

近傍銀河中のX線源のスペクトル解析

佐藤桂子 u1079037

広島大学 高エネルギー宇宙・素粒子実験研究室

平成14年4月1日

概要

X線天文衛星を使った大気圏外のX線観測が進むにつれ、我々の銀河の中のX線源の姿が徐々に明らかになってきた。また、近傍銀河の中のX線源の解明も試みられている。明るいX線源としてパルサー、ブラックホール、SNRなどがあり、それらの種族構成を調べることで銀河の星生成の活発さを探ることが出来る。銀河の種類によってその中にあるX線源の種類が異なることが示唆されており、銀河の中のX線源を詳しく調べることによって銀河の進化の過程が明らかになるだろうと考えられている。

ChandraX線衛星は0.3-10.0 keVの広いエネルギー領域での高位置分解能と高スペクトル分解能の両方を持ち合わせているため、銀河の中の1つ1つのX線源についてスペクトルを詳しく調べる事が出来る。今回の研究では、種類の異なる近傍銀河を3つ選別し、各銀河の中のX線源について点源のスペクトルの解析を行い、その正体を探った。

目次

第1章	序論	3
第2章	銀河の中の X 線源	5
2.1	X 線放射スペクトル	5
2.1.1	Powerlaw モデル	5
2.1.2	BlackBody(黒体放射) モデル	5
2.1.3	Disk-BlackBody モデル	6
2.1.4	光電吸収モデル	8
2.2	我々の銀河の中の X 線源の種類と特徴	9
2.2.1	HMXB:High-Mass X-ray Binary 連星パルサー, 孤立パルサー	9
2.2.2	LMXB(Low-Mass X-ray Binary)	10
2.2.3	BHC(Black Hole Candidate)	10
2.2.4	超新星残骸 (SNR : Supernova Remnant)	11
2.2.5	エディントン限界	12
2.3	これまでの近傍銀河の X 線観測	13
2.3.1	Overview	13
2.3.2	楕円銀河の中の X 線源	13
2.3.3	渦巻銀河の中の X 線源	13
2.4	銀河の進化と X 線源の種族	14
第3章	Chandra 衛星	15
3.1	Chandra 衛星の概要	15
3.2	High Resolution Mirror Assembly (HRMA)	16
3.3	X 線 CCD カメラ ACIS-S	18
3.4	ACIS-S のデータについて	21
3.4.1	X 線検出原理	21
3.4.2	感度とエネルギー分解能	21
3.4.3	レスポンス関数とスペクトル解析	22
第4章	スペクトル解析の結果	24
4.1	銀河の選定基準	24
4.2	X 線源の選定	24

4.3	Color-Color ダイヤグラム	28
4.4	Disk Black Body モデルによるフィッティング	30
4.5	考察	35
4.5.1	T_{in} - L_x の関係	35
4.5.2	比較する天体について	36
4.5.3	M101、NGC4038、NGC4636 の結果と考察	37

第1章 序論

銀河は主に恒星と星間ガスで構成されている。銀河を光学望遠鏡で観測すると様々な形が見られる。銀河には普通銀河と不規則銀河(規則的な形を持たない意味で)があり、普通銀河にはバルジ部分しかない楕円銀河、バルジ部分だけでなくディスク(渦巻腕)を持つ渦巻銀河、棒状銀河がある。これらをハッブルが観測的特徴を形態的に分類し系列化させたものをハッブル音叉図という。以前は銀河が(図 1.1)の左側から右側へと進化すると考えられていたが、今日ではその考え方は間違っていることが分かっている。左側を早期型、右側を晩期型といい、現在でもこの表現は使われているので、本論文でも使用する。望遠鏡や撮像機器の発達、また衛星による大気圏外での観測より、近年では銀河の多様性も増えている。例えば、今回の解析で用いた NGC4038 という銀河は2つの銀河がまさに衝突している銀河である。



図 1.1: ハッブルの音叉図

銀河の中には可視光領域では暗いが、X線で特に明るく光っているX線星が多く存在する。銀河中の恒星は構成元素(水素など)の核融合反応から発する放射圧と自身の重力とのつり合いによって形が保たれている。核融合反応が全て終わると放射圧がなくなり、重力のみの力が加わるので恒星は重力崩壊を起こす。その時、超新星爆発が起こり、その残骸がX線星として見える。恒星が持っていた質量の違いによって、超新星爆発後の星の進化の様子に違いが現れてくる。 $0.8M_{\odot}$ 以下の恒星なら超新星爆発を起こさずに、徐々に冷えていき白色矮星になる。また $0.8 \sim 3M_{\odot}$ の恒星では爆発後は超新星として輝くが、X線星は形成しないで何も残らず時間が経てば消えていく。 $3 \sim 8M_{\odot}$ の恒星は超新星爆発を起こし、中性子の縮退圧と重力がつり合った中性子星ができる。 $8M_{\odot}$ 以上の恒星はブラックホールにな

る。ブラックホールはほとんど単独で見えず、一般には別の恒星と連星を成したときに連星相手である恒星の物質がブラックホールの重力に捕らえられ、落ちていく時に放出する重力解放エネルギーを我々は観測することになる。このように太陽より3倍以上重い恒星が超新星爆発した後の残骸が銀河中のX線星として見えている。さらに、このX線星の発生率は銀河の種類によって異なると示唆されている。

今までの観測では近傍銀河の中の1つ1つのX線源についてスペクトルを詳しく調べるのが不可能だった。しかし、Chandra衛星の高性能の位置分解能と高エネルギー側の感度も高いという特徴を生かせば、それが可能となる。そこで本研究ではASCAやEinstein、ROSATなどのX線観測衛星では解析できなかった1つ1つのX線源からの放射スペクトルを解析することが目的である。

第2章 銀河の中のX線源

ここではまず、典型的なX線スペクトルモデルについて説明し、その後に銀河の中のX線源について述べていく。

2.1 X線放射スペクトル

X線放射スペクトルはそれぞれの放射機構に対応して特徴ある形をしている。以下、銀河の中のX線源と関係あるX線放射スペクトルの主なモデル(形)について述べる。

2.1.1 Powerlaw モデル

powerlaw モデルのスペクトルは単位時間、単位エネルギーあたりの放射光子数が

$$N(E)dEdt \propto E^{-\alpha}dEdt$$

と表せられる。 α は photon index と呼ばれ、log-log スケールでのモデルの傾きを示す。powerlaw モデルには photon index α と normalization の2つのパラメータがある。多くの場合、狭いエネルギーバンドに限れば、スペクトルは powerlaw で近似でき、powerlaw は傾き

$$\alpha \equiv -\frac{\log N}{\log E}$$

の一次関数なので、まずどのような特徴を持っているのか大まかに見積もることが出来る。例えば、 α が大きければ低エネルギー側の光子が多く、高エネルギー光子は少ないことを示し、 α が小さければ高エネルギー側までスペクトルが延びていることを示す。

2.1.2 BlackBody(黒体放射) モデル

black body は密度 n 、吸収散乱断面積 σ 、厚さ d として光学的厚さ $\tau=n\sigma d$ が1より十分に大きい熱平衡の物質からの電磁放射を表すモデルである。そのスペクトルは、単位エネルギー、単位面積、単位時間で

$$B(E, T)dEdSdt = \frac{2\nu^2}{c^2} \cdot \frac{1}{\exp(E/kT) - 1} dEdSdt$$

と表される。スペクトルは物質の自己吸収のため低エネルギー側で下がる。高エネルギー側も物質中の電子が kT 以上のエネルギーを持っていないため、 $E > kT$ 以上でスペクトルが下がる。black body のモデルには kT と normalization の 2 つのパラメータがある。上の式を全エネルギーで積分すると、

$$B(T) = \int B(E, T)EdE = \sigma T^4$$

となる。(ステファンボルツマン定数 $\sigma = 5.67 \times 10^{-5} \text{ erg cm}^{-2} \text{ deg}^{-4} \text{ s}^{-1}$)
天体の半径を R とすると、全光度は

$$L = 4\pi R^2 \cdot \sigma T^4$$

で表される。

観測されるフラックスは天体までの距離を D とすると

$$\begin{aligned} f &= \frac{L}{4\pi D^2} = \left(\frac{R}{D}\right)^2 \sigma T^4 \\ &= 1.14 \times 10^{-15} \cdot \left(\frac{D}{1\text{Mpc}}\right)^{-2} \left(\frac{R}{10\text{km}}\right)^2 \left(\frac{T}{1\text{keV}}\right)^4 \text{ erg/s/cm}^2 \end{aligned}$$

となる。

2.1.3 Disk-BlackBody モデル

銀河の中の X 線源の中には中心星の周りに幾何学的に薄い降着円盤を形成し、それが X 線で輝いているものがある。Disk Black Body : DBB(multicolor blackbody) はこの幾何学的に薄い光学的に厚い降着円盤からの放射を表したモデル (Mitsuda et al.1984, Makishima et al.1986) であり、X 線連星の質量 M_x の中心星に回転しながら降着する物質 (質量 M) の重力エネルギーが解放されて放射される X 線スペクトルである。円盤部分のガス密度が濃いので黒体放射が起きるが、中心からの半径 r によって黒体放射の温度 T が異なる。ピリアル定理により、質量降着率を \dot{M} とすると、中心からの半径 r 、厚さ dr の微小部分の重力エネルギーの半分が放射されることによって

$$2 \cdot 2\pi r dr \cdot \sigma T(r)^4 = \frac{1}{2} d\left(-\frac{GM\dot{M}_x}{r}\right)$$

という関係が得られる。これより温度 T は半径 r の関数で表せられる。

$$T(r) = \left(\frac{3GM\dot{M}_x}{8\pi\sigma r^3}\right)^{\frac{1}{4}}$$

また、エネルギースペクトルは降着円盤のそれぞれの半径でのスペクトルを足し合わせたものであり、

$$A(E) = \int_{r_{in}}^{r_{out}} 2\pi r \cdot B[E, T(r)] dr$$

と表せ、温度 T と半径 r の関係を用いて $r \rightarrow T$ に変数変換すると、

$$A(E) = \frac{8\pi}{3} r_{in}^2 \int_{T_{out}}^{T_{in}} (T/T_{in})^{-11/3} B(E, T) dT/T_{in}$$

となり、これを $r_{out} \rightarrow \infty$ ($T_{out} \rightarrow \infty$) で、エネルギーで積分すると

$$B(T) = \int B(E, T) E dE = \sigma T^4$$

なので、放射の全光度は

$$L = \int A(E) E dE = 4\pi r_{in}^2 \cdot \sigma T_{in}^4$$

と表すことが出来る。また観測されるフラックスは、視線方向と円盤の角度を i , 天体の距離を D とすると、

$$f = \frac{L}{4\pi D^2} \cos i = \frac{\cos i}{D^2} \cdot r_{in}^2 \cdot \sigma T_{in}^4 = 8.3 \times 10^{-15} \cdot \left(\frac{D}{1\text{Mpc}}\right)^{-2} \left(\frac{r_{in}}{1\text{km}}\right)^2 \left(\frac{T_{in}}{1\text{keV}}\right)^4 \dots\dots(1)$$

となる。

黒体放射のスペクトルは低エネルギー側で下がるが、diskblackbody は様々な温度の黒体放射が足し合わさったものであるので低エネルギー側でもスペクトルが黒体放射に比べてゆるやかである (図 2.1)。DBB モデルのスペクトルのパラメータは円盤の最も内側の温度 T_{in} と normalization の 2 つである。

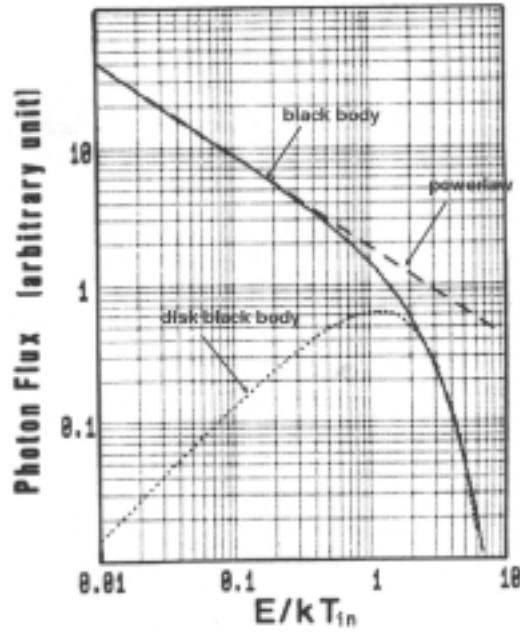


図 2.1: powerlaw、Black Body、Disk-Black Body の X 線スペクトル

2.1.4 光電吸収モデル

光電吸収モデルは X 線源から放射された X 線が星間ガスに吸収されることを考慮したモデルである。我々の銀河の中には温度 10^6K 以下の低温のガスが存在し、我々が観測する X 線放射スペクトルはこの吸収を受けたものである。光電吸収モデルを考慮する必要がある。0.5-2keV で光電吸収に寄与する元素は O、Ne、Mg、Fe が考えられ、光電吸収の式は、水素密度 n 、 i 番目の元素の割合 f_i 、光電吸収断面積 σ_i 、吸収体の視線方向の厚さ d とすると

$$\exp\left(-\sum_i n f_i \sigma_i d\right) \quad i: \text{元素}$$

である。

ここで、 $\sum_i f_i \sigma_i$ は銀河の中でほぼ一定であり、我々の銀河の中のガスは水素が主成分であるので、吸収量は $N_H = nd$ (水素柱密度) を用いて表し、 N_H が吸収モデルのパラメータとなる。我々の銀河の中のガスの水素柱密度は $N_H \sim 10^{20} \text{ cm}^{-2}$ である。実際、X 線放射スペクトルは 1keV 以下の低エネルギー側で下がる。

2.2 我々の銀河の中の X 線源の種類と特徴

我々の銀河の中では、超新星残骸 (SNR)、高質量連星 (HMXB : High-Mass X-ray Binary 連星パルサー)、孤立パルサー、低質量連星 (LMXB : Low-Mass X-ray Binary)、ブラックホール連星 (BHB : black hole binaries)、白色矮星連星、また恒星など可視光で見えるほぼ全ての天体と 10^{7-8} K の高温ガスが X 線源として観測されている。以下、X 線光度が 10^{36} erg/s 以上の明るいものについて、その種類と特徴を述べていく。

2.2.1 HMXB:High-Mass X-ray Binary 連星パルサー, 孤立パルサー

HMXB はパルサーと重い恒星の連星である。パルサーは高速で自転している中性子星のことである。その磁場は $B \sim 10^{12}$ G と強く、自転周期は $1 \sim 100$ 秒で X 線でのみ明るく、光度は $L_x = 10^{36-38}$ erg/s である。放射機構は伴星の物質がこの磁場にそって降着する時の重力エネルギー解放による黒体放射が電子散乱を受けたものであり、連続スペクトルは 10keV 以下では、 $\alpha = 1.0 \sim 1.5$ の powerlaw モデル (2.1.2) で近似することが出来る (三原口論 1992 東大)。

孤立パルサーは自転周期が $0.01 \sim 1$ 秒の中性子星である。放射メカニズムは連星パルサーと異なり、磁場 $B = 10^{12}$ G で加速された高エネルギー電子からのシンクロトロン放射であると考えられる。これらの一部は超新星残骸に付随しているため若いパルサー (年齢 $< 10^3$ yr) であると考えられる。連星パルサーがほぼ X 線のみで明るいのに対して、孤立パルサーは電波、X 線、ガンマ線と広範囲のエネルギーで観測でき、光度は $L_x = 10^{33-38}$ erg/s である (斎藤口論 1997 東大)。

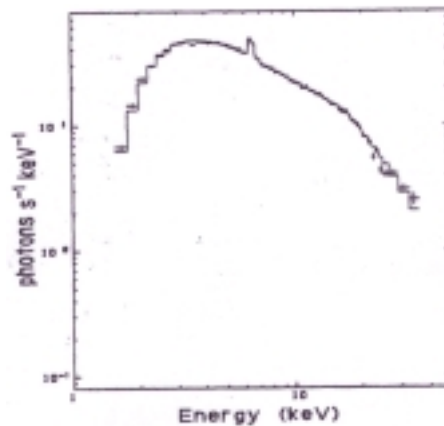


図 2.2: HMXB の X 線スペクトル

2.2.2 LMXB(Low-Mass X-ray Binary)

LMXB は弱い磁場の中性子星と軽い恒星で構成されている連星である。普通銀河のバルジ領域に存在しており、銀河の X 線源の約 60% を構成している。放射機構は中性子星表面と降着円盤から放射される黒体放射である。光度は中心星が中性子星であるので、中性子星の重力と放射圧との関係より上限 (エディントン限界 : 2.3.4 参照) があり、 $L_x = 10^{36-38}$ erg/s である。中性子星表面からの放射スペクトルは単一温度の黒体放射で表せられるが、降着円盤はガスの密度が濃く、温度が中心からの半径によって異なるので disk black body モデル (3.3.4) で表すことができる。円盤の最も内側の温度は $T_{in} \sim 1.5$ keV であり、中性子星の表面温度は $T \sim 2$ keV 程度である (Mitsuda et al. 1986)。

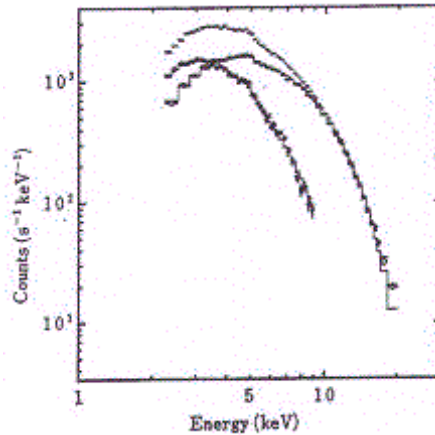


図 2.3: LMXB の X 線スペクトル

2.2.3 BHC(Black Hole Candidate)

BHC はブラックホールと重い恒星の連星であると考えられている。ブラックホール表面からの放射は見え、連星相手である重い恒星の物質がブラックホールの強い重力に捕らえられて落ちるさいに放射される X 線のみが見えていると考えられる。その放射スペクトルはブラックホール周辺の光学的に厚い降着円盤からの diskbbbody モデルと powerlaw モデルで表わされる (Makishima et al. 1986)。diskbbbody モデルはスペクトルの低エネルギー側で合い、powerlaw モデルはスペクトルの高エネルギー側を示す。powerlaw 成分は降着円盤とは別に中心のブラックホールを取り囲む薄い高温プラズマからの放射と考えられている。円盤の内側の温度は $T_{in} = 0.5-1.2$ keV である。photon index は $\alpha = 2.0-2.5$ である。

中心星が重いブラックホールなのでエディントン限界が高く、 $L_x = 10^{37-41}$ erg/s と非常に明るい。

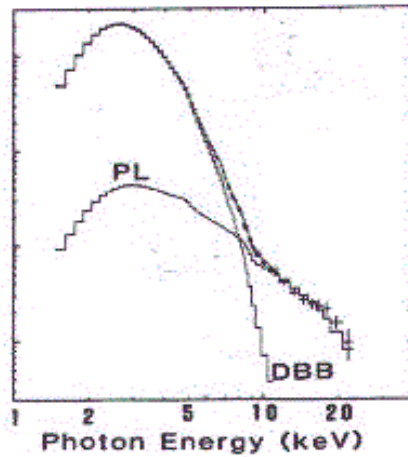


図 2.4: BHC の X 線スペクトル

2.2.4 超新星残骸 (SNR : Supernova Remnant)

SNR は超新星爆発後に爆風が周りの星間ガスを温めるか、あるいは加速して光っているものであり、電波から X 線まで明るい。SNR はシェル型とかに星雲型がある。

シェル型 SNR からの X 線は主に超新星爆発のさいの衝撃波で温められた星間物質によって放射される。スペクトルは温度が $T \sim 10^7$ K である熱制動放射からなる連続成分と元素放射ラインで示される (図 2.5 上)。

かに型 SNR の X 線像はシェル型と違い中空ではなく、中心にパルサーがあることが多い。スペクトルは連続成分のみで輝線が全く見られず、photon index が $\alpha \sim 2.0$ の powerlaw スペクトルで特徴づけられている (図 2.5 下)。放射機構はパルサーによって加速された高エネルギー電子からのシンクロトロン放射である。

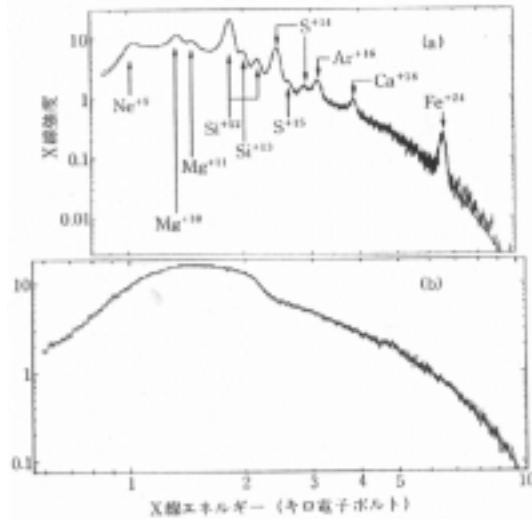


図 2.5: シェル型の SNR の X 線スペクトル (上)、かに星雲型の SNR の X 線スペクトル (下)

	L_x (erg/s)	スペクトルモデル	年齢 (yr)
HMLB	10^{-38}	powerlaw	$< 10^7$
LMXB	10^{36-38}	diskbbbody+bbbody	10^{8-9}
BHC	10^{37-40}	powerlaw+diskbbbody	$< 10^7$
SNR	10^{36-38}	mekal+powerlaw	10^{2-4}

表 2.1: X 線源の種類による特徴の一覧表

2.2.5 エディントン限界

天体の光度には限界があり、これは中心星の重力と放射圧の関係で決まる。中性子星の重力が放射圧より大きいとき天体の形が保たれていると考えて、光度 L 、恒星の密度 ρ 、中心星の質量 M 、中心星と恒星の距離 R 、電子密度 n_e 、トムソン散乱断面積 σ_T を用いて

$$\frac{GM}{R^2} \rho dr dS \geq \frac{L}{4\pi R^2} \cdot n_e \sigma_T dS dr$$

が得られる。上の式より、光度に関する制限が以下ようになる。

$$L_E \leq \frac{4\pi cGM\rho}{n_e\sigma_T} \simeq 1.5 \times 10^{38} \frac{M}{M_\odot} \text{ erg/s}$$

これをエディントン限界光度という。

中性子星の連星での限界光度は中性子星の質量が $M=1.4 M_{\odot}$ であるので、

$$L_E^{NS} = 2 \times 10^{38} \text{ erg/s}$$

となる。

2.3 これまでの近傍銀河の X 線観測

2.3.1 Overview

近傍銀河では我々の銀河の中で見られた光度が $L_x \leq 10^{38} \text{ erg/s}$ の X 線源は暗くてよく見えていない。しかし、我々の銀河では見られなかった光度が $L_x > 10^{38} \text{ erg/s}$ の非常に明るい X 線星と広がった X 線放射が観測された。この他に弱い AGN、広範囲に広がっている高温ガスも見付かっており、銀河の中には X 線連星や SNR の X 線星があると考えられている。

2.3.2 楕円銀河の中の X 線源

これまでの観測より楕円銀河では光度が $L_x = 10^{40-42} \text{ erg/s}$ 、温度が $T \sim 1\text{keV}$ の広がった高温の星間物質からの X 線放射が支配的であることが明らかになった (Canizares et al.)。この高温ガスは恒星からの星風で放出されたガスであると考えられている。

点源の X 線源については、Chandra 衛星以前では 1 つ 1 つの点源の区別が出来る程の空間分解能がなくよく分からなかったが、高温ガスとは別の成分が存在することが分かっていた。これは、LMXB の重ね合わせを見ていると考えられている (Matsushita et al. 1994)。

2.3.3 渦巻銀河の中の X 線源

暗い X 線源についてはよく分かっていないが、中性子星のエディントン光度 ($L_x = 2 \times 10^{38} \text{ erg/s}$) を超える異常に明るい X 線源 ($L_x \sim 10^{39-40} \text{ erg/s}$) が十数個ほど発見されている (Fabbiano et al. 1989; Makishima et al. 2000)。これらは M81、M51、NGC253、M101、など多くの渦巻銀河の腕の部分や M82 の中心のスターバースト領域で報告されている。このうちの何個かは若い SNR であることが分かっているが、主に X 線連星と考えられている。放射機構が複雑でなければ、中心星が $10 \sim 100 M_{\odot}$ の大質量のブラックホールと考えられている。渦巻銀河には他にも X 線放射として星間ガスによる熱放射が観測されており、これは銀河中での超新星爆発によって温められたもので光度は $L_x = 10^{39-40} \text{ erg/s}$ 、温度は $T \sim 10^{6-7}$

K くらいである。スターバーストではさらに外側へのガス流出も X 線領域で確認されている。

2.4 銀河の進化と X 線源の種族

これまでの観測より、銀河の種類によって明るい X 線源の種族構成が異なることが示唆されている。星生成率の違いによって銀河の中の X 線源に違いが現れるので、X 線源の種族構成は結果として銀河の進化と関係あると考えられる。銀河の種類は現在は多様であるが、ここでは大まかに 3 つの銀河 (楕円銀河、渦巻銀河、スターバースト銀河) に分類して述べる。

可視光の観測により、楕円銀河は星生成率が低く、古い世代の星の系統が多いので X 線源として寿命の長い LMXB が予想される。

それに比べて対照的なのが渦巻銀河とスターバースト銀河である。渦巻銀河は腕の部分で星生成が盛んであり、またスターバースト銀河は銀河中心付近で異常に星生成率が高い。さらにディスクの内側の領域では超過 X 線放射が観測されており、超新星爆発で温められた高温ガスの他に X 線連星のような点源による寄与が大きい。渦巻銀河は若い世代の星を多く含むため、HMXB や BHC、高温ガスの熱源と考えられる SNR、パルサーが多く存在すると予想される。

Chandra 衛星での観測は 1 つ 1 つの点源の区別が初めて出来るため、楕円銀河、渦巻銀河など種類の違う 3 つの銀河を選別し、その 3 つの銀河の中の X 線源のスペクトルを本論文で解析することにより、銀河の中の X 線源の正体に迫る。

第3章 Chandra衛星

3.1 Chandra衛星の概要

X線観測衛星 Chandra(CXO:Chandra X-ray Observation)は1999年7月にNASAで打ち上げられた。SAO(Smithsonian Astrophysical Observatory)とMIT(Massachusetts Institute of Technology)等が開発した。

観測装置 (AXAF:Advanced X-ray Astrophysics Facility) は0.5秒角の高イメージング能力のX線望遠鏡 HRMA(High Resolution Mirror Assembly) と高分解能の分光器 (HETG,LETG)、焦点面に配置するX線 CCDカメラ (ACIS) とマイクロチャンネルプレート (HRC) で構成されている。

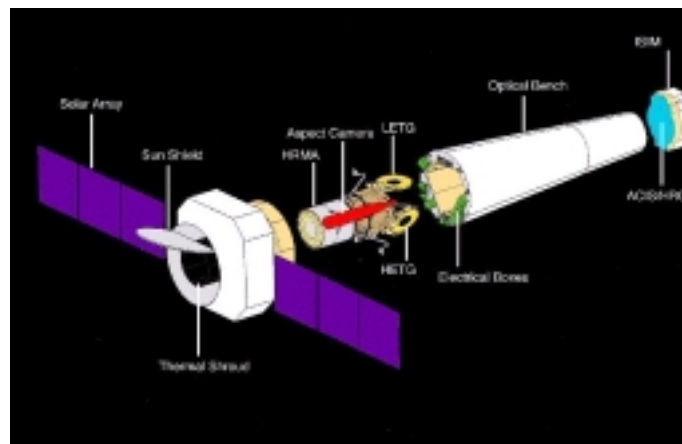


図 3.1: Chandra衛星の外形

Chandra衛星観測機器で特徴的なのがHRMAとACISである。HRMAは前方に4枚、後方に4枚の円筒形の鏡の組合せ(Wolter-1型)で入射X線を非常に小さい角度で反射させ像を結ぶ。ACISとHRCは鏡(HRMA)によって形成されたシャープなイメージを捕らえて、入射X線に対しての情報であるphoton数、位置、エネルギー、観測時間等を測定する。

X線CCDカメラACIS(Advanced CCD Imaging Spectrometer)は入射X線のエネルギーを良い精度で測定すると同時に高分解能のイメージ画像も作るという優れた機能を持っている。さらに高精度分解能スペクトルを得るためにHETG(High Energy Transmission Grating)と結合させることも出来る。HETGは金のgrating

で高エネルギー領域 (0.4 ~ 10.0 keV) で高分解能分光を与える。
表 3.1 に他の衛星との性能に関する比較を示す。

表 3.1: 衛星の性能比較表

	有効面積	$\Delta E/E$ (%)	$\Delta\theta$	E_{range} (keV)	視野
Chandra	500	2	0.5''	0.3-10.0	10'
ASCA	600	3	3'	0.4-10.0	50'
SAX	300	8	1.5'	0.3-100.0	50'
Newton	3000	2	10''	0.3-12.0	30'
ROSAT	400	-	10''	0.1-2.0	60'
Einstein	200	-	10''	0.2-4.0	30'

エネルギー分解能は 6.7 keV(Fe-K) で求めている。上の表 3.1 より Chandra 衛星は他の衛星と比べて、位置分解能が格段に優れていることが分かる。

3.2 High Resolution Mirror Assembly (HRMA)

金属は X 線領域で屈折率が 1 よりわずかに小さいので、入射 X 線を全反射させて焦点に集めるためには、入射角を $\sim 1^\circ$ にしなければならない。そこで HRMA では層による X 線の全反射を利用した層構造をとっている。実際には前方に直径の異なる 4 枚の円筒形の鏡の層 (paraboloid:Pn) を用意し、それにほぼ水平に入射してきた X 線を反射させ、さらに後方に用意した 4 枚の円筒形の鏡の層 (hyperboloid:Hn) で反射させ焦点に集める構造 (Wolter-1 型) である。反射は入射角だけでなく入射 X 線エネルギーによっても決まる。図 3.2 より、外側の鏡の方が有効面積は大きいですが、内側の鏡の方がより高いエネルギーを反射させることが分かる。このように層構造の X 線望遠鏡では、10keV のエネルギー領域の X 線も焦点に集めることが可能である。

角分解能とは点光源からの X 線が入る角度広がり直径で、ミラーの表面研磨精度が上がったため、HRMA は角分解能が 0.5 秒角を達成し、これまでの望遠鏡の中で最も精度がよい。

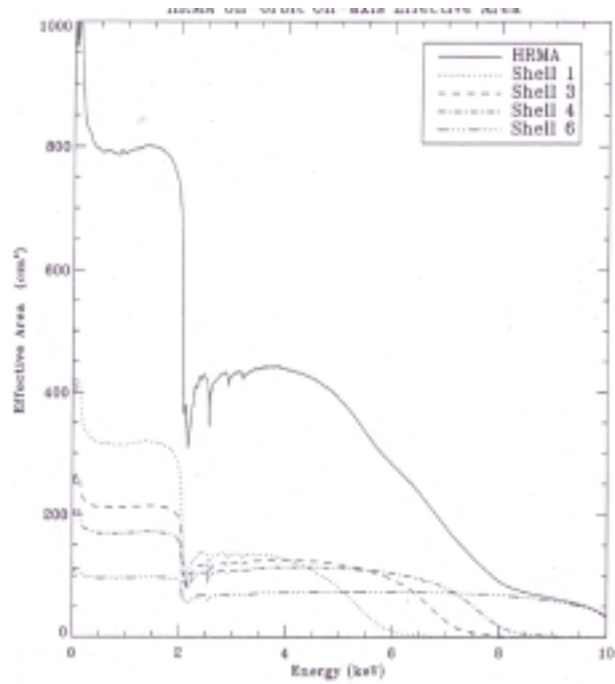


図 3.2: HRMA の有効面積

表 3.2: HRMA の諸元

Optics	Wolter Type-I
鏡のコーティング	Iridium
層状の鏡の直径 (1,3,4,6)	1.23,0.99,0.87,0.65 m
鏡の長さ (Pn or Hn)	84 cm
HMRA の重量	1484 kg
焦点距離	10.066 m
入射角度 (Hn:1,3,4,6)	3.42,2.75,2.42,1.80 deg
PSF FWHM	0.5 arcsec
有効面積:	
@0.25 keV	800 cm ²
@5.0 keV	400 cm ²
@8.0 keV	100 cm ²

3.3 X線 CCD カメラ ACIS-S

-100 程度に冷却した CCD(charged coupled device) はフィルムより高感度の画
像素子として優れたエネルギー分解能を持つ X 線検出器として使用される。ACIS
CCD では温度を-90 ~ -120 で安全に動作するように設定されている。

ACIS FLIGHT FOCAL PLANE

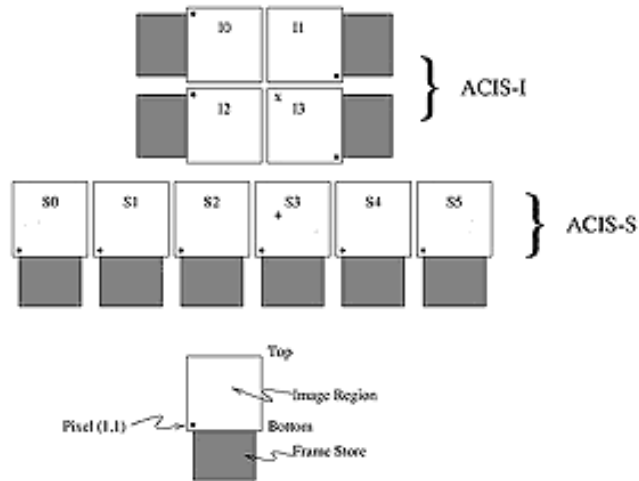


図 3.3: ACIS-S と ACIS-I の焦点面

ACIS(図 3.3) は 2 × 2 チップの正方配列で配置した ACIS-I と 1 × 6 の直線配列
で配置した ACIS-S の全 10 個の CCD で構成されている。ACIS-I は広範囲の撮像
を行い、ACIS-S は HETG の回折像の読みだしを行うことも出来る。

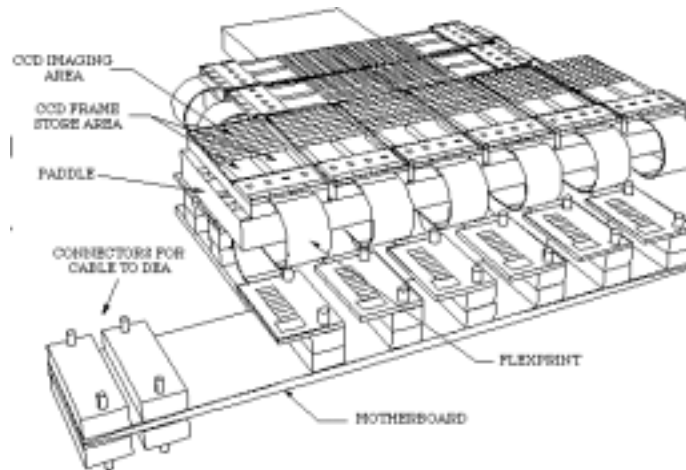


図 3.4: ACIS の概観図

CCD(図3.4) はイメージを作る部分 (Image Section) と情報を蓄積する部分 (Frame-store Section) から構成されていて、1 チップあたり 1024×1024 ピクセルあり、Image 配列のピクセルサイズは $24 \times 24\mu\text{m}$ 、framestore は $21 \times 13.5\mu\text{m}$ である。CCD の image section は front-illuminated(FI) と back-illuminated(BI) の2種類のチップで構成されている。ACIS-I は4つの FI CCDのみから成るが、ACIS-S は4つの FI CCD と2つの BI CCD(S1 と S3) から成る。CCD 表面の格子構造 (gate structure) はピクセルの3側面に交互の電圧をかけ、それを測ることによってピクセルの境界線を定義している。格子構造とその下部分は SiO_2 や SiN_4 、Si の層の重なりでありまとめて dead layer というが、この dead layer の厚さが FI CCD レスポンスの低エネルギー限界を決定する。また BI CCD は FI CCD に比べて薄く、表面は非常に薄い厚さ $5\mu\text{m}$ の SiO_2 の dead layer である。このため、BI は FI に比べて低エネルギー側で感度が高く、FI はより高エネルギー側で感度が高い(図3.5)。Chandra が打ち上げられてから軌道上の宇宙線により、FI CCD の方は大きなダメージを受けてしまい、エネルギー分解能は FI は大きく劣化した。よって、本論文のようなスペクトル解析では、主に ACIS-S3(BI) が使われる。

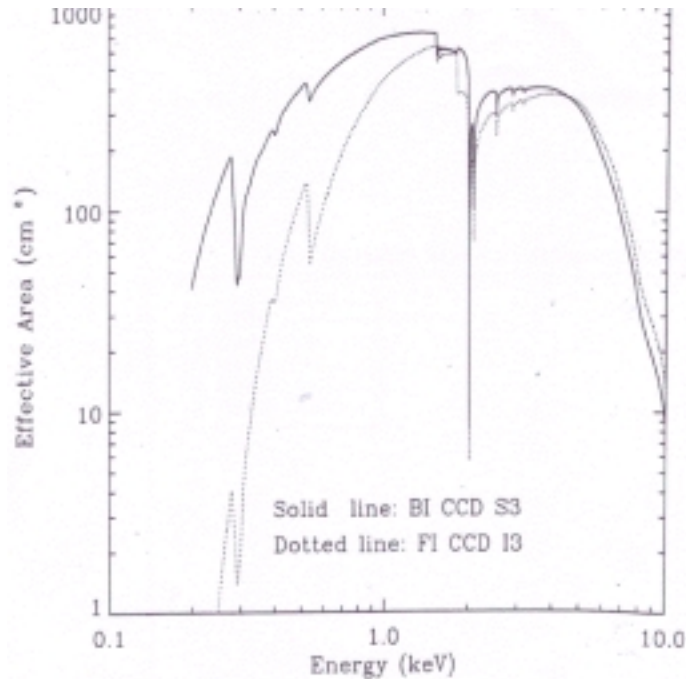


図 3.5: FI CCD と BI CCD の有効面積

表 3.3: ACIS の諸元

illumination の使用	Back-side illumination(S3,S1) Front-side illumination(S2,S4,S5,S6)
CCD の配列	1024 by 1024 pixels
ピクセルのサイズ	24 μ m \times 24 μ m : Imaging region 21 μ m \times 13.5 μ m : Frame store region
量子効率 (backside illumination)	>80 % (3.0-5.0keV) >30% (0.8-6.5keV)
dead layer の厚さ	5 μ m
列ごとの読みだしの最小時間	2.8 ms
Frame を移動する時間	41 μ sec (full frame)
点源の感度	4 \times 10 ⁻¹⁵ ergs cm ⁻² s ⁻¹ (10 ⁴ s) (0.4-6.0keV)
動作温度	-90 to -120

3.4 ACIS-Sのデータについて

3.4.1 X線検出原理

ACIS-Sに入射したX線が光電吸収を起こした結果、電荷が発生する。シリコンに加えられた電圧をクロックすることによって1列の各ピクセルの電荷を連続的に読み出すことができ、各列の電荷を1CDDあたり4つのnodeで出力アンプ(増幅器)へと順に読み出し、電荷を電気信号に変換する。読みだしにかかる時間は2.8msである。

3.4.2 感度とエネルギー分解能

ACIS-Sは、点源からのX線をほぼ1ピクセルで受けるので、点源に対してはバックグラウンドフリーであり、検出photon数が10以上であれば有意に検出されたことになる。検出感度は0.4-6.0keVで観測時間10,000秒のとき、 4×10^{-15} ergs $\text{cm}^{-2} \text{s}^{-1}$ である。

CCD中でのX線の光電効果によりイオン化や励起過程を通して生じた電子-正孔の数は入射X線エネルギーに比例するので、電子-正孔の数を測定すれば入射X線エネルギーが測定できる。さらに、エネルギー分解能は光電効果によって発生した電子-正孔の数収集の統計ゆらぎと増幅器等の電子回路ノイズのゆらぎによって決定する。入射X線エネルギーをE、光電吸収によって生じた電子-正孔の数を N_e とすると、入射X線エネルギーと電子-正孔の数の関係式が得られる。

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

ここで、 ω は1組の電子-正孔を発生させるために必要なエネルギーである。これから電子-正孔の数の統計ゆらぎ σ_N は

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

と表せられ、Fano因子は結晶構造の特徴によって異なる。ACISで用いられている結晶はシリコンであり、 $F=0.135$ である。これよりエネルギー分解能は、電子回路ノイズのゆらぎ σ_τ と σ_N を用いて

$$\begin{aligned} \frac{\Delta E}{\omega}(\text{FWHM}) &= 2.35 \times \sigma_E \\ &\sim 2.35 \sqrt{\sigma_\tau^2 + \frac{FE}{\omega}} \quad \dots(1) \end{aligned}$$

と表す。(1)式において、電子回路ノイズのゆらぎ σ_τ は電子-正孔の数の統計ゆら

ぎ σ_N に比べて無視できるほど寄与が小さい ($\sigma_\tau \ll \sigma_N$) ので、

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

と表せられる。ACIS では 6.7keV(Fe) で ~2% のエネルギー分解能を達成している。

3.4.3 レスポンス関数とスペクトル解析

スペクトル解析とはいくつかの自由パラメータを持つ理論的なモデルスペクトルと実際得られたスペクトルを検出器のレスポンス関数を使用して 自乗統計が出来る限り小さくなるように比較していくことである。我々はスペクトル解析を通して ICM の温度や重元素の量といった情報を引き出す。スペクトルフィッティングは X 線観測者が一般に使っている XSPEC package version 11.0.1 を使用した。

スペクトル解析には、PI ファイル、バックグラウンドファイル、エネルギー再分配行列ファイル (RMF) と有効面積レスポンスファイル (ARF) が必要である。RMF ファイルの関数 $K(P;E)$ は行列の形で表しており、チャンネルをエネルギーに変換する関数である。一方、ARF ファイルの関数 $A(E)$ はベクトルの形で表しており、エネルギーの関数として検出器 (ACIS) の量子効率だけでなく、HRMA の有効面積も含む。

RMF ファイルは検出器の 1 チップの全面積でほぼ同じと考えられているので各チップごとに 1 つのファイルを用意すればいいが、ARF ファイルは観測したい点源の位置や取り出す領域のサイズによって異なるので、1 つ 1 つの PI ファイルに対応したファイルを用意しなければならない。

また、RMF ファイルの関数 $K(P;E)$ と ARF ファイルの関数 $A(E)$ 、入射エネルギースペクトルモデル $S(E)$ を用いると、検出器が受けるパルス波高分布モデルは

$$M(P) = \int K(P, E)A(E)S(E)dE \quad \dots\dots(2)$$

と表せる。実際、観測されたパルス波高分布 $D(P)$ は、PI(pulse-invariant) ファイル $D_0(P)$ からバックグラウンドファイル $B(P)$ を引いたものであり、(2) 式のモデルで予測されたパルス波高分布モデル $M(P)$ と観測されたパルス波高分布 $D(P)$ の比較を行うことでスペクトルフィッティングが行われる。この比較で得られる χ^2 の式は

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

であり、ここで測定精度 (エラー) $\Delta D(P)$ は $D(P)=D_0(P)-B(P)$ より

$$\Delta D(P) = \sqrt{\left(\sqrt{D(P)}\right)^2 + \Delta B(P)}$$

である。このように、 χ^2 の最小値を見つけることによって、ベストフィットパラメータを見つける。

第4章 スペクトル解析の結果

4.1 銀河の選定基準

まず、Chandra 衛星のパネルの中央 (ACIS-S の chip S3) で捕らえて撮像していることを銀河の選定基準の始めとし、20,000 秒 (約 5 時間) 以上の観測時間を費したデータを持つ銀河を選んだ。その上で我々の銀河に比較的近く (我々の銀河との距離が 30Mpc 以下) で、X 線で明るい大きい銀河を、楕円銀河、渦巻銀河、スターバースト銀河からそれぞれ選定した。さらに、できる限り銀河を正面から向いているということも選定条件に加えた。以上の条件の中で、後退速度が 2000km/s 以上のものはカットし、1000km/s 以下のものでも銀河の直径が小さいものはカットした。以下に選定した銀河についての表を示す。

表 4.1: 選定銀河のデータの一覧表

銀河	型	距離 D(Mpc)	サイズ (arcmin)	検出器	観測時間 (ks)
NGC4038	SB	29	5.2 × 3.1	ACIS-S	72
NGC4636	E	18	6.0 × 4.7	ACIS-S	52
M101	SAB	5	28.8 × 26.9	ACIS-S	99

4.2 X 線源の選定

今回、1つ1つの X 線源のスペクトルを調べるため、銀河中心から 2 つの半径の同心円を指定し、その間の領域での X 線源のスペクトルを調べることにした。ACIS-S3 で撮られたイメージの銀河の中央部分は、明るい高温ガスがあり点源のスペクトルを精度良く観測できないため、除いた。本研究では、中央部分以外の領域で点源に見えるものを X 線源として選び、1arcmin 以上に広がっていないものを点源とみなした。表 4.2 にそれぞれの銀河での点源選定の範囲指定を示す。 r_{in} 、 r_{out} は銀河中心からの半径である。 r_{in} はそれぞれの銀河の中の X 線源のスペクトルが周囲の広がった成分に比べて、明るく精度良く解析できるまでの大きさとし、 r_{out} は銀河の中心から S3 チップと他のチップの境目までの大きさ (約 4 分角) とした。

ここで、NGC4038 は他の銀河と比べて我々の銀河から 3~4 倍遠い距離にあり、銀河の中心から離れている (30arcmin 以上) 点源は他の銀河に付随するものであると考えられるので、外側の円半径を約 2 分角と小さく指定した。

表 4.2: 点源選定のための領域指定

銀河	内側 r_{in} (arcsec)	内側 r_{in} (kpc)	外側 r_{out} (arcsec)	外側 r_{out} (kpc)
NGC4038	0.126	1.06	1.95	16.5
NGC4636	1.29	3.99	3.99	20.9
M101	0.126	0.183	4.25	6.18

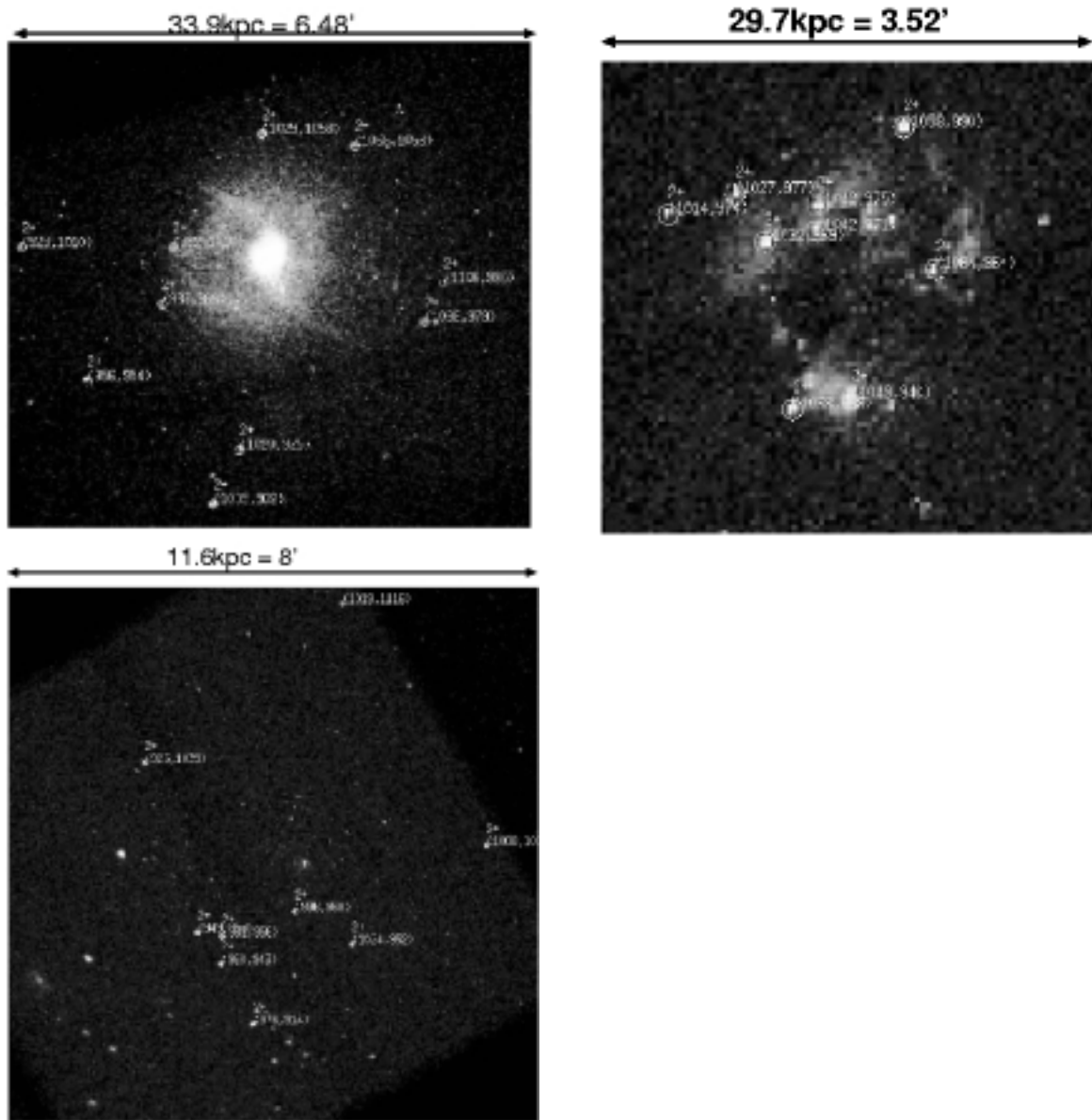


図 4.1: NGC4636(左上)、NGC4038(右上)、M101(左下)の Chandra ACIS-S3 による X 線イメージ。実際にスペクトルフィッティングを行った点源には座標を示している。

いくつかのスペクトルモデルによるフィッティングの結果の違いが出やすいように、フラックスが $0.3\text{-}10.0\text{keV}$ で $2.0 \times 10^{-14} \text{ erg/s/cm}^2$ より明るいもので、カウント数が 50 以上のものを選んだ。その結果として $0.1\text{-}10.0\text{keV}$ のエネルギー領域で NGC4038 で 19 個、NGC4636 で 11 個、M101 で 21 個の点源が見つかった。しかし、そのうち実際にスペクトルフィッティングできるほど S/N 比がよいものは NGC4038 で 10 個、NGC4636 で 11 個、M101 で 9 個あった。図 4.1 で、それぞれの銀河の中の点源で実際にスペクトル解析を行ったものにつけた。

また、各銀河で最も明るい点源のスペクトルを図 4.2 に示した。これよりスペクトルフィットするには十分に S/N 比がよいことが分かる。

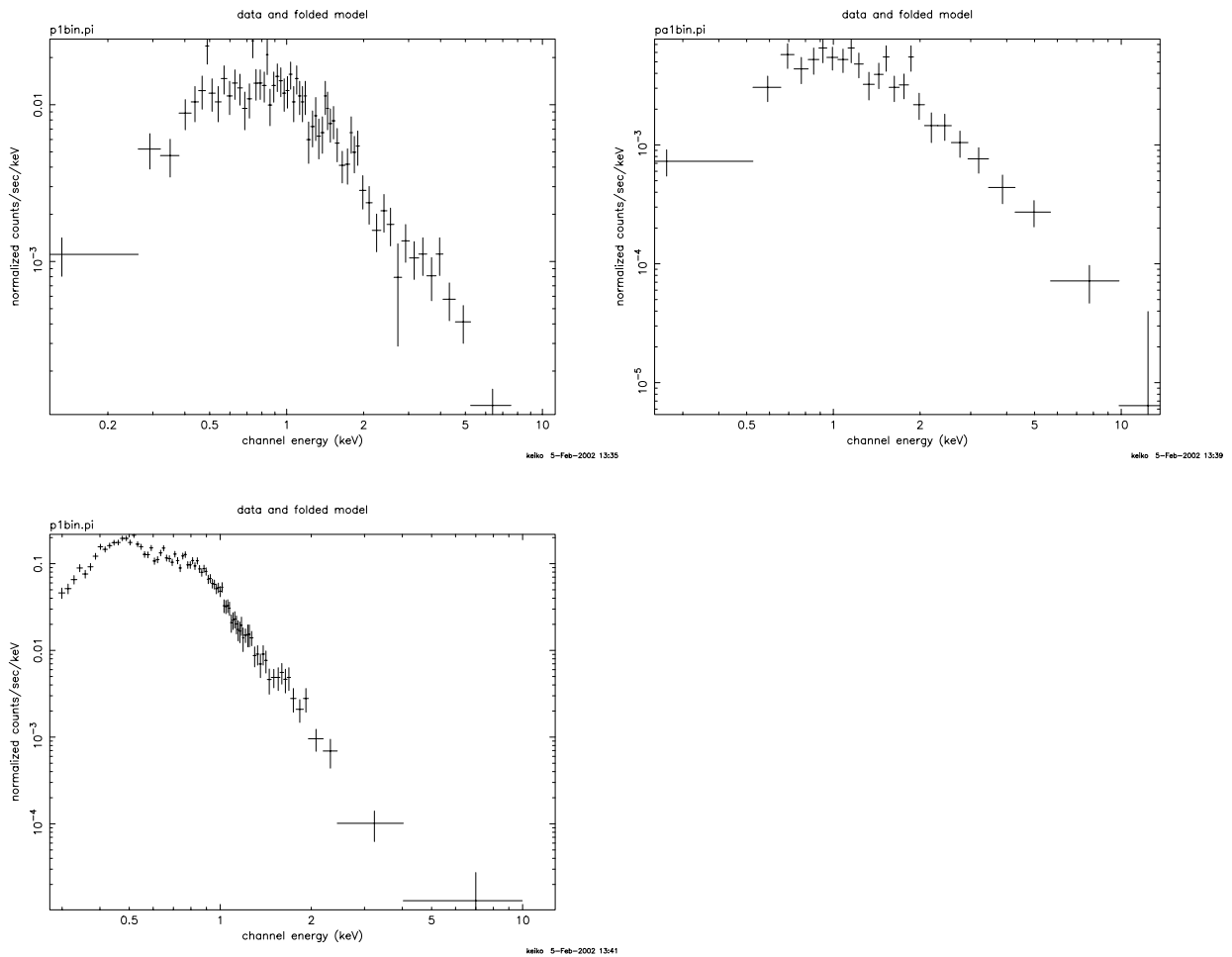
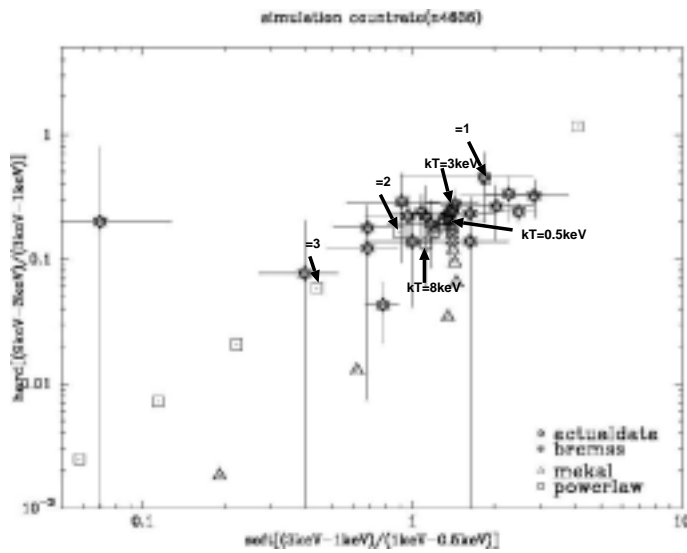


図 4.2: NGC4636(左上)、NGC4038(右上)、M101(左下)の中の最も明るい点源のスペクトル

4.3 Color-Colorダイアグラム

カラーカラーダイアグラムはスペクトルの低エネルギー領域 (ソフト成分 : 0.5-3.0keV) と高エネルギー領域 (ハード成分 : 3.0-9.0keV) でのカウント数の比率を 2次元で表す方法である。この方法を用いることにより、異なるタイプの X 線放射の点源を区別することができる。また各点源がカラーカラーダイアグラムのどの場所に分布するかによって物理的特徴が分かる。図 4.3 には比較のため、温度 kT を 0.5 ~ 5keV に設定した mekal モデル (元素放射ラインのある熱制動放射を表すモデル) と温度を $kT=0.5 \sim 5.0\text{keV}$ に設定した brems モデル (ラインのない熱制動放射を表すモデル) と photon index を $\alpha = 0 \sim 6.0$ に設定した powerlaw モデルのシミュレーションを行い、その結果を実データと比較してのせた。ここで、 nH はそれぞれの銀河の nH で固定している。



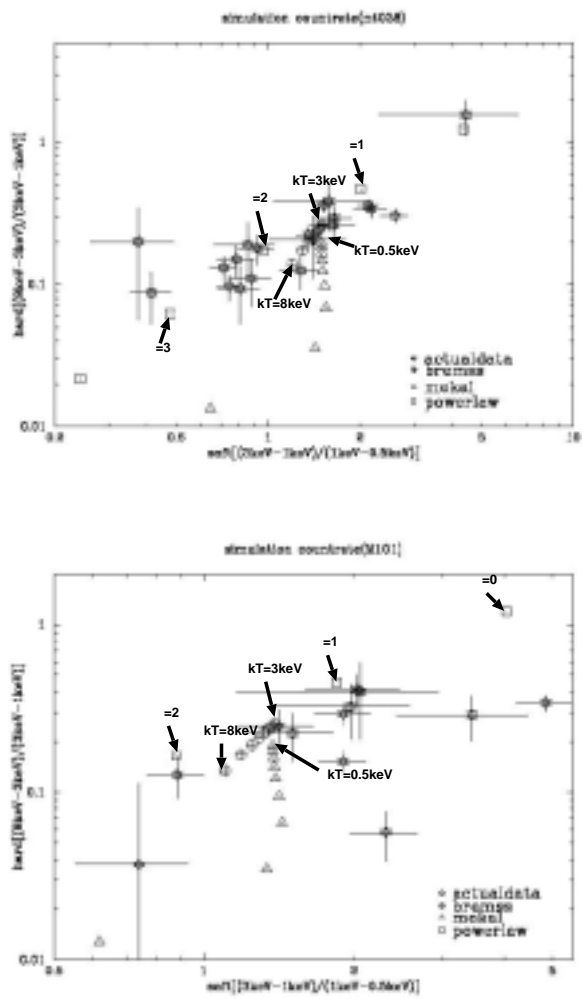


図 4.3: NGC4636(上)、NGC4038(中)、M101(下) のカラーカラーダイアグラム

その結果、NGC4636 中の点源のスペクトルは photon index 1.5 ~ 2.5 の powerlaw モデルに近いスペクトルを示していることが分かったが、powerlaw モデルよりも下の場所に散在しており、高エネルギー側でのスペクトルが落ちている可能性がある。

NGC4038 では NGC4636 と比べて、photon index が $\alpha = 3.0 \sim 4.0$ くらいのソフトなものが多い。

M101 では NGC4636 と比べてカラーカラーダイアグラムの右側の領域に分布しているものが多く、これらはソフト光子が吸収を受けている可能性がある。

4.4 Disk Black Body モデルによるフィッティング

次に、NGC4038 中では全部で 10 個、NGC4636 では 6 個、M101 では 9 個の点源に関するスペクトルを DBB モデルのみでフィッティングを行った。

DBB モデルを用いた理由は 2 つあり、1 つは BH や LMXB などのスペクトルが DBB モデルで合うので、このモデルを用いると多くの点源のスペクトルがフィットできると思われることである。もう 1 つの理由は我々の銀河の中の X 線源や今までの明るい点源が確かに DBB モデルでよく合っていることである。

それぞれの銀河の中の点源を DBB モデルでフィッティングした結果のパラメータを表 4.3、表 4.4、表 4.5 に示す。この結果より、reduced χ^2 が 1.0 に近いので、2 ~ 3 個の点源を除いてほぼ DBB モデルで合っている。

表 4.3: NGC4038 の点源における disk black body モデルによるスペクトルフィッティングの結果

	$nH(10^{20} \text{cm}^{-2})$	$T_{\text{in}}(\text{keV})$	$R_{\text{in}}(\text{km})$	$L_x(10^{40} \text{erg/s})$	$F_x(10^{-14} \text{erg/s/cm}^2)$	χ^2
source1	1.68 ± 0.510	1.11 ± 0.00680	216 ± 36.0	1.60	9.19	1.22
source2	2.81 ± 0.882	2.19 ± 0.183	90.5 ± 0.182	4.24	24.3	0.916
source3	2.34 ± 0.684	1.61 ± 0.124	127 ± 29.7	2.43	13.9	1.32
source4	10.9 ± 2.61	1.56 ± 0.144	124 ± 46.3	2.00	11.5	0.927
source5	7.78 ± 2.67	1.47 ± 0.168	124 ± 46.3	1.59	9.13	0.831
source6	2.98 ± 0.347	0.257 ± 0.0140	5770 ± 1410	3.25	18.6	2.32
source7	4.78 ± 2.56	1.53 ± 0.211	81.5 ± 37.5	0.821	4.71	1.09
source8	1.47 ± 3.26	1.37 ± 0.247	79.8 ± 49.3	0.495	2.84	0.395
source9	0.0670 ± 0.228	0.835 ± 0.0954	213 ± 75.5	4.95	2.84	1.72
source10	3.74 ± 3.2	0.747 ± 0.0862	250 ± 88.4	4.35	2.49	0.807

NGC4038 の galactic nH は $3.4 \times 10^{20} \text{cm}^{-2}$ である。

表 4.4: NGC4636 の点源における disk black body モデルによるスペクトルフィッティングの結果

	$nH(10^{21} \text{ cm}^{-2})$	$T_{\text{in}}(\text{keV})$	$R_{\text{in}}(\text{km})$	$L_x(10^{39} \text{ erg/s})$	$F_x(10^{-14} \text{ erg/s/cm}^2)$	χ^2
source1	0.182(fix)	1.60 ± 0.179	54.1 ± 18.8	4.34	6.46	0.979
source2	0.182(fix)	0.452 ± 0.0256	491 ± 59.3	2.25	3.35	0.796
source3	0.182(fix)	1.17 ± 0.199	54.9 ± 29.9	1.26	1.88	1.42
source4	0.182(fix)	1.34 ± 0.209	45.7 ± 23.3	1.51	2.25	0.895
source5	0.182(fix)	1.99 ± 0.607	19.8 ± 19.4	1.38	2.05	0.786
source6	0.182(fix)	0.300 ± 0.0402	614 ± 276	0.684	1.02	0.687

ここで、NGC4636 で DBB のパラメータ nH を galactic nH に固定した理由は NGC4636 中の点源のスペクトルは NGC4038 や M101 と比べてデータの S/N が悪いからである。その結果、 χ^2 が nH を固定する前と比べて大きくなった。

表 4.5: M101 の点源における disk black body モデルによるスペクトルフィッティングの結果

	$nH(10^{21} \text{ cm}^{-2})$	$T_{\text{in}}(\text{keV})$	$R_{\text{in}}(\text{km})$	$L_x(10^{38} \text{ erg/s})$	$F_x(10^{-14} \text{ erg/s/cm}^2)$	χ^2
source1	1.12 ± 0.220	1.03 ± 0.0688	32.2 ± 6.99	2.57	4.96	1.08
source2	3.28 ± 0.372	1.53 ± 0.111	20.7 ± 5.17	2.33	10.1	0.932
source3	0.311 ± 0.152	1.67 ± 0.179	11.6 ± 4.12	2.33	4.50	1.28
source4	3.82 ± 1.23	1.74 ± 0.333	9.69 ± 6.75	1.91	3.68	0.690
source5	2.14 ± 0.706	0.602 ± 0.0639	68.9 ± 19.1	1.39	2.69	1.05
source6	1.06 ± 0.233	0.0690 ± 0.00174	$1.46 \times 10^4 \pm 1.23 \times 10^4$	10.9	21.0	0.800
source7	0.115(fix)	1.30 ± 0.140	11.6 ± 5.35	0.974	1.88	1.29
source8	0.311 ± 0.345	1.19 ± 0.203	12.4 ± 7.53	0.701	1.35	0.964
source9	0.115(fix)	1.08 ± 0.247	14.7 ± 13.5	0.663	1.28	1.19

M101 の galactic nH は $0.115 \times 10^{21} \text{ cm}^{-2}$ である。

また、DBB モデルでフィッティングしたそれぞれの銀河中の点源のスペクトルを図 4.4、図 4.5、図 4.6 に示す。

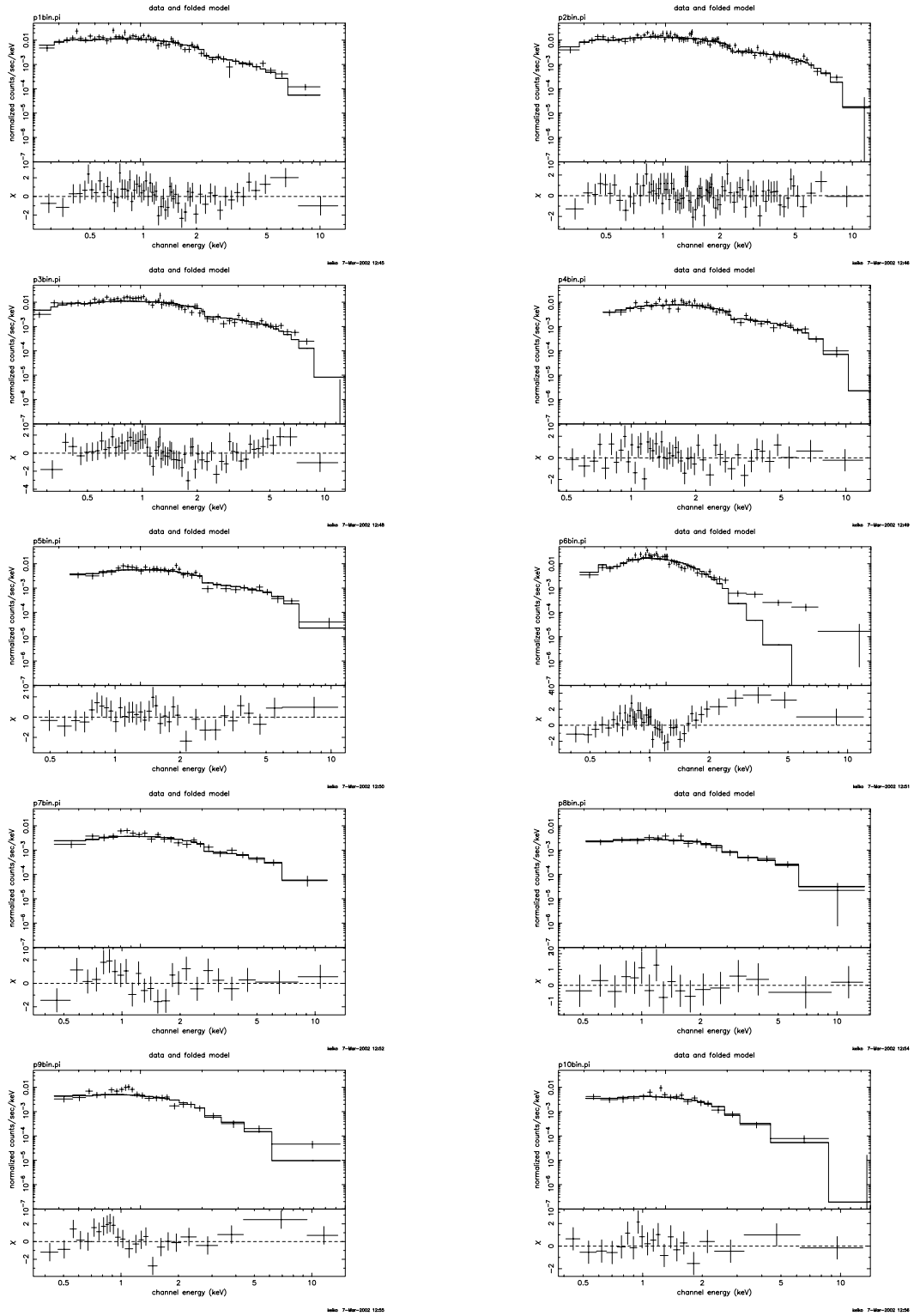


図 4.4: DBB モデルでフィッティングした n4038 の中の点源のスペクトル

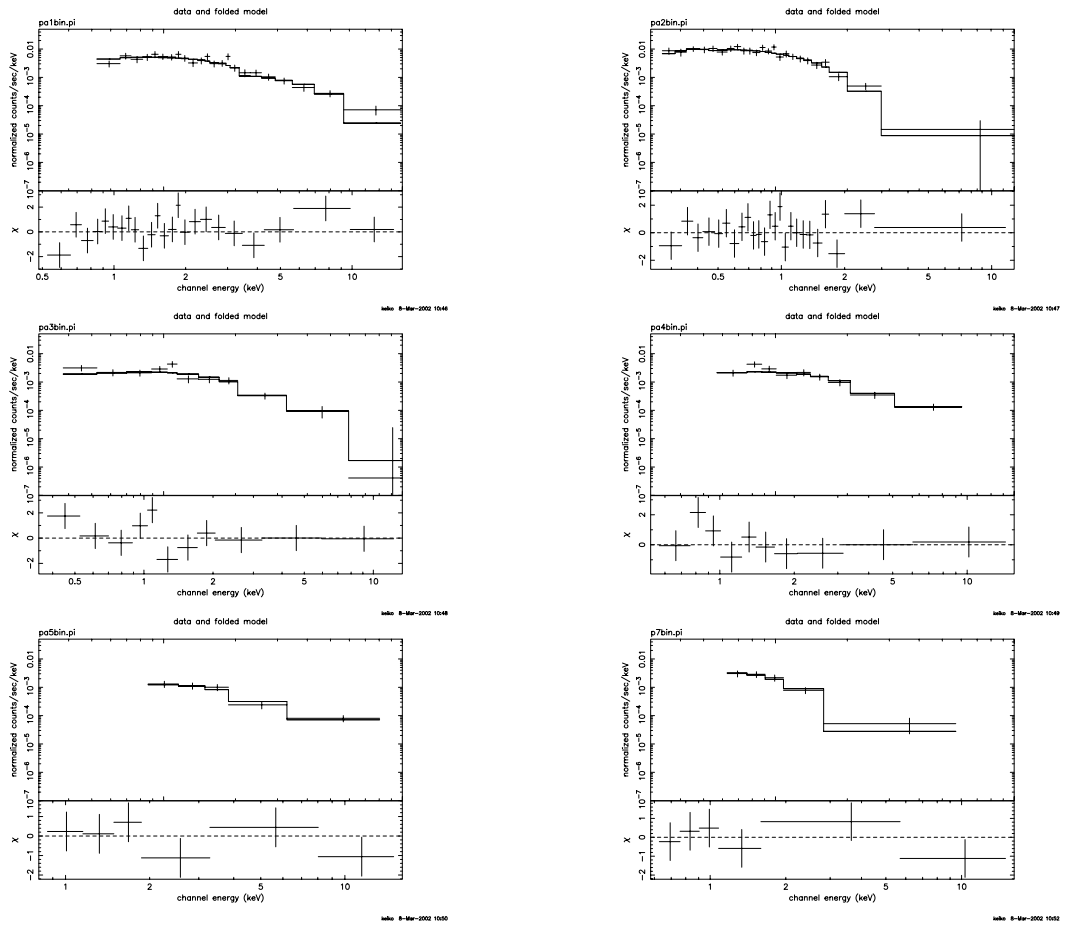


図 4.5: DBB モデルでフィッティングした n4636 の中の点源のスペクトル

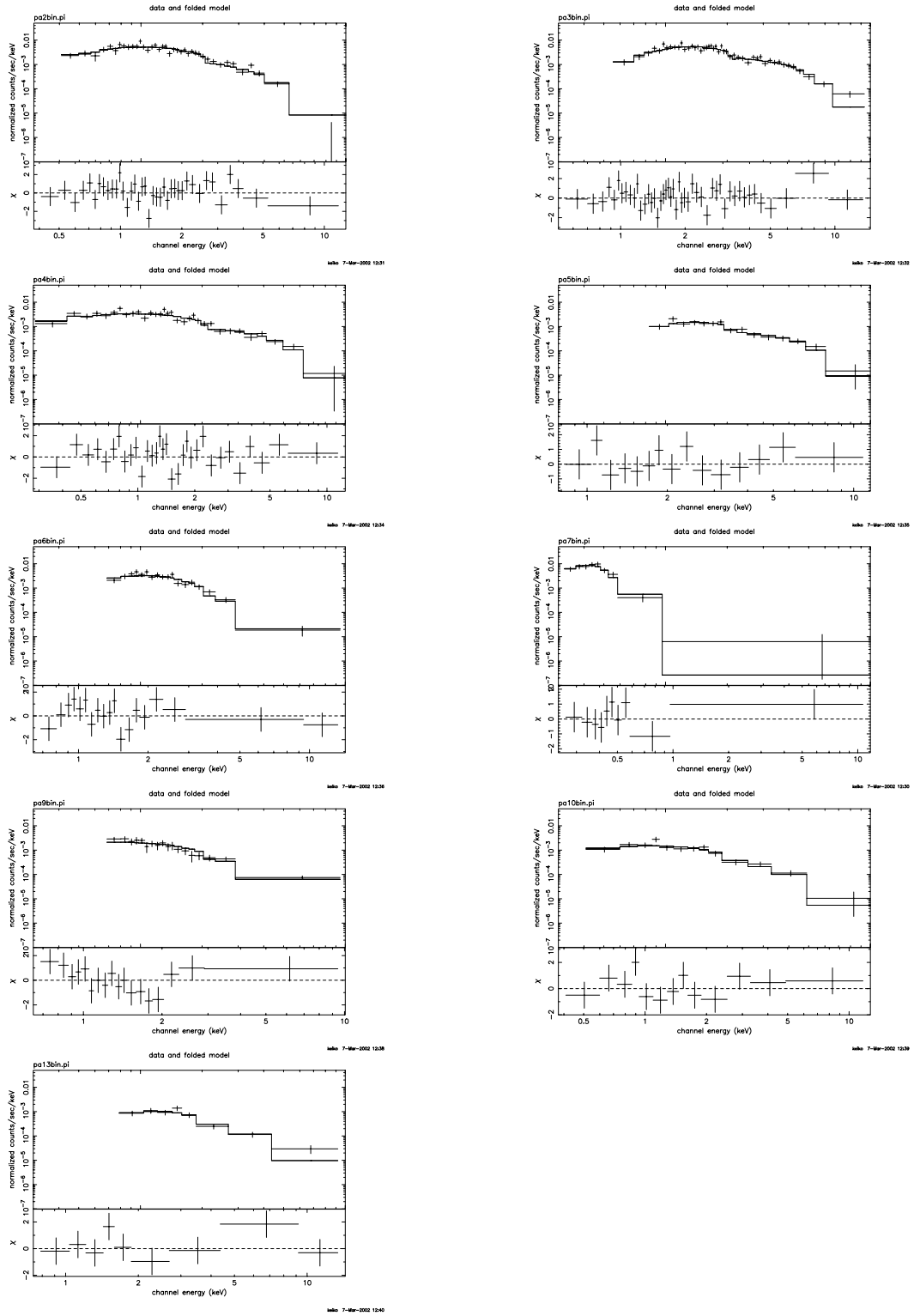


図 4.6: DBB モデルでフィッティングした M101 の中の点源のスペクトル

4.5 考察

4.5.1 T_{in} - L_x の関係

DBB モデルで良くフィッティング出来た X 線源について、得られた T_{in} 、 L_x の関係を図 4.7 に示す。ここで、 T_{in} は、降着円盤の最も内側の温度であり、 L_x は光度である。

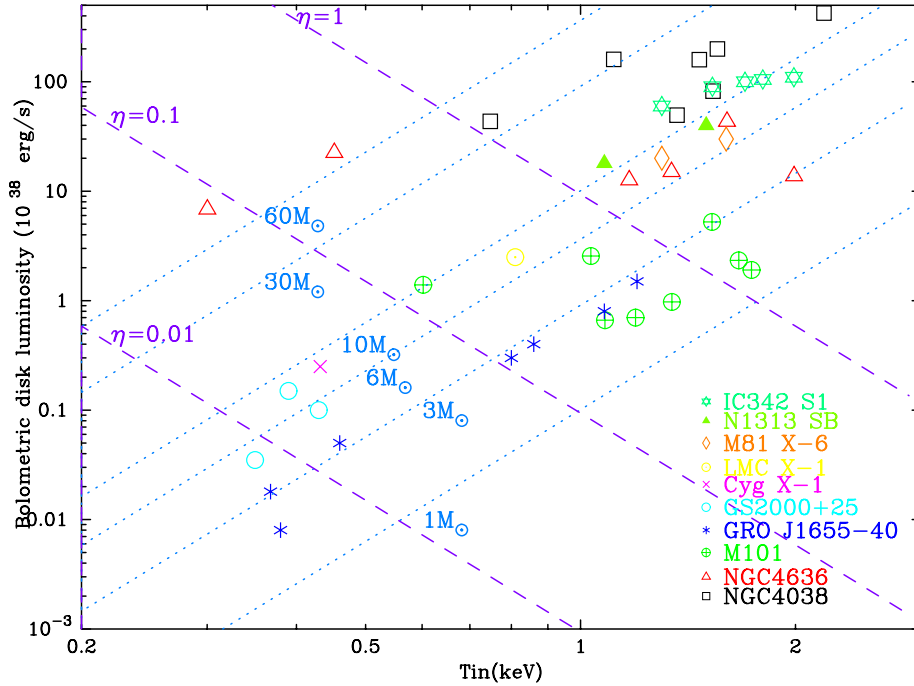


図 4.7: T_{in} と L_x についての関係

また比較しやすいように、ブラックホールの質量を一定とした場合の温度 T_{in} と光度 L_x の関係式を点線で示し、様々なブラックホールの質量について、エディントン光度に対する観測光度 L_x の比 η が 1、0.1、0.01 の時の T_{in} - L_x の関係を斜線で示す。

以下にその 2 つの関係式の説明を行う。

DBB モデルの関係式として、

$$L_x = 4\pi R_{in}^2 \cdot \sigma T_{in}^4 = \eta L_E \dots\dots(1)$$

がある。また、降着円盤の最も内側の半径は、中心にあるブラックホールが回転していない時のシュワルツシルド半径 R_s を用いて

$$R_{in} = 3R_s = 3 \cdot \frac{2GM_x}{c^2} = \frac{6GM_x}{c^2} \dots\dots(2)$$

$$= 8.85 \left(\frac{M_x}{M_\odot} \right) \text{ km} \dots\dots(3)$$

とも表せられる。 M_x はブラックホールの質量である。(1)、(3) 式より

$$\begin{aligned} L_x &= \left(8.85 \left(\frac{M_x}{M_\odot} \right) \right)^2 \cdot 4\pi\sigma T_{in}^4 \\ &= 1.01 \times 10^{37} \cdot \left(\frac{T_{in}}{1\text{keV}} \right)^4 \left(\frac{M_x}{M_\odot} \right)^2 \text{ erg/s} \end{aligned}$$

よって、 M_x 一定のときは、点線のように $L_x \propto T_{in}^4$ となる。また、光度のエディントン限界 (2.2.5)

$$L_E = \frac{4\pi c G \mu m_p M_x}{\sigma_T}$$

を、(1) に代入すると、

$$R_{in}^2 = \frac{\eta L_E}{4\pi\sigma T_{in}^4} = \frac{\eta c G \mu m_p M_x}{\sigma \sigma_T T_{in}^4} \dots(4)$$

のように表せられる。式 (4) と式 (2) の関係から

$$R_{in} = \frac{\eta c^3 \mu m_p}{6\sigma \sigma_T T_{in}^4}$$

となり、(1) に代入すると

$$L_x = 4\pi \cdot \left(\frac{\eta c^3 \mu m_p}{6\sigma \sigma_T T_{in}^4} \right)^2 \cdot \sigma T_{in}^4 = 9.38 \times 10^{38} \cdot \eta^2 \cdot \left(\frac{T_{in}}{1\text{keV}} \right)^{-4} \text{ erg/s}$$

となる。 η 一定のとき、斜線のように $L_x \propto T_{in}^{-4}$ となる。

図 4.7 より、NGC4038、NGC4636、M101 の点源の分布に特徴がみられる。比較対照として、Cyg X-1、LMC X-1、IC342 S1、M81 X-6、N1313 SB、GS2000+25 の天体を図にのせた。以下にこの 6 個の天体の説明をする。

4.5.2 比較する天体について

Cyg X-1、LMC X-1 は我々の銀河の中の典型的な BHC として知られている。Cyg X-1 は距離を $D=2.5\text{kpc}$ と想定してスペクトルを解析すると、 $T_{in}=0.43\pm 0.01\text{keV}$ 、 $R_{in}=90_{-0.2}^{+17}\text{ km}$ 、 $L_x=2.5 \times 10^{37}\text{ erg/s}$ で質量が $10.2_{-0.2}^{+1.9} M_\odot$ の天体であると見積もられている (Cowley et al. 1992)。また、LMC X-1 は $D=55\text{kpc}$ の距離の天体で、Ginga 衛星での観測より、 $T_{in} \sim 0.8\text{keV}$ 、 $R_{in}=83_{-5}^{+6}\text{ km}$ 、 $L_x=2.5 \times 10^{38}\text{ erg/s}$ という解析結果が得られ、質量は $M=9.4_{-0.6}^{+0.7} M_\odot$ と見積もられている (Ebisawa et al. 1993)。光学的にも LMC X-1 は質量が $M=4 \sim 10 M_\odot$ の BH と見積もられており、X 線領域の観測結果はこの結果とほぼ同じであることが分かる。

GS2000+25 も我々の銀河の中で明るい BHC 天体として知られており、 $T_{in} = 0.34 \sim 1.0\text{keV}$ で光度が $L_x = 10^{37} \sim 10^{38}\text{ erg/s}$ と明るい。BH の質量は $M=5.9\text{--}7.5 M_\odot$ と見積もられている (Filippenko et al.1995)。

IC342 S1 は、他の銀河で見られる非常に明るい天体である。Cyg X-1 や LMC X-1、GS2000+25 に対して T_{in} は 1.5 ~ 2.0keV と高く、 $\eta > 1$ なので、光度もエディントン限界を大きく超えて $L_x > 10^{40}$ erg/s と非常に明るい。また、N1313 SB は T_{in} が 1.2 ~ 1.8keV と高く、 $L_x > 10^{38}$ erg/s であり、M81 X-6 も T_{in} が 1.3 ~ 1.7keV と高く、光度が $L_x \sim 10^{39}$ erg/s と明るい (Mizuno et al. 2000)。

Cyg X-1、LMC X-1 など我々の銀河の中の BH は、図 4.7 より $M_x = 3M_\odot \sim 12M_\odot$ 、 $\eta < 1$ の領域にある。そして、N1313 SB や M81 X-6、IC342 S1 などの非常に明るい天体は、図 4.7 において、 $M_x = 6M_\odot \sim 24M_\odot$ 、 $\eta > 1$ の領域にあり、Kerr BH ではないかという説もある (Makishima et al. 2000)。Kerr BH は中心の BH が回転している天体で、BH が回転していると降着円盤の内側の半径が $R_{in} < 3R_s$ になる。すると、

$$R_{in} \propto \frac{1}{T_{in}^4}$$

の関係から、 R_{in} が小さくなると T_{in} が大きくなり、5.1.1 の (1) より、光度も上昇すると考えられ、図 4.7 の中での位置になるのではないかと考えられる。

4.5.3 M101、NGC4038、NGC4636 の結果と考察

M101 は渦巻銀河であり、我々の銀河と構造がよく似ている。そのため我々の銀河に見られる Cyg X-1 や LMC X-1 などの BHC や LMXB が M101 の中でも存在するのではないかと予想した。実際、今までの観測から腕の部分で明るい点源が何個も見付かっており、X 線連星ではないかと考えられている。解析の結果、M101 の中の点源は $T_{in} = 0.6 \sim 1.6$ keV、 $L_x = 10^{37} \sim 10^{38}$ erg/s であり、図 4.7 での分布の傾向より、M101 は我々の銀河の中の BHC とよく似ていることが分かった。そのうち 5 個の点源は図 4.7 の点線より、質量が $M_x < 3M_\odot$ の領域にあるので、LMXB ではないかと考えられる。以上より、M101 では予想通りの結果が得られた。

NGC4038 は 2 つの銀河がまさに衝突している天体であり、銀河の中心領域で星生成が非常に活発なスターバーストである。今まで、NGC4038 の中心のスターバースト領域に、中性子星のエディントン光度を超える異常に明るい X 線源が十数個観測されている。これらは BHC と考えられており、今回の解析でも BHC が存在するのではないかと予想された。実際に NGC4038 の X 線源の多くは、温度が $T_{in} = 0.7 \sim 2.0$ keV と高く、光度が $L_x = 10^{39} \sim 10^{40}$ erg/s と非常に明るい ($\eta > 1$) 結果となった。これらの点源は図 4.7 より、N1313 SB とよく似ているので、同じ種類の異常に明るい点源と考えられ、予想通りの結果が得られた。また、NGC4038 の中の点源のうち 4 個は N1313 SB よりさらに光度が高く、図 4.7 より質量が $24M_\odot \sim 48M_\odot$ の Kerr BH の可能性がある。

NGC4636 は楕円銀河であり、星生成が活発でないで古い星が多く、LMXB ばかりで BHC などは存在しないと予想された。これまでの観測から広がった高温ガ

スがあることが分かっている。また、その高温ガスとは別の成分が存在することも分かっており、LMXBの集まりではないかと考えられている。ところが、今回の解析の結果では、点源の光度が $L_x \sim 10^{39}$ erg/s と明るく、予想と大きく異なる結果となった。温度は $T_{in}=0.3 \sim 2.0$ keV と幅広いが、スペクトルフィッティングした7個の点源のうち4個は $T_{in}=1.0 \sim 2.0$ keV、 $L_x \sim 10^{39}$ erg/s であり、図 4.7 より、 $\eta > 1.0$ 、 $M=5.0M_{\odot} \sim 12.0M_{\odot}$ の領域にある。渦巻銀河で見付かっている異常に明るい点源とよく似ており、Kerr BH の可能性がある。もしこれが本当だとすると、なぜ明るいBHCがたくさん存在するかは謎であり、今後のさらなる解析が必要である。

なお、以上の考察は、スペクトルがDBBモデルであるという仮定に基づくものであり、実際のデータではDBBモデルでもpowerlawモデルでもよく合っているので、図 4.7 の全ての点源が必ずしもBHC、Kerr BH、LMXBであるわけではないということに注意したい。

参考文献

- 水野 恒文 博士論文 (広島大学) 2000
松下 恭子 修士論文 (東京大学) 1994
K.Makishima, Y.Maejima, and K.Mitsuda 1986, Ap.J., 308, L635
G.Fabbiano, A.Zezas, and S.S.Murray 2000, Ap.J., 554, L1035
W.D.Pence, S.L.Snowden, and K.Mukai 2001, Ap.J., 561, L189
G.Fabbiano 1989, ARAA, 27, L87
Q.Daniel Wang, Stefan Immler, and Wolfgang Pietsch 1999, Ap.J., 523, L121
T.P.Roberts, and R.S.Warwick 2000, MNRA, 315, L98
A.Vogler, W.Pietsch, and P.Kahabka 1996, A&A, 305, L74
Andreas Zezas, G.Fabbiano, A.Prestwich 2001, ASP

謝辞

本卒業論文を製作するにあたって、基本的な論文の書き方から始まり、丁寧に御指導をしてくださった深沢先生、大杉先生に厚くお礼を申し上げます。本研究を行うにあたって、様々なことを教え指導してくださった大戸さんにはとてもお世話になりました。また、論文を書く上で多彩な助言をしてくださり、励ましてくださった水嶋さん、緒方さん、川添さん、宇野さん、川埜さん、川本さん、といった方々をはじめ、高エネルギー研究室の方々にたいへん感謝するとともに、事務処理等でお世話になった林さんに感謝します。ありがとうございました。