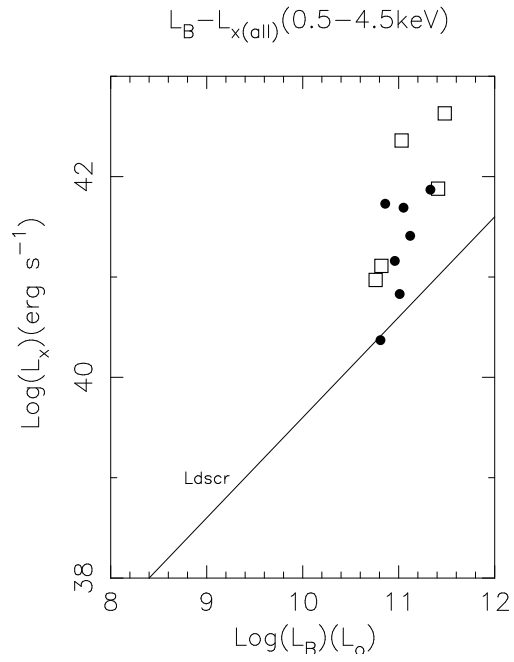


図 5.1(a) $L_B - L_X(\text{all})$

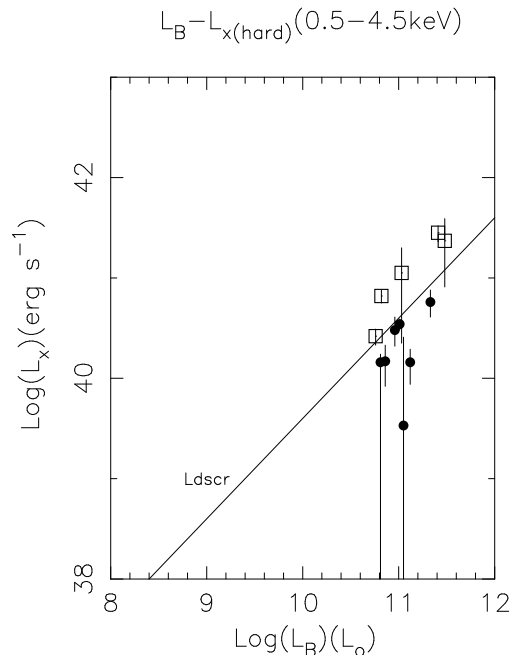


図 5.1(b) $L_B - L_X(\text{hard})$

図 5.1: $L_B - L_X$ 関係。 L_X のエネルギー範囲は 0.5-4.5 keV。 (a) はプラズマ成分とハード成分を合計した L_X 、 (b) はハード成分だけの L_X 。 図中の直線は晩期型銀河の $L_B - L_X$ 関係。 黒丸は乙女座銀河団内部の銀河、 四角が外部の銀河。

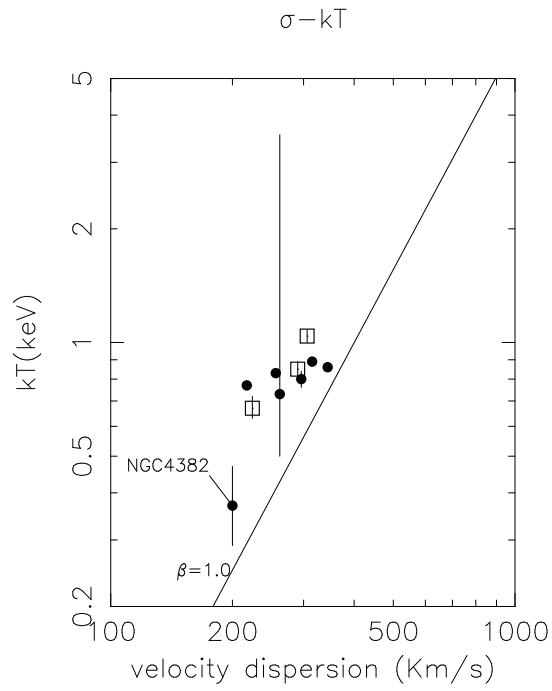


図 5.2(a) 早期型銀河のみ。黒丸が銀河団内部の銀河、四角が外部の銀河。

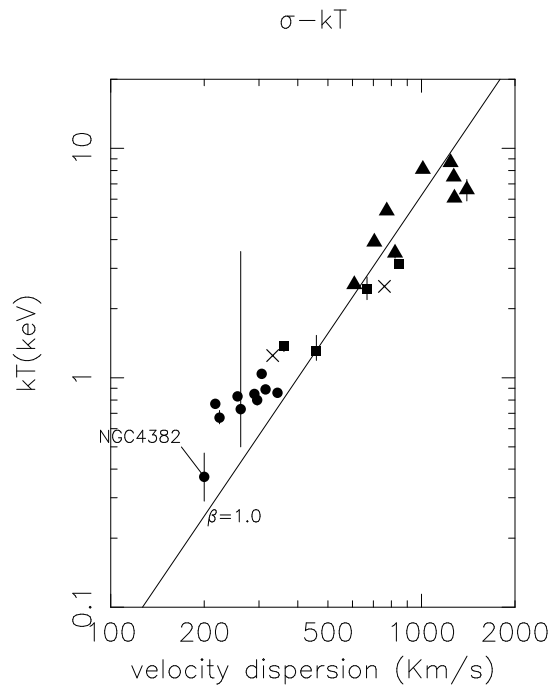


図 5.2(b) 黒丸が早期型銀河、三角が rich cluster [22]、四角が poor cluster [58]、× が M87。

図 5.2: σ - kT 関係。(a) 早期型銀河のみ、(b) 銀河団との比較。

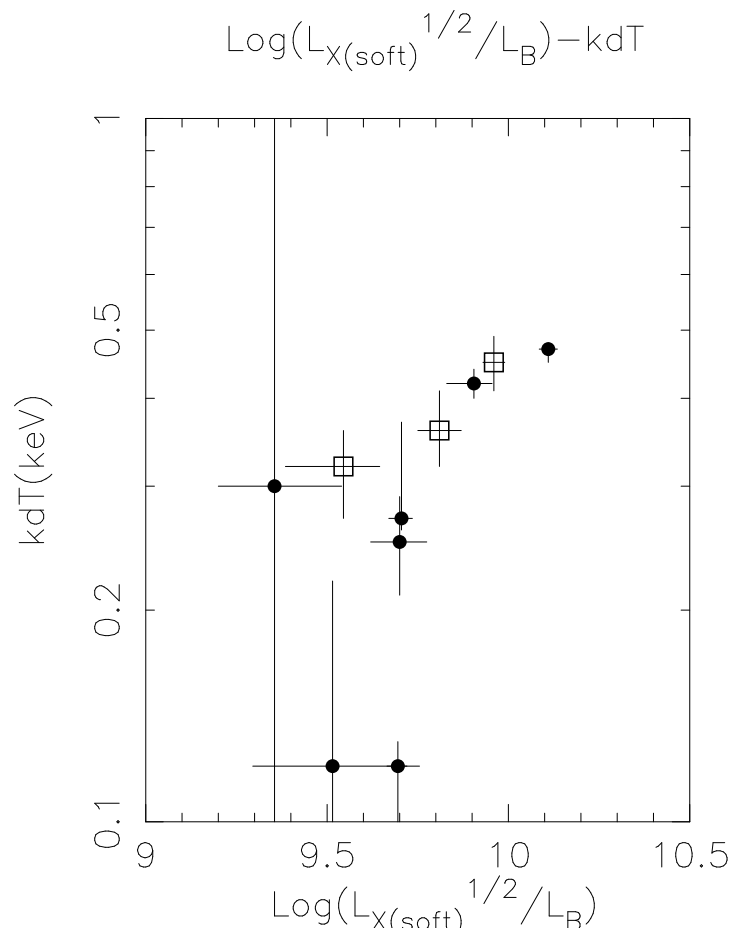


図 5.3: $L_X(\text{soft})^{1/2}/L_B - kdT$ 関係。 L_X のエネルギー範囲は 0.01-10 keV。黒丸が銀河団内部の銀河、四角が外部の銀河。

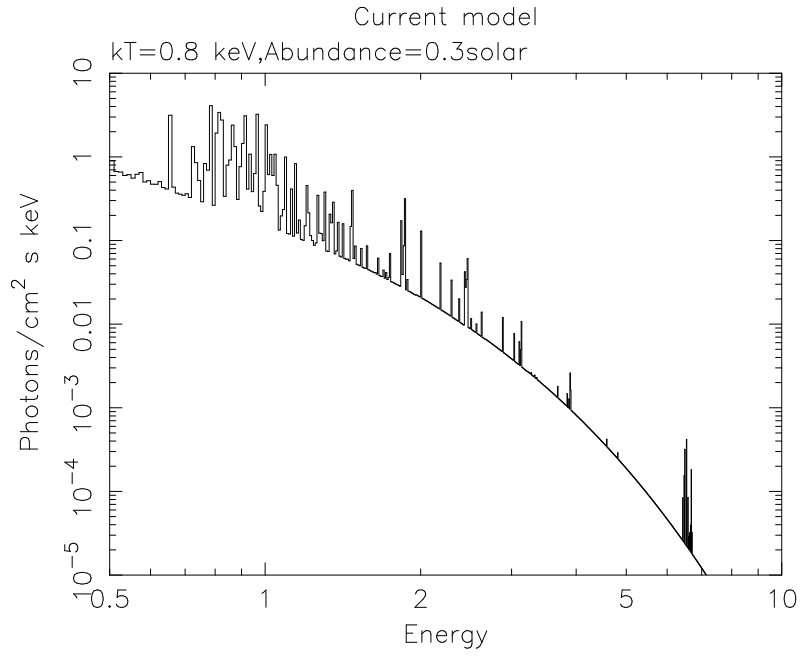


図 5.4: 温度 $kT=0.8\text{keV}$ 、アバundance 0.3 solar のプラズマモデル。[46] による。

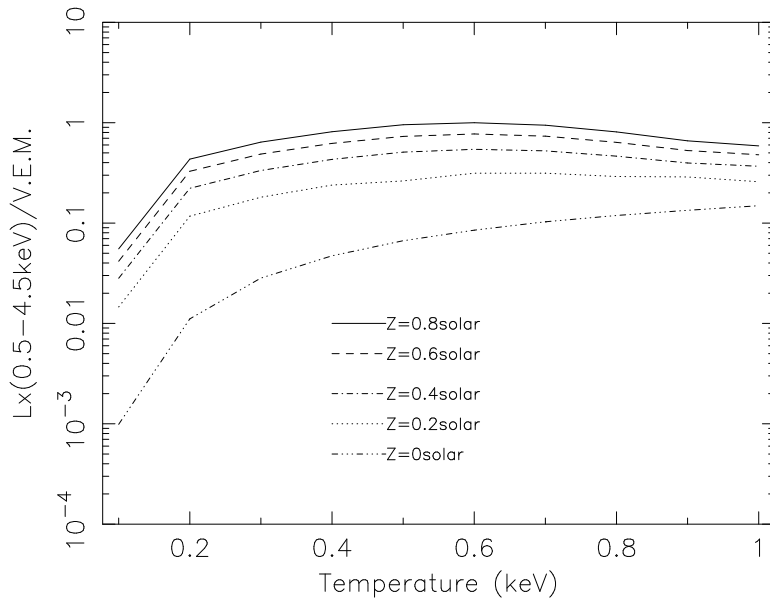


図 5.5: 単位 V.E.M. 当たりのルミノシティ (相対値)。エネルギー範囲は 0.5–4.5keV。図中の曲線はそれぞれアバundance が 0.8、0.6、0.4、0.2、0 solar に対応する。プラズマモデルは [46] による。

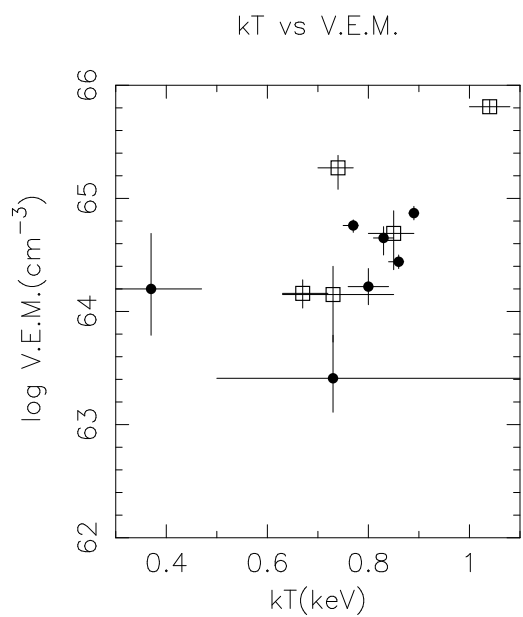


図 5.6(a) 黒丸が乙女座銀河団内部の銀河、
四角が外部の銀河

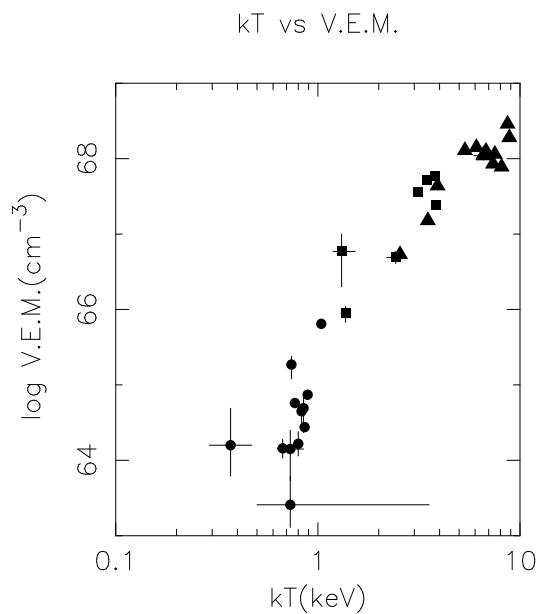


図 5.6(b) 三角が rich cluster [22]、四角が poor cluster [58]、黒丸が早期型銀河。

図 5.6: kT-V.E.M. 関係。(a) 早期型銀河のみ、(b) 銀河団も含む

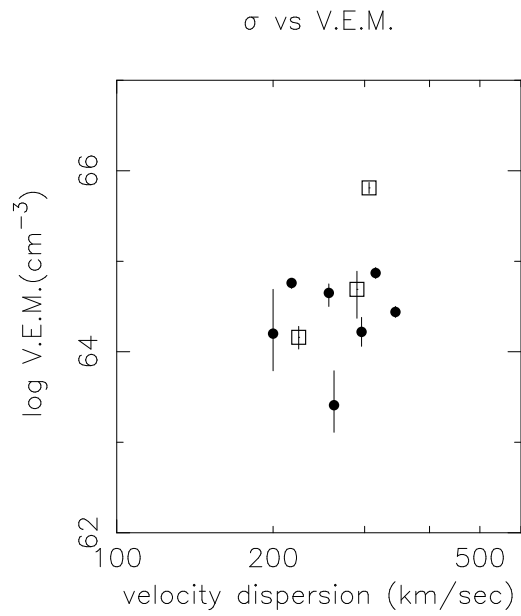


図 5.7(a) 黒丸が乙女座銀河団内部の銀河、四角が外部の銀河

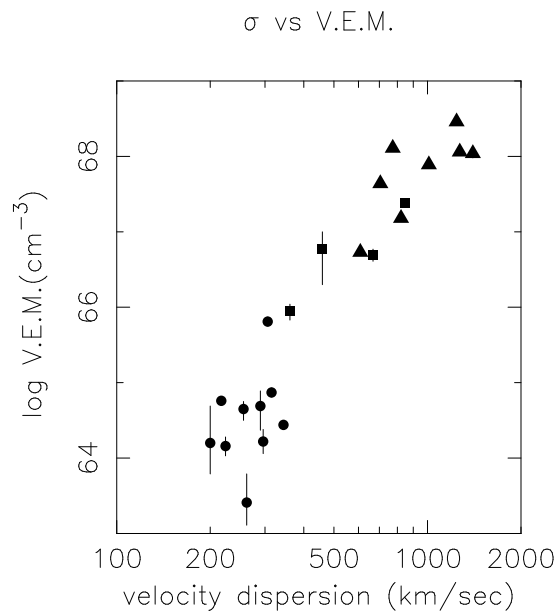


図 5.7(b) 黒丸が早期型銀河、三角が rich cluster [22]、四角が poor cluster [58]。

図 5.7: 速度分散 - V.E.M. 関係。

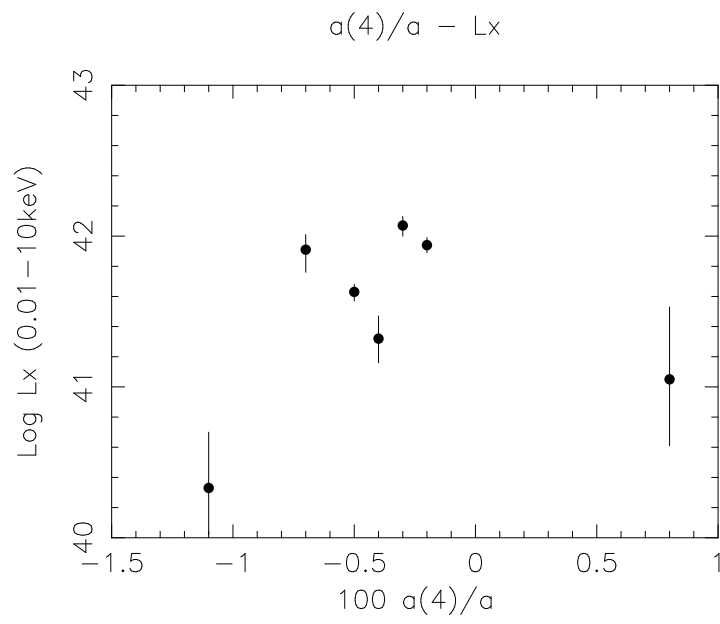


図 5.8: $a(4)$ パラメター - $Lx(\text{soft})$ 関係。ルミノシティのエネルギー範囲は 0.01-10 keV。

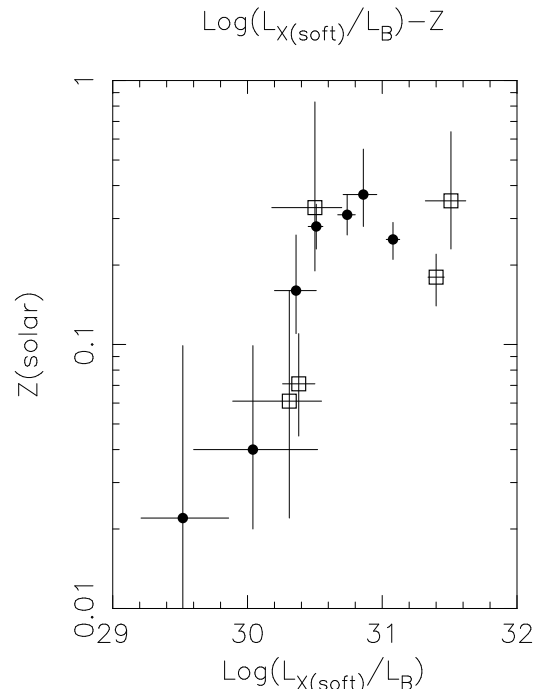


図 5.9: プラズマ成分の L_X/L_B -アバンドンス関係。黒丸が乙女座銀河団内部のもの、四角が外部のもの。 L_X のエネルギー範囲は $0.5 - 4.5$ keV。

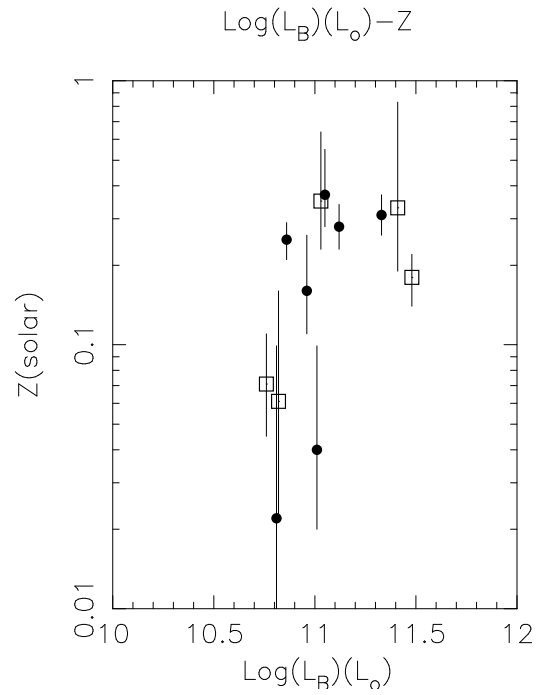


図 5.10: L_B -アバンドンス関係。黒丸が乙女座銀河団内部のもの、四角が外部のもの

5.2 M87

温度構造

温度分布は高温成分は $kT \sim 2.5$ keV、低温成分が $kT \sim 1.2$ keV で、ほぼどの半径でも一定値をとることがわかった。そして M87 NW の観測では高温成分の温度とほとんど同じ成分のみが発見された。この温度は過去の「ぎんが」衛星による乙女座銀河団の観測値とほぼ一致している。また、特に GIS の輝度分布ではっきりしているが、低温成分の方が勾配がきつい。そして、温度と速度分散を比較した場合、 $\beta = 1$ となるのは、 $kT \sim 2.5$ keV に対しては $\sigma \sim 630$ km/s、 $kT \sim 1.2$ keV に対しては $\sigma \sim 440$ km/s でそれぞれ M87 サブクラスターの銀河の速度分散 760 km/s [5]、M87 の星の速度分散 332 km/s [54] のほりに近い。したがって、高温成分が乙女座銀河団に付随したもので、低温成分が M87 自身に付随した成分であると考えるのがもっとも自然であろう。

高温成分、低温成分の GIS での表面輝度分布をそれぞれ β モデルでフィットした。このとき、M87NW で観測されたプラズマは高温成分と考えることにした。また、コア半径、中心輝度、 β を全てフリーパラメーターとするとフィッティングが発散してしまうので、コア半径は Fabricant & Gorenstein [16] に従って、 $1.62'$ に固定した。結果を表 5.4 に示す。Einstein 衛星の観測により、Fabricant & Gorenstein [16] は $\beta = 0.436(\pm 0.004)$ を得ているが、これは高温成分と低温成分に分離した解析を行わなかったためであろう。

アバundance

我々は 2 温度のプラズマモデルによって、前章のような結果を得た。しかし、M87 にはクーリングフローの存在が指摘されており、多温度構造をしていると考えられる。このような温度分布をしているものを 2 温度で合わせた場合、各ラインの出方は温度に非常に敏感であるので (図 5.13)、実際のアバundanceと食い違いが出ることもあるだろう。特に、O と Fe-L、Fe-K ではラインの出やすい温度範囲が違うので O/Fe アバundance比を誤って導出する可能性がある。そこで、多温度モデルでフィッティングを行う。実際には、成分の数を増やしていても、温度も V.E.M. もアバundanceもすべてフリーパラメーターとしたのでは、パラメーターが多すぎてフィッティングが発散してしまう。そこで、全ての温度成分で各重元素のアバundanceは同一とする。さらに、各温度成分の V.E.M. に [10] [44] に従って、束縛条件を加えることにする。詳しくは付録 B を参照。

このモデルを使って、半径 $0'-6'$ の領域の SIS スペクトルをフィットした。プラズマモデルは [39] による。ベストフィットパラメーターを表 5.3 に示す。比較のために同じスペクトルを 2 温度モデルでフィットした値ものせておく。 $\chi^2/\text{d.o.f.}$ はどちらのモデルでフィットしても決して満足な値ではないが、アバundanceのベストフィットの値は極めてよく一致しており、2 温度成分によるフィットの妥当性を示している。

SIS と GIS では Fe アバundanceに差が生じている。この理由としては

1. SIS、GIS の位置分解能がだいたい 3 分角であるのに対して、それぞれ 1 分角、1.5 分角のビンに区切ってスペクトルを作成していること。
2. スペクトルでわかるように SIS のアバundanceは主に ~ 1 keV の Fe-L ラインが決定し、GIS の場合は主に ~ 6.7 keV の Fe-K ラインが決定していること。
3. 実際には 3 次元的に広がっている天体を 2 次元的に見ていること、つまりプロジェクションの効果を考慮していないこと。

などが考えられる。これらの理由は 2 番目を除いて、実際の分布をなまして観測してしまう効果がある。したがって、実際の分布は我々が得た分布よりもさらにきつい勾配をしているのかもしれない。さらに定量的にしていくためには、今後のイメージ、スペクトル両面からの解析が必要である。

早期型銀河は銀河団ガス中の重元素の起源と思われるが、銀河団ガス中には大量に鉄が含まれており ($\sim 10^{11} M_{\odot}$)、これだけの大量の鉄をつくり出すには

1. 過去から現在に至るまで、Ia型超新星や星から放出されたガスが常に銀河団ガス中へ放出される (例:[47])。
2. 銀河形成時から間もなく起こった大量のII型超新星爆発によって鉄を作る (例 [2])。

のいずれかであろうと考えられている。もし1.が支配的であるとすると、早期型銀河の星間ガスのアバンダンスは1 solarを超えることになる。もし2.が支配的ならば、II型超新星は鉄に比べて酸素を大量につくり出すので、銀河団ガスはO/Feアバンダンス比が高くなるであろう。最近の「あすか」の観測によれば、いくつかの銀河団ガスはO/Feアバンダンス比が太陽の2倍という報告もされている [42]。さらに、*Einstein* 衛星 FPCS の観測では M87 も O/Fe が 3-5 solar という結果が報告されている [8] [57]。しかし、今回の観測では逆に O/Fe < 1 solar という結果が得られた。さらに M87NW の観測でも O/Fe \sim 3-5 solar という証拠は得られていない。しかし、酸素よりもはっきりとラインを検出でき、鉄の L ラインの出方により近い (図 5.13) 硫黄、シリコンと鉄とのアバンダンス比はむしろ II 型超新星に近い値を示している。酸素のみが過去の観測と矛盾した値を出しているのはなぜなのかを調べるには *Einstein* 衛星のデータと「あすか」のデータを同時にフィットするなどの解析が必要である。

「ぎんが」衛星により乙女座銀河団ガスに鉄のアバンダンス勾配が見られたが [31] [52]、この観測は角分解能 \sim 1 度のスケールで見つけられたものである。そして、Fe-K ラインの観測により発見されたものであった。今回の観測では \sim 1 分の単位で、また M87 自身に付随していると思われる低温成分も同時にフィットしてアバンダンス勾配が見ることができたという点で新しい発見である。この発見により言えることは、1 分 (\sim 4 kpc) という細かいスケールでも、あまりよくミキシングされていないということである。ミキシングスケールは磁場、放出された時期、温度などが複雑に絡み合っており、簡単な問題ではない。ただ、鉄は超新星 I 型で作られ、放出されてからの時間が短く、酸素は超新星 II 型で作られ、放出されてからの時間が長いと考えると、はっきりとした中心集中の証拠が得られなかったことを説明できる。放出された時期というのが一つの鍵になっているのを示しているのかもしれない。

「あすか」では M87 のほかにいくつか中心集中を示している銀河団が見つかっている [12] [45]。表 5.5 にまとめておく。これらは全て中心に cD 銀河を持つものである。ただし、cD 銀河のあるものにも中心集中が見つからなかったものもある。そして cD 銀河との明るさと中心集中も関係がなさそうである。クーリングフローレートと比較しても、これといった相関は見つけられていない。銀河の速度分散との比較もまたしかりである。アバンダンス分布は銀河、銀河団の進化を知る上で重要な手がかりを与えるが、その存在の可否を決定するパラメータは見つからないのが現状である。この現象はおそらくいくつかのパラメータが絡んだ複雑な問題であると予想される。今後は 2 つのパラメータとの関係を調べるなどの必要があるだろう。

	Cooling Flow	2 Temperature
kT ₁ (keV)	0.82(0.66–0.97)	0.98(0.97–0.99)
kT ₂	3.12(2.81–3.43)	2.38(2.35–2.42)
O(solar)	0.17(0.14–0.20)	0.16(0.13–0.19)
Si	0.86(0.83–0.89)	0.87(0.84–0.90)
S	0.81(0.78–0.85)	0.85(0.81–0.90)
Fe	0.48(0.46–0.49)	0.48(0.46–0.49)
\dot{M} (M _⊙ /yr)	11.0(10.8–11.3)	
χ^2 /d.o.f.	689.9/203	642.2/202

表 5.3: クーリングフローモデルと 2 温度モデルの比較。クーリングフローモデルの場合、ガスは kT₂ から kT₁ へと冷えるものとする。

	β	log S(0) erg/s/str
高温成分	0.385 (0.375–0.395)	48.0 (48.0–48.1)
低温成分	0.576 (0.458–0.694)	48.0 (47.8–48.2)

表 5.4: β モデルの適用結果。括弧内は 90% 信頼区間。S(0) は中心の表面輝度。

Name	z	L _X /10 ⁴³ erg/sec	kT keV	\dot{M} M _⊙ /yr	Abundance cosmic	Log(L _B)	σ km/sec	中心集中
Perseus	0.0183	129	6.1	250	0.22	11.19	1277	
Centaurus	0.0107	7	3.8	40–90	0.31	11.13		○
AWM7	0.0179	17	3.8	40	0.33	10.69	849	○
A1060	0.0114	3.3	3.3	6	0.27	10.57	608	
Hydra-A	0.0522	40	3.8	600	0.30	11.39		
MKW3S	0.0434	21	~3.3	100	0.31	10.87		
Virgo(M87)	0.0025	3	2.5	11	0.48	10.93	760	○

表 5.5: 「あすか」で観測された銀河団の例。1 列目は赤方偏移、2 列目は X 線ルミノシティ、3 列目は銀河団ガスの温度、4 列目はクーリングフローの mass accretion rate、5 列目はアバンドンス、6 列目は cD 銀河の B バンドのルミノシティ、7 列目は銀河の速度分散。8 列目は中心集中しているものに印をつけてある。データは [45][58] による。

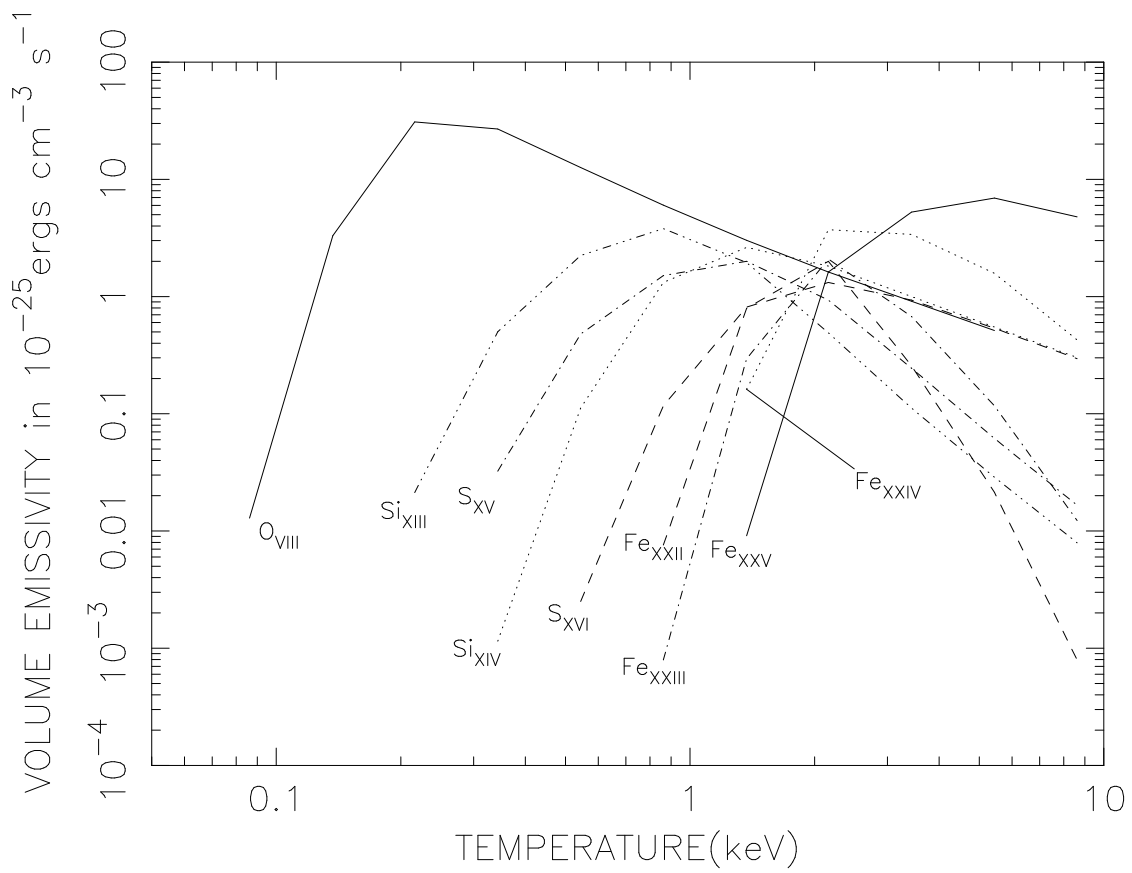


図 5.13: 代表的なラインの emissivity。[46] による。

第 6 章

結論

我々は X 線天文衛星「あすか」を用いて 12 個の早期型銀河を観測し、次のような結果を得た。

1. 早期型銀河の X 線スペクトルは、プラズマ成分とハード成分の 2 成分を必要とする。ハード成分は LMXB 成分が支配的である。
2. プラズマ成分が 1 温度なのか、多温度なのか区別をつけることはできなかった。1 温度の場合、その中に含まれる重元素のアバンダンスは $\lesssim 0.5$ となるが、多温度の場合絶対的な値は決められない。
3. プラズマ成分の量は、見かけの明るさ L_B が同じような銀河でも随分異なる。この量はプラズマの温度と正の相関があった。
4. 銀河団の内外の銀河に違った特徴は見られなかった。
5. 銀河内部の星の速度分散に比べて、プラズマ成分は高い温度を持つ。星間ガスと星は単位質量当たりの熱エネルギーが等しくない。

また、乙女座銀河団の中心に位置する巨大楕円銀河 M87 を観測することにより、次のような結果を得た。

1. M87 のスペクトルは、温度 $kT \sim 1.2$ keV のプラズマ成分と温度 $kT \sim 2.5$ keV のプラズマ成分からなる。この温度は M87 からの距離に関わらずほぼ一定である。
2. M87 NW のスペクトルは温度 $kT \sim 2.5$ keV の一温度のプラズマ成分で説明できる。
3. 鉄のアバンダンスは中心集中を示す。しかし、シリコン、硫黄、酸素には中心集中の証拠は見られなかった。
4. 酸素と鉄のアバンダンス比は ~ 0.5 solar であった。
5. 過去の *Einstein* 衛星、*HEAO-1* 衛星、「ぎんが」衛星などの観測で見つかったパワーロー成分は時間変動で減少し、今回の観測ではほとんど検出できなかった。

付録 A

β モデル

β モデルの簡単な説明をここで与えておく。(詳しくは例えば Sarazin [48]、Trinchieri et al. [56]などを参照。) 全質量分布は球対称で次の King 近似 [29] で表されているとする。

$$\rho_{grav} = \rho_{grav}(0) \left(1 + \left(\frac{r}{a}\right)^2\right)^{-3/2} \quad (\text{A.1})$$

r は中心からの距離、 a はコア半径である。このとき、 $\phi(r)$ を重力ポテンシャルとすれば、 $x \equiv r/a$ として、

$$\phi(r) = \phi(0) \frac{\ln(x + (1+x^2)^{1/2})}{x} = -4\pi G \rho_{grav}(0) a^2 \frac{\ln(x + (1+x^2)^{1/2})}{x} \quad (\text{A.2})$$

G は重力定数を表す。このポテンシャルのなかで、星がどのように動いているかは無衝突系ボルツマン方程式を解くことにより得られる [21]。銀河の中心での視線方向の星の速度分散を σ_0 として、

$$\sigma_0^2 = -\frac{\phi(0)}{9} = \frac{4\pi G \rho_{grav}(0) a^2}{9} \quad (\text{A.3})$$

したがって、速度分散はポテンシャルの深さを示している。

ガスは重力と静水圧平衡にあるとすると、ガスの圧力、密度をそれぞれ P 、 $\rho_{gas}(r)$ として、

$$\frac{dP}{dr} = -\rho_{gas} \frac{d\phi}{dr} \quad (\text{A.4})$$

理想気体の状態方程式が成立すると仮定し、さらに等温分布をしていると仮定すると、

$$\frac{d \ln \rho_{gas}}{dr} = -\frac{\mu m_H}{kT} \frac{d\phi(r)}{dr} \quad (\text{A.5})$$

ここで、 k はボルツマン定数、 T はガスの温度、 m_H 、 μ はそれぞれ水素原子の質量、ガスの平均分子量を表す。ポテンシャルが式 A.2 で表されている時、ガスの密度は $\beta \equiv \mu m_H \sigma_0^2 / kT$ として、

$$\rho_{gas}(r) = \rho_{gas}(0) \left(1 + \left(\frac{r}{a}\right)^2\right)^{-3\beta/2} \quad (\text{A.6})$$

で表される。

(一般にはよくこのように説明されているが、実はこれは正しくない。式 A.6 はあくまで $r/a \lesssim 6$ でなりたつ近似である。このあたりの事情は Trinchieri et al. [56] に詳しい。)

β は単位質量当たりの銀河の熱エネルギーとガスの熱エネルギーの比となっている。

表面輝度は陽子、電子の密度 $n_p(r)$ 、 $n_e(r)$ を視線方向に積分した値

$$\text{EmissionMeasure} \equiv \int n_p n_e dl \quad (\text{A.7})$$

に比例する。

$$EM = \sqrt{\pi} \left[\frac{n_e(r)}{n_p(r)} \right] n_p(0)^2 \frac{\Gamma(3\beta - 1/2)}{\Gamma(3\beta)} (1 + x^2)^{-3\beta+1/2} \quad (\text{A.8})$$

と表せるので、表面輝度は

$$S(r) = S(0) \left(1 + \left(\frac{r}{a} \right)^2 \right)^{-3\beta+1/2} \quad (\text{A.9})$$

と表すことができる。ここで、 Γ はガンマ関数である。

付録 B

クーリングフローモデル

ガスは放射によってエネルギーを失って、外から中心へと落ち込んでいくものとする。このとき、球対称を仮定すれば、定常状態のクーリングフローを記述する基本方程式は、静水圧平衡近似を用いると、次の3つである。

$$\dot{M} = 4\pi r^2 \rho v \quad (\text{B.1})$$

$$\frac{dp}{dr} = -\rho \frac{d\phi}{dr} \quad (\text{B.2})$$

$$\rho v \frac{d}{dr}(H + \phi) = n^2 \Lambda(T) \quad (\text{B.3})$$

この式で、 \dot{M} は mass accretion rate、 r は中心からの距離、 p は圧力、 v はガスの落下速度、 n は電子の個数密度、 T は温度、 ϕ は重力ポテンシャルをあらわす。 $\Lambda(T)$ は cooling function である。 H は specific enthalpy で、 μ を平均分子量、 m_H を水素原子の質量として、

$$H = \frac{p}{\rho} + \frac{3}{2} \frac{kT}{\mu m_H} = \frac{5}{2} \frac{kT}{\mu m_H} \quad (\text{B.4})$$

となる。

ここで、 \dot{M} は半径によらず一定と仮定し、さらに重力を無視すると(圧力一定とする)、半径 $r \sim r+dr$ にある温度 $T \sim T-dT$ のガスが単位時間に放出するエネルギーは

$$dL = 4\pi r^2 n^2 \Lambda(T) dr = \frac{5k\dot{M}}{2\mu m_H} dT \quad (\text{B.5})$$

である。一方、このガスが $E \sim E+dE$ のエネルギー範囲に放射するエネルギーは、emissivity を $\epsilon_E(T)$ として、

$$dL(E) = 4\pi r^2 n^2 \epsilon_E(T) dr = \frac{5k\dot{M}}{2\mu m_H \Lambda(T)} \epsilon_E(T) dT \quad (\text{B.6})$$

したがって、温度 $T \sim T+dT$ の成分の V.E.M. が天体までの距離を D として、

$$\frac{1}{4\pi D^2} \frac{5k\dot{M}}{2\mu m_H \Lambda(T)} dT \quad (\text{B.7})$$

となっているような分布を用いる。

謝辞

X線天文学についても物理についても何も知らなかった筆者が、まがいなりにも論文らしきものを書けたのはひとえに指導教官である小山 勝二教授のおかげです。データの見方から研究態度、考え方に至るまで本当にたくさんのことを教えていただきました。行き詰まったときの助言は本当に役に立ちました。

粟木 久光助手には、実際のデータ解析を手伝っていただき、研究方針のたて方から議論、論文の作成まで本当にお世話になりました。特に、筆者の下らない質問にも非常に丁寧に答えて下さり、大変助かりました。

鶴 剛助手には特に議論の面で大変お世話になりました。その率直な意見は本当にためになりました。

上野 史郎氏にはいつも議論の相手になっていただき、X線天文に限らず色々なことを教えてもらいました。また、論文中のイメージ作成についても本当に良く助けて下さいました。林 一蔵氏には解析の方法などを教えてもらいました。特につまらんミスばかりする筆者にいつも親切に教えて下さり大変助かりました。尾崎 正伸氏、大屋 真氏には議論の相手となっただけでなく、論文の作成そのものでも大変お世話になりました。同学年の前田 良知氏、今西 昌俊氏の存在はこの上ない励みとなりました。彼らと話し合うことで多くの知識を得ることができました。富田洋氏、坪井陽子氏からは多くの興味深い話を聞かせてもらいました。また、X線天文以外の幅広い知識を得る上で赤外線グループとの議論は大変ためになりました。基礎物理研究所の藤田裕氏には出たデータの解釈や、議論の面でとても役に立つ情報を教えてもらいました。

その他、「あすか」チームのメンバーをはじめ、ここではとても挙げ切れないほどの数の方々のおかげで論文を書くことができました。改めて感謝の辞を述べたいと思います。どうもありがとうございました。そしてこれからもよろしくお願い致します。

参考文献

- [1] Allen, C.W. 1973 *Astrophysical Quantities* 3rd edition, (London: Athlone).
- [2] Arnaud, M., Rothenflug, R., Boulade, O., Vigroux, L., and Vangioni-Flam, E. 1992, *Astron. Astrophys.*, **254**, 49.
- [3] Awaki, H., Mushotzky, R., Tsuru, T., Fabian, A.C., Fukazawa, Y., Lowenstein, M., Makishima, K., Matsumoto, H., Matsushita, K., Mihara, T., Ohashi, T., Ricker, G.R., Serlemitsos, P.J., Tsusaka, Y., and Yamazaki, T. 1994, *Publ. Astron. Soc. Japan*, **46**, L65.
- [4] Bender, R., Surma, P., Döbereiner, S., Möllenhoff, C., and Madejsky, R. 1989, *Astron. Astrophys.*, **217**, 35.
- [5] Binggeli, B., Tammann, G.A., and Sandage, A. 1987, *Astron. J.*, **94**, 251.
- [6] Bower, R.G., Lucey, J.R., and Ellis, R.S. 1992, *Monthly Notices Roy. Astron. Soc.*, **254**, 601.
- [7] Canizares, C.R., Fabbiano, G., and Trinchieri, G. 1987, *Astrophys. J.*, **312**, 503.
- [8] Canizares, C.R., Clark, G.W., Jernigan, J.G., and Markert, T.H. 1982, *Astrophys. J.*, **262**, 33.
- [9] Fabian, A.C., Nulsen, P.E.J., and Canizares, C.R. 1984, *Nature*, **310**, 733.
- [10] Fabian, A.C. 1994, *Ann. Rev. Astron. Astrophys.*, **32**, 277.
- [11] Fabricant, D., and Gorenstein, P. 1983, *Astrophys. J.*, **267**, 535.
- [12] Fakazawa, Y., Ohashi, T., Fabian, A.C., Canizares, C.R., Ikebe, Y., Makishima, K., Mushotzky, R.F., and Yamashita, K. 1994, *Publ. Astron. Soc. Japan*, **46**, L55.
- [13] Fabbiano, G. 1989, *Ann. Rev. Astron. Astrophys.*, **27**, 87.
- [14] Fabbiano, G., Trinchieri, G., and Van Speybroeck, L. 1987, *Astrophys. J.*, **316**, 127.
- [15] Fabbiano, G., Kim, D.-W., and Trinchieri, G. 1992, *Astrophys. J. Suppl.*, **80**, 531.
- [16] Fabricant, D., and Gorenstein, P. 1980, *Astrophys. J.*, **267**, 535.
- [17] Forman, W., Jones, C., and Tucker, W. 1985, *Astrophys. J.*, **293**, 102.
- [18] Feigelson, E.D., Wood, P.A.D., Schreier, E.J., Harris, D.E., and Reid, M.J. 1987, *Astrophys. J.*, **312**, 101.
- [19] Ford, H.C., Harms, R.J., Tsvetanov, Z.I., Hartig, G.F., Dressel, L.L., Kriss, G.A., Bohlin, R.C., Davidsen, A.F., Margon, B., and Kochhar, A.K. 1994, *Astrophys. J.*, **435**, L27.
- [20] Gorgas, J., Efstathiou, G., and Salamanca, A.A. 1990, *Monthly Notices Roy. Astron. Soc.*, **245**, 217.

- [21] Gott, R. 1977, *Ann. Rev. Astron. Astrophys.*, **15**, 235.
- [22] Hatsukade, I. 1989, Ph.D., Osaka University.
- [23] Heiles, C. 1975, *Astron. Astrophys. Suppl.*, **20**, 37.
- [24] Hanson, C.G., Skinner, G.K., Eyles, C.J., and Willmore, A.P. 1990, *Monthly Notices Roy. Astron. Soc.*, **242**, 262.
- [25] Harms, R.J., Ford, H.C., Tsvetanov, Z.I., Hartig, G.F., Dressel, L.L., Kriss, G.A., Bohlin, R.C., Davidsen, A.F., Margon, B., and Kochhar, A.K. 1994, *Astrophys. J.*, **435**, L35.
- [26] Huchra, J., and Geller, M. 1982, *Astrophys. J.*, **257**, 432.
- [27] Kim, D.-W., Fabbiano, G., and Trinchieri, G. 1992, *Astrophys. J. Suppl.*, **80**, 645.
- [28] Kim, D.-W., and Fabbiano, G. 1995, private communication.
- [29] King, I.R. 1962, *Astron. J.*, **67**, 471.
- [30] Kormendy, J., and Djorgovski, S. 1989, *Ann. Rev. Astron. Astrophys.*, **27**, 235.
- [31] Koyama, K., Takano, S., and Tawara, Y. 1991, *Nature*, **350**, 135.
- [32] Lea, S.M., Mason, K.O., Reichert, G., Charles, P.A., and Riegler, G. 1979, *Astrophys. J.*, **227**, L67.
- [33] Lea, S.M., Mushotzky, R., and Holt, S.S., 1982, *Astrophys. J.*, **262**, 24.
- [34] Lea, S.M., Reichert, G., Mushotzky, R., Baity, W.A., Gruber, D.E., Rothschild, R., and Primini, F.A. 1981, *Astrophys. J.*, **246**, 369.
- [35] Lowenstein, M., Mushotzky, R.F., Tamura, T., Ikebe, Y., Makishima, K., Matsushita, K., Awaki, H., and Serlemitsos, P.J. 1994, *Astrophys. J.*, **436**, L75.
- [36] Lowenstein, M., and Mathews, W.G. 1991, *Astrophys. J.*, **373**, 445.
- [37] Makishima, K., Ohashi, T., Hayashida, K., Inoue, H., Koyama, K., Takano, S., Tanaka, Y., Yoshida, A., Tuner, M.J.L., Thomas, H.D., Stewart, G.C., Williams, R.O., Awaki, H., and Tawara, Y. 1989, *Publ. Astron. Soc. Japan*, **41**, 697.
- [38] Matsushita, K., Makishima, K., Awaki, H., Canizares, C.R., Fabian, A.C., Fukazawa, Y., Lowenstein, M., Matsumoto, H., Mihara, T., Mushotzky, R.F., Ohashi, T., Ricker, G.R., Serlemitsos, P.J., Tsuru, T., Tsusaka, Y., and Yamazaki, T. 1994, *Astrophys. J.*, **436**, L41.
- [39] Mewe, R., and Gronenschild, E.H.B.M. 1981, *Astron. Astrophys. Suppl.*, **45**, 11.
- [40] Mitsuda, K., Inoue, H., Koyama, K., Makishima, K., Matsuoka, M., Ogawara, Y., Shibasaki, N., Suzuki, K., Tanaka, Y., and Hirano, T. 1984, *Publ. Astron. Soc. Japan*, **36**, 741.
- [41] Morrison, R. and McCammon, D. 1983, *Astrophys. J.*, **270**, 119.
- [42] Mushotzky, R.F. 1994, *New Horizon of X-ray Astronomy*, Universal Academy Press, Inc. ed. Makino, F., and Ohashi, T., pp243–252

- [43] Mushotzky, R.F., Lowenstein, M., Awaki, H., Makishima, K., Matsushita, K., and Matsumoto, H. 1994, *Astrophys. J.*, **436**, L79.
- [44] Mushotzky, R.F., and Szymkowiak, A.E. 1988, *Cooling Flows in Clusters and Galaxies*. Dordrecht: Kluwer. ed. Fabian, A.C., pp53–62.
- [45] Ohashi, T., Fukazawa, Y., Ikebe, Y., Ezawa, H., Tamura, T., and Makishima, K. 1994, *New Horizon of X-ray Astronomy*, Universal academy Press, Inc., ed Makino, F., and Ohashi, T., pp273.
- [46] Raymond, J.C. and Smith, B.W. 1977, *Astrophys. J. Suppl.*, **35**, 419.
- [47] Renzini, A., Ciotti, L., D’Ercole, A., and Pelligrini, S. 1993, *Astrophys. J.*, **419**, 52.
- [48] Sarazin, C.L. 1988, *X-Ray Emission from Clusters of Galaxies*, Cambridge Univ. Press.
- [49] Schreier, E.J., Gorenstein, P., and Feigelson, E.D. 1982, *Astrophys. J.*, **261**, 42.
- [50] Serlemitsos, P.J., Lowenstein, M., Mushotzky, R.F., Marshall, F.E., and Petre, R. 1993, *Astrophys. J.*, **413**, 518.
- [51] Takahashi, T., Ikebe, Y., Markeitch, Y., Tawara, Y., Fukazawa, Y., Honda, H., Ishisaki, Y., Kikuchi, K., Makishima, K., Matsumoto, H., Matsuzawa, H., Ohashi, T., Tashiro, M., Watanabe, M., and Yamasaki, N. 1994, ‘Why we need another Cyg X-1 observation’, October 23, ASCA-Internal-Report.
- [52] Takano, S. 1990, Ph.D. University of Tokyo.
- [53] Takano, S., and Koyama, K. 1991, *Publ. Astron. Soc. Japan*, **43**, 1.
- [54] Tonry, J.L. 1981, *Astrophys. J.*, **251**, L1.
- [55] Tonry, J.L., and Davis, M. 1981, *Astrophys. J.*, **246**, 666.
- [56] Trinchieri, G., Fabbiano, G., and Canizares, C.R. 1986, *Astrophys. J.*, **310**, 637.
- [57] Tsai, J.C. 1994, *Astrophys. J.*, **423**, 143.
- [58] Tsuru, T., Ph.D. University of Tokyo.
- [59] de Vaucouleurs, G., de Vaucouleurs, A., Corwin, H.G., Buta, R.J., Paturel, G., and Fouqué, P. 1991, *Third Reference Catalogue of Bright Galaxies* (Springer-Verlag:New York)
- [60] White, D.A., Fabian, A.C., Johnstone, R.M., Mushotzky, R.F., and Arnaud, K.A. 1991, *Monthly Notices Roy. Astron. Soc.*, **252**, 72.
- [61] 有本 信雄, Feb.1993, 科学, **63**, No.2, 86.
- [62] 窪 秀利, 1994, 東京大学大学院 理学研究科 物理学専攻修士論文.
- [63] 佐藤 文隆, 原 哲也, 1983, 朝倉現代物理学講座 13 「宇宙物理学」, 朝倉書店.
- [64] 藪部 敬, 青木 貴史, 藤本 龍一, 1994, 「はじめての表街道」 Ver. 5.20, 宇宙科学研究所.
- [65] 平成4年度(1993年)第2次飛翔実験 科学衛星 ASTRO-D 計画書 1993, 宇宙科学研究所, SES データセンター.