

銀河群における
高エネルギー現象の観測的研究

広島大学大学院 理学研究科 物理科学専攻
高エネルギー宇宙・素粒子実験研究室

M052198 江川千尋

2007年2月9日

概要

銀河群は銀河の集まりの最も小規模な系である。銀河団同様に高温ガス (IGM) で満たされていて、重力的に束縛された系であることがわかっている。日本の4番目の X 線天文衛星 ASCA による 10keV までの銀河群の観測から、銀河群には IGM からの熱的成分だけでは説明のつかない 2.5keV 以上の高エネルギーの硬 X 線成分の兆候が発見された。しかし、ASCA 衛星の空間分解能が低く、詳細はわからなかったため、さらなる観測が必要とされた。

このような成分は銀河群よりも大きい系である銀河団でも見つかっている。しかし、銀河団は温度が高く、高温ガスの成分が卓越している。さらに銀河団の硬 X 線放射は 10keV 以上であるため、イメージとして表すことが難しく詳細を調べにくい。銀河群の場合、銀河団よりも温度が低く、硬 X 線成分も 10keV 以下でも見えているためこの成分について調べるには銀河群の方が適していると言える。この成分は何によって加熱・加速されているのかという可能性として現在までに、銀河群の成長過程での衝突・合体による衝撃波、乱流によるもの、銀河同士の相互作用による加速、銀河群中の磁場の磁力線の再結合による加速などが挙げられている。この銀河群における加速現象の詳細を突き止めるために、3つの銀河群について最新の X 線データでの解析を行った。解析にはそれぞれの銀河群の特徴により Newton 衛星とすざく衛星を用いた。

解析した銀河群のうち HCG57 と NGC2300 は渦巻銀河を持つ銀河群で、渦巻銀河は磁場を持っているために磁力線の再結合が起きているのではないかと考えられる。この天体はコンパクトであるので、角度分解能の良い Newton 衛星のデータを用いて解析を行った。結果、HCG57 については銀河群規模での粒子加速は起きていないが、個々の銀河の硬 X 線強度は典型的な値に比べて大きく銀河規模での粒子加速が考えられる。高温ガスが多く広がった銀河群である HCG62 については background の低いすざく衛星を用いて解析を行った。結果として、ASCA 衛星での検出に次いですざく衛星でも硬 X 線成分がある可能性が示唆された。このことから、銀河群規模での加速は高温ガスが多い天体で起こりやすいのではないかと考えられる。

目次

第 1 章	序論	3
第 2 章	銀河群の X 線観測と粒子加速	5
2.1	銀河群の X 線放射	5
2.1.1	銀河群	5
2.1.2	高温ガスによる X 線放射	5
2.1.3	銀河群の質量分布	6
2.1.4	等温静水圧平衡	6
2.1.5	ベータモデル	8
2.2	銀河群における粒子加速	10
2.2.1	衝撃波加速	10
2.2.2	乱流加速	10
2.2.3	磁気リコネクション	11
2.2.4	銀河同士の相互作用	12
2.2.5	粒子加速を示す Powerlaw について	12
2.2.6	これまでの銀河群硬 X 線成分の観測結果	13
第 3 章	X 線天文衛星	16
3.1	衛星の概要	16
3.1.1	XMM-Newton 衛星	16
3.1.2	すざく衛星	17
3.2	X 線望遠鏡	18
3.2.1	有効面積	19
3.2.2	Point Spread Function(PSF)	20
3.3	X 線検出器 CCD カメラ	22
3.3.1	検出原理	22
3.3.2	Event Grade	24
3.3.3	エネルギー分解能	25
3.3.4	BackGround	25

第 4 章	ターゲットと解析方法	29
4.1	ターゲット選定	29
4.1.1	NGC2300	30
4.1.2	HCG57	30
4.1.3	HCG62	31
4.2	データリダクション	32
4.3	スペクトル解析	33
4.3.1	レスポンス関数と χ^2 検定	33
4.3.2	モデルスペクトル	34
4.3.3	Newton 衛星の解析で使った Background	35
4.4	すざく XIS Background に関する解析方法	36
4.4.1	Background Generator	36
第 5 章	解析結果	37
5.1	NGC2300 の解析	37
5.1.1	ライトカーブ	37
5.1.2	イメージ	38
5.1.3	スペクトル解析	38
5.2	HCG57 の解析	40
5.2.1	ライトカーブ	40
5.2.2	イメージ	40
5.2.3	スペクトル解析	41
5.3	HCG62 の解析	47
5.3.1	すざく XIS の Background の解析	47
5.3.2	HCG62 の硬 X 線成分	59
第 6 章	まとめと考察	62
6.1	銀河群の比較	62
6.1.1	銀河群ガスと銀河との相互作用	62
6.1.2	銀河同士の相互作用	63
6.1.3	HCG62 について	64
6.2	まとめ	64
付 録 A	半径分布の全データ	66
付 録 B	スペクトル分布の全データ	71

第1章 序論

銀河群は、銀河の集まりの最も小規模な系である。X線天文衛星 ROSAT によって、初めて銀河群の高温ガスの存在が明らかにされ、重力的に束縛された独立な系であることが証明された (Mulchaey, J.S. et al 1993)。このガスは温度が 1keV 程度で、250kpc 以上の広がりを持っている。銀河団にも同様のガスが存在するが、銀河群の高温ガスの方が温度が低い。このガスの X 線放射を調べることで、ガスの組成や量、銀河群の重力分布などを知ることができる。ROSAT によって高温ガスの証明がなされた後、日本 4 番目の X 線天文衛星 ASCA により、10keV までの銀河群のスペクトルから、銀河群には高温ガスの熱的成分だけでは説明のつかない 2.5keV 以上の高いエネルギーからなる成分の兆候が発見された (Fukazawa et al. 2000)。このような兆候はより大きな集まりである銀河団でも見つかっている (Fusco-Fermiano et al. 1999; Kaastra et al. 1999)。これは、銀河群中でなんらかの粒子加速が起こり、この粒子が高温ガスとは違う硬 X 線を放射しているのではないかと考えられる。もし、本当にそのようなことが起きているとすると、宇宙で最も大きい天体における加速現象として、全く未知の現象を捉えたことになる。現在までに考えられている可能性として、銀河群の成長過程での衝突や合体による衝撃波加速、その他乱流加速、銀河同士の相互作用による加速、磁気リコネクションという銀河群中の磁場の磁力線の再結合による加速などが挙げられている。しかし、ASCA 衛星の空間分解能が低く、放射の詳細がよくわからなかったため、さらなる観測が必要とされた。ASCA 衛星での硬 X 線成分検出の後、Chandra 衛星や Newton 衛星で銀河群の観測が行われた。しかし、Chandra 衛星はバックグラウンドが高いため、銀河群のように広がった硬 X 線放射の探査には不向きであった。Newton 衛星は、ASCA 衛星よりも空間分解能が高いため、コンパクトな天体については、より詳細に調べることができた。しかし、Newton 衛星は空間分解能は高いが、バックグラウンドも高かったために大きく広がった硬 X 線放射は見つけにくかった。ASCA 衛星に次いで、2005 年 7 月に日本 5 番目の X 線天文衛星であるすざく衛星が打ち上げられた。すざく衛星は、日本の衛星の重量の関係から望遠鏡の精度をよくすることはできなかったが、視野が広いために広い領域を見ることができる。また、すざく衛星は Chandra 衛星や Newton 衛星の楕円軌道と違い、低周回軌道を取っている。そのため、バックグ

ラウンドの時間変動が少なく、予測できる範囲である。そして、ASCA 衛星より空間分解能がよく、X 線集光面積も大きい。以上のことから、すざく衛星は銀河群などの広がった天体を見ることに適しているということができ、銀河群における加速の兆候をより明確に確認することができるのではないかと考えられる。

そこで、本論文では、粒子加速が起きているのではないかと考えられる銀河群や、ASCA 衛星でその兆候が見られた銀河群について、銀河群ごとの特徴と衛星の強みを生かして詳細に調べた。2 章では銀河群の X 線観測についてと銀河群の粒子加速が起こる仕組みについて考えられる可能性について述べる。3 章では、今回解析に使用した X 線天文衛星の Newton 衛星とすざく衛星について述べる。4 章では、ターゲットとした天体についてと、解析方法について述べ、5 章および 6 章でその結果をまとめ、考察を行う。

第2章 銀河群のX線観測と粒子加速

2.1 銀河群のX線放射

2.1.1 銀河群

銀河群とは、5から数10個の銀河で構成された自己重力系で、銀河の集まりの最も小規模な系である。一般に、その重力ポテンシャルは銀河団(50-1000個の銀河の集まり)よりも浅い。さらに小規模であるがゆえに、銀河の動きが銀河群ガスに影響しやすく、銀河の性質が銀河群に反映されやすい。そのため、メンバー銀河と銀河群全体の性質を調べることに適している。

銀河群は小型の銀河団であると考えられ、主にダークマター、ガス、銀河からなる。X線天文衛星 ROSAT によって、初めて高温ガスの正体が明らかにされ、重力的に束縛された独立な系であることが証明された。この高温ガスは銀河群空間に満ちている高温プラズマで、銀河群ガス (Intergroup Medium; IGM) と呼ばれる。銀河群は球形に近いものと不規則なもの大きく二つに分けられる。一般に不規則な形のものには渦巻銀河が多く、球形のものには、中心に巨大楕円銀河がある。

2.1.2 高温ガスによるX線放射

IGMは密度が低く、高温プラズマ状態である。そのため、IGMの放射は熱制動放射の連続成分と輝線放射からのラインの重ね合わせになる。熱制動放射の emissivity は以下ようになる。

$$\epsilon_{\nu}^{ff} = 6.8 \times 10^{-38} \sum_i Z_i^2 n_e n_i T^{-1/2} g(T, \nu) (\text{erg/s/cm}^3/\text{Hz}) \quad (2.1)$$

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。

$$1.4 \times 10^{-27} T^{1/2} n_{gas}^2 \sum_i Z_i^2 \overline{g_B} (\text{erg/s/cm}^3) \quad (2.2)$$

$\overline{g_B}$ は平均ガウント因子であり、およそ 1.1-1.5 の値を取る。

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 線放射は以下のように表すことができる。

$$L_X = \int dV \int (\epsilon_\nu^{ff} + \epsilon_\nu^{lines}) d\nu = \int n_{gas}^2(R) \Lambda(T(R), A(R)) dV (\text{erg/s}) \quad (2.3)$$

$\Lambda(T, A)$ は cooling function, $\int n_{gas}^2 dV$ は emission measure である。

IGM から放射された X 線は、地球に届く前に低温ガスによって光電吸収を受ける。光電吸収を起こす吸収体は、銀河群自身や我々の銀河に付随するものである。このことにより、観測されるまでに多くの低温ガスが存在すると、X 線スペクトルの低エネルギー側が減少する。よって、IGM からの X 線放射を観測するときには、制動放射とライン放射の放射メカニズムだけではなく、光電吸収を考慮しなくてはならない。

2.1.3 銀河群の質量分布

銀河群は、星、IGM、ダークマターで構成されている。このうちの IGM と星の質量を足し合わせても、銀河群の全重力質量の 1 割程度にしか満たない。したがって、自己重力系である銀河群の質量の 9 割はダークマターが担っていることになる。直接観測が不可能なダークマターは、全重力質量、星、IGM の質量を見積もることでその分布を知ることができる。

2.1.4 等温静水圧平衡

銀河群を満たす高温ガスはプラズマ状態にあり、イオンと電子が自由に運動することができる。イオンと電子がクーロン衝突を起こす場合、イオン、電子の平均自由行程 λ は、

$$\lambda \sim 23 \left(\frac{T}{10^8 K} \right)^2 \left(\frac{n_e}{10^3 \text{cm}^{-3}} \right)^{-1} \text{kpc} \quad (2.4)$$

この値は銀河群の大きさ $\sim 1\text{kpc}$ に比べてとても小さいので、IGMは collisional な流体として扱うことができる。これらの密度むらをなくするために必要な時間は、音波が銀河群を横切る時間と考えてよい。この sound crossing time は、

$$t_s \sim 6.6 \times 10^8 \left(\frac{T}{10^8 K} \right)^{-1/2} \left(\frac{R}{1 Mpc} \right) yr \quad (2.5)$$

となる。銀河群の年齢 $\sim 10^{10}$ 年よりも十分に短いことから IGM は静水圧平衡状態であると考えられる。IGM が等温で静水圧平衡であると仮定すると、圧力勾配と重力のつりあいから、IGM は以下のように表される。

$$\nabla P_{gas} = -\rho_{gas} \nabla \phi \quad (2.6)$$

ここで、 P_{gas} は IGM の圧力、 ϕ は重力ポテンシャル、 ρ_{gas} は IGM の質量密度で $\rho_{gas} = \mu n_{gas} m_p$ と書ける。 n_{gas} は電子とプロトンを含む IGM の数密度、 m_p はプロトンの質量、 μ は平均分子質量でおよそ 0.6 である。理想気体の状態方程式により、ガスの圧力は以下のように表される。

$$P_{gas} = n_{gas} kT \quad (2.7)$$

k はボルツマン定数である。さらに銀河群が球対称だと仮定すると、式 2.6 は

$$\frac{kT(R)}{\mu m_p} \frac{d \log n_{gas}(R)}{dR} = -\frac{d\phi}{dR} \quad (2.8)$$

と書ける。 R は銀河群中心からの三次元半径である。半径 R に含まれる全重力質量 $M_{tot}(R)$ はニュートンの方程式

$$\frac{d\phi}{dR} = \frac{GM_{tot}}{R^2} \quad (2.9)$$

と式 2.8 より、

$$M_{tot}(< R) = -\frac{kT(R)R}{\mu m_p G} \left(\frac{d \log n_{gas}}{d \log R} + \frac{d \log T}{d \log R} \right) \quad (2.10)$$

と表すことができる。ここで、 G は重力定数である。このように、IGM の温度分布 $T(R)$ と密度分布 $n_{gas}(R)$ を X 線観測することによって、銀河群の全重力質量が

得られる。また、IGM の密度を空間積分することで、ガスの質量 M_{gas} を見積もることができる。

$$M_{gas}(< R) = \int_0^R 4\pi R'^2 \mu m_p n_{gas}(R') dR' \quad (2.11)$$

以下は密度分布 n_{gas} について述べる。

2.1.5 ベータモデル

IGM の X 線観測から、IGM の密度分布を得ることができる。等温静水圧平衡状態にあり、自己重力系であるとする質量を担う粒子についての式 2.8 は以下のように書き換えられる。

$$\sigma(R)^2 \frac{d \log \rho}{dR} = -\frac{d\phi}{dR} \quad (2.12)$$

ここで $\sigma(R)$ は速度分散で、 σ は ρ の作る自己重力ポテンシャルであり、ポアソン方程式

$$\nabla^2 \phi = 4\pi G \rho \quad (2.13)$$

によって与えられる。これらの近似式は、King モデル (King 1962) によって以下のように表される。

$$\rho(R) = \rho_0 \left[1 + \left(\frac{R}{r_c} \right)^2 \right]^{-\frac{3}{2}} \quad (2.14)$$

ρ_0 は中心の質量密度、 r_c はコア半径である。先述したように銀河群内の質量はダークマターが 9 割を占めており、この King モデルによる質量密度はダークマターに対するものだとも言える。この質量密度分布はコア半径 r_c から内側で平坦なコア半径を形成する。したがって、このモデルによるとダークマターの質量分布は銀河群の中心付近でフラットになる。

次に、パラメータ β を以下のように定義する。

$$\beta \equiv \frac{\mu m_p \sigma^2}{kT} \quad (2.15)$$

β は重力物質のエネルギーと IGM のエネルギーの比である。
重力ポテンシャルに束縛されている IGM についての式 2.8 は、次のように表すことができる。

$$\sigma^2 \frac{d \log n_{gas}^{1/\beta}(R)}{dR} = -\frac{d\phi(R)}{dR} \quad (2.16)$$

式 2.12 と式 2.16 から、 $n_{gas}(R) \propto \rho^\beta(R) \propto n_e(R)$ となるので、IGM の密度分布は、以下のようになる。

$$n_e = n_0 \left[1 + \left(\frac{R}{r_c} \right)^2 \right]^{-\frac{3}{2}\beta} \quad (2.17)$$

これをベータモデルという。

式 2.3 からわかるように、単位体積あたりの X 線放射光度は $n_e^2 \Lambda(T, A)$ であるので、実際に観測される X 線輝度分布は、視線方向に積分されたものであり、

$$S_b(r) = \int_{-\infty}^{\infty} n_e^2 \Lambda(T, A) dl = S_0 \left[1 + \left(\frac{r}{r_c} \right)^2 \right]^{-3\beta + \frac{1}{2}} \quad (2.18)$$

となる。 r は二次元射影面からの半径で、 S_0 は n_0^2 に比例する定数で、

$$S_0 = \Lambda(T, A) \sqrt{\pi} \left(\frac{n_e}{n_p} \right) n_0^2 r_c \frac{\Gamma(3\beta - \frac{1}{2})}{\Gamma(3\beta)} \quad (2.19)$$

となる。このようにベータモデルを用いると、銀河群の表面輝度分布を観測から得ることで、IGM の質量密度を求めることは可能である。しかし、ASCA、ROSAT の観測によると、多くの銀河群の輝度は中心部でベータモデルを超過しているという報告がなされている。これは銀河群が中心部でベータモデルよりも深い重力ポテンシャルを持っていることを示唆する。このような中心超過輝度を説明するモデルとして、NFW モデルやダブルベータモデルがある。ダブルベータモデルは異なる二つのベータモデルからの放射を足し合わせたものである。ダブルベータモデルで銀河群の放射をうまく表せる理由として、放射が中心銀河の成分と銀河群スケールの成分とからなっているためということが考えられている。

ダブルベータモデルの emissivity は、

$$\epsilon = n_1(R)^2 \Lambda(T, A) + n_2(R)^2 \Lambda(T, A) \quad (2.20)$$

となる。 n_1 と n_2 は各ベータモデルでのガス密度である。また、ダブルベータモデルによる IGM の密度は、

$$n(R) = \sqrt{n_1(R)^2 + n_2(R)^2} \quad (2.21)$$

となる。

2.2 銀河群における粒子加速

銀河群・銀河団における粒子加速が起こるしくみについて現在考えられている4つの可能性をここで挙げる。

2.2.1 衝撃波加速

銀河群や銀河団はその成長過程でほかの銀河群・銀河団と衝突や合体することがある。その衝突の際に衝撃波が発生し、電子がフェルミの一次加速をするという可能性である。

銀河群の衝突による衝撃波が強いものであれば、銀河群衝突で加熱加速された電子からの電波放射はこれまでの観測で説明できる強度になることが理論的にはわかっている。銀河群や銀河団がどのくらいの頻度で衝突するかは、宇宙の構造形成の理論を利用し予想できる。その予測によると、数割の銀河群や銀河団で衝突による衝撃波が発生した放射が観測できるであろうと考えられている。

2.2.2 乱流加速

銀河群や銀河団が衝突して発生した銀河群ガス中の乱流によりアルフヴェン波が発生する。それにより電子がフェルミの二次加速をされ、加速された電子から非熱的放射が発生するというモデルを乱流加速という。

このモデルでも観測されている電波放射の強度に達するようなシンクロトロン放射を発生することができると考えられている。ただし、低エネルギーの電子を加速するのに時間がかかってしまうため、 $\gamma \sim 100$ 程度の種となるような電子が必要となる。もし、過去に銀河群の中心のブラックホールが活動したときや、過去の銀河群・銀河団の衝突で残っているものがあつたとしたら、これも可能となるかもしれない。

2.2.3 磁気リコネクション

磁気リコネクションは、磁力線の再結合が起こりエネルギーが開放される現象である。太陽フレアにおいて見つけられた現象であり、銀河団や銀河群にも普遍するメカニズムではないかと考えられている。

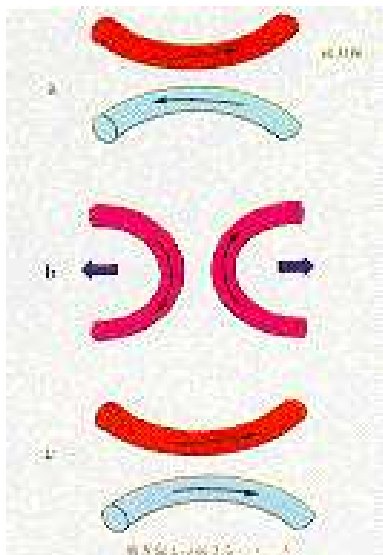


図 2.1: 磁力線のイメージ図

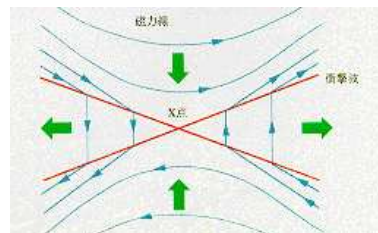


図 2.2: 衝撃波の課程

磁力線はゴムに例えてイメージすることができ、図 2.2.3 の a のように 2 本の異なる磁力線のゴム管において、一部で磁場の拡散が起きて繋ぎ換えを起し b のようになる。このとき、a で各磁力線のゴム管に詰まっていたプラズマは、磁気リコネクションによって混合される。もし、c のように 2 本の磁力線が同じ方向の磁場を持っていた場合は磁気リコネクションは起こらない。磁場の極性が反転する「磁気中性面」で磁気リコネクションが起こると、磁力線はゴム管が縮もうとするように、プラズマを引き連れて磁力線が縮む方向に運動し始める。このときに、プラズマは加速されて速度を得る。さらに磁気リコネクションが発達してくると、磁気中性面に向かって流れ込んで来るプラズマの速度が増してプラズマ中での音速を越えることがある。そのとき、プラズマ中では「磁気音波の衝撃波」が発達し、激しいプラズマ加熱の加速が起こる。

これが磁気リコネクションの粒子加速として考えられるプロセスである。これは太陽フレアでジオテイル衛星により実際に観測されている現象である。太陽ほど強くはないが、銀河自体も磁場を持っているため、これが周囲の銀河群ガスの磁場と相互作用して、太陽での磁気リコネクションと同様のことが起きている可能性が考えられる。しかし、太陽においても、いつどのような条件が満たされたときにどこ

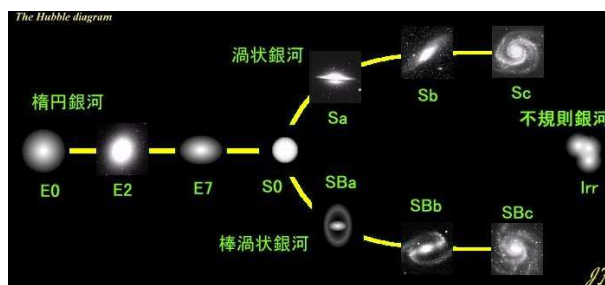


図 2.3: ハッブルの銀河の分類

で磁気リコネクションが起こるのか、また磁場の拡散の過程はどのようになっているのかはわかっていない。(参照 [1])

2.2.4 銀河同士の相互作用

4つ目の可能性として考えられるのが、銀河群内の銀河同士の磁場の相互作用による磁気リコネクションである。これは前述の銀河群ガスと銀河の磁場による磁気リコネクションと同様に、磁場を持つ銀河同士が相互作用をし、磁場のつなぎかえが起こり電子が加速されるという現象である。ただし、この現象については銀河同士の相互作用により、AGN (活動銀河核) が活発化されて AGN から放出された jet 中の高エネルギー粒子に伴う非熱的放射が起こっている可能性もある。銀河同士の磁気リコネクション、AGN の活発化共に特に銀河同士の距離が近い銀河群で起こる可能性が高いと考えられる。AGN が起こりやすい銀河のタイプは、E(楕円銀河), S0(レンズ状銀河), Sa(渦巻銀河で central bar がないもの) である。逆に起こりにくいのは Sb, Sc である (図 2.3 参照)。

2.2.5 粒子加速を示す Powerlaw について

加速された相対論的粒子は次のような形の powerlaw の法則を示す。

$$N_e(\gamma) = N_0 \gamma^{-\mu} \quad (2.22)$$

ここで γ は $\gamma m_e c^2$ のエネルギーの電子の Lorentz factor、 $N_e(\gamma)$ は $\gamma \sim \gamma + d\gamma$ の間の電子の数、 μ は巾型の乗数である。実際に、地球に届く宇宙線は図 2.4 のように巾型を示す。

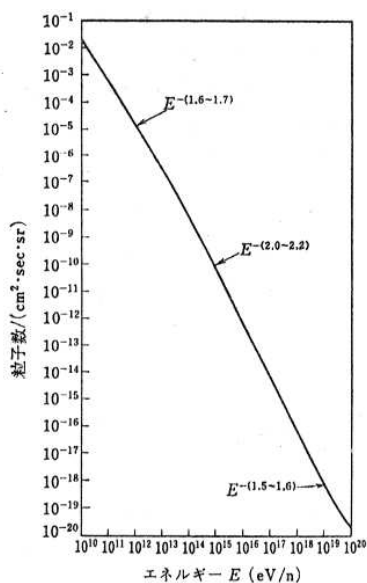


図 2.4: 地球に届く宇宙線のスペクトル

10^{18} eV 以下の宇宙線は銀河系内からのものであるとみなされる。一方、銀河団(系外ソース)は何度も加速されているであろうことから 10^{18} eV 以上の宇宙線の候補であると考えられている。しかし、確かな証拠は得られていない。

式 2.22 に従った電子の放射には、逆コンプトン散乱と制動放射がある。1つ目の逆コンプトン散乱は高エネルギーの電子について ($E_e > 100$ MeV 程度) で起こるもので、この放射スペクトルは $E^{-\frac{\mu-1}{2}}$ に比例する powerlaw を示す。2つ目の制動放射は逆コンプトン散乱よりも低エネルギーの電子について起こり、こちらの放射スペクトルも powerlaw 型に近似することができる。

2.2.6 これまでの銀河群硬 X 線成分の観測結果

ROSAT 衛星での観測の後、日本 4 番目の X 線天文衛星 ASCA(1993 年 3 月打ち上げ)によって銀河群が観測され、銀河群にはそれまで発見されていた約 1keV の高温ガス成分だけでは説明のつかない 2.5keV 以上の高いエネルギーからなる成分が発見された (Fukazawa et al. 2000)。また、イタリアの X 線天文衛星 Beppo-SAX によって、かみのけ座銀河団からもそのような放射が観測されている (Fusco-Femiano et al. 1999)。

かみのけ座銀河団ではその全体が電波で淡く輝いていることも知られている。高エネルギー粒子は磁場の中で曲げられて電波も放射することがわかっているので、

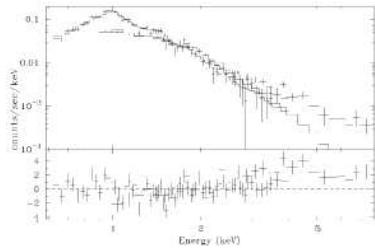


図 2.5: 銀河群 HCG62 の ASCA でのスペクトル (Fukazawa et al. 2000)

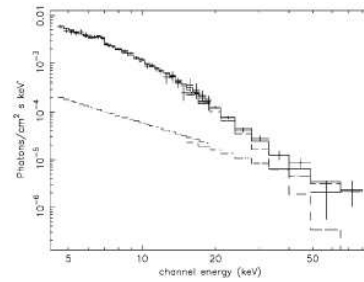


図 2.6: かのみのけ座銀河団の Beppo-SAX 衛星によるスペクトル (Fusco-Fermiano et al. 1999)

このような硬 X 線や電波は、銀河団や銀河群の空間に高エネルギー粒子が存在していることを示す。しかし、ASCA 衛星の空間分解能が低いために、硬 X 線成分は点源であるか、拡散しているのかを特定できなかったが、もし拡散しているとしたら、高エネルギーの電子起源であると考えられる。

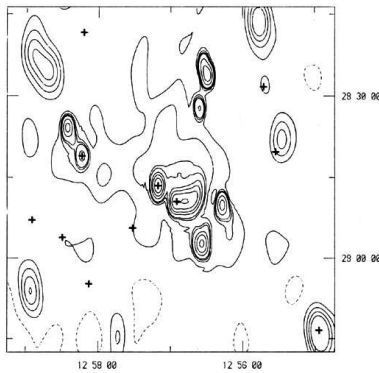


図 2.7: かのみのけ座銀河団の電波によるイメージ

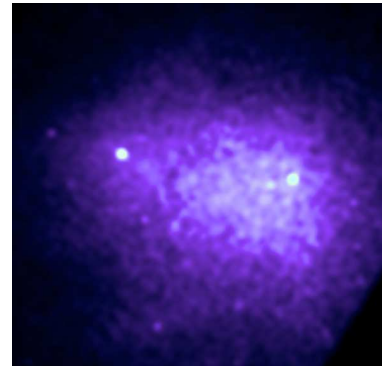


図 2.8: かのみのけ座銀河団の X 線イメージ (Chandra 衛星 1.0-10.0keV)

このような硬 X 線成分は、銀河団と銀河群どちらもで見られている。しかし、銀河団は温度が高く、熱的成分が卓越している。加えて銀河団の硬 X 線放射は 10keV 以上であるため、イメージとして表すことができず、本当に広がっているのか、その場所はどこであるのかということがわからない。一方銀河群は銀河団よりも温度が低い。さらにその硬 X 線成分はイメージとして表すことが可能な 10keV 以下でも見えている。このことから、加速による硬 X 線を調べるには宇宙で最も小さい自己重力系である銀河群が最適である。

ASCA 衛星での発見の後、Chandra 衛星や Newton 衛星で銀河群の観測が行われた。しかし、Chandra 衛星はバックグラウンドが高く、広がった天体の硬 X 線成分の観測には不向きであった。Newton 衛星は ASCA 衛星よりも空間分解能が高く、コンパクトな天体についてより詳細に調べることができる。空間分解能は高いのだが、Chandra 衛星同様バックグラウンドが高いため、大きく広がった硬 X 線成分は見つけにくい。

一方、日本の 5 番目の X 線天文衛星である「すざく」衛星 (2005 年 7 月打ち上げ) は日本の衛星の質量の関係から望遠鏡の精度はよくないが、ASCA 衛星よりも改善されている。また、視野が広く、広い領域を見ることができる。このことから、銀河群などの広がった天体を見ることに適している。そのため、銀河群硬 X 線成分の検出および解明が大きく前進するのではないかと考えられる。

第3章 X線天文衛星

本研究では、天体の特徴に合わせて XMM-Newton 衛星とすざく衛星のデータを使用した。この章では、2 台の衛星をすざくの前身に当たる ASCA 衛星との比較も含めて紹介する。ASCA 衛星によって観測されるようになった銀河群硬 X 線成分の解明を目指しているので、始めに ASCA 衛星を含めた性能の一覧を載せる。

表 3.1: X 線天文衛星の性能比較

	有効面積	$\Delta\theta^b$ (arcsec)	energy band (keV)	視野 (arcmin)	background (@6keV) (count/s/keV/検出効率)
ASCA	600	180	0.4-10.0	50	9×10^{-8}
Beppo-SAX	300	90	0.3-100.0	50	-
XMM-Newton	3000	10	0.3-12.0	30	3×10^{-7}
Chandra	500	0.5	0.3-10.0	10	1×10^{-6}
すざく XIS	1460	100	0.2-12.0	18	1×10^{-7}

b; 角度分解能

3.1 衛星の概要

3.1.1 XMM-Newton 衛星

XMM-Newton 衛星は 1999 年 12 月にヨーロッパ宇宙機構 (ESA) によって、フランス領のギアナから打ち上げられた。衛星の重量は 4 トン、全長 10m で ESA が打ち上げた科学衛星の中では最大となっている。ESA の X 線天文衛星としては EXOSAT(1983-1986) 以来で、その間にはドイツの ROSAT(1990-1999) とイタリア・オランダの Beppo-SAX(1996-2002) があった。Newton 衛星にはヨーロッパ 14ヶ国とアメリカ、さらに 46 の企業が関わった。Newton 衛星は有効面積が広く、銀河団

など広がった天体の高温プラズマの温度や元素の組成比を見ることに適している。打ち上げから8年ほど経った現在、ブラックホールや爆発した星の特徴、ガンマ線バーストなどに成果を挙げている。Newton衛星の軌道は地球の食を受けることを避けるために楕円軌道を取っている。近地点は7000km、遠地点114000km、周期は48時間となっている。



図 3.1: Newton 衛星

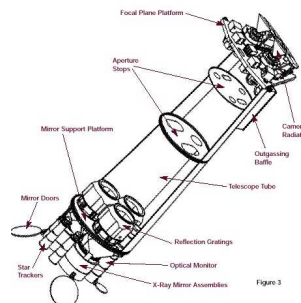


図 3.2: Newton 衛星の概観

Newton衛星は3台のX線望遠鏡を搭載している。それぞれ焦点面に CCD カメラである European Imaging Camera(EPIC)を持つ。CCD カメラのうちの2台は前面照射の MOS であり、もう1台は背面照射の PN である。MOS と望遠鏡の光路の間には透過型の分散器 Grating Stack がある。そこで反射した X 線は別の CCD によって分散角が測られる。このシステムは RGS(Reflection Grating Spectrometer) と呼ばれ、高い波長分解能の X 線分光を可能にしている。ただし、エネルギー帯域は 2.5keV 以下となっている。このほかに、可視光・紫外線モニターシステム Optical Monitor(OM) も搭載されている (口径 30cm の望遠鏡、MPC-CCD 検出器、各種のフィルター、グリズム分散器)。OM は X 線望遠鏡と同じ視野を観測している。

Newton衛星は ASCA 衛星よりも空間分解能が高い (3.1 参照)。このことから、ASCA 衛星よりもコンパクトな天体について調べることに適している。

3.1.2 すざく衛星

すざく衛星は 2005 年 7 月 10 日に内之浦宇宙観測所 (鹿児島県) で打ち上げられた。日本 5 番目の X 線天文衛星である。すざく衛星は 2m の八角柱の概観をしており、太陽電池のパネルを広げるとその幅は 5.4m になる。さらに鏡筒を伸ばした高さは 6.5m になる。総重量は 1600kg で、Newton 衛星と比べるとずいぶんと軽い。これは日本の衛星の重量に制限があるためである。軌道は 550km の略円で、軌道傾斜角は 31 度である。Newton 衛星や Chandra 衛星とは異なる低周回軌道をとることで、

バックグラウンドの時間変動を少なくすることを達成している。1日に地球を15周し、周期は96分である。



図 3.3: すざく衛星

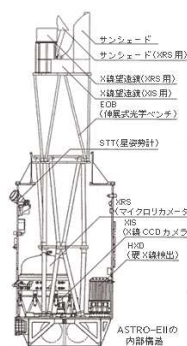


図 3.4: すざく衛星の科学機器

すざく衛星には5台の軟X線望遠鏡と1台の硬X線望遠鏡が搭載されている。軟X線望遠鏡はX線反射鏡(XRT)と焦点面検出器を持つ。XRTはASCA衛星に搭載されていたものと基本的には同じだが、より精密な撮像能力とより広い有効面積を持つ。焦点面検出器は5台のうち4台がX線CCDカメラ(X-ray Imaging Spectrometer;XIS)で、1台はX線分光器(X-ray Spectrometer;XRS)である。このほかに、硬X線検出器(hard X-ray Detector;HXD)が1台搭載されていて、10~600keVの硬X線を検出できる。しかし、打ち上げ直後にXRSに不具合が生じ、観測が困難となった。ほかの機器には影響はなく、現在はXISとHXDで観測が行われている。

すざく衛星はNewton衛星やChandra衛星と比べて望遠鏡の精度はよくないが、視野が広いために広い領域を見ることができる。また、ASCA衛星よりも性能は向上し、有効面積も2倍近くになっている。

3.2 X線望遠鏡

Newton

Newton衛星搭載のX線望遠鏡はNewton衛星最大の特徴である。この望遠鏡はWolter-I型と呼ばれ、円筒状になった鏡が58層重ねられている。このため、鏡の半径は中心部では153mmだが、外側は350mmにもなる。Newton衛星でのX線の光路を図3.5に示す。前面照射のCCD(MOS)と望遠鏡の間に透過型分散器(Grating Stack)が置かれている。

すざく

すざく衛星搭載X線望遠鏡XRTは、口径40cmの多重薄板X線望遠鏡と呼ばれ、厚

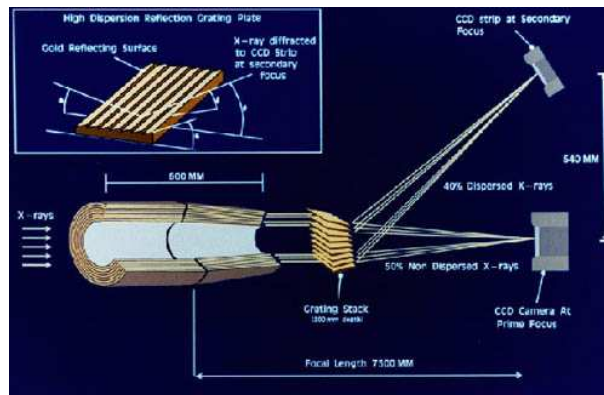


図 3.5: Newton 衛星の X 線光路

さ 178 μm の薄板反射鏡を同心円状に 175 枚並べている。反射鏡はレプリカミラーと呼ばれ、アルミ箔の上に表面の粗さを抑えた鏡面が作られている。これは日本の衛星の重量の関係によるもので、こうすることで小型・軽量化に成功している (重量は 18kg)。さらに、ASCA では問題となっていた散乱も抑え込むことができている。反射鏡の前方には円筒状のアルミ箔を並べたプリコリメータを置いている。これにより、ASCA 衛星で問題となった迷光を大幅に減らしている。その前方には ASCA と同様にサーマルシールドを置き、XRT の温度を維持している。これらの改善により、角度分解能は ~ 2 分角となり、ASCA の約 2 倍よくなった。



図 3.6: すざく衛星 XRT

3.2.1 有効面積

望遠鏡への入射 X 線の反射率は入射の角度と入射エネルギーに依存する。そのため、望遠鏡の有効面積は入射エネルギーによって変化する。図 3.7 に ASCA SIS, Newton

衛星,すざく衛星 XRT-I,S の有効面積を示す。低エネルギー側で有効面積が大きくなるが、2keV 付近で鏡の表面に蒸着した金の M 吸収端により大幅に減少する。図より、有効面積に関しては Newton 衛星が最もよいことがわかる。図中の「AE XRT-I」がすざく衛星 XRT-I で、本論文で使用した XIS を搭載している望遠鏡である。これは ASCA 衛星のものと基本構造は同じであるが、有効面積は 1.49keV,4.51keV,8.04keV でそれぞれ約 1.5 倍,約 2 倍,約 2.5 倍に増加し向上している。

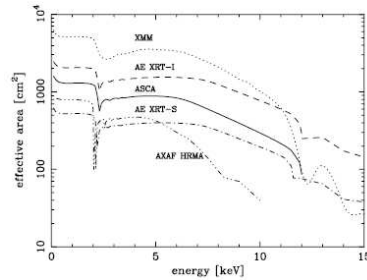


図 3.7: 有効面積

また、X 線が角度を持って入射した場合、その角度により有効面積は異なる。これは Vignetting 効果というものによってくるのだが、その有効面積の減少割合と角度の関係を図 3.2.1 に示す。入射角度が増加すると、有効面積は減少する。

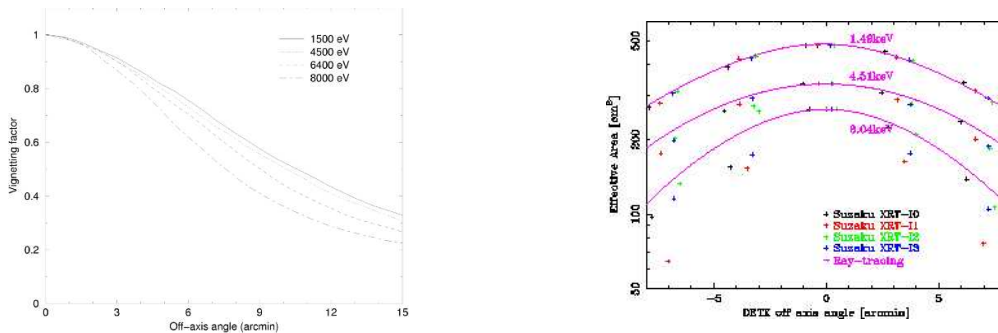


図 3.8: 入射角度と有効面積の関係(左; Newton 衛星, 右すざく衛星)

3.2.2 Point Spread Function(PSF)

望遠鏡表面の精度などにより、点源の X 線源が入射してもイメージは望遠鏡の焦点面で広がりを持ってしまう。図 3.2.2 に各衛星の望遠鏡に点源が入射したときのイメージを示す。これは点源が入射したときのものであるが、広がりを持ってしまっている。そしてこれには望遠鏡ごとに異なる特性がある。図のすざく衛星のものに

は ASCA 衛星のものも示した。ASCA 衛星からすざく衛星で改良されていることがわかる。

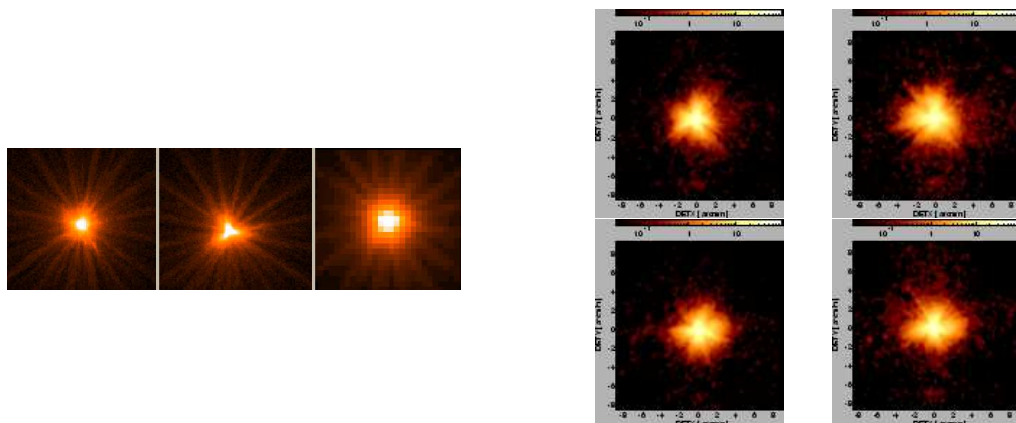


図 3.9: 点源イメージ (左 3 つ ; Newton 衛星 (左から MOS1,MOS2,PN), 右 ; すざく衛星 (左上 ; XRT0, 右上 ; XRT1, 左下 ; XRT2, 右下 ; XRT3))

この焦点面でのイメージの広がりを出す関数として、Point Spread function (PSF) がある。これは平行にやってきた X 線が望遠鏡に入射した時の焦点面での輝度分布である。図 3.2.2 に Newton 衛星とすざく衛星それぞれの PSF を示す。図のすざく衛星のものには ASCA 衛星のものも示した。ASCA 衛星からすざく衛星で改良されていることがわかる。

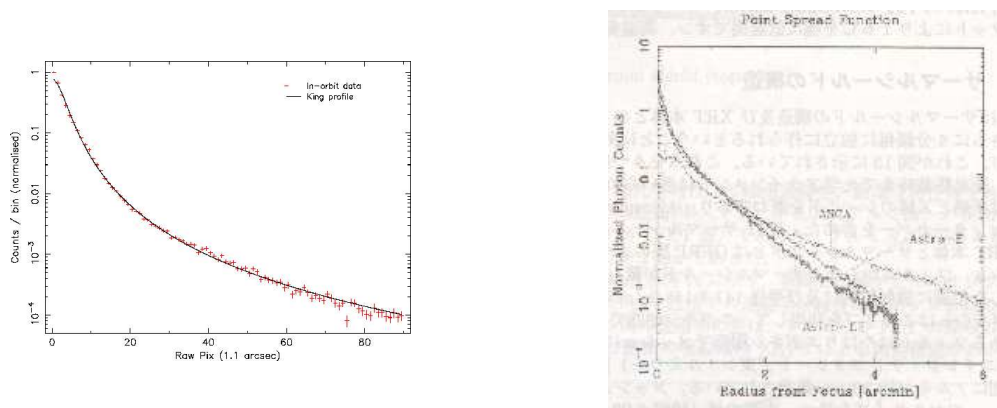


図 3.10: PSF (左 ; Newton 衛星搭載望遠鏡, 右 ; すざく衛星 XRT)

PSF を評価するパラメータとして、Encircled Energy Fraction (EEF) がある。これは得られたイメージの中心から PSF を二次元積分したもので、中心からある半径以内での光子の割合を意味する。これが 50 % になる直径を HPD (Half Power Diameter)

という。HPDは望遠鏡の結像性能の指標であり、焦点面全体に集光されるX線光量の半分を含む像のピーク中心とする円の直径である。図3.11はNewton衛星搭載望遠鏡とすざく衛星XRTのEEFである。Newton衛星搭載望遠鏡では、入射エネルギーが高くなるにつれてPSFが狭くなる。すざく衛星XRTのPSFはエネルギーによる変動が少ないことがわかっている。図のすざく衛星のものにはASCA衛星のものも示した。ASCA衛星のHPDは3.6分角程度であったが、すざく衛星では1.8分角程度と改良されている。

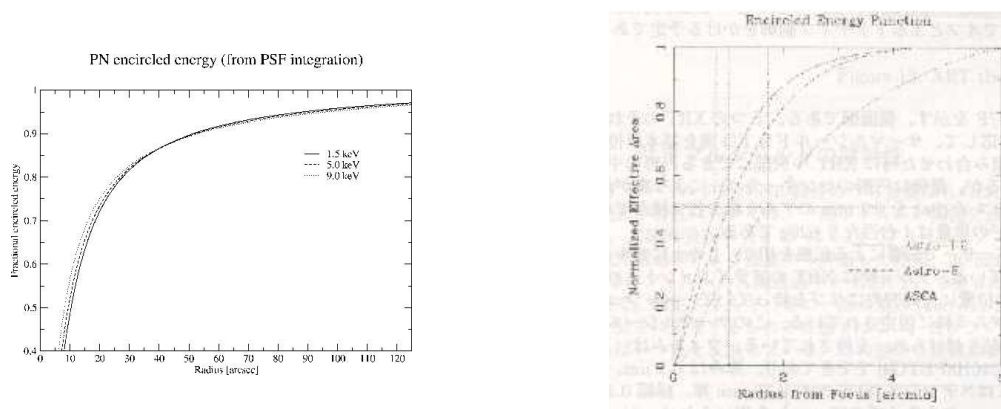


図 3.11: EEF(左 ; Newton 衛星, 右 ; すざく衛星)

さらに PSF は入射 X 線の入射角が大きくなるほど広がる。これは望遠鏡の各層のミラーと焦点面の間に光路差が生じるためである。

3.3 X線検出器 CCD カメラ

X線検出型 CCD カメラは半導体検出器を格子状に区切ったもので、X線天文衛星に広く使われている。特徴は優れた位置分解能とエネルギー分解能である。CCD カメラは-100℃程度に冷却し、熱雑音を抑えることで高感度を実現し、高エネルギー分解能を必要とする X 線検出器として用いられている。

3.3.1 検出原理

X線を CCD で検出する原理は、半導体検出器の場合と同じである。CCD はシリコンでできていて、そこに置かれた電極に電圧がかかることで電極下に空乏層ができる。シリコンのギャップエネルギーよりも高いエネルギーの X 線がそこに入ったとき、光電吸収が起こる。光電吸収が起こると、光電子が出て別のシリコン原子と

衝突し、電子が発生する。これが繰り返され、電子は電子雲となり、電子雲は電極下に集められる。これが電極に与えられた変動電圧によって隣り合う電極へと移動し、連続的に外部に読み出す。CCDの検出効率は、電極を通過して空乏層で吸収される効率である。そのため、低エネルギー領域では、CCDの電極構造をできるだけ薄くすることが、高エネルギー領域では空乏層をできるだけ厚くすることが高い検出効率の達成へとつながる。CCDは電極で電圧を順次変化させていくことで電荷を転送する。このため、前面は電極構造が複雑である。しかし、背面は単一の電極で単純な構造となっている。このことから背面照射(BI)型のCCDを用いることが低エネルギー側の検出効率の改善となる。

Newton EPIC

Newton衛星には3台のX線望遠鏡があり、そのうちの2台にはEPIC MOS(FI型)、残りの1台にはEPIC PN(BI型)のCCDカメラが取り付けられている。図??にその模式図を示す。2つのMOS検出器は90°回転した状態になっている。MOS検出器のチップのすき間は検出器の端の使うことができない場所である。EPICのデータ転送は端のデータから順に横に転送していく方式である。そのため転送中は撮像はできない。

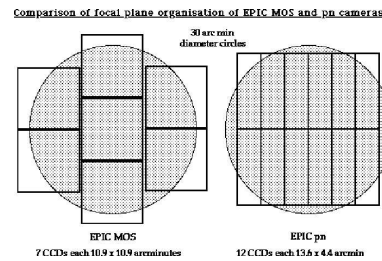


図 3.12: Newton衛星 EPIC MOS 検出器 (右) と PN 検出器 (左)

すざく XIS

すざく衛星には5台のX線望遠鏡があり、うち4台にCCDカメラ・XISが取り付けられている。それぞれのCCDは1024×1024pixelの1枚のチップでできている。各pixelは24 μm四方でCCDのサイズは25mm×25mmである。4台のCCDのうち3台は前面照射(FI)で残りの1台が背面照射(BI)となっている。ここで使われたCCDは基本的な構造はASCA衛星と同じものであるが、ASCA衛星SISでは4枚のCCDを使っていたものを1枚にし、すき間をなくした。また、空乏層を2倍以上の70 μmにし、7keV以上での検出効率を約2倍にした。さらに動作温度を-60°

から -90° にすることで熱ノイズを大幅に抑えた。放射線損傷の対策として、軌道上較正線源を設けた。これらの改善により、性能は格段に向上した。



図 3.13: すざく衛星 XIS の写真

3.3.2 Event Grade

X線を検出する際に、CCDで作られる電子雲は広がりを持つため、それが1イベントであったとしてもいくつかのpixelに渡って検出される。X線のイベントではない粒子バックグラウンドの場合、より多くのpixelに渡ることがある。このことを利用して、検出されたイベントをX線イベントと粒子バックグラウンドに区別するEvent Gradeというアルゴリズムがある。これは、イベントのうち、最高波高を示したpixelとそのpixelを囲む 3×3 pixelのうち、X線が検出されたpixelのパターンにより256通りのgradeに分類するという方式である。「X線が検出されたpixel」は信号の波高値があるしきい値を越えたものと定義されている。gradeの具体的な分類方法は図3.14のように最高波高を示したpixelを0として、そのまわりのpixelには左下から順に2の累乗の値を入れる。この値のうち、しきい値を越えたpixelの数字を足し合わせた数字により、256のgradeに分類する。分類されたgradeのうち、X線イベントであるとするものはASCA SISの7つのEvent Gradeで標準の検出パターン(Standard Grade)とされていた0,2,3,4,6のパターンが広く用いられている。

すざく衛星のXISにおいても同様の方式を行うが、XISでは最高波高を示すpixelとその周囲の 3×3 pixelのデータのほかに、 5×5 pixelのデータも保存できる。このgrade法はASCAのgrade法を用い、加えてgrade6のしきい値の計算法とgrade6の細分化の 3×3 の外側のチェック法を変更した。

32	64	128
8	0	16
1	2	4

図 3.14: pixel への数値配置方法

3.3.3 エネルギー分解能

CCD のエネルギー分解能は、光電効果で生じる電子数の統計ゆらぎ、熱ノイズ、読み出しや増幅などの信号処理の課程で起こる回路ノイズの3つによって決定される。Newton 衛星の MOS 検出器 (FI 型) と PN 検出器 (BI 型) のエネルギー分解能を図 3.15 に示す。MOS 検出器の各点で表されているものがいろいろな軌道でのエネルギー分解能である。PN 検出器はデータの転送方式によって値が変わる。

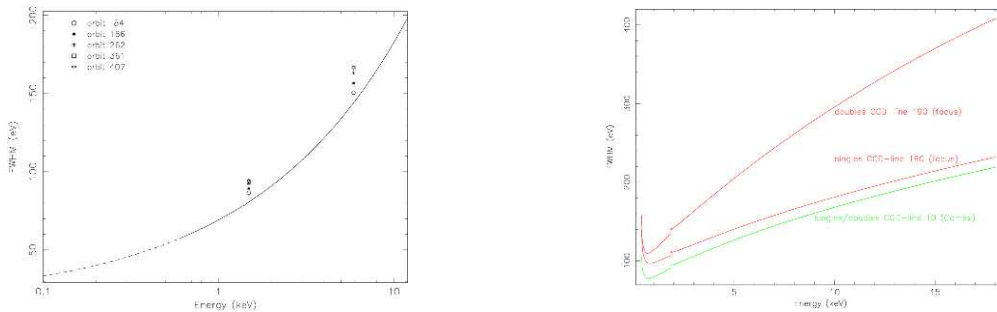


図 3.15: Newton 衛星のエネルギー分解能 (左 ; MOS 検出器, 右 ; PN 検出器)

図 3.16 にすざく衛星 XIS のエネルギー分解能を示す。すざく XIS ではエネルギー分解能が改善され、FI 型と BI 型で大きく変わらない値になっている。

3.3.4 Background

background とは観測天体からの X 線以外の信号であり、本論文のように広がった天体をターゲットとする場合は特に大きく影響してくる。図 3.17 に各衛星の検出器での background を示す。図では background を検出効率で割ったものを示している。

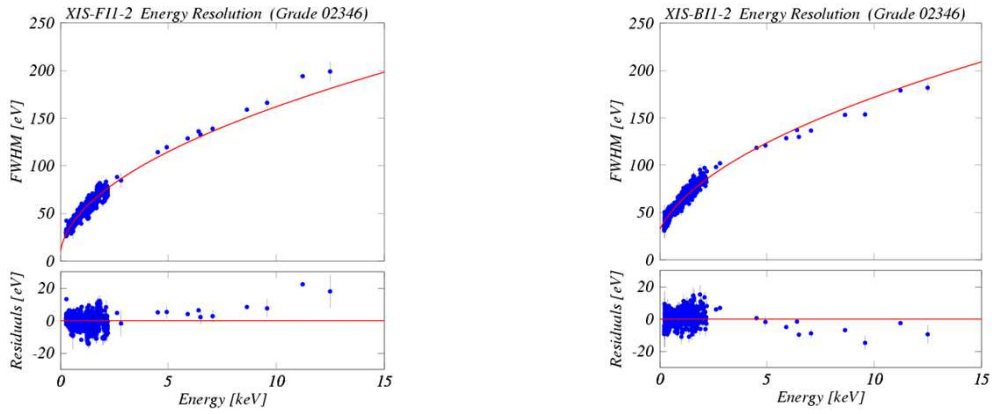


図 3.16: すざく衛星のエネルギー分解能(左 ; FI, 右 ; BI)

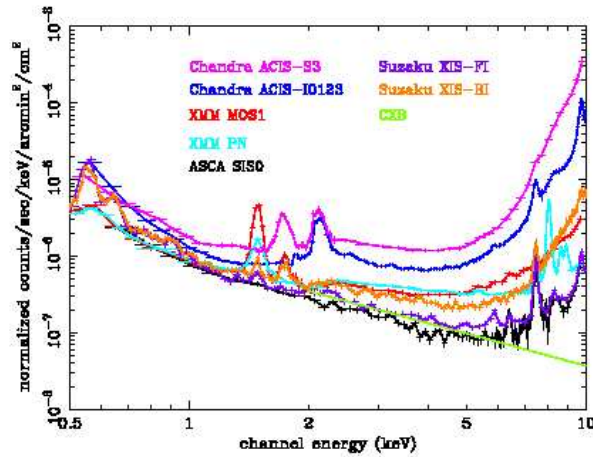


図 3.17: Background(ピンク, 青 ; Chandra, オレンジ ; Newton MOS, 水色 ; Newton PN, 黒 ; ASCA SIS, 紫 ; すざく XIS FI, 黄色 ; すざく XIS BI, 黄緑 ; CXB)

衛星がその軌道上にあるときの観測における background は大きく分けて 2 種類ある。

1. 宇宙背景 X 線放射 (Cosmic X-ray Background ; CXB)

CXB は全天から等方的に放射されている宇宙起源の X 線である。そのスペクトルは図 3.18 のように巾型になる。CXB は 1962 年に X 線観測によって発見され、初期には宇宙全体に分布する超高温のガス起源ではないかと考えられた。超高温ガス起源であるとするならば、宇宙背景マイクロ波放射 (CMB) をゆがめることが予想されたが、1989 年に打ち上げられた宇宙背景放射探査機により CMB の精密な測定が行われ、この説は否定された。CXB の正体を解明したのは ASCA 衛星である。ASCA

衛星は2~10keVでのCXBの約30%以上を点源に分解し、CXBの放射源は無数の点源からのX線の重ね合わせであるという結果を導き出した。

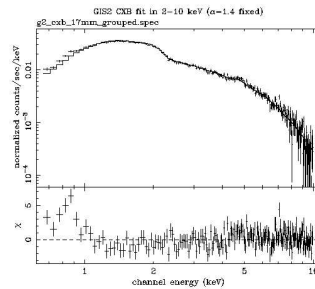


図 3.18: CXB のスペクトル (ASCA 衛星 GIS)

2. Non X-ray Background (NXB)

NXBは宇宙からのX線以外のbackgroundで、これには検出器に内在するbackgroundと外からの荷電粒子や光子などの非X線源が検出器と相互作用し荷電粒子を生成するものがある。図3.19にASCA SIS、Newton PN、MOS、すざくXIS FI、BIのNXBを示す。この図から、Newton PNはNXBが高く、ASCA SISとすざくXIS FIが低いことがよくわかる。

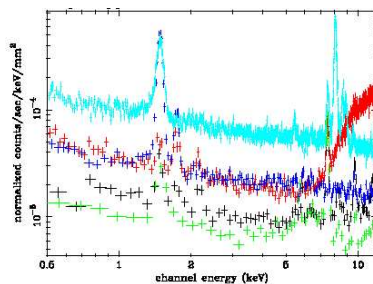


図 3.19: NXB(緑; ASCA SIS, 黒; すざく XIS FI, 赤; すざく XIS BI, 水色; Newton PN, 青; Newton MOS)

Cut-Off Rigidity (COR)

NXBの原因となる宇宙線粒子は、地球に飛来する前に地磁気によってシールドされ

ている。このシールドする能力の指標を Cut-Off Rigidity(COR) という。荷電粒子はエネルギーや入射角によって、地磁気のシールドを受け、遮られたり地表に到達したりする。図 3.20 のように、位置によってそのシールドの強さは異なる。

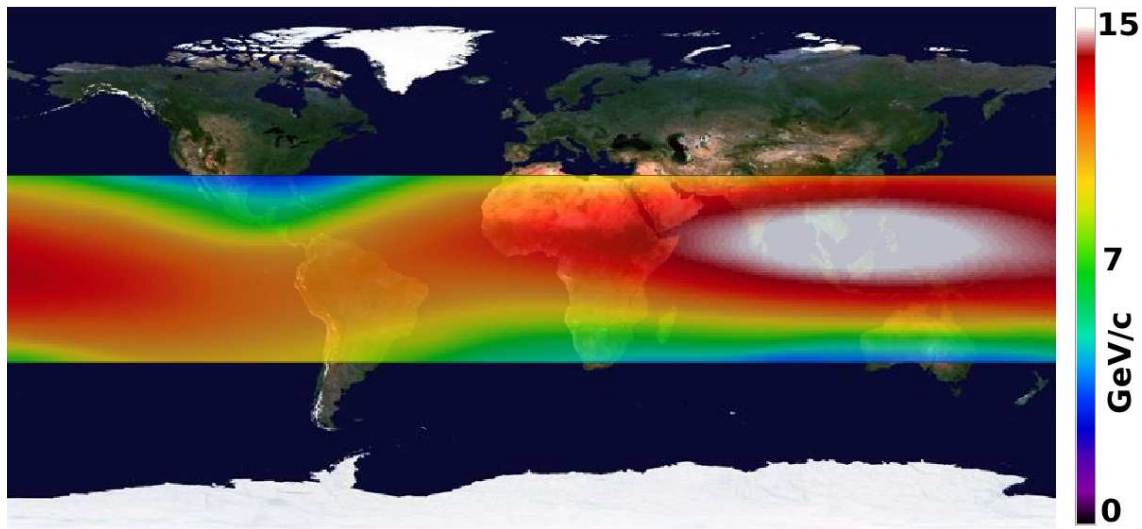


図 3.20: すざく衛星軌道上の rigidity マップを世界地図に投影したもの (JAXA)

地磁気の磁場での荷電粒子の軌道が曲げられる運動は一般の運動法則の式で表され、そこから

$$r = \frac{pc}{qcB} = \frac{R}{cB} \quad (3.1)$$

という式が求められる。r は荷電粒子が曲げられたときの円軌道の半径、p は運動量、B は磁場である。ここから求められた $R = \frac{pc}{q}$ を rigidity(硬度) といい、単位は [GV] で表される。COR は鉛直方向から飛来した粒子が地表に到達するために必要な最低限の rigidity(硬度) であるので、この値が大きいほど地磁気によるシールドが高くなる。宇宙線の主成分は陽子であるため、rigidity は GeV 単位の運動量に相当する。このことから COR は GeV 単位で表されることが多い。

第4章 ターゲットと解析方法

4.1 ターゲット選定

2章で述べた銀河群における粒子加速が起きているかを調べるために、すでにX線衛星で観測されている銀河群で近傍の明るいものから2章で述べた加速の可能性の兆候を示すものを選んだ。表4.1は各銀河群において考えられる加速の可能性をまとめたものである。NGC2300は大きな渦巻銀河を持つので、銀河群ガスと渦巻銀河の相互作用の可能性を考えて解析を行った。また、HCG57は渦巻銀河が近距離で密集しているので、銀河同士の相互作用による磁気リコネクションと銀河の磁場と銀河群ガスによる磁気リコネクションの可能性がある。HCG62は高温ガスが大きく広がっているので、その高温ガスによる乱流加速が起きている可能性が考えられる。またこちらも比較的多くの銀河が存在するので、銀河同士の磁気リコネクションが考えられる。銀河群・銀河団同士の衝突で起こる衝撃波による加速は、特に銀河団について多く、今回解析を行った銀河群についてはその兆候は見えていないため、本論文の解析では可能性として加えないことにした。

表 4.1: 加速の可能性の考えられるもの

	特徴	衝撃波	乱流	磁気リコネクション	
				銀河同士	銀河とガス
NGC2300	渦巻銀河を持つ	-			○
HCG57	渦巻銀河が密集	-		○	○
HCG62	高温ガスが多い	-	○	○	

4.1.1 NGC2300

NGC2300は中心に巨大楕円銀河を持つ銀河群である。東の端には渦巻銀河 NGC2276 を持っている。図 4.1 のように、中心の楕円銀河が明るく輝いている。

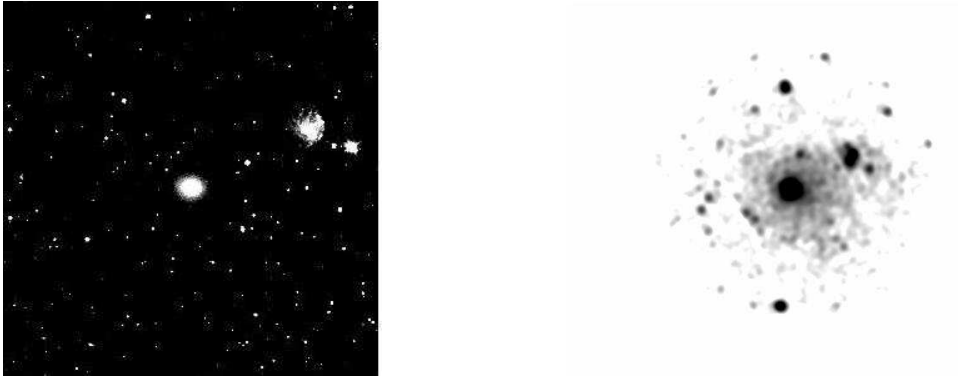


図 4.1: 中心から約 300arcsec の NGC2300 のイメージ (左 ; 可視光, 右 ; X 線)

NGC2300 の特徴は表 4.2 のようになっている。この銀河群は銀河群ガスと渦巻銀河が相互作用をしているのではないかと考えられており、その様子および渦巻銀河を詳細に見るために空間分解能のよい Newton 衛星のデータを使用した。

表 4.2: NGC2300 と NGC2276 の特徴 (David S. Davis et al. 2004)

	NGC2300	NGC2276
redshift	0.006464	0.008039
距離 (Mpc)	38.8	48.2
位置 (α, δ)	07:32:20.5 , +85:42:32	07:27:14.3 , +85:45:16
$L_B(L_\odot)$	2.4×10^{10}	$2.7 \times 10^{10} L_\odot$
$L_X(\text{erg/s})$	-	1.1×10^{41}

ハッブル定数 ; 50km/s/Mpc とした。

4.1.2 HCG57

HCG57は渦巻銀河が支配的な銀河群で、全部で8個の銀河を持つ。図 4.2 からわかるように銀河が点在している。

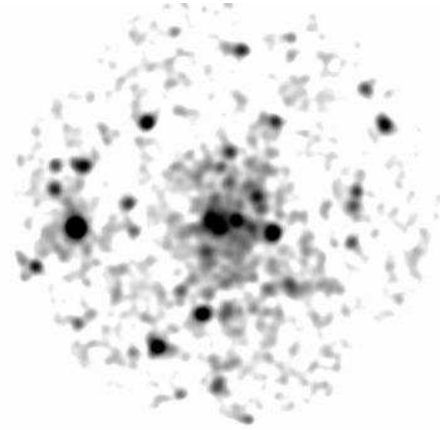
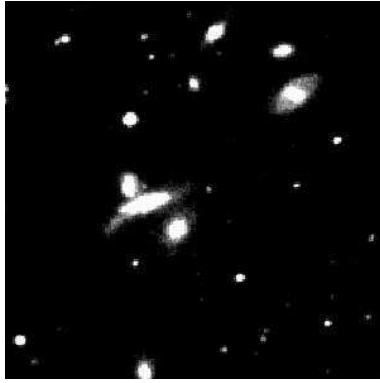


図 4.2: 中心から約 240arcsec の HCG57 のイメージ (左 ; 可視光, 右 ; X 線)

表 4.3 に HCG57 の特徴を示した。この銀河群は渦巻銀河が多く、NGC2300 同様に渦巻銀河の磁場と銀河群ガスによる粒子加速が起きているのではないかと考えられる。また、NGC2300 と異なり銀河が密集しているので、銀河同士の相互作用による磁気リコネクションも考えられる。この銀河群も局所的に見るために Newton 衛星による観測での解析を行った。

表 4.3: HCG57 の特徴

redshift	距離 (Mpc)	位置 (α, δ)	kT(keV)	L_X (erg/s)	$L_B(L_\odot)$
0.0304	182.3	11:37:50.5 , +21:59:06	1.21 ± 0.20	5×10^{41}	$10^{11.42}$

ハッブル定数 ; 50km/s/Mpc とした。

また、HCG57 は ASCA 衛星での観測の際に温度 1.04 ± 0.10 keV で光度 4.2×10^{41} erg/s の拡散した熱 X 線放射と、光度 $\sim 5 \times 10^{41}$ erg/s の硬 X 線放射が見られた (Fukazawa et al. 2002)。しかし、ASCA は空間分解能が低いため、粒子加速を示唆するであろう、硬 X 線放射の詳細を特定できなかった。

4.1.3 HCG62

HCG62 は銀河団と同じくらいに高温ガスが多い銀河群である。図 4.3 の X 線イメージのように高温ガスで満たされていることがわかる。

表 4.4 に HCG62 の特徴を示す。前述した通り、この銀河群は高温ガスが多く、広がった天体である。このことから、特に乱流加速が起きている可能性が考えられる。

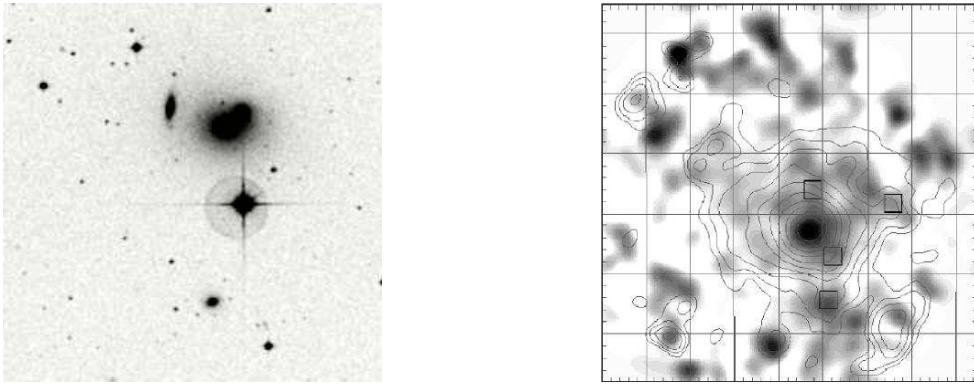


図 4.3: HCG62 のイメージ (左 ; 可視光, 右 ; X 線 (ASCA 衛星 ; 4.5-8keV; Fukazawa et al. 2002))

また比較的多くの銀河が存在するので、銀河同士の磁気リコネクションの可能性も考えられる。HCG62 は大きく広がっているので、background の低いすざく衛星 XIS のデータを使用し、解析を行った。

表 4.4: HCG62 の特徴 (Mulchaey et al. 1996)

redshift	距離 (Mpc)	位置 (α, δ)	kT (keV)	L_X (erg/s)	$L_B (L_\odot)$
0.0137	82.1	12:53:08.1 , -09:13:27	0.96 ± 0.04	4.9×10^{42}	3.1×10^{10}

ハッブル定数 ; 50km/s/Mpc とした。

また、HCG57 と同様に ASCA 衛星で観測が行われており、2-10keV で $(1.0 \pm 0.3) \times 10^{-12} \text{erg/s/cm}^2$ の広がった硬 X 線成分が見つかった (Fukazawa et al. 2001)。しかし、こちらもその詳細はわかっていない。

4.2 データリダクション

Newton 衛星による解析では、XMM-Newton Science Archive (XSA) によって公開されているデータを用いた。解析は Science Analysis Software (SAS) で提供されているソフトウェア SAS6.0.0 を用いて行った。

Suzaku での観測では、公開されている rev0.7 のデータを用いた。解析には HEASOFT 6.0 ソフトウェアを用いて行った。

また、これらのリプロセスによって作成されたスペクトルは、X線スペクトル解析で一般に用いられる XSPEC package version12.2.0 を用いて解析を行なった。

4.3 スペクトル解析

スペクトル解析は、観測で得られたスペクトルをモデルスペクトルと比較し、物理パラメータを得る解析法である。モデルスペクトルとは、宇宙における物理過程の理論的な描像でいくつかの自由パラメータを持っている。このモデルスペクトルと天体からのスペクトルを比較する際にモデルスペクトルに検出器の個性であるレスポンス関数を考慮させる必要がある。これと、観測で得られたスペクトルから background を引いたものを χ^2 検定によって比較し、適切なパラメータを探す。

4.3.1 レスポンス関数と χ^2 検定

レスポンス関数は、エネルギー再分配ファイル (Redistribution Matrix File;RMF) と検出器の有効面積のレスポンスファイル (Ancillary Response File;ARF) からなる。RMF はチャンネルからエネルギーへ変換を行うための行列の関数であり、検出チャンネル P を二次元行列関数の $R(P,E)$ でエネルギー E に変換する。2つ目の ARF は検出器の検出効率や望遠鏡の有効面積を含むエネルギーの関数 $A(E)$ で、ベクトルの形をしている。

天体からのスペクトル $D(P)$ は、観測によって得られたスペクトル $D_{PI}(P)$ から background $B(P)$ を引いたもので、

$$D(P) = D_{PI}(P) - B(P) \quad (4.1)$$

で得られる。モデルスペクトルを $S(E)$ とすると、レスポンス関数を考慮した波高分布 $M(P)$ は、RMF を $R(P,E)$ 、ARF を $A(E)$ として、

$$M(P) = \int R(P, E)A(E)S(E)dE \quad (4.2)$$

と表される。これを式 4.1 と χ^2 検定によって比較する。 χ^2 の式は次のようになる。

$$\chi^2 = \sum_P \frac{(D(P) - M(P))^2}{(\Delta D(P))^2} \quad (4.3)$$

そして χ^2 が最も小さくなるような $S(E)$ のパラメータを求めていくことになる。
ここで分母は、

$$\Delta D(P) = \sqrt{(\sqrt{D(P)})^2 + (\Delta B(P))^2} \quad (4.4)$$

となり、これは統計エラーと background のエラーを含む精度測定である。background のエラーには統計エラーとともに系統的错误も含まれ、本論文において重要な項となる。

4.3.2 モデルスペクトル

モデルスペクトルとして、Newton 衛星の解析では WABS モデル、MEKAL モデル、BREMSS モデルを使用した。ここではそれらのモデルについて述べる。

MEKAL モデル

MEKAL モデルは銀河群の高温ガスからの熱的な放射のモデルとして用いた。これは熱制動放射の連続成分に重元素の輝線放射によるライン成分を足し合わせた形をしている。自由パラメータは IGM の温度 (kT) と重元素量 (A_{Fe})、normalization となっている。重元素のアバundance比は、表 4.5 で固定されている (Anders and Grevesse 1989)。

表 4.5: 重元素のアバundance比

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

BREMSS モデル

BREMSS モデルは今回の解析で硬 X 線成分のモデルとして使用した。これは Kellogg, Baldwin and Koch が求めた熱平衡に達した天体からの熱制動放射のモデルである (Apj 199,299)。自由パラメータはプラズマの温度と normalization となっている。本来は光学的に薄いプラズマからの放射の連続成分を表すものであるが、ラインのない連続硬 X 線成分を現象的に表すときにも用いることが多い。

POWERLAW モデル

powerlaw モデルのスペクトルは

$$A(E) = KE^{-\alpha} \quad (4.5)$$

で表される。 α は photon index、K は単位時間・単位エネルギーあたりの放射光子数で、単位は $\text{photons/keV/cm}^2/\text{s}(@1\text{keV})$ である。 α が大きいときは低エネルギー側の光子が多く、 α が小さければ、高エネルギー側までスペクトルがあることを表す。逆コンプトン散乱などの粒子加速は powerlaw を示すので、このスペクトルで合わせることができる。

WABS モデル

X 線が衛星に到達するまでに、我々の銀河の星間ガスによってある確率で光電吸収を受ける。この影響は $\sim 1\text{keV}$ までの低エネルギー側で特に大きい。水素密度を n 、元素 i の割合を f_i 、光電吸収断面積を \sum_i 、吸収体の厚さを d とすると、光電吸収は、

$$A(E) = \exp\left(-\sum_i n f_i \sigma_i(E) d\right) \quad (4.6)$$

と表される。ここで、 $\sum_i f_i \sigma_i$ は我々の銀河内ではほぼ一定である。さらに星間ガスは水素が主成分であることから、吸収量は一般に $N_H = nd$ というパラメータで表される。この自由パラメータを水素柱密度と呼び、典型的に $N_H \sim 10^{20} \text{cm}^{-2}$ という値を取る。

4.3.3 Newton 衛星の解析で使用した Background

Newton 衛星のデータ解析に使用した background データは Newton 衛星の標準解析システム (Science Analysis System; SAS) が公開している background データを用い、観測データと同じ領域を抜き出して使用した。

4.4 すざく XIS Background に関する解析方法

すざく衛星での観測の解析を行う場合、background として X 線源のない場所のデータを用いるか、すざくチームが公開している Background Generator を用いるかがある。X 線源のない場所には、黄道北極方向 (North Ecliptic Pole; NEP) の観測データ、北斗七星の星間部分をつなぎ合わせたデータ (Lockman Hole) などがあり、解析する天体のデータと近い観測日時のものを用いる。しかし、広がった天体の硬 X 線成分の検出はすざく衛星 XIS の感度ぎりぎりとなるため、より精度よく background を見積もることが必要である。このことから、本論文でのすざく衛星 XIS の解析では Background Generator によって作られた background がどのくらい正確であるのかを見積もった。

4.4.1 Background Generator

すざく衛星 XIS の解析に用いる Background Generator は `xisntebgdgen` と呼ばれる。XIS の background は COR (§3.3.4) を主因に短い時間で変化する。このことを考慮するために、`xisntebgdgen` は XIS の night earth (夜地球) のデータを用い、これを COR ごとに区切ったファイルを作る。同様に、天体の観測データも COR ごとに区切る。このとき、COR ごとの観測時間の比を求める。次にデータベースである night earth について、各 COR のデータを上で求めた COR ごとの比率で加重平均することにより、天体が観測されたときの COR に合わせた background を作る。元の night earth データと作られた background データを比較すると、この方法で作られた XIS background の精度は ~5-8% であると XIS チームから報告されている。

第5章 解析結果

5.1 NGC2300の解析

5.1.1 ライトカーブ

より精度よいスペクトルを作成するために、はじめにライトカーブを作成した(図5.1)。カウントレートの高くなっている時間帯はなんらかのbackgroundの増加が起これ、この部分があることで正確なスペクトルやイメージが得られなくなってしまうため、カウントレートの高い部分を削った。

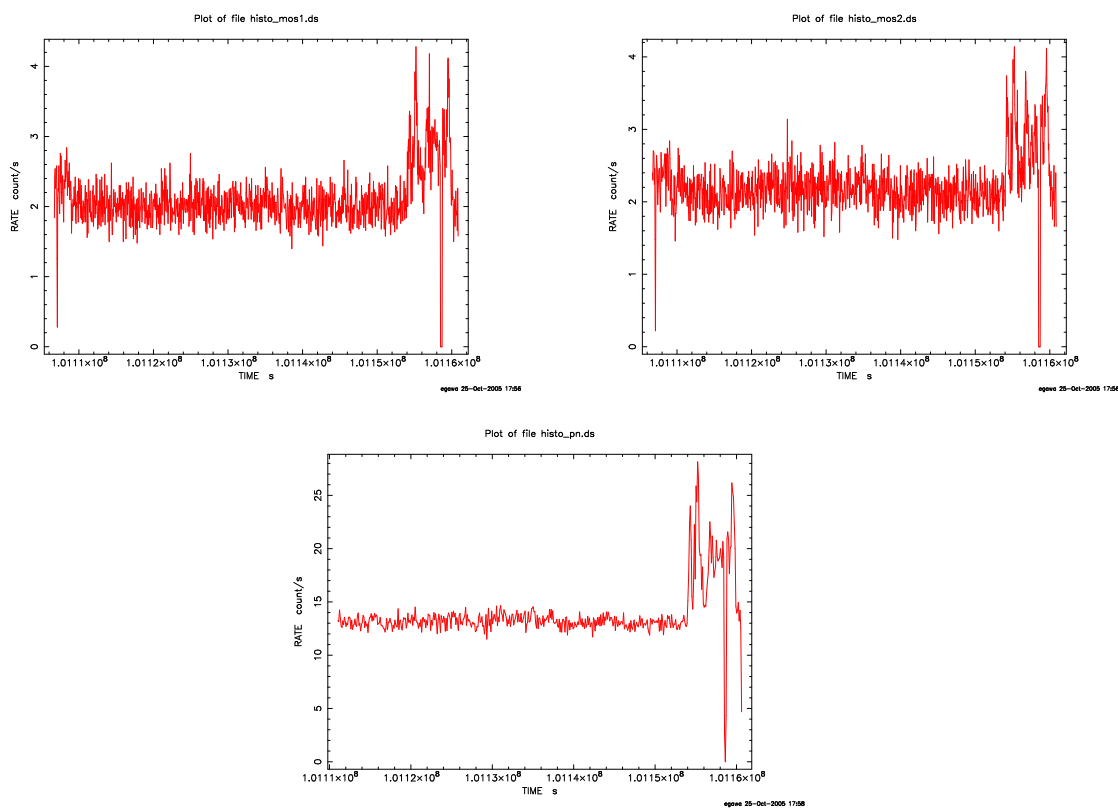


図 5.1: MOS1(上左) と MOS2(上右) と PN(下) のライトカーブ

MOS1 は 2.4count/s、 MOS2 は 2.6count/s 以上を削り、 PN は 15count/s 以上を

削った。観測時間は MOS1 が 4.685×10^4 s、MOS2 が 4.88×10^4 s、PN が 4.46×10^4 s となった。

5.1.2 イメージ

図 5.2 のようにイメージを作成した。左の図は銀河群全体の 0.5-1.5keV のイメージで、銀河群ガスの様子を見ることができる。左側で大きく広がった強い放射を持つものが楕円銀河 NGC2300 で、その右上に位置するものが渦巻銀河 NGC2276 である。中央の図に NGC2276 の高温ガス成分のイメージを、右の図に高エネルギーのイメージを示す。NGC2276 の高エネルギーのイメージからは特に広がった成分の様子は見ることはできなかった。

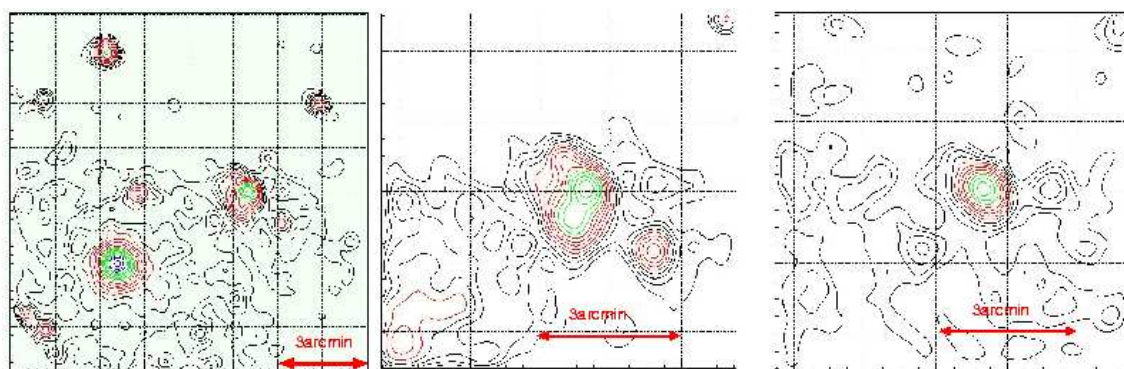


図 5.2: NGC2300 の MOS1 の 0.5-1.5keV イメージ (左) と NGC2276 の MOS1 の 0.5-1.5keV(中) と 3-8keV のイメージ (右)

5.1.3 スペクトル解析

次に §5.1.1 で求めた観測時間で NGC2300 の銀河群全体 (半径 300arcsec) と渦巻銀河 NGC2276 部分 (半径 45arcsec) についてのスペクトルを作成した。スペクトル解析は MEKAL モデルと BREMSS モデルを足し合わせたものに WABS モデルを掛け、さらに NGC2300 についてはもう 1 つ MEKAL モデルを加えたものでフィットを行い、そのモデルでよく合うことがわかった。各スペクトルを図 5.3 に、モデルのパラメータを表 5.1 に示す。十字で表されているものがデータのスペクトルである。実線がデータのスペクトルに合わせられたモデルスペクトル、破線はモデルスペクトルの各成分である。

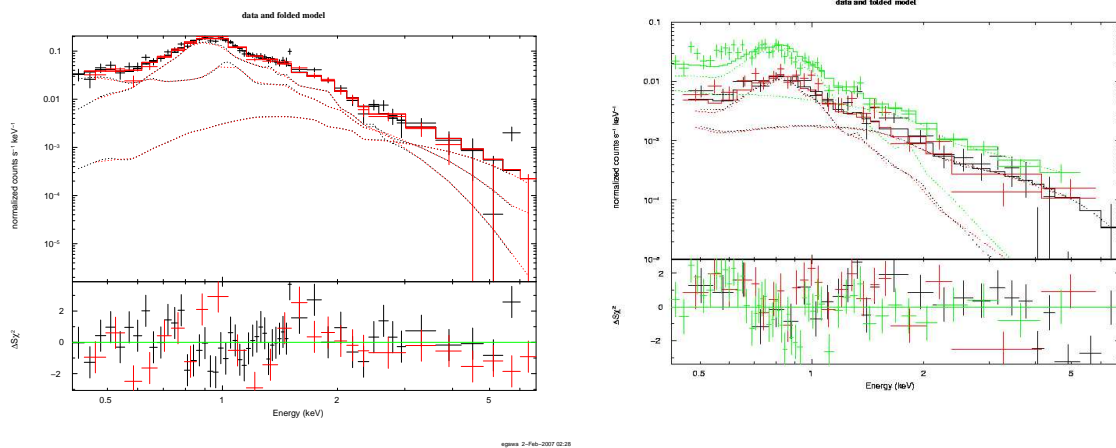


図 5.3: NGC2300 のスペクトル (左; 中心から半径 300arcsec) と NGC2276 のスペクトル (右; 中心から半径 45arcsec)(黒; MOS1, 赤; MOS2, 緑; PN)

表 5.1: NGC2300 のモデルパラメータ

model	kT(keV)	Abundance(solar)	norm
2300 mekal 1	0.68 ± 0.02	0.3(fix)	$(1.17 \pm 0.14) \times 10^{-3}$
mekal 2	1.43 ± 0.08	0.3(fix)	$(2.63 \pm 0.48) \times 10^{-5}$
bremss	7.0(fix)	-	$(3.12 \pm 1.71) \times 10^{-5}$
2276 mekal	0.45 ± 0.02	0.3(fix)	$(4.85 \pm 0.38) \times 10^{-5}$
bremss	7.0(fix)	-	$(8.60 \pm 1.27) \times 10^{-6}$

NGC2300 部分の X 線光度は、軟 X 線成分 (0.5-2keV) が $(1.43 \pm 0.22) \times 10^{41}$ erg/s、硬 X 線成分 (2-10keV) が $(2.54 \pm 1.39) \times 10^{40}$ erg/s であった。また、NGC2276 の X 線光度は、軟 X 線成分が $(7.97 \pm 0.62) \times 10^{39}$ erg/s、硬 X 線成分が $(1.32 \pm 0.19) \times 10^{39}$ erg/s と求められた。ここで NGC2276 の硬 X 線成分の X 線光度が銀河内の X 線源で説明できるか調べるために、M31 の可視 X 線比を用いて、各銀河の X 線源の和の光度を見積もった。M31 は我々の銀河から最も近い銀河であり、銀河の可視光光度が X 線連星で説明できることわかっている。表 4.2 の NGC2276 の可視光光度 $L_B = 2.7 \times 10^{10} L_\odot$ を M31 の $L_X = 5 \times 10^{39}$ erg/s と $L_B = 3 \times 10^{10} L_\odot$ の比を取って NGC2276 の予想される X 線源の L_X を求めた。渦巻銀河 NGC2276 の予想される X 線源の L_X は、 4.5×10^{39} erg/s という値となり、スペクトル解析で求められた硬 X 線成分の光度 (1.8×10^{39} erg/s) をほぼ説明する結果が得られた。

5.2 HCG57の解析

5.2.1 ライトカーブ

NGC2300と同様にまずライトカーブを作成し、カウントレートの高いところを削った。(図5.4)

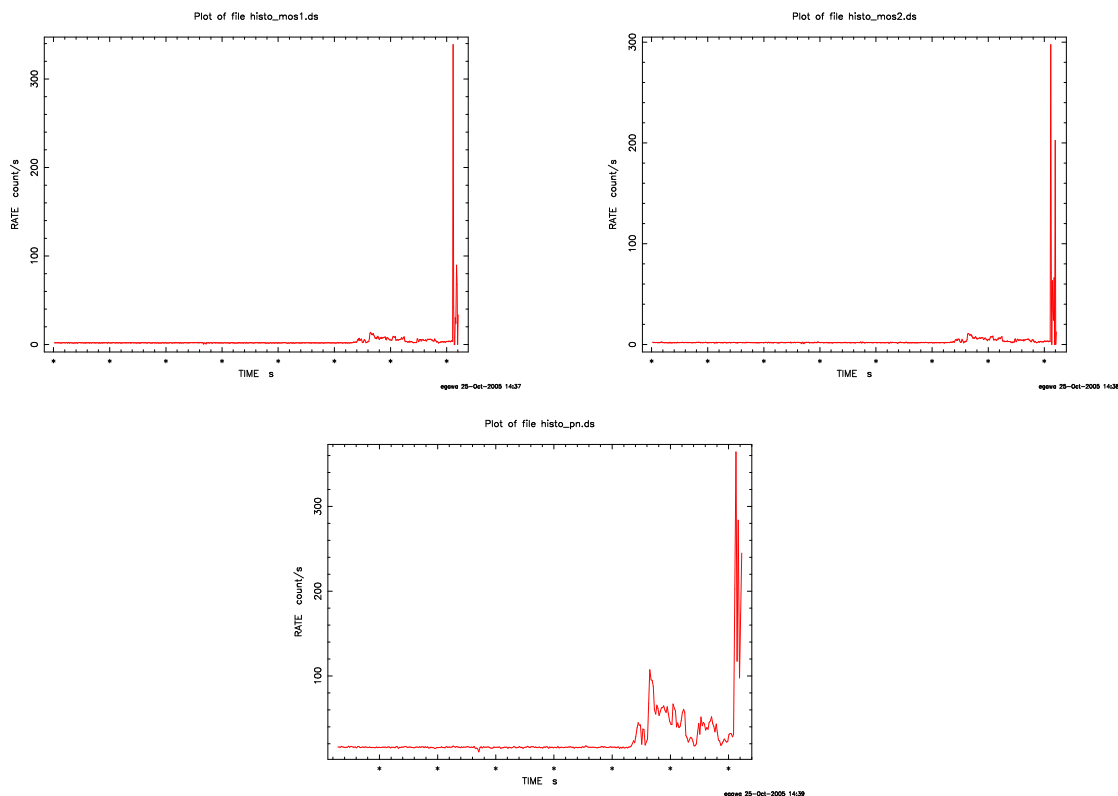


図 5.4: MOS1(上左) と MOS2(上右) と PN(下) のライトカーブ

MOS1、MOS2は4count/s以上を削り、PNは20count/s以上を削った。観測時間はMOS1が 3.04×10^4 s、MOS2が 3.085×10^4 s、PNが 2.6×10^4 sとなった。

5.2.2 イメージ

HCG57についても図5.5のようにイメージを作成した。0.5-1.5keVのイメージから、銀河群全体に高温ガスが広がっていることがわかる。3-8keVのイメージでは、群全体に広がった高エネルギー成分はなく、点源由来であることがわかる。

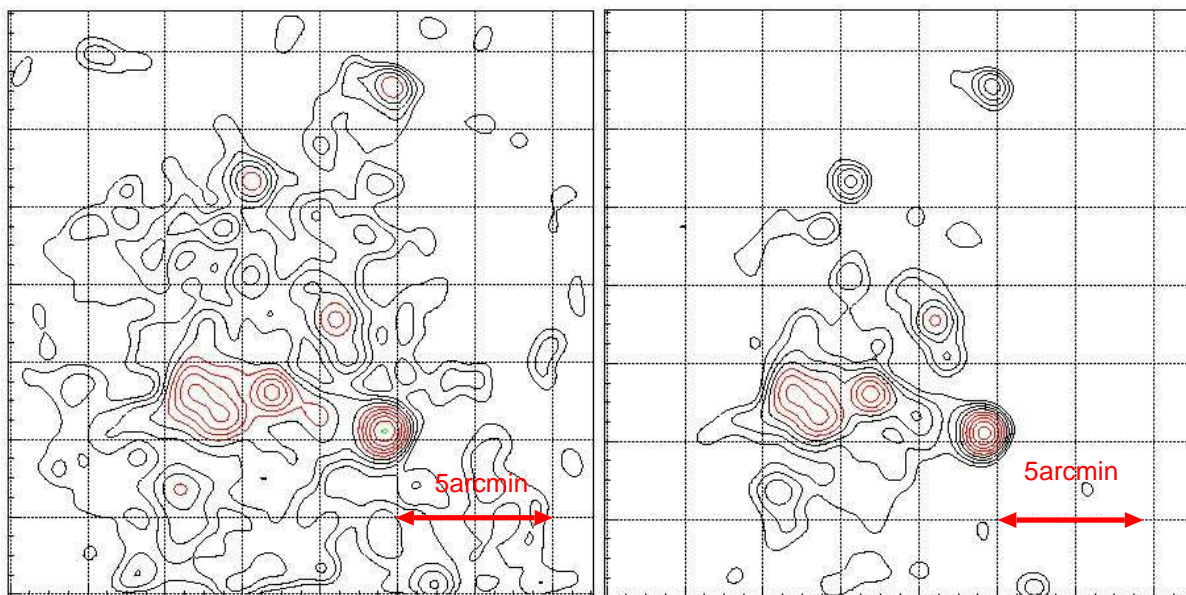


図 5.5: MOS1 の 0.5-1.5keV (左) と 3-8keV (右) のイメージ

5.2.3 スペクトル解析

§5.2.1 で求めた観測時間で銀河群全体 (半径 240arcsec) のスペクトルを作成したところ、図 5.6 のように得られた。このスペクトルは MEKAL モデルと BREMSS モデルを足し合わせたものに WABS モデルを掛けたものでフィットを行い、そのモデルで合うことがわかった。モデルパラメータを表 5.2 に示す。銀河群全体での光度は軟 X 線成分 (0.5-2keV) で $(3.3 \pm 0.4) \times 10^{41}$ erg/s、硬 X 線成分 (2-10keV) で $(5.5 \pm 0.8) \times 10^{41}$ erg/s と得られた。

表 5.2: HCG57 全体のモデルスペクトルパラメータ

model	kT(keV)	Abundance(solar)	norm
mekal	0.78 ± 0.03	0.3(fix)	$(1.10 \pm 0.14) \times 10^{-4}$
bremss	7.0(fix)	-	$(4.52 \pm 0.68) \times 10^{-5}$

次にイメージで見えている点源 4 つを各半径 30 秒で抜き、同様にスペクトルを作成した。抜いた領域とスペクトルを作成した領域を図 5.7 に示す。図の左が点源を抜いたスペクトル、右が抜いた点源とスペクトルを取った領域を示したものである。表 5.4 に示すように、軟 X 線成分 (0.5-2keV) の X 線光度は点源を抜いてない場合の約 0.8 倍、硬 X 線成分 (2-10keV) の X 線光度は約 0.4 倍となり、特に硬 X 線成分については、点源からの寄与が大きいのではないかと考えられる。

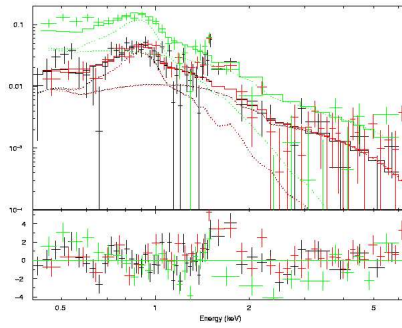


図 5.6: HCG57 全体のスペクトル (中心から 240arcsec, 黒 ; MOS1, 赤 ; MOS2, 緑 ; PN)

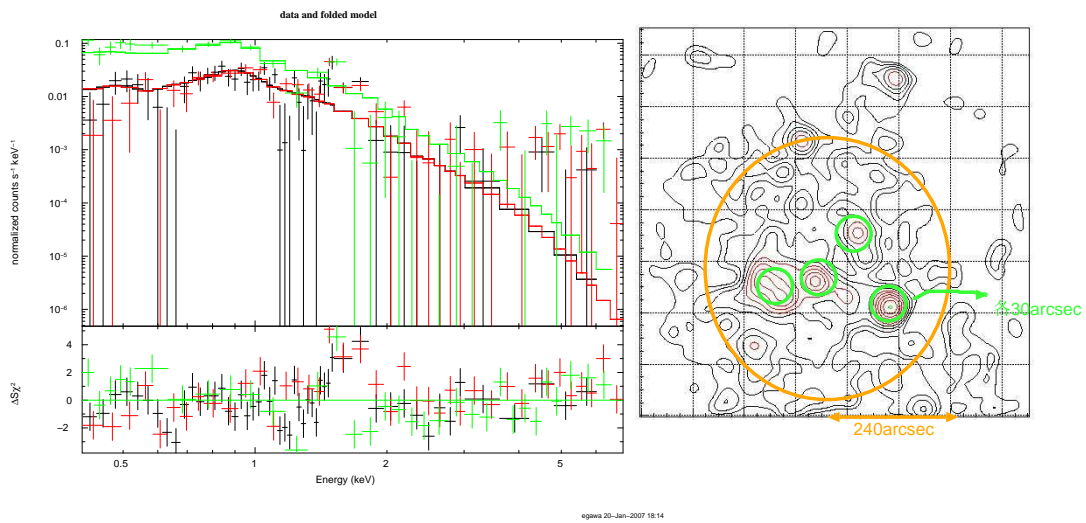


図 5.7: 点源を抜いた HCG57 のスペクトル (左, 黒 ; MOS1, 赤 ; MOS2, 緑 ; PN) と抜いた点源の位置 (右)

そこで最後に各点源についてのスペクトルも作成し、そこから X 線放射を軟成分と硬成分について求めた。図 5.8 が HCG57 のメンバー銀河の位置と、それ以外の点源の位置である。図 5.9 はイメージで見えていた銀河を含む各点源のスペクトルである。そのスペクトルも HCG57 全体と同様に MEKAL モデルと BREMSS モデルを足し合わせたものに WABS モデルを掛けたものでフィットし、そのモデルで合うことがわかった。このモデルパラメータを表 5.3 に示す。

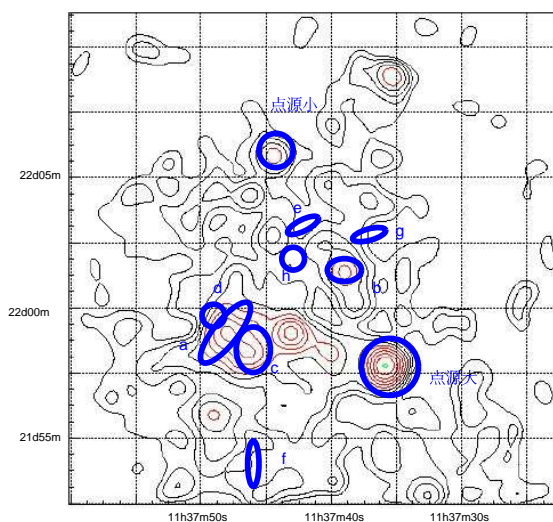


図 5.8: HCG57 の銀河の位置

ここで a,b,c,d は銀河と対応が得られている。HCG57 のメンバー銀河について、表 5.5 に示す。点源大と点源小は該当する銀河はなかった。点源の値をすべて足し合わせると、0.5-2.0keV の軟 X 線成分は 1.3×10^{41} erg/s, 2.0-10.0keV の硬 X 線成分は 4.6×10^{41} erg/s となり、銀河群全体での値 (軟 X 線成分 ; 3.3×10^{41} erg/s, 硬 X 線成分 ; 5.5×10^{41} erg/s) と比べると硬 X 線成分は点源由来である可能性が考えられる。

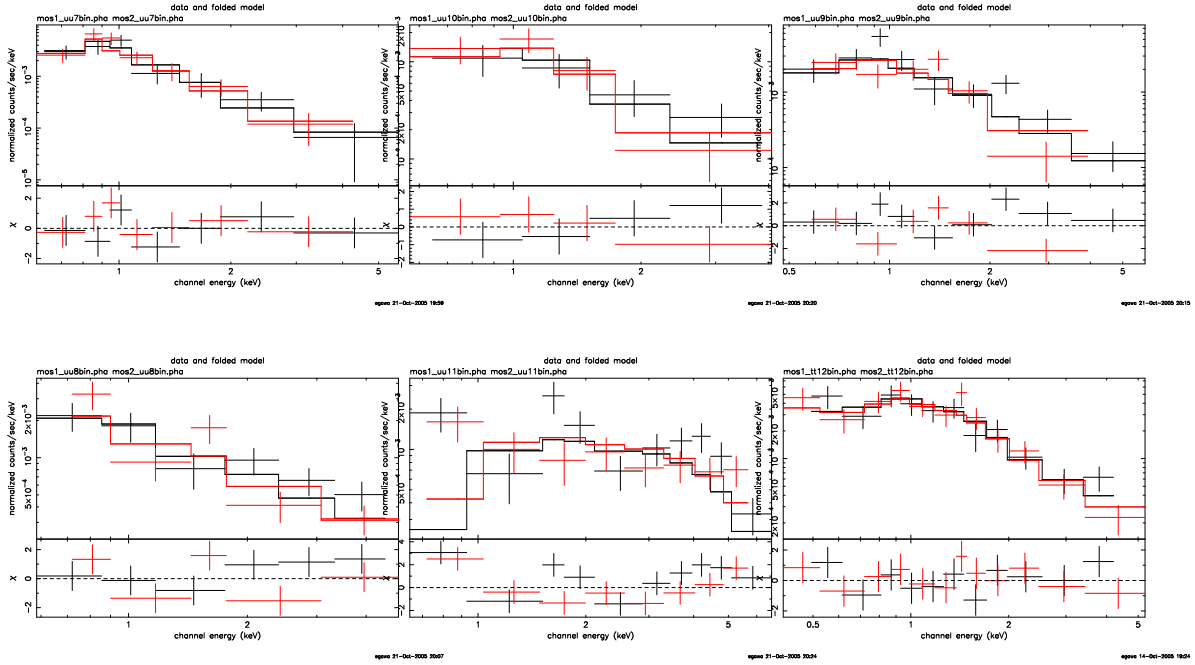


図 5.9: 銀河 a(上左),b(上中),c(上右),d(下左), 点源小(下中), 点源大(下右) のスペクトル (半径 30arcsec, 黒 ; MOS1, 赤 ; MOS2)

銀河 a,b,c,d は HCG57 のメンバー銀河であることがわかったが、点源小についてはこの銀河群よりも遠方の銀河であると考えられる。ここで見えていた点源のうち、銀河 a,b,c,d が銀河内の X 線源で説明できるか調べるために、NGC2300 と同様に M31 の可視 X 線比を用いて銀河の予想される X 線源の L_X を求めた。値は表 5.6 のようになった。これらは観測で得られた値と一桁ほど差があるため、なんらかの超過した硬 X 線源がある可能性がある。

表 5.3: HCG57 点源ごとのスペクトル fitting のパラメータ

model	kT(keV)	Abundance(solar)	norm
銀河 a mekal	0.84 ± 0.08	0.3(fix)	$(1.41 \pm 49.85) \times 10^{-5}$
bremss	7.0(fix)	-	$(2.54 \pm 1.90) \times 10^{-6}$
銀河 b mekal	1.18 ± 1.36	0.3(fix)	$(5.87 \pm 1.65) \times 10^{-6}$
bremss	7.0(fix)	-	$(2.45 \pm 4.30) \times 10^{-6}$
銀河 c mekal	1.00 ± 0.39	0.3(fix)	$(5.63 \pm 8.45) \times 10^{-6}$
bremss	7.0(fix)	-	$(5.59 \pm 2.68) \times 10^{-6}$
銀河 d mekal	0.20 ± 0.33	0.3(fix)	$(1.71 \pm 11.70) \times 10^{-5}$
bremss	7.0(fix)	-	$(6.01 \pm 1.42) \times 10^{-6}$
点源小 mekal	0.08 ± 0.52	0.3(fix)	$(4.92 \pm 360.00) \times 10^{-4}$
bremss	7.0(fix)	-	$(7.62 \pm 1.81) \times 10^{-6}$
点源大 mekal	0.87 ± 0.22	0.3(fix)	$(6.61 \pm 6.05) \times 10^{-6}$
bremss	7.0(fix)	-	$(1.44 \pm 0.28) \times 10^{-5}$
点源抜いた mekal	0.79 ± 0.03	0.3(fix)	$(9.12 \pm 1.26) \times 10^{-5}$
bremss	7.0(fix)	-	$(1.72 \pm 0.61) \times 10^{-5}$

表 5.4: HCG57 点源ごとの Flux と X 線光度

	$F_X(0.5-2\text{keV})$ (erg/s/cm ²)	軟 X 線成分 (erg/s)	$F_X(2-10\text{keV})$ (erg/s/cm ²)	硬 X 線成分 (erg/s)
全体	8.5×10^{-14}	3.3×10^{41}	1.4×10^{-13}	$(5.5 \pm 0.8) \times 10^{41}$
a	1.1×10^{-14}	4.3×10^{40}	7.8×10^{-15}	$(3.0 \pm 2.3) \times 10^{40}$
b	3.8×10^{-15}	1.5×10^{40}	7.4×10^{-15}	$(2.9 \pm 4.9) \times 10^{40}$
c	4.0×10^{-15}	1.5×10^{40}	1.7×10^{-14}	$(6.7 \pm 3.2) \times 10^{40}$
d	3.6×10^{-15}	1.4×10^{40}	1.8×10^{-14}	$(7.1 \pm 1.6) \times 10^{40}$
点源(小)	6.1×10^{-15}	2.4×10^{40}	2.3×10^{-14}	$(9.1 \pm 2.1) \times 10^{40}$
点源(大)	4.9×10^{-15}	1.9×10^{40}	4.4×10^{-14}	$(17.0 \pm 3.4) \times 10^{40}$
点源などを抜いた全体	7.0×10^{-14}	2.7×10^{41}	5.2×10^{-14}	$(2.0 \pm 0.7) \times 10^{41}$

表 5.5: HCG57 のメンバー銀河とイメージで見えた点源の性質

銀河	a	b	c	d	e	f	g	h	点源大	点源小
名前 (NGC)	3753	3746	3750	3754	3748	3751	3745	-	-	-
α (11h m s)	37 54	37 44	37 52	37 55	37 49	37 54	37 45	37 51	37 36	37 41
δ (21/22° ' ")	58 51	00 34	58 26	59 08	01 33	56 10	01 15	00 43	58 01	06 23
m_B	13.99	14.32	14.63	14.51	15.37	15.22	15.84	16.75	19.20	-
Type	Sb	SBb	E3	SBc	S0a	E4	SB0	SBb	-	-

表 5.6: 予想される X 線光度

銀河	a	b	c	d	e	f	g	h
type	Sb	SBb	E3	SBc	S0a	E4	SB0	SBb
予想される X 線光度 ($\times 10^{39}$ erg/s)	10.8	8.0	6.0	6.7	3.05	3.49	1.97	0.83
実際に観測された値 (hard 成分) ($\times 10^{39}$ erg/s)	30.0 ± 23.0	29.0 ± 49.0	67.0 ± 32.0	71.0 ± 16.0	-	-	-	-

5.3 HCG62 の解析

HCG62は広がった高温ガスを持つため、すざく衛星 XIS を用いて解析を行った。初めに、HCG62について ASCA 衛星で観測された硬 X 線成分が XIS ではどのくらいの flux で観測されると考えられるかを見積もった。ASCA 衛星で観測された硬 X 線成分は 2-10keV、3-15 分で $(1 - 5) \times 10^{-13} \text{erg/s/cm}^2$ であった。XIS では今回 3-8 分の範囲で解析を行うため、ASCA 衛星での放射が一様であるとして面積比で考えたところ、XIS では $(0.3 - 1.3) \times 10^{-13} \text{erg/s/cm}^2$ の値が flux として得られると考えられる。この値はバックグラウンドに対して 1~5 % 程度となる。また、放射が一様ではなく中心ほど明るく、ASCA 衛星で得られた flux がすべて XIS での観測範囲に来ていた場合、バックグラウンドに対して 4~18 % となる。この場合でも最大で 18 % となるため、この天体の硬 X 線成分は XIS の感度ぎりぎりとなる。そのためより精度よく background を見積もることが必要であるので、まずはじめに background を見積もるために使われる Background Generator の正確さを求める解析を行った。

5.3.1 すざく XIS の Background の解析

図 5.10 にすざく衛星で観測されたブランクスカイ (NEP) と夜地球・昼地球のスペクトルを示す。ブランクスカイには明るい X 線源がなく、スペクトルは CXB と NXB の和となる。夜地球・昼地球はどちらも衛星の視野に地球が入り、観測天体が見えなくなる状態であり、衛星が地球の昼を見ているものが昼地球、夜を見ているものが夜地球である。昼地球のスペクトルには NXB と太陽の照り返しが含まれる。夜地球の場合、太陽が当たっていないためほぼ NXB のスペクトルとなる。図 5.10 のように、低エネルギー側では昼地球がほかに比べて非常に大きく、太陽からの照り返しが大きいことがわかる。このため、今回はブランクスカイと夜地球について考える。0.6keV 付近以下の部分では、CXB と NXB の重ね合わせであるはずのブランクスカイの方が、NXB のみであるはずの夜地球よりも高くなっている。これは夜地球の定義が「衛星が見ている地球の地点が夜」であるため、中には太陽からの照り返しの影響を受けてしまうものがあることによる。高エネルギーになるにつれて、照り返しの成分よりも NXB の方が支配的になる。さらに 4keV 付近からはスペクトルはほぼ重なるようになり、6~7keV でほぼ同程度となる。このことから、6keV 以上からは background 成分はほぼ NXB 成分である。今回はこの性質を利用し、6~10keV の範囲において background の精度を見積もる。ここでは、天体を観測している時間帯と地球を見ている時間帯と分けて調べた。

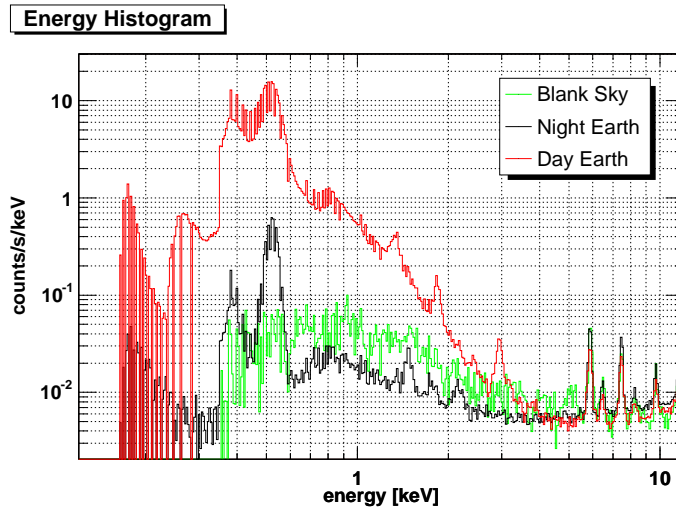


図 5.10: 昼地球 (赤) と夜地球 (黒) 及びブランクスカイ (緑) の XIS0 のスペクトル。CCD の中心から半径 500 ピクセルの領域で積分 (中本卒論 2005)

background 解析では、2005 年 10 月～2006 年 2 月の 5 ヶ月分の XIS データについて解析した。これは HCG62 が観測された日が 2006 年 1 月であるため、この前後の観測データを用いた。観測は天体ごとに行われ、その天体ごとのデータについて解析を行った。観測のうち、放射のない領域と Background Generator で作った background を比較するため、図 5.11 のように観測データの外側 5-8arcmin の領域を取った。図は HCG62 と、明るい点源の天体 MCG-6-30-15、大きく広がった放射のある天体 Centaurus Cluster である。このように領域を取るために、天体の中心が外側にずれているものは除いた。また、明るい点源がある天体 (図中) は 5arcmin の領域でも洩れ込んできているものもあることを考慮する。さらに、明るい上に大きく広がった天体 (図右) 場合は、外側を background とみなすには洩れ込みが大きいので、除外した。

このように領域を決定し、まずデータの外側 5-8 分でのスペクトルを作成した。図 5.12 に代表的なものを示す。黒が Background Generator で作った background スペクトル、赤が観測データのスペクトルである。ほぼ background であると考えている領域を取っているが、明るい天体の観測のものは洩れ込みがあるためにデータが大きくなっている。

この 5-8keV のスペクトルについて、同じエネルギーの bin ごとにデータ/background の比を取った。図 5.13 に図 5.12 と同じ観測の比を取ったものを示す。Centaurus Cluster は非常に明るく広がった天体であるため、データ/background の比も大

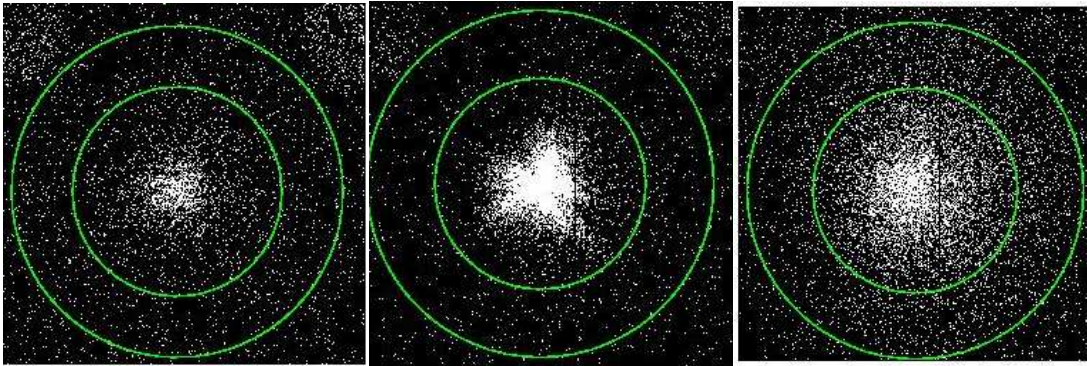


図 5.11: background 解析領域 (左 ; HCG62, 中 ; 点源 (MCG-6-30-15), 右 ; 広がった天体 (Centaurus Cluster))

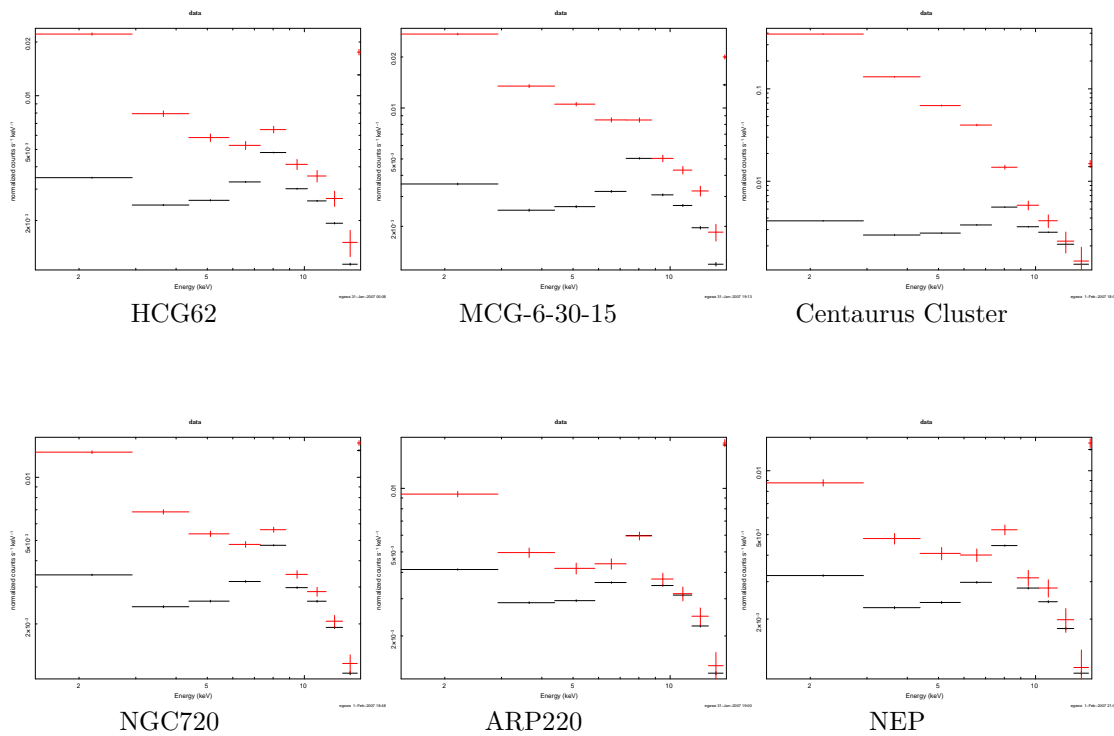


図 5.12: 5-8arcmin で作ったスペクトル (黒 ; Background Generator, 赤 ; データ)(上左 ; HCG62, 上中 ; 明るい天体 (MCG-6-30-15), 上右 ; 広がった明るい天体 (Centaurus Cluster), 下左 ; 広がっていない天体 (NGC720), 下中 ; background としても用いる天体 (ARP220), 下右 ; background としても用いる天体 (NEP))

大きく、低エネルギーでは20倍以上になっている。HCG62とMCG-6-30-15、NGC720も天体があるため、低エネルギー側では比が大きい。backgroundとしても使われる天体は低エネルギー側でも比較的1に近い値になっている。ここでは代表的なものを示したが、全データは付録Aに示す。

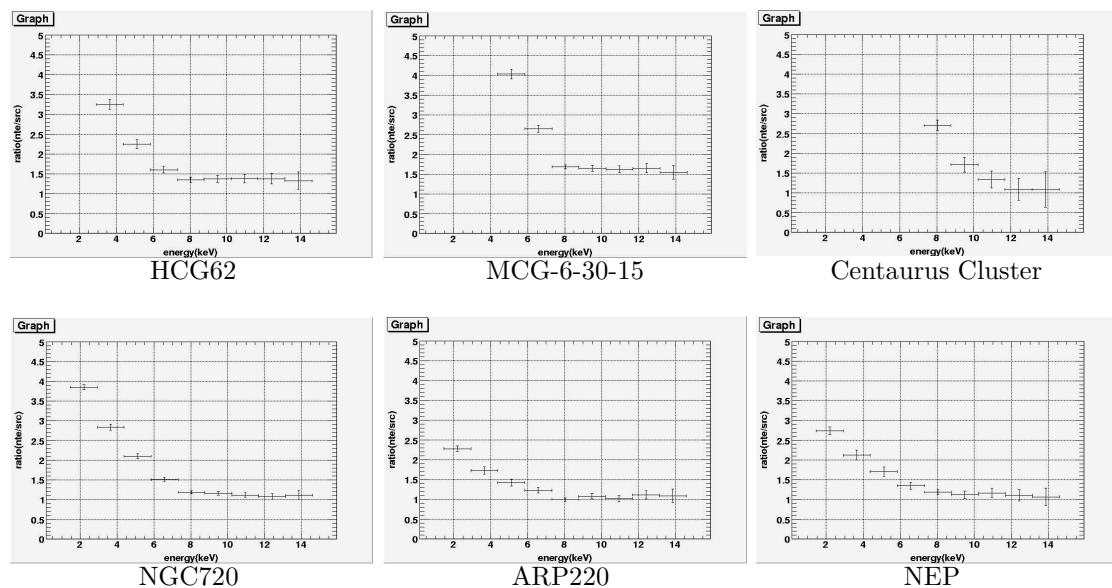


図 5.13: 5-8arcmin で作ったスペクトルの比 (データ/background)(上左 ; HCG62, 上中 ; 明るい天体 (MCG-6-30-15), 上右 ; 広がった明るい天体 (Centaurus Cluster), 下左 ; 広がっていない天体 (NGC720), 下中 ; background としても用いる天体 (ARP220), 下右 ; background としても用いる天体 (NEP))

次に、同じ観測時期のデータから 6-10keV のカウントを抽出し、天体の中心からの距離に対してのカウントを求め、半径分布を作った。この解析には XIS0 の 3x3 のデータを使用した。同様にして、Background Generator でも同じものを作り、同時に図 5.14 のように示した。

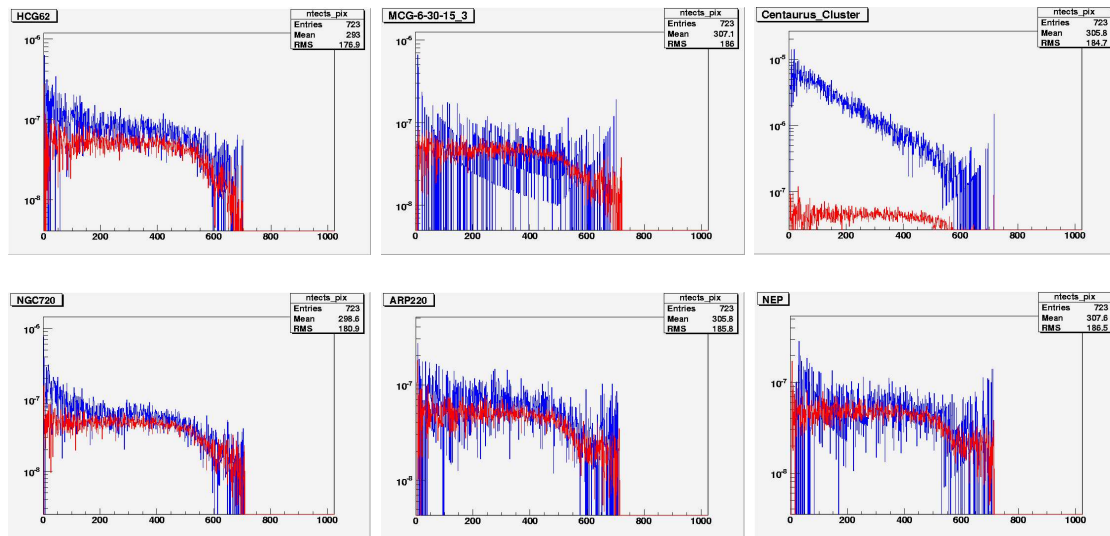


図 5.14: 6-10keV で作った半径分布 (青; データ, 赤; background)(上左; HCG62, 上中; 明るい天体 (MCG-6-30-15), 上右; 広がった明るい天体 (Centaurus Cluster), 下左; 広がっていない天体 (NGC720), 下中; background としても用いる天体 (ARP220), 下右; background としても用いる天体 (NEP))

得られた半径分布を 60bin ずつまとめ、同じ半径の bin ごとにデータ/background で割り、比を求めた。図 5.15 にその代表的なものを示す。スペクトルと同様に、明るい天体である Centaurus Cluster や MCG-6-30-15 は特に中心付近での比が非常に大きくなっている。一方で HCG62 や NGC720 などは中心付近は比の値は比較的大きいものの、外側に行くにつれて 1 に近づく。background としても使われる天体などはほぼ全体で 1 に近い値が得られている。ここでは代表的なもののみを示したが、付録にすべてのデータを示す。

半径分布の比が中心付近で 100 倍以上になったものは、非常に明るく広がった天体がいるために background の解析には不向きであり、半径分布・スペクトル共に使用しないことにした。図 5.15 で得られた比を観測ごとに 5-8 分 (300pix-475pix) の各半径 bin での値を平均して観測ごとのデータ/background の比の平均値を求めた。全部で 49 個の値が得られ、その値をヒストグラムに表したものを図 5.17 の左に示す。また、図 5.13 で得られた比についても観測ごとに 6-10keV の各エネルギー bin

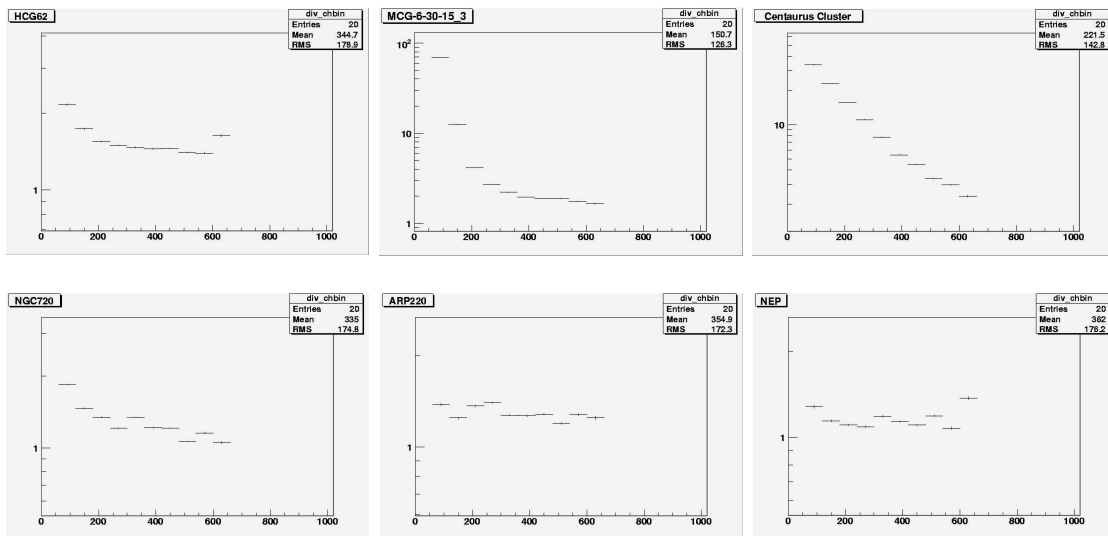


図 5.15: 6-10keV で作った半径分布の比(データ/background)(上左 ; HCG62, 上中 ; 明るい天体 (MCG-6-30-15), 上右 ; 広がった明るい天体 (Centaurus Cluster), 下左 ; 広がっていない天体 (NGC720), 下中 ; background としても用いる天体 (ARP220), 下右 ; background としても用いる天体 (NEP))

の値を平均し、観測ごとのデータ/backgroundの比の平均値を求めた。全部で47個の値が得られ、その値をヒストグラムに表したものを図 5.17 の右に示す。

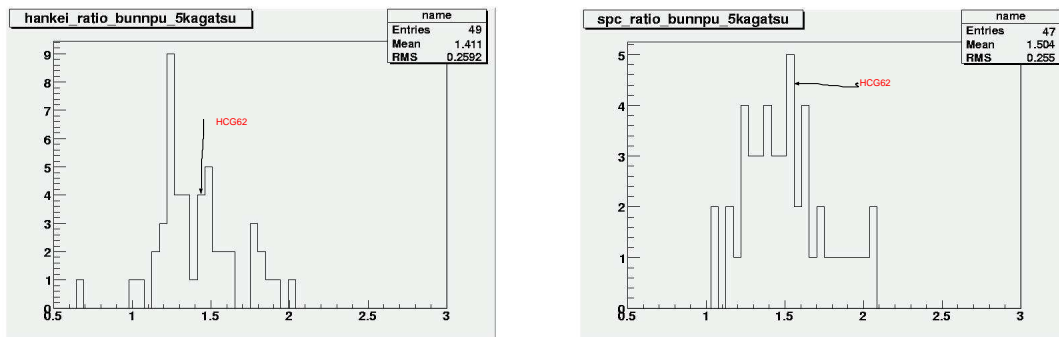


図 5.16: 半径分布の分布 (左) とスペクトル分布 (右)

さらに精度よく見積もるために、半径分布が中心付近で 100 倍以上になっているものは抜いて同様の図を作成した。データの数は 36 個になった。図 5.17 のように図が得られ、ばらつきが小さくなった。

ここで、統計の分散を求めた。図 5.18 のように図が得られ、分散は半径分布につ

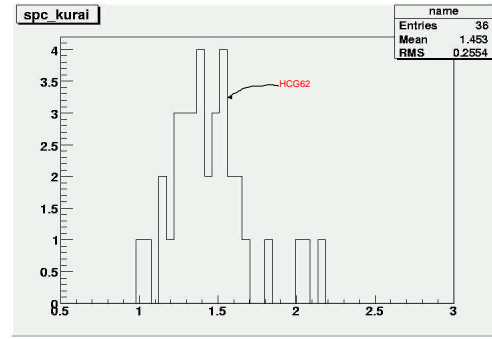
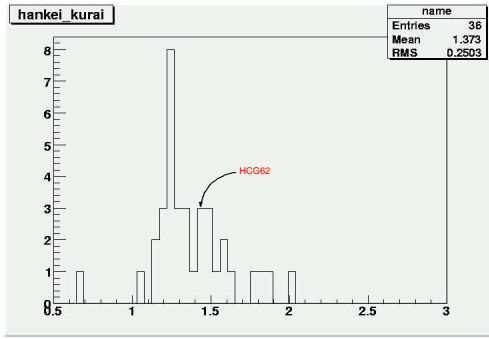


図 5.17: 明るいものを抜いた半径分布の分布 (左) とスペクトル分布 (右)

いては 0.181 (平均 1.39)、スペクトル分布については 0.133 (平均 1.32) となった。

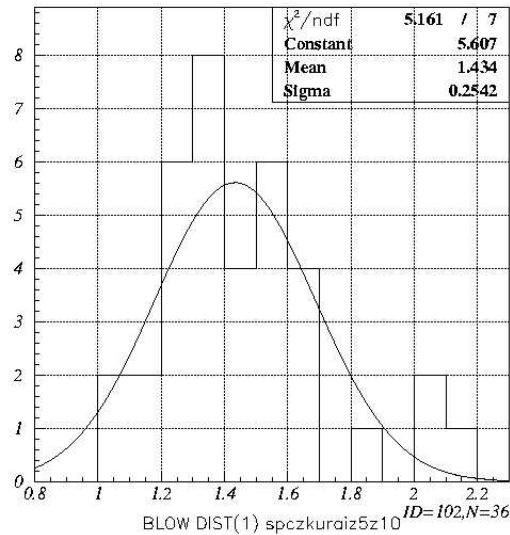
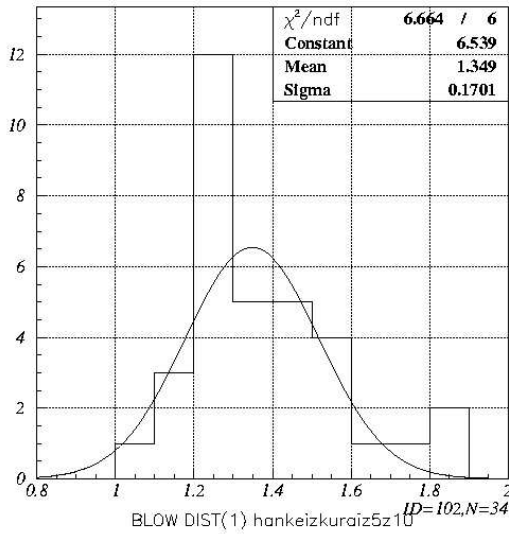


図 5.18: 明るいものを抜いた半径分布の分布 (左) とスペクトル分布 (右)

さらに半径分布についてより大きく bin まとめをして観測データ/Background Generator の比を取ったものも作成した。この方法の方が誤差が少なくなり、統計がよくなるのではないかと考えられる。図 5.19 に代表的なものを示す。

こちらも同様に半径分布の比が中心付近で 100 倍以上になったものは使用しないことにした。図 5.19 で得られた比を観測ごとに 5-8 分 (300pix-475pix) の各半径 bin での値について平均を取り、観測ごとのデータ/background の比の平均値を求めた。全部で 42 個の値が得られ、その値をヒストグラムに表したものを図 5.20 に示す。この図はデータ/Background Generator の値がどのくらいばらついているのかを示している。このばらつきの大きさを求めるためにヒストグラムをガウシアンで fit した

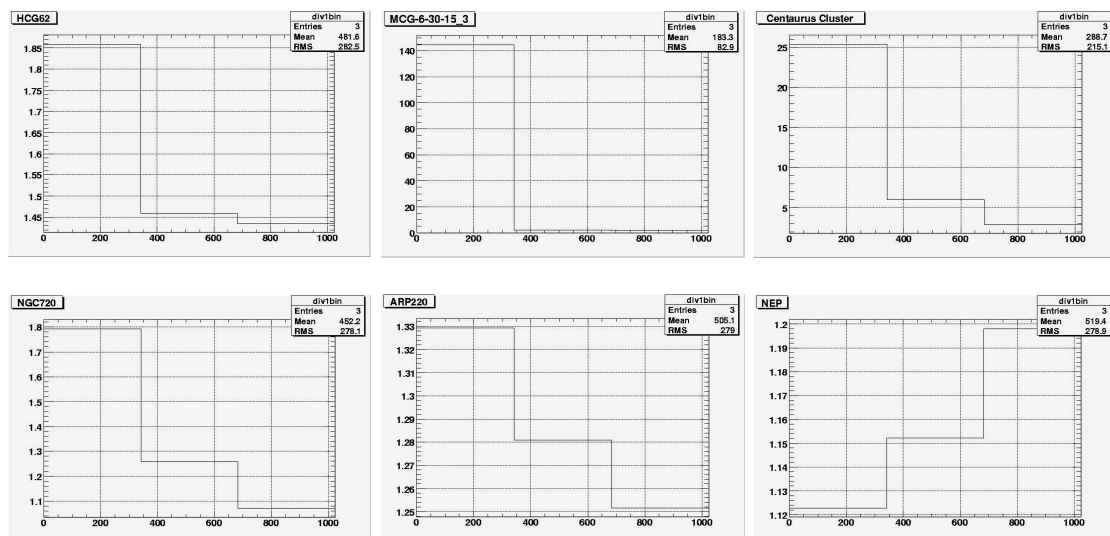


図 5.19: 6-10keV で作った半径分布の比を大きく bin まとめたもの (データ/background)(上左 ; HCG62, 上中 ; 明るい天体 (MCG-6-30-15), 上右 ; 広がった明るい天体 (Centaurus Cluster), 下左 ; 広がっていない天体 (NGC720), 下中 ; background としても用いる天体 (ARP220), 下右 ; background としても用いる天体 (NEP))

ところ、平均値が 1.26、 σ の値は 0.09 となった。これは、平均値から ± 0.09 の中に多くのデータが入ることを示していて、ばらつきの系統誤差は 9% であると言える。XIS チームで報告されている同様の解析の値は 5~8% であるが、本解析の場合天体から洩れ混みがあること、CXB のゆらぎが数%ほどあることを考えると、適当な値が得られたのではないかと見える。

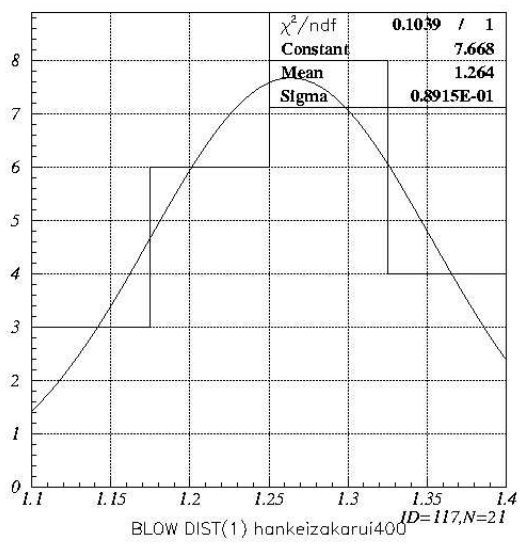


図 5.20: 大きく bin まとめをした半径分布の分布 (6-10keV)

6-10keV、5-8分でのデータ/Background Generatorの解析は比が1に近付き、ばらつきが小さくなることが望ましかったが、平均値が1.3、ばらつきの指標である σ の値が0.1と大きくなった。このことから、Background Generatorで作るbackgroundが実際のbackgroundよりも小さく見積もられているのではないかと考え、Background Generatorの元であるの夜地球を見ている時間帯についても比較を行った。データの外側/Background Generatorと同様に図5.21のようにスペクトルを作成し、その比を求めた図を図5.22に示す。また、半径分布についても同様に作成し(図5.23)、比を取った(図5.24)。ここには代表的なもの3つを示す。これをスペクトルについては6-10keV、半径分布に関しては5-8分のbinの平均値を求め、ヒストグラムに表した(図5.25)。この図をガウシアンでfitしたものが図5.26である。ばらつきとしての σ の値は図5.18と同じくらい大きくなった。半径分布についての平均値は1.34、 σ の値は0.23となった。スペクトル分布については平均値は1.02、 σ の値は0.30となった。このように観測の位置などにより比を取った場合でもばらつきが出るのが実際の観測ではあり得るということが考えられる。

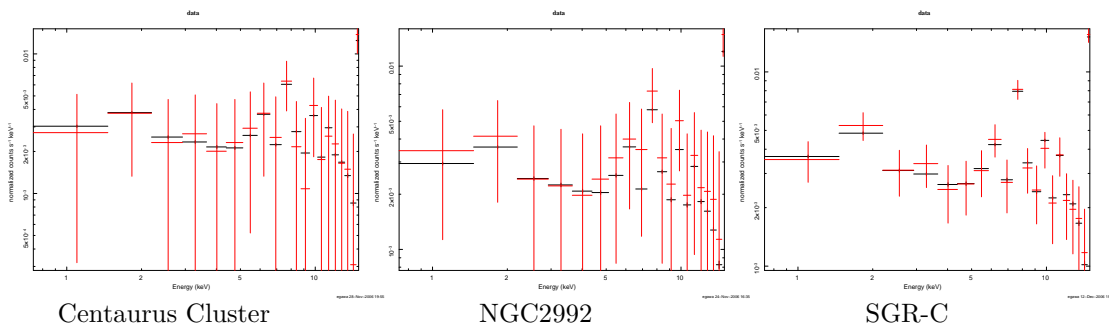


図 5.21: 5-8arcmin で作ったスペクトル (黒; Background Generator, 赤; データの night earth)(左; Centaurus Cluster, 中; NGC2992, 右; SGR-C)

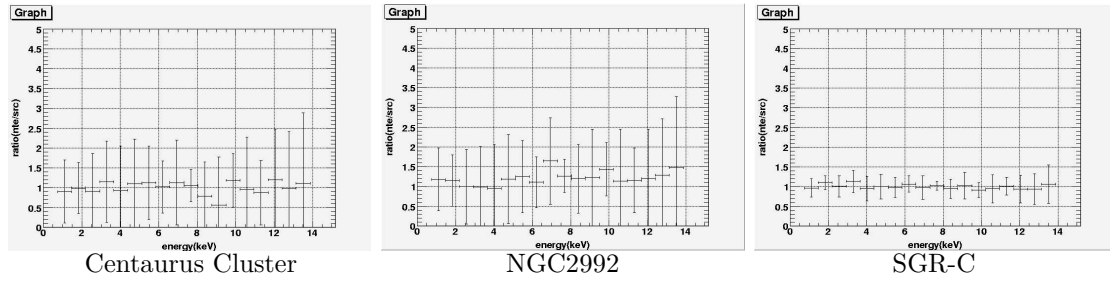


図 5.22: 5-8arcmin で作ったスペクトルの比(データの night earth/background)(左 ; Centaurus Cluster, 中 ; NGC2992, 右 ; SGR-C)

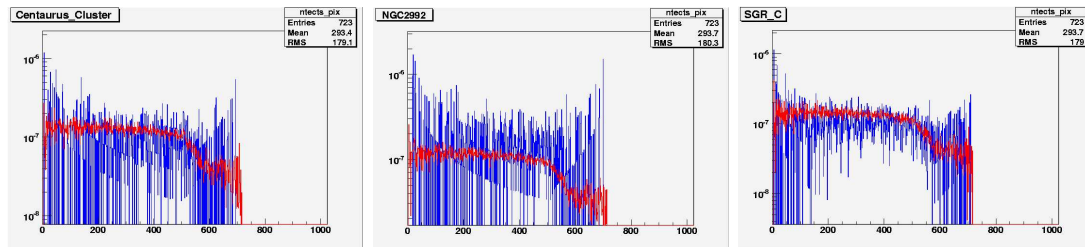


図 5.23: 6-10keV で作った半径分布 (青 ; データ, 赤 ; background)(左 ; Centaurus Cluster, 中 ; NGC2992, 右 ; SGR-C)

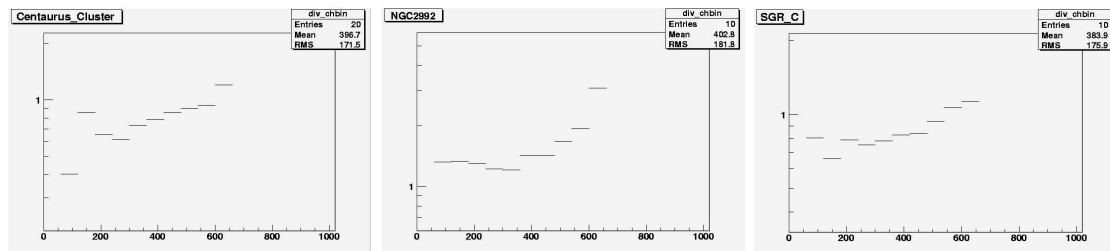


図 5.24: 6-10keV で作った半径分布の比(データ/background)(左 ; Centaurus Cluster, 中 ; NGC2992, 右 ; SGR-C)

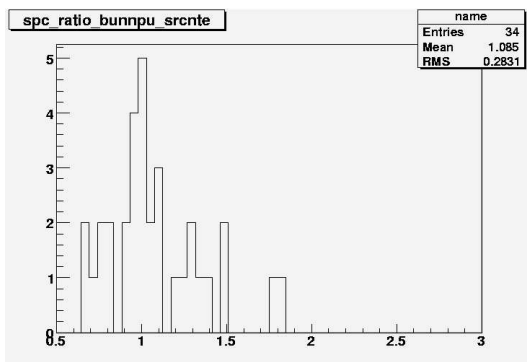
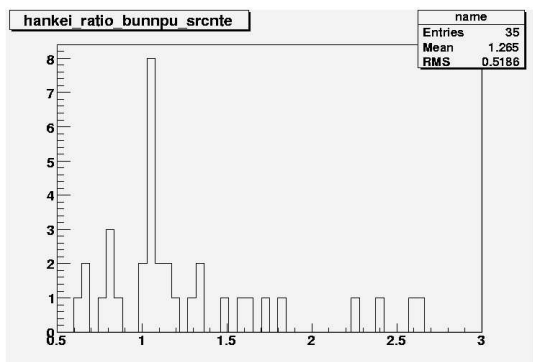


図 5.25: 半径分布の分布 (左) とスペクトル分布 (右)

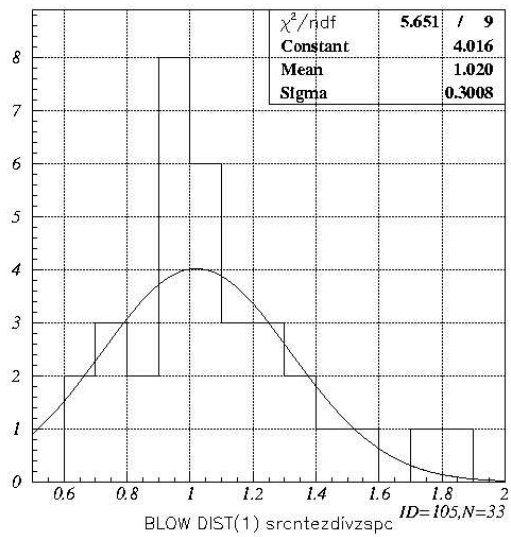
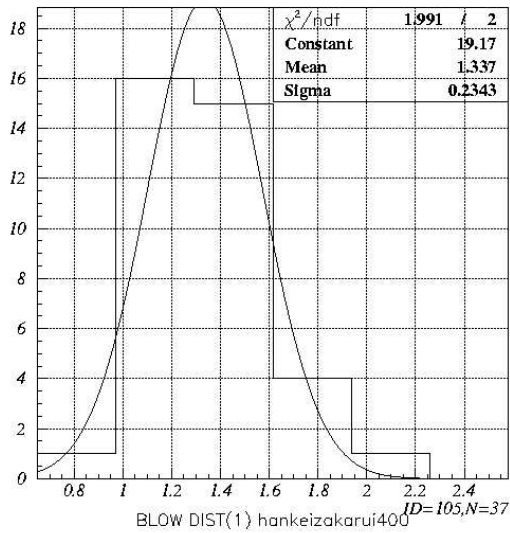


図 5.26: 半径分布の分布 (左) とスペクトル分布 (右)

5.3.2 HCG62 の硬 X 線成分

HCG62 の超過硬 X 線がどのくらいいるかについて調べるために、広がった硬 X 線成分の放射が多くいると考えられる 3-8 分、4.5-8keV の半径分布について、background の見積もりと同様の図を作成した (図 5.27)。平均は 1.29、 σ の値は 0.15 と得られた。このときの HCG62 の値は 1.80 であった。

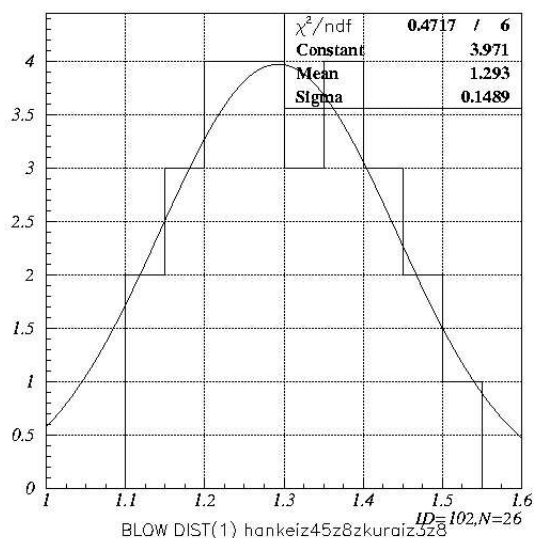


図 5.27: 半径分布の分布 (3-8 分、4.5-8keV)

4.5-8keV の範囲では熱成分の寄与もあるため、その値を見積もるために HCG62 のスペクトルを求めた。スペクトルは図 5.28 のように得られ、MEKAL モデルと POWERLAW モデルを足し合わせたものに WABS モデルを掛けたものでフィットすることができ、モデルパラメータは 5.7 のように得られた。この範囲での熱成分からの寄与の熱成分/background の比は 0.12 であった。これを 4.5-8.0keV の比から熱成分から引くと、HCG62 のデータ/background の硬 X 線成分の値は 1.68 と得られ、この値の平均値との差は 0.39 となり、これは 2.6 σ に相当する。

表 5.7: HCG62 のモデルスペクトルパラメータ

model	kT(keV)	Abundance(solar)	norm	powerlaw photonindex
mekal	1.25 \pm 0.11	0.2(fix)	(1.71 \pm 1.60) $\times 10^{-3}$	-
powerlaw	-	-	(2.23 \pm 5.62) $\times 10^{-4}$	2.00 \pm 0.70

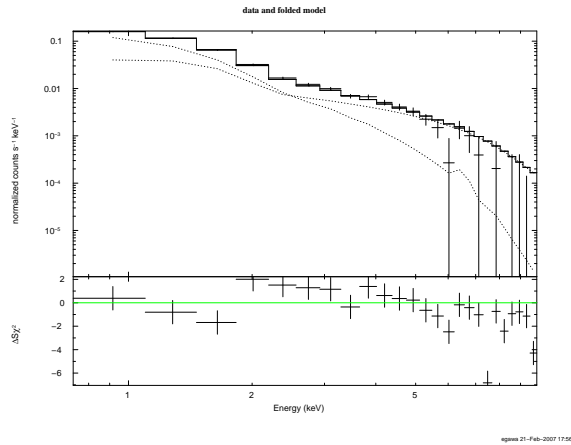


図 5.28: HCG62 のスペクトル (半径 3-8 分)

同様の図を同エネルギー範囲で 5-8 分で作成したところ、図 5.29 のように図が得られ、HCG62 の値は 1.65 と得られた。

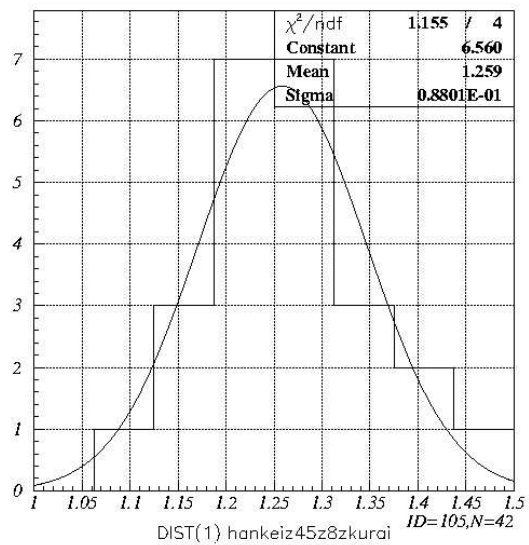


図 5.29: 半径分布の分布 (5-8 分、4.5-8keV)

今回の結果のように、もし 3σ のレベルで超過があるとすると、ASCA で検出された硬 X 線成分は中心ほど明るいことを意味することになる。前述したように、ASCA で得られた flux の値がすべて今回の観測範囲である 3-8 分に入って来ているとするとそのバックグラウンドとの比は 0.18 である。一方、本観測での値は 0.49 (3.27σ) であり、ASCA での値よりも大きくなった。このことから、より大きく衛星での観

測範囲に X 線が集中している可能性が考えられるが、今回の観測では特定することができなかった。この差がなにによるものであるかは今後の課題である。

第6章 まとめと考察

6.1 銀河群の比較

HCG57 の各銀河の超過硬 X 線は可視光の等級から予測される光度よりも大きかった。これはなんらかの X 線放射があるためではないかと考えられる。これがなにによるものであるかを考えるために、いくつかの可能性について考察を行った。

6.1.1 銀河群ガスと銀河との相互作用

HCG57 の各銀河の X 線超過は銀河群ガスと銀河との相互作用によるものではないかと考え、その可能性を示唆する項目について調べた。

高温ガスの密度

密度のより濃い高温ガスを持つ銀河群の方が銀河群ガスと銀河との相互作用が起こりやすいのではないかとと思われるため、各銀河群の銀河がいるところの高温ガスの密度を式 2.17 を用いて計算した。

HCG57 の銀河 a,c,d がいる周辺の高温ガスの密度は $2.4 \times 10^{-4} \text{cm}^{-3}$ 、銀河 b,e,g,h がいる周辺は $2.02 \times 10^{-4} \text{cm}^{-3}$ となった。NGC2276 の周辺の高温ガスの密度は $5.2 \times 10^{-4} \text{cm}^{-3}$ となり、両銀河群とも同程度の密度であるという結果が得られた。もし相互作用により加熱されているとしたら、HCG57 の方が硬 X 線成分が高くなるべきではないかと思われるので、高温ガスの密度とこの加熱との関連性は薄いと考えられる。

銀河の動き

銀河が動いている場合、銀河群ガスと相互作用をしている可能性が高く、その場合加熱が起こっているかもしれない。HCG57 の銀河が動いているという証拠は得られていないが、NGC2276 は電波観測により、動いていると考えられる結果が出ている (図 6.1)。この図の等光線により、東の方向に動いていると考えられ、銀河群ガスと

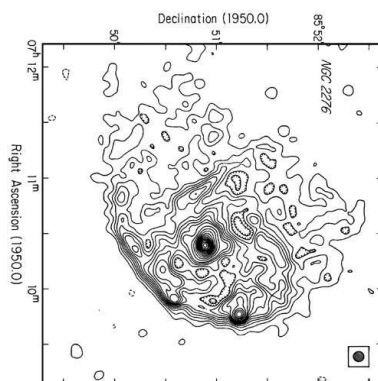


図 6.1: NGC2276 の電波による図 (J.J.Condon 1983)

銀河は相互作用していると思われる。しかし、NGC2276 は超過硬 X 線は観測されなかったため、銀河群ガスと銀河の相互作用は粒子の加熱には関与していないようである。

6.1.2 銀河同士の相互作用

銀河同士が相互作用し、磁気リコネクションが起きている可能性と、AGN が活発化している可能性を考え、銀河間の距離と銀河のタイプについて調べた。

銀河間の平均距離

銀河同士が相互作用を起こすほどに近いのかを調べるために、銀河間の平均距離を調べた。HCG57 の 8 個の銀河の距離を平均したところ、11.83kpc という値が得られた。また、NGC2300 と NGC2276 の距離は 78.88kpc であり、HCG57 の銀河は銀河同士が非常に近接していることがわかった。このことから、HCG57 についてはなんらかの銀河同士の相互作用の可能性が考えられる。

X 線超過している銀河のタイプ

HCG57 において、X 線超過している銀河のタイプは銀河 a が Sb、銀河 b が SBb、銀河 c が E3、銀河 d が SBc であった。AGN がよく見られるのは E,S0,Sa であるので、3つの銀河は当てはまらないが、SB ならば、AGN が起こる可能性もあると思われる。

6.1.3 HCG62について

HCG62は高温ガスが多く広がった銀河群であり、視野が広いすぎく衛星を用いて解析を行った。すぎく衛星で銀河群の硬X線成分を見るには感度ぎりぎりになるため、backgroundの見積もりを主に行った。データ/Background Generatorの比を求めたところ、系統誤差は9%ほどあるという結果が得られた。もし、HCG62で3 σ での検出が本当だとすれば、先で述べた乱流による加速が実際に起きている可能性が出てくるが、検出の有意度が小さいので、詳細まで議論できない。

6.2 まとめ

銀河群中を動きまわる渦巻銀河に伴う広がったhard成分は想定したようには得られず、渦巻銀河の磁場と高温ガスの相互作用による粒子加速の証拠は得られなかった。ただし、もう少し観測の精度が上げれば見えてくる可能性もある。また、HCG57とNGC2276で硬X線成分の値に大きな差があったことから、同じ渦巻銀河であっても、硬X線成分の放射の大きさにはなんらかの条件が関係するのかもしれないと考えられる。

HCG57の銀河ごとの予想されるX線光度が実際に得られた値よりも小さくなったことについて、銀河dは赤外線放射があるため、スターバースト銀河の可能性があり、そのための超過のようだが、ほかはなにによるものかわからなかった。銀河規模でのなんらかの加熱について、渦巻銀河がいる部分の高温ガスの密度との関連性は薄いようであった。さらに、動いていることがわかっているNGC2276の方には超過硬X線はなかった。この2つのことから、銀河群ガスと銀河との相互作用による加速であるとは考えにくいという結果が得られた。またHCG57は非常に銀河同士が近接しているため、銀河同士の磁場の相互作用によって磁気リコネクションが起きている可能性が考えられる。ただし、AGNが活発化されているだけの可能性もある。

HCG62は高温ガスが多い銀河群であり、銀河もほかの銀河群に比べて多い。ASCA衛星で硬X線成分が観測されているので、すぎく衛星でも調べたところ、硬X線成分がある可能性が高いことがわかった。このことから、高温ガスが多い系については、磁場とは関係なく乱流加速などのなんらかの加速が起きていると考えられる。以上の結果から、磁場を持つ渦巻銀河が多い銀河群では銀河同士の相互作用などによる粒子加速があり、高温ガスが多い銀河群ではそのガスによる乱流加速があるのではないかと考えられる。今後、さらに多くの粒子加速の可能性のある銀河群につ

いて解析を行うことで、粒子加速が起こりうる銀河群の特徴や粒子加速の機構についての詳細が解明されるだろう。

付録A 半径分布の全データ

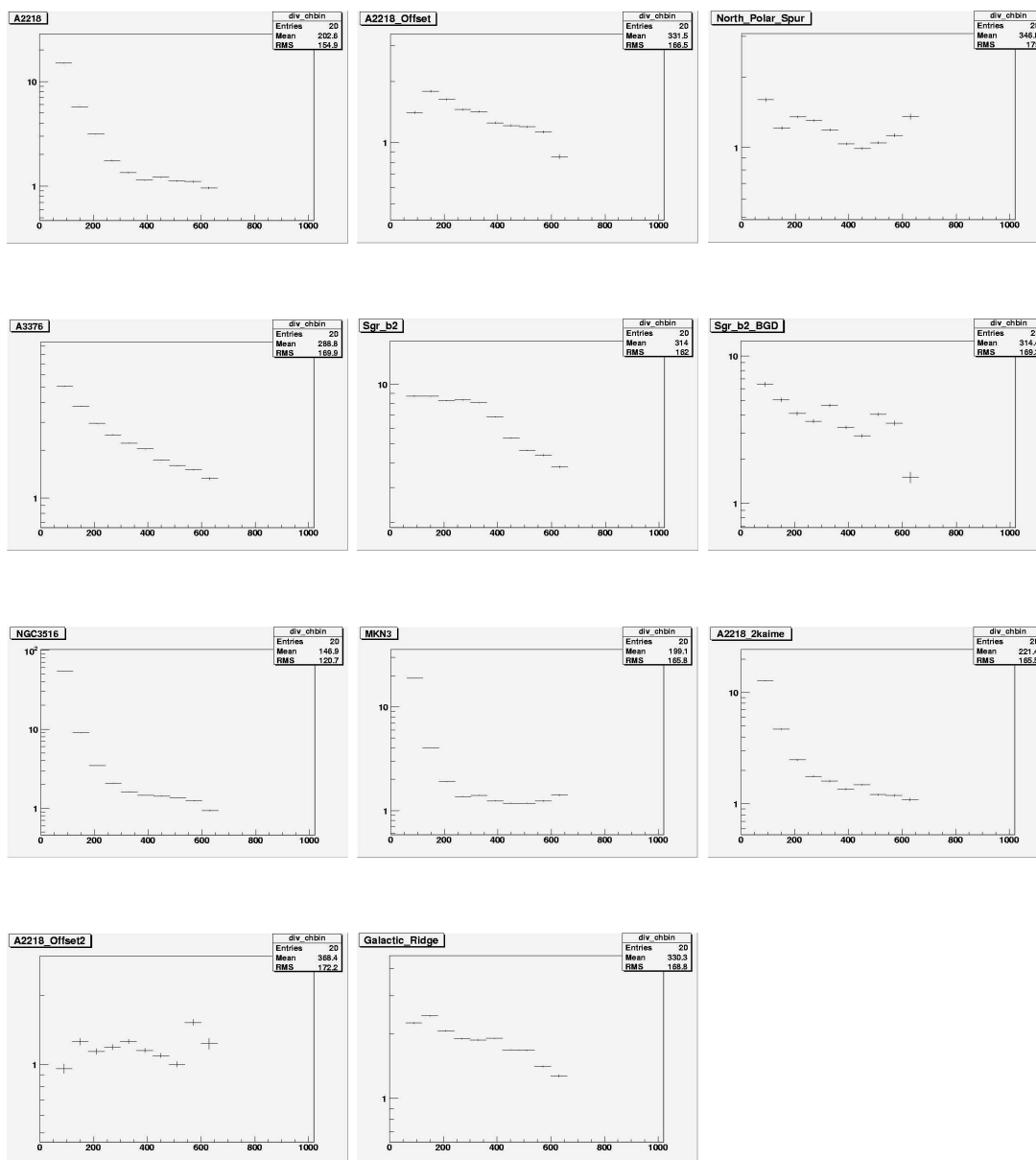


図 A.1: 2005年10月のデータの半径分布の比



図 A.2: 2005 年 11 月のデータの半径分布の比

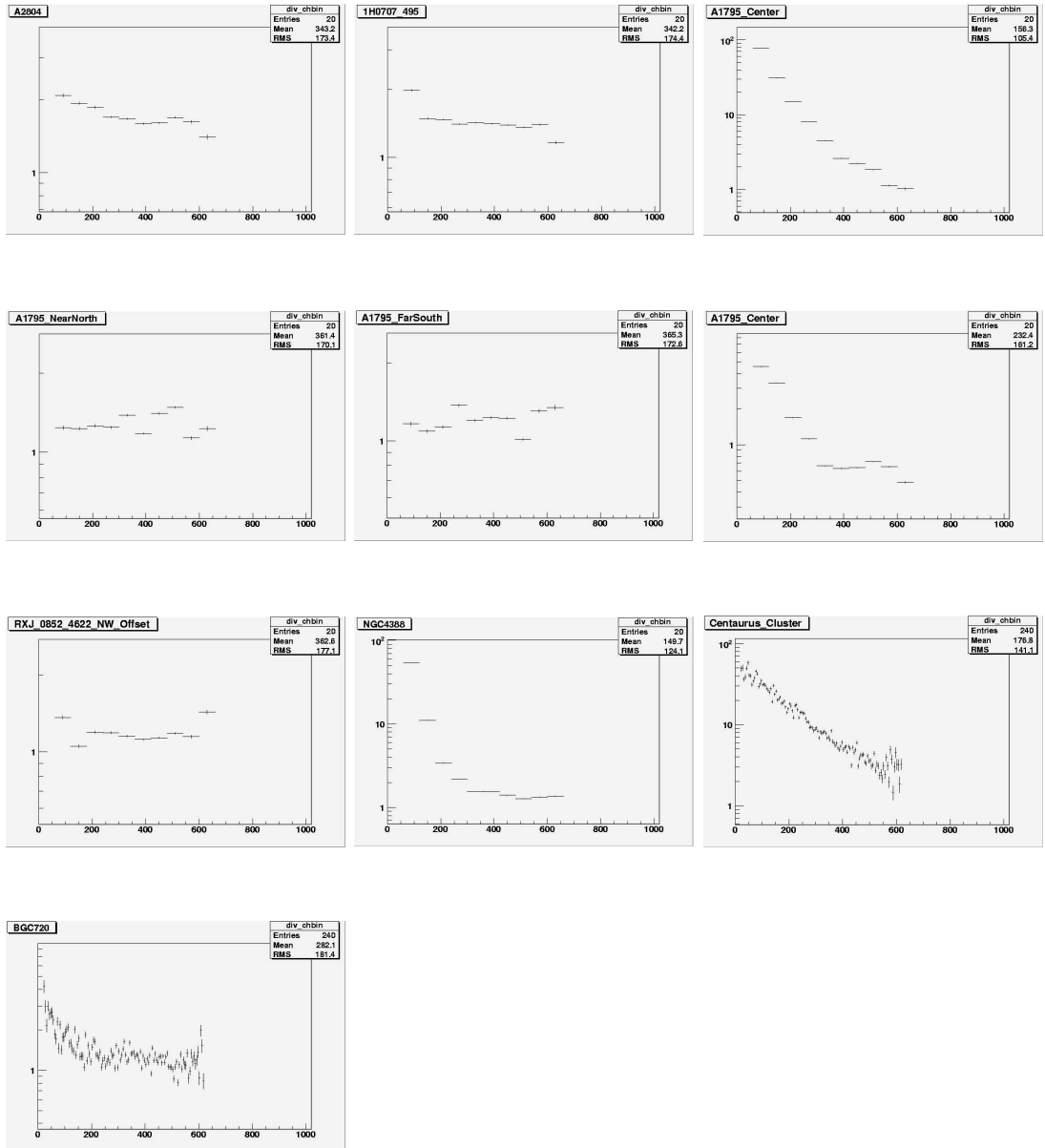


図 A.3: 2005 年 12 月のデータの半径分布の比

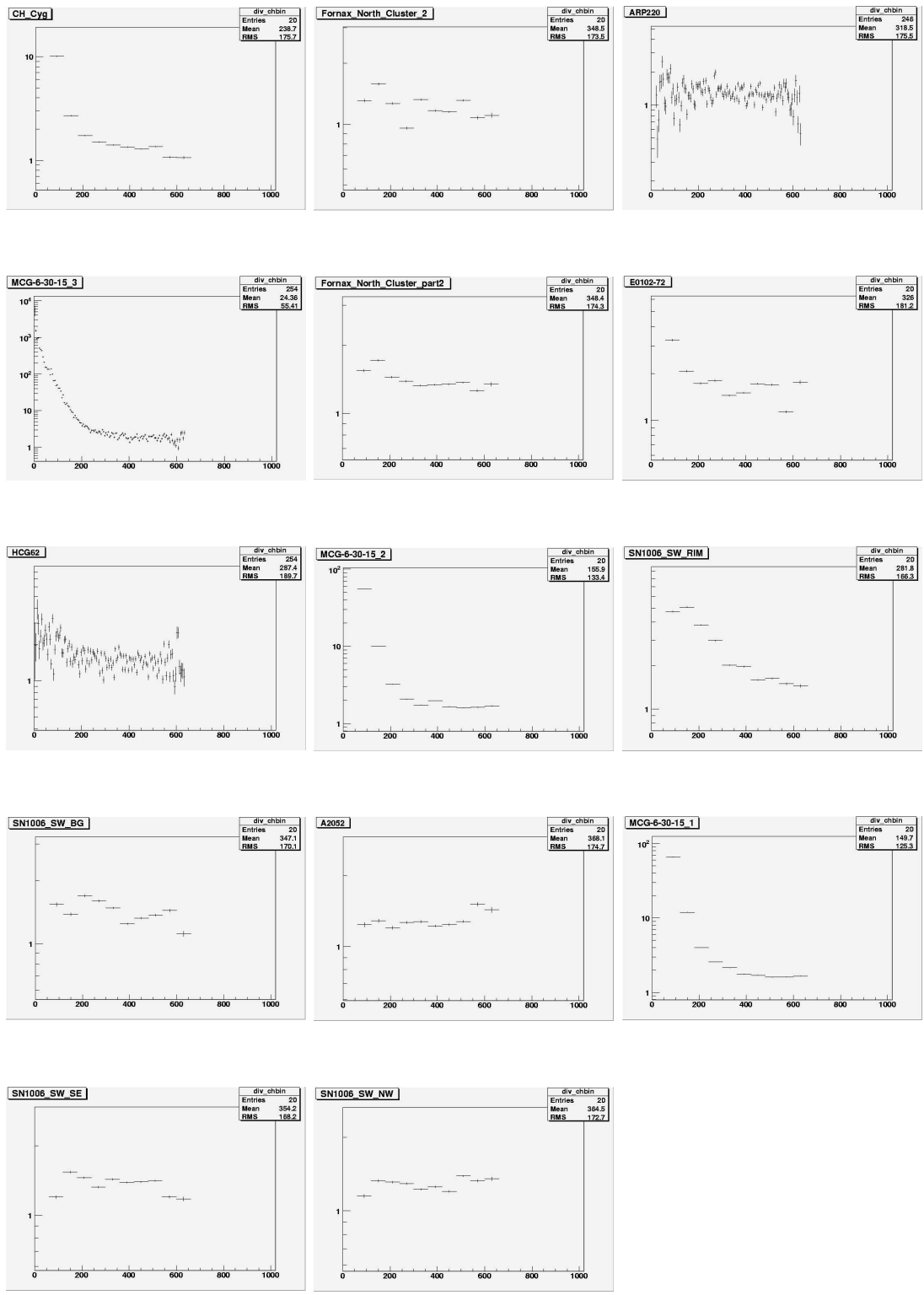


図 A.4: 2006 年 1 月の半径分布の比

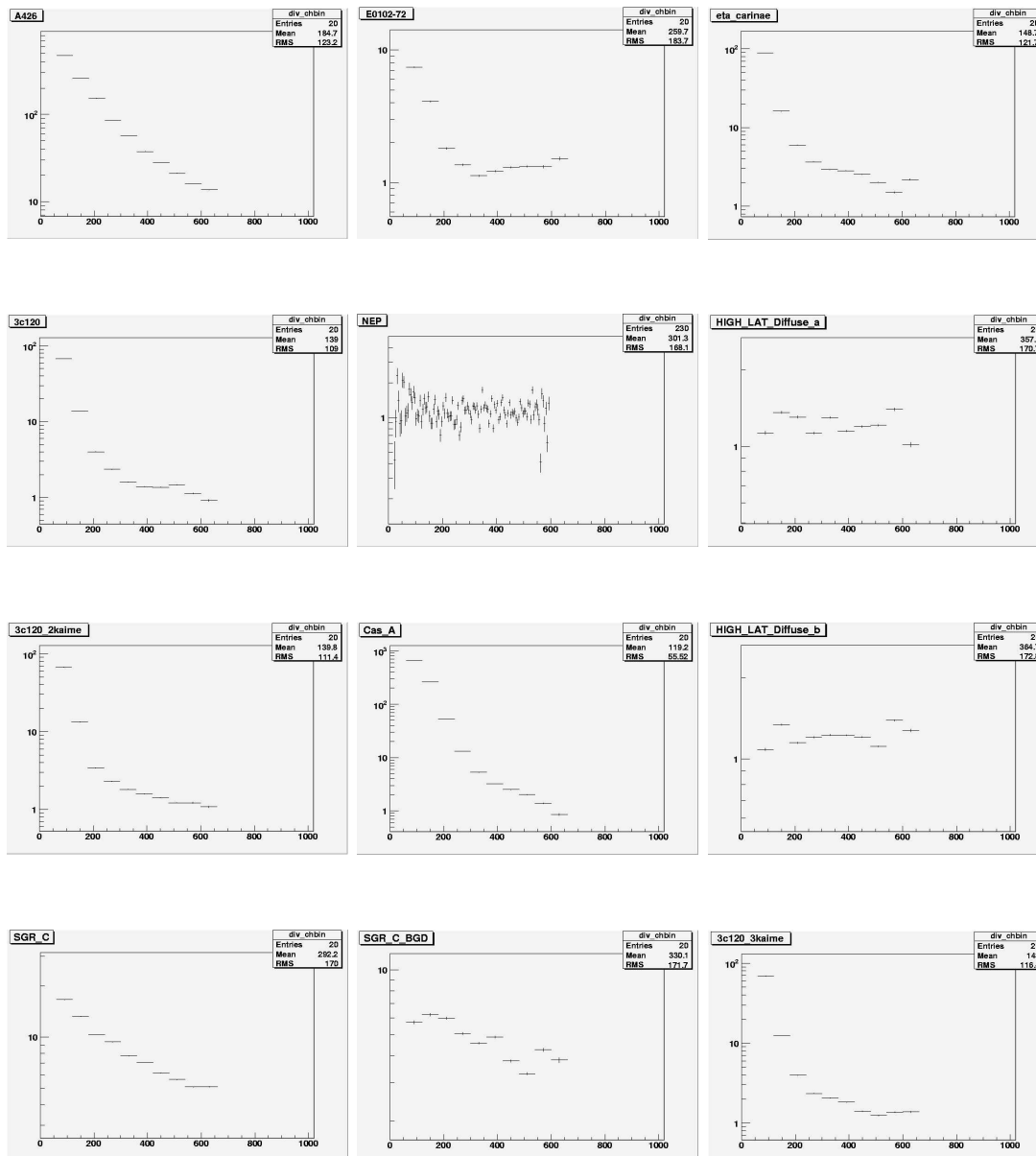


図 A.5: 2006 年 2 月のデータの半径分布の比

付録B スペクトル分布の全データ

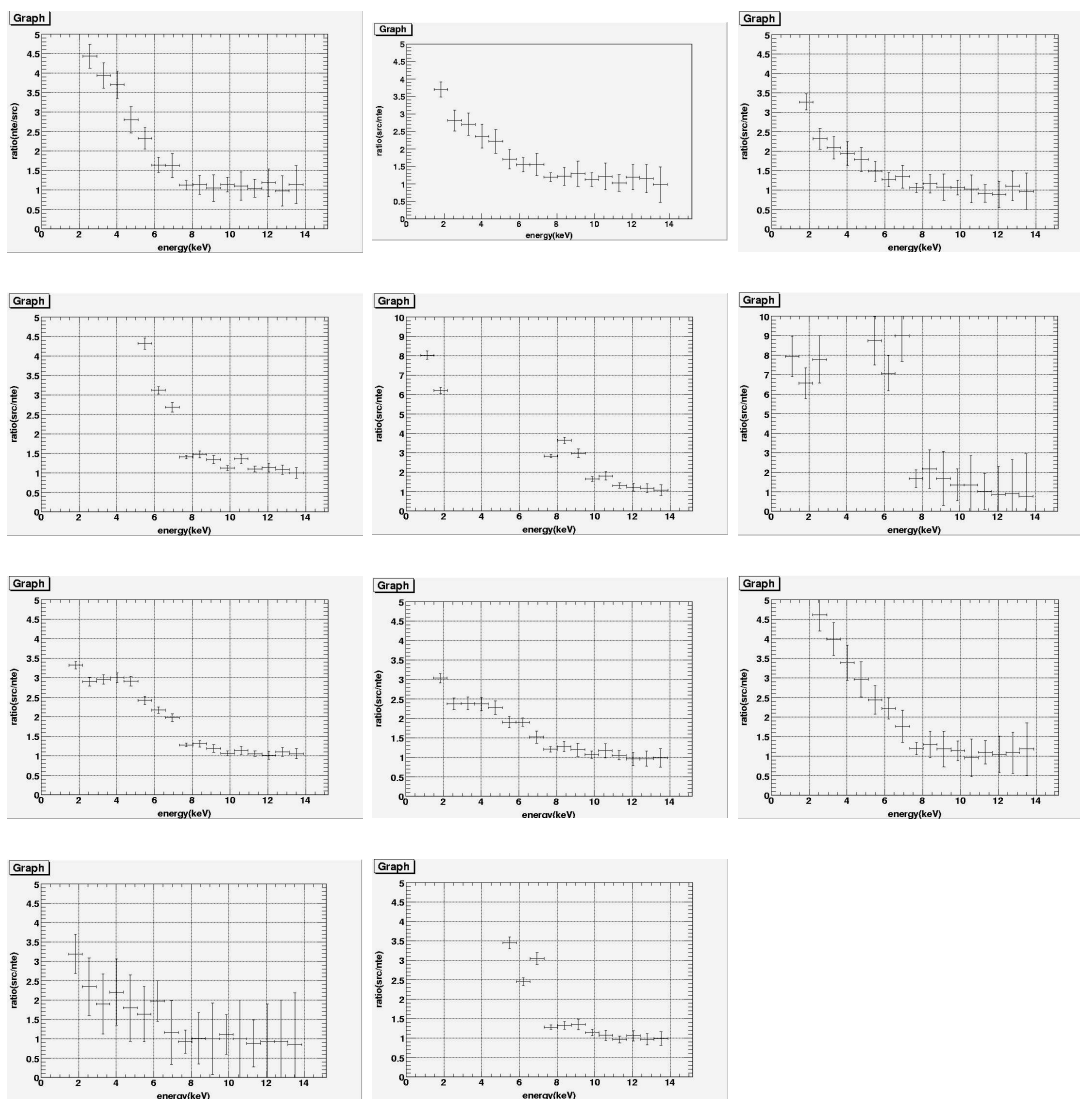


図 B.1: 2005年10月のデータのスペクトルの比(上段左から A2218、A2218 Offset、North polar spur、A3376、sgr b2、sgr b2 bgd、NGC3516、MKN3、A2218、A2218 Offset、Galactic ridge)

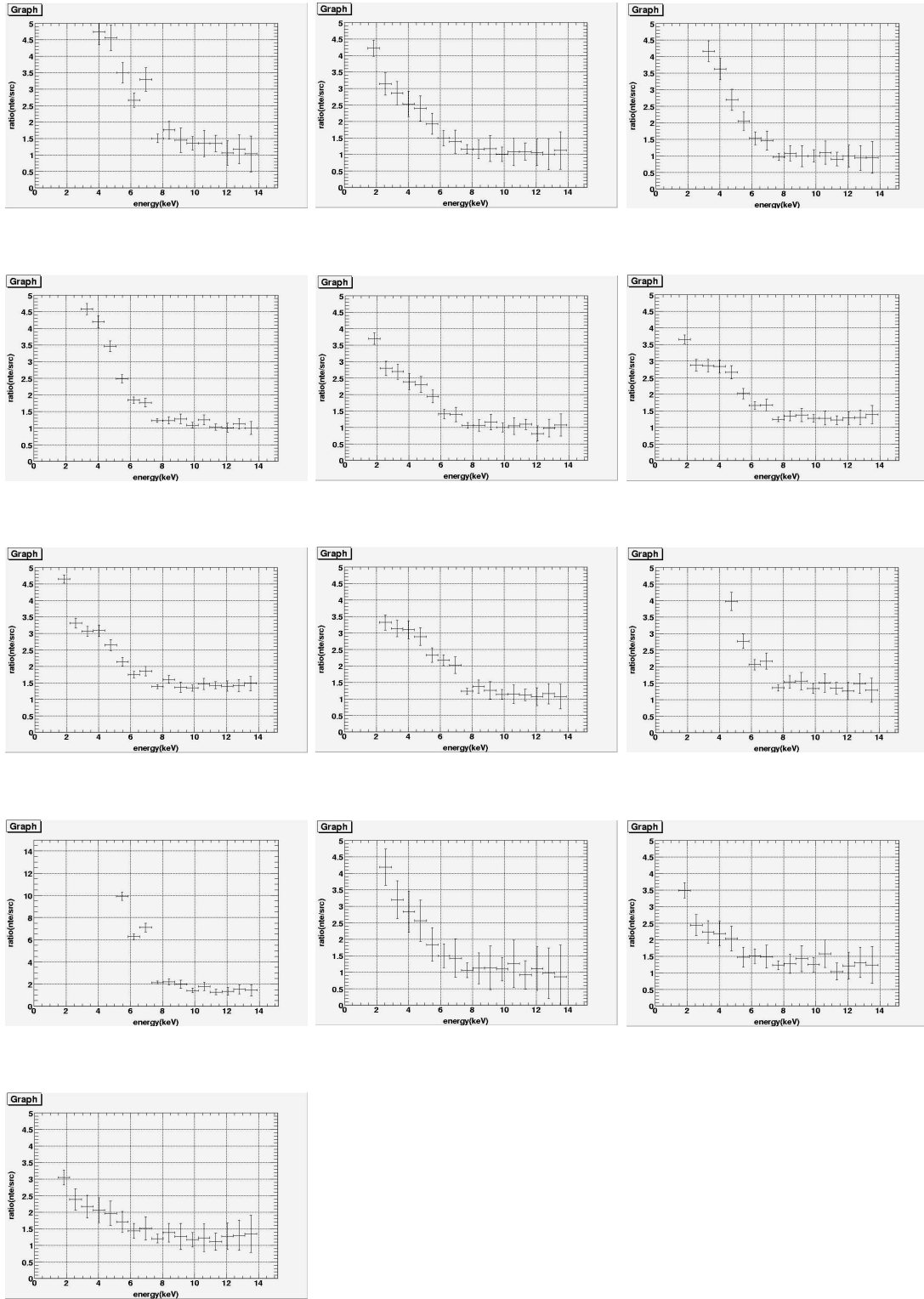


図 B.2: 2005 年 11 月のデータのスペクトルの比 (上段左から ss Cyg, BD+30.3639, SN1987A, A3376-West relic, SMC Diffuse 1, LOCKMAN HOLE, A1413, SSCYG Too, A1060 Offset, A1060, Cygnus Loop NE2, A2801, A2811 Offset)

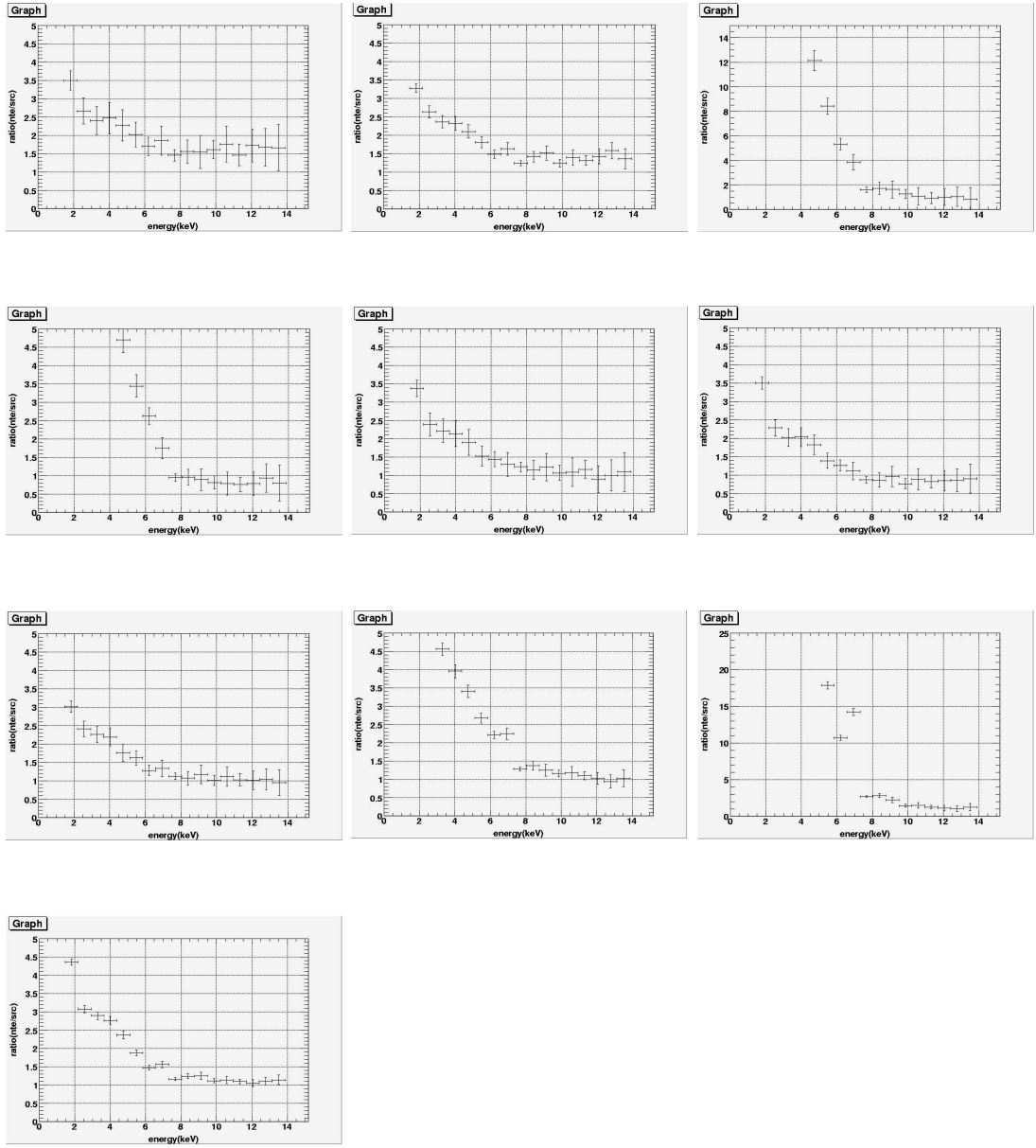


図 B.3: 2005 年 12 月のデータのスペクトルの比 (上段左から A2804,1H0707-495,A1795 center,A1795 NearNorth,A1795 FarSouth,E0102-72,RXJ 0852 4622 NW Offset,NGC4388,Centaurys Cluster,NGC720)

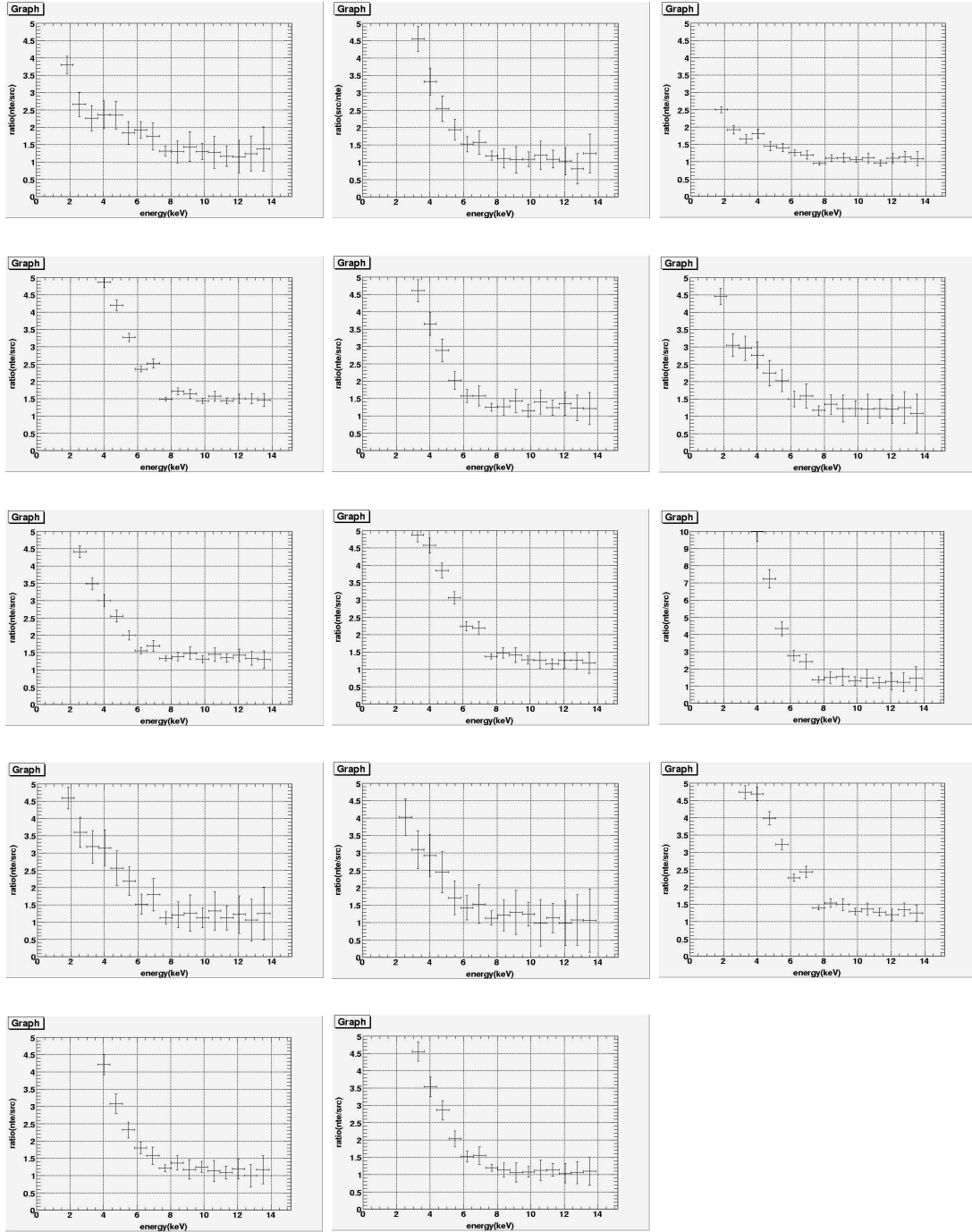


図 B.4: 2006 年 1 月のデータのスペクトルの比 (上段左から CH cyg,Fornax north cluster,ARP220,MCG-6-30-15,Fornax north cluster,E0102,HCG62,MCG-6-30-15,SN1006 RIM,SN1006 BG,A2052,MCG-6-30-15,SN1006 SE,SN1006 NW)

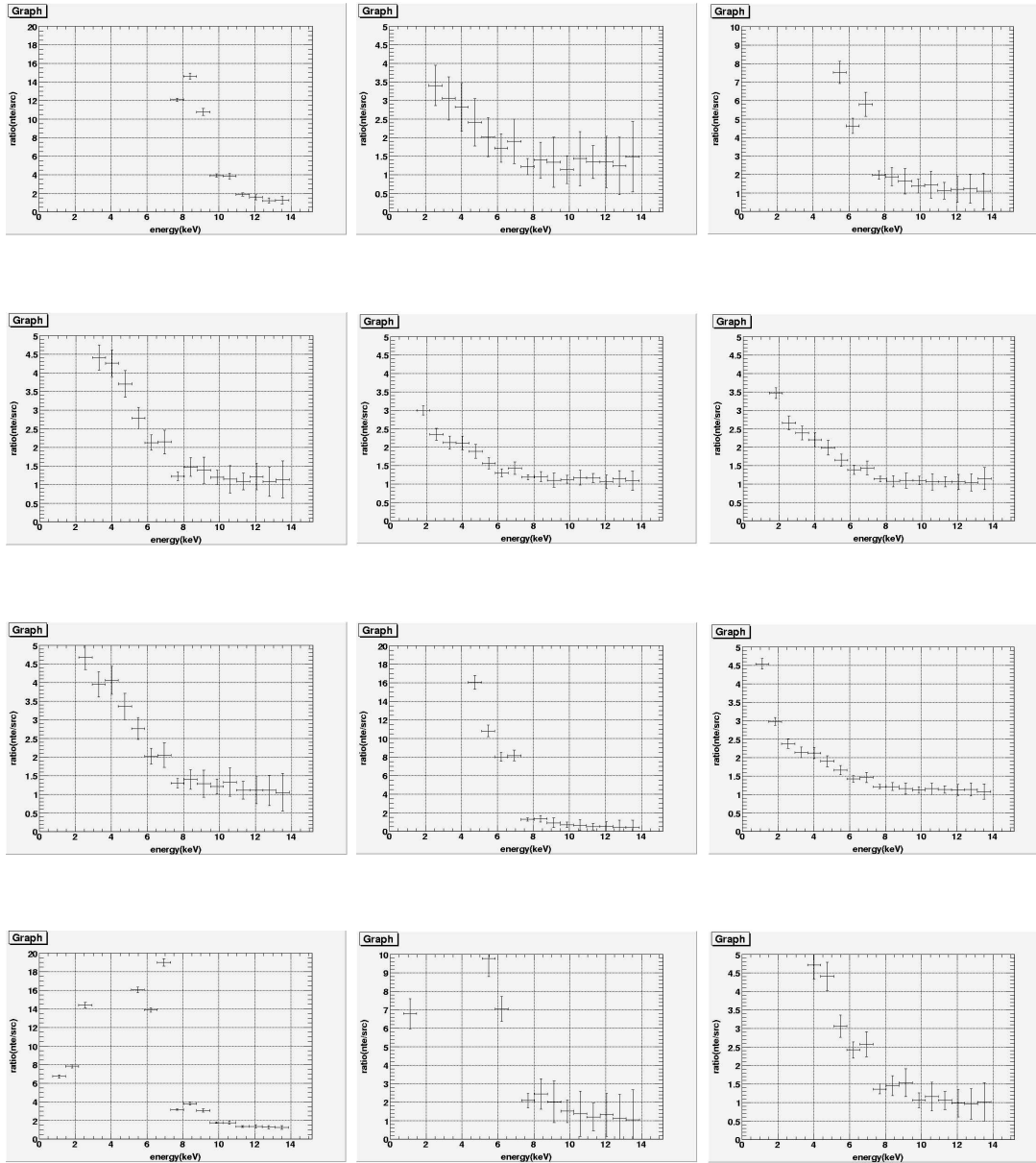


図 B.5: 2006 年 2 月のデータのスペクトルの比 (上段左から A426,E0102,eta-calinae,3c120,NEP,high lat diffuse a,3c120,Cas A,high lat diffuse b,sgr c,sgr c bgd,3c120)

謝辞

本論文執筆にあたり、2年間指導して頂いた大杉先生、深沢先生に深く感謝致します。大杉先生には他大学からの受験の際の問い合わせのときから丁寧な助言を頂きました。深沢先生には物理学科出身でありながら高エネルギー分野の知識が全くなかった私に根気強く多大な知識を享受して頂きました。また、水野先生には特に解析ツールについて多くの助言を頂きました。この場を借りて深く感謝申し上げます。ありがとうございました。

同じ Cluster group であり、同じ部屋でもあった川埜さん、戸塚さんにも深く感謝申し上げます。川埜さんには不勉強な私に解析方法などについて詳しく丁寧に教えて頂きました。戸塚さんは同じ外部出身の先輩ということもあり、解析方法を始めとする助言を頂き様々な面でとても心強かったです。

また、同じ大部屋の大野さんには特に入学当初全くコンピュータの扱いがわからなかった私に基本的なことからたくさんを教えて頂きました。大学院から入った私を快く迎えてくれた M2 の浅野君、千代延君、平澤さん、山本君、同時に外部入学した安田君、とても心強い仲間でした。また、同じ年に研究室に入るようになった M1 のみなさん、みなさんを見て自分の未熟さを実感するとともに励みになりました。同時期に卒業論文を書いていた4年生のみなさんの様子に私も奮起しなくてはいけないと思わされました。みなさまを含む研究室の方々のおかげで充実した2年間を過ごすことができました。ありがとうございました。本論文の事務処理をしてくださった事務の方々にも感謝申し上げます。

さらに、卒業論文の指導をしてくださった三好蕃先生をはじめとする京都産業大学理学部物理学科の先生方には大学院進学に関して多くの助言を頂きました。

最後に遠くの地から今までいろいろな面で支えてくれた家族と友人に深く感謝致します。みなさま、ありがとうございました。

2007年2月9日 江川千尋

追記

論文の提出が終わり、発表がある間およびその後もいろいろな面で研究室の方々に御世話になりました。発表のことについて話したり励ましてくれたり、夕飯を食べに行ったりした、てっちゃん、千代延君、あゆみさん、山本君。私の無駄話につき合ってくれたよっしー、サーカスに連れてってくれたにっしー、みやてい。泊めていただいたりする予定のみやこさん、島流しつながりの川埜さん。発表について考えてくれた大野さん、就活話で気晴しさせてくれた竹本くん、なんだかんだかまってくれた田中くん。2年間でこの修論時期が一番楽しかったかもしれません。充実した時期でした。広島のよい思い出になりました。明後日は卒業式ですが卒業してもきっと忘れません。

2007年3月21日 江川千尋

Reference

- [1] <http://www.stp.isas.jaxa.jp/geotail/science/chap3.html>
磁気リコネクションとはなんだろう
- [2] 川埜 直美 修士論文 (広島大学) 2003
- [3] 川埜 直美 博士論文 (広島大学) 2006
- [4] 戸塚 都 修士論文 (広島大学) 2006
- [5] 中本 創 卒業論文 (広島大学) 2006
- [6] Andres,E.&Grevesse,N.1989,Geochimica et Cosmochimica Acta,vol.53,197-214
- [7] Davis,D.S.&Mushotzkuy,R.F.,2004,ApJ,604,653
- [8] Fukazawa,Y.,Nakazawa,K.Isobe,N.,Makishima,K.,Matsushita,K.,Ohashi,T.
&Kamae T.,2001,ApJ,546,87
- [9] Fukazawa,Y.,Kawano,N.,Ohto,A.&Mizushima,H.,2002,PASJ,54,527
- [10] Fusco-Fermiano,R.,Fiume,D.D,Feretti,L.,Giovannnini,G.,Grandi,P.,Matt,G.,
Molendi,S.&Santangelo,A.,1999,ApJ,513,21
- [11] Kaastra,J.S.,Lieu,R.,Mittaz,J.P.D.,Bleeker,J.A.M,Mewe,R.,Colafrancesco,
S.&Lockman,F.J.,1999,ApJ,519,119
- [12] Mulchaey,J.S.,Davis,S.S.,Mushotzky,R.F.,&Burstein,D.1996,ApJ,456,80