楕円銀河中の明るいＸ線点源の系統的研究

右田 雄二
広島大学 理学部 物理科学科
M032877
高エネルギー宇宙・素粒子実験研究室

2005 年 2 月 10 日

要旨

楕円銀河には、古く軽い星が多く存在している。そのため、最近までは、楕円銀河内に存在するＸ線点源の多くは、低質量Ｘ線連星 (LMXB：Low mass X-ray binary) であると考えられていた。LMXB とは、主星が中性子星 (あるいはブラックホール) と、低質量の星の連星系によるＸ線点源のことで、主星の重力により、伴星の物質が降着することによりＸ線を放射する。ブラックホール連星は、高輝度のＸ線放射を保つために降着率が高く、また、相手の星の質量も大きいことが多いために、連星系の寿命も短いと考えられる。そのため、楕円銀河が形成された時に生成されたブラックホール連星は、すでに伴星が消滅し、連星系が崩壊していると考えられる。このことから、現在の楕円銀河のＸ線点源は、寿命の長い、主星が中性子星の連星系が多いと考えられていた。一方で、星生成率が高く活発な活動をしているスターバースト銀河や渦巻銀河内には、以前から、Eddington 光度以上の点源が多く存在することが知られていた。主星が、中性子星の場合、放射圧と重力の釣り合いの式から、最大光度を求めることができる。その最大光度を Eddington 光度と呼び、中性子星の場合、$L_X = 2 \times 10^{38} ergs^{-1}$ である。ブラックホールの場合は、その光度の上限はもっと大きくなる。よって、こうした点源は、若いブラックホール連星であると言われている。

ところが、最近の研究によると、楕円銀河中にも、Eddington 光度以上の明るいＸ線点源が多く存在していることが報告されている (Sarazin et al. 2000 ; Kundu et al. 2002)。楕円銀河内に、このような明るいＸ線点源が存在していることは謎であり、どのように生成され、どのような特徴を持っているのか詳しく分かっていない。そこで、本研究では、系統的に調べられていないこのような楕円銀河中の明るいＸ線点源について、22 個の楕円銀河を選んで解析を行った。

その結果、すべての楕円銀河中に、Eddignton 光度以上の明るいＸ線点源が存在していることが確認できた。また、Sarazin et al. (20001) によると、4 つの楕円銀河のＸ線点源は約 20∼70%で球状星団と関連しているという報告がある。今回解析を行った銀河でも、一般的に同じ結果が得られ、多くの楕円銀河中の明るいＸ線点源は、球状星団内で形成されていることがより確実となった。また、それぞれのＸ線点源について、スペクトル解析や空間分布などの関連性を調べ、楕円銀河内の明るいＸ線点源の正体について考察を行った。スペクトルの特徴から、楕円銀河の多くのＸ線点源は、ブラックホール連星の特徴を示した。そのため、そのブラックホール連星は、密度の高い球状星団内で、新たに連星系を形成しＸ線で輝いている可能性があると言える。このことは、球状星団が連星系を形成しやすい (Clark et al. 1975) からであると考えられる。

目 次

第 1 章　序論 **10**

第 2 章　銀河について **12**
2.1 銀河内での星の進化 12
2.2 銀河の種類 13
2.2.1 渦巻銀河 13
2.2.2 楕円銀河 14
2.3 銀河内のＸ線点源 14
2.3.1 Ｘ線点源の限界光度 14
2.3.2 超新星残骸 (SNR) 15
2.3.3 ブラックホール連星 (BH) 15
2.3.4 Ｘ線パルサー、高質量Ｘ線連星 (HMXB) 16
2.3.5 低質量Ｘ線連星 (LMXB) 17
2.3.6 超光度Ｘ線星 (ULX) 18
2.4 楕円銀河の明るいＸ線点源 22
2.4.1 楕円銀河内のＸ線で輝く LMXB 22
2.4.2 Chandra 衛星以前のＸ線観測 22
2.4.3 LMXB のＸ線光度関数 23
2.4.4 LMXB の光度不安定性 24
2.4.5 LMXB と球状星団の関連性 25
2.5 本研究の目的 30

第 3 章　Chandra 衛星,Hubble 望遠鏡 WFPC2 **31**
3.1 chandra 衛星 31
3.2 High Resolution Mirror Assembly (HRMA) 32
3.3 X 線 CCD カメラ ACIS-S 34
3.4 バックグランド 40
3.5 スペクトルフィット 41
3.5.1 レスポンス関数とスペクトル関数 41
3.6 Hubble 望遠鏡 WFPC2 45

第 4 章　解析と結果 **49**
4.1 Sample galaxies 49
4.2 明るい X 線点源の selection 49
4.3 スペクトル解析 56
4.4 明るい X 線点源の光度関数、空間分布 58
4.4.1 X 線光度関数 58
4.5 空間分布 63
4.6 X 線点源の $T_{in} - L_X$ 関係 68
4.7 Hubble 望遠鏡による球状星団のデータ解析 74
4.7.1 X 線点源と球状星団の同定 74
4.7.2 球状星団に付随する X 線点源の半径分布と光度分布 76
4.7.3 球状星団の色による相関 77
4.8 考察 80
4.8.1 明るい X 線点源の特徴 80
4.8.2 明るい X 線点源の数 81
4.8.3 球状星団でのブラックホールと恒星の衝突確率 82
4.9 まとめ 86

付 録 A 表 **87**

表 目 次

3.1 衛星の性能比較表 31
3.2 HRMA の基本性能 34
3.3 ACIS の基本性能 39
3.4 X 線源の種類による特徴の一覧表 44

4.1 Sample Galaxies 50
4.2 観測データ 51
4.3 Sample Galaxies の点源の個数 53
4.4 スペクトル解析の結果 58
4.5 Power Law でフィットした結果。 60
4.6 各銀河のＸ線光度関数を Power Law でフィットした結果。 62
4.7 WFPC2 観測データ 75
4.8 球状星団に付随する確率 76
4.9 ZP(zero point) 78
4.10 楕円銀河とバルジの可視光度の比から予想されるＸ線点源の数 . . . 81
4.11 各銀河の L_K、S_{gc}、Ｘ線点源の数 (N)。 83

図 目 次

2.1 ハッブル音叉図 13
2.2 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) 16
2.3 BH の X 線スペクトル 17
2.4 X 線パルサーのライトカーブ 17
2.5 LMXB の X 線スペクトル 18
2.6 X 線で輝く NGC4038/4039(アンテナ銀河) 19
2.7 NGC4038/4039 の XLFs(X 線光度関数)Chandra 衛星による 7 回の観測結果 20
2.8 渦巻銀河 (上) と楕円銀河 (下) の X 線光度関数。X 線光度関数 : 縦軸に X 線点源の数、横軸にその点源の X 線光度をとってある。楕円銀河と渦巻銀河の ULX の種族構成が異なることが分かる。 21
2.9 遠赤外線光度と ULX の数の関連性. 実線が渦巻銀河。点線が楕円銀河。渦巻銀河の ULX の数は、遠赤外線と強く相関している。一方で、楕円銀河の ULX は遠赤外線との相関は見られない。 21
2.10 (左) 1 温度フィット。(右)2 温度フィット。左よりも右の 2 成分のほうが良くフィットできている。つまり、Soft 成分と Hard 成分が存在していることが分かる。 22
2.11 Hard 成分 (L_X) と blue-band での光度 (L_B) の関係性。実線は、渦巻銀河のバルジ付近の L_X と L_B の関連性。楕円銀河の結果 (黒い点) と同じような関連性があることが分かる。つまり、同じような種族構成であると考えられた。 23
2.12 (左) 補正前の X 線光度関数。(右) 観測しにくい X 線点源を補正した X 線光度関数。 24
2.13 球状星団の分布図。銀河中心の回りで輝いている丸い点が球状星団。(M87) 25
2.14 (左) : M87(NGC4486)。(右) : M49(NGC4472)。それぞれ、実線は銀河ハローの輝度分布、黒い点が球状星団の輝度分布を示している。球状星団の輝度分布 σ_{cl} は、$\log \sigma_{cl} \propto \mathrm{r}^{1/4}$ で表すことができる (Harris et al. 1986)。r は銀河中心からの距離 26

2.15 銀河の種類による S_N の違い (Harris 1991)。I は、不規則銀河。$S_{a,b,c}$ は、3 つとも渦巻銀河で、順に渦巻の渦の明瞭さの違いによる分類。SO は、レンズ状銀河。E は、楕円銀河。cD は、巨大楕円銀河。 . 27
2.16 Chandra 衛星の X 線画像と WFPC2 の観測領域 (NGC1399)。白い線で囲まれている部分が WFPC2 による観測領域。○ が、球状星団と一致した LMXB。□ が、球状星団に付随していない LMXB。 . . 28
2.17 球状星団と L_{LMXB}/L_{opt} の関連性。縦軸は、球状星団の数と考えてよい。 28
2.18 (上) ; 縦軸に、球状星団の色。横軸に、銀河中心からの距離。(下) : 縦軸に、球状星団の等級。横軸に、球状星団の半径。(黒い点が LMXB と一致した球状星団。NGC4472) 29

3.1 Chandra 衛星 32
3.2 4 組の HRMA の模式図 33
3.3 4 組の Wolter type-1 反射鏡 33
3.4 HRMA 有効面積のエネルギー依存性 (左)、HRMA 有効面積の入射角度方向による依存性 35
3.5 それぞれのエネルギーでの HRMA での散乱による PSF の広がり (左)、それぞれのエネルギーでの入射角度に対する PSF の広がり (縦軸 : イメージの広がり)(右) 36
3.6 ACIS の全体図 37
3.7 ACIS-S と ACIS-I の模式図 37
3.8 ACIS CCD の出力構造 38
3.9 FI 型 (点線) と BI 型 (実線) のエネルギーに対する有効面積 38
3.10 FI 型 (実線)、BI 型 (点線) のエネルギー分解能とエネルギーの関連性 39
3.11 HRMA のカバーを閉じている状態でのバックグランド。FI チップ (S2)(左)、BI チップ (S3)(右) 40
3.12 ACIS ー S3 の望遠鏡視野内に明るい X 線点源が存在しない空の観測 (赤色)。比較のために、開口していない場合も示す (黒色)。青い□は、X 線背景放射によるバックグランド。 41
3.13 Hubble 望遠鏡 45
3.14 観測装置の波長領域 46
3.15 Hubble 望遠鏡の光学系 47
3.16 WFPC2 観測領域 47
3.17 WFPC2 の模式図 48
3.18 WFPC2 の光学系 48

4.1 今回解析を行った領域 (NGC1399) 52
4.2 Chandra 衛星の観測による、平均的な空の X 線点源の LogN-LogS の関係 54

4.3 X線点源の数とX線光度との関連性 55
4.4 X線点源の数と可視光度との関連性 55
4.5 MCD モデル (NGC4697 のX線点源) 56
4.6 leV 付近に鉄の輝線が見られるスペクトル (NGC1407 のX線点源) . 57
4.7 フィットできた点源のパラメーター分布 57
4.8 解析した全点源についての Luminosity Function 60
4.9 個々の銀河の Luminosity Function1 61
4.10 個々の銀河の Luminosity Function2 61
4.11 α とX線光度との関連性 62
4.12 α と B band Luminosity との関連性 62
4.13 X線点源の半径分布。XRB は、予想される背景X線点源の数。High は、$L_X > 5 \times 10^{38} ergs^{-1}$ 以上の点源の数。 64
4.14 X 線点源の半径分布 (1)。High は、$L_X > 5 \times 10^{38} ergs^{-1}$ の点源 . . 65
4.15 X線点源の半径分布 (2) 66
4.16 X線点源の半径分布 (3) 67
4.17 MCD モデルを用いてフィットした結果。T_{in} 降着円盤の内部温度。eddington 光度に対する観測光度 L_x の比 η が 1、0.1、0.01 の時の $L_x = 4\pi {R_{in}}^2 \cdot \sigma {T_{in}}^4 = \eta L_E$ の関係を斜線で示す。もう一つの斜線は、その点源の質量とX線光度の関連性を示している。図 4.21、4.19 も同様。比較のために、渦巻銀河の M101、スターバースト銀河である NGC4038 もプロットしてある。 68
4.18 d.b.b.+compbb モデルでも温度が下がらない点源 71
4.19 MCD モデルを用いてフィットした結果 (誤差) 72
4.20 d.b.b.+compbb モデル。NGC469 の点源 72
4.21 d.b.b.+compbb モデルを用いてフィットした結果 73
4.22 球状星団の同定 74
4.23 球状星団の数とX線点源の数。各銀河の球状星団の数 (Forbes et al. 1997) 77
4.24 球状星団に付随するX線点源と、付随しないX線点源の光度依存性 78
4.25 球状星団に付随するX線点源と、付随しないX線点源の半径分布 . . 78
4.26 球状星団の色とX線点源の関連性。縦軸が球状星団の可視光度。横軸が、球状星団の重元素量を意味していて、1 以上が赤い球状星団 (metal-rich)。1 以下が青い球状星団 (metal-poor) を表している。 . 79
4.27 (左)：単位近赤外線光度あたりの各銀河のX線点源の数と、星全体の近赤外線光度の相関。(右)：単位近赤外線光度あたりの各銀河のX線点源の数と、S_{gc} との相関。X線光度の単位は 10^{40}erg s^{-1}、近赤外線の単位は $10^{10} L_{k\odot}$ 82
4.28 球状星団に付随するX線点源の数 (N) と、衝突確率 (Γ) 84

4.29 我々の銀河 (破線)M31(破線) の銀河の球状星団に存在する点源の X 線光度関数 (Di Stefano et al. 2001)。 85

第1章　序論

銀河は、楕円銀河や渦巻銀河など、その形状によって分類されていて、楕円銀河は、星生成率が低く、古く軽い星しか存在していない。楕円銀河の主な放射成分は、高温星間ガス (ISM)(kT∼0.2-1keV) からのＸ線放射であり、そのＸ線光度は、$L_X = 10^{40-42}$ と非常に明るい (Forman et al. 1985)。そのため、Chandra 衛星以前の衛星では、十分な位置分解能がなく、Ｘ線点源を点源とし分解することができないでいた。しかし、高温星間ガス以外のＸ線放射成分が存在してることは分かっていて、その成分は、低質量Ｘ線連星 (LMXB) の重ね会わせであると考えられた (Matsusita et al. 1994)。低質量Ｘ線連星 (LMXB) とは、主星と低質量の伴星との連星系によるＸ線放射であり、主星として、中性子星とブラックホールが考えられる。主星が中性子星の場合、放射圧と重力の釣り合いの式から、Ｘ線点源の最大光度を求めることができる。その最大光度は、Eddington 光度と呼ばれ、$L_X = 2 \times 10^{38}$erg s^{-1} である。そのため、楕円銀河には、Eddington 光度以上の明るいＸ線点源は、多く存在していないと考えられていた。一方で、渦巻銀河など、星生成率が高い銀河では、若く大きな星が多く存在し、Eddington 光度以上の点源が数多く発見されている (e.g. Fabbiano et al.1089)。こうした点源は、ブラックホール連星や、SNR(超新星残骸) であると考えられている。ところが、1999 年に打ち上げられた優れた位置分解能を持つ Chandra 衛星の観測により、楕円銀河内にも、中性子星の Eddington 光度 ($L_X \sim 2 \times 10^{38} ergs^{-1}$) を越えた点源が数多く存在してることが発見される (Sarazin et al.2000； Irwin et al. 2000；Kraft et al. 2000； Mushotzky et al. 2001)。その点源は、光度から、ブラックホール連星であると考えられる。しかし、ブラックホール連星は寿命が短く、若い連星系であり、そのような点源が、古く軽い星しか存在していない楕円銀河内でどのように生成されているのか大きな謎となっている。

楕円銀河内のＸ線点源は、銀河内にある球状星団に付随している確率が高い (20 ∼ 70 %) ことが報告されている (sarazin et al. 2000,2001; Kundu et al. 20002)。また、我々の銀河系のバルジ付近でも、同じようなを球状星団との関連性が報告されている (White et al. 1995)。このことは、球状星団が連星系を形成しやすい (Clark et al 1975) からであると考えられている。
次に、楕円銀河のＸ線光度関数 (XLFS) は、大きく二つに分かれている。一つが、中性子星の Eddington 光度あたり ($1.0 \sim 1.8 \times 10^{38} ergs^{-1}$) で、Ｘ線点源の数が急に減少していくという報告である (Sarazin et al. 2000; Kundu et al. 2002)。二つ

めが、光度が小さく、検出することができないＸ線点源の数を補正すると、その数Ｎは、Ｘ線光度 L_X に対して $N \propto L_X^{\beta}$ なる単純な power law で表すことができる。その場合のべき係数 β は、$\beta = 1.8 - 2.2$ になる (Kim & Fabbiano et al. 2003)。

そこで今回は、系統的に調べられていないこのような楕円銀河の中の明るいＸ線源 (Lx > $1 \times 10^{38} ergs^{-1}$) について系統的に解析を行なった。まず、第二章で、銀河、銀河中のＸ線点源の特徴、楕円銀河のＸ線点源について述べ、第三章で、解析に用いた Chandra 衛星と、Hubble 衛星、そして解析方法にについて説明する。第四章で、解析結果。第五章に、考察という流れで書いてある。

第2章　銀河について

銀河とは、主に恒星と星間物質によって構成されている。我々の銀河系について説明すると、実に、2000 億個の恒星が存在している。地球はというと、その内の一個の恒星にすぎない太陽のまわりを回っている惑星である。そのことからも、銀河の大きさが非常に大きいことが分かる。距離でいうと、その直径は 10 万光年にもなる。このように非常に大きな集合体である銀河だが、宇宙全体では、その数は 1000 億個以上あると言われ、宇宙は想像を越えるほど大きい。我々の銀河系に近い銀河では、大小のマゼラン銀河が存在し、距離は 16 万光年と、他の銀河と比べると、非常に近くに存在している。しかし、この二つの銀河を含めた矮小銀河を除くと、次に近い銀河はアンドロメダ銀河であり、その距離は 230 万光年と非常に遠い距離になる。
この章では、最初に星の進化にふれ、次に、銀河ついて説明し、Ｘ線で輝く銀河内の天体について説明する。

2.1　銀河内での星の進化

　まず、銀河内の星はどのように進化していくのだろうか。星は星間物質が集まることによって生まれる。星間物質が何らかの理由により収縮すると、やがて原始星が生まれる。原始星はさらに収縮し、その過程で重力エネルギーを解放する。この重力エネルギーの解放で光っている、代表的な星がおうし座Ｔ型星である。その後、星の内部が十分に高温になると核融合反応が始まる。この状態では、星は比較的安定している。星は、進化の大半の時間をこの段階で過ごす。この段階の星のことを主系列星と呼ぶ。やがて、星の内部で、水素の核融合反応で作られたヘリウムがたまってくると星の外層は膨張し始める。この膨張した星を赤色巨星と呼び、大きな星ほど、赤色巨星になるのが速い。これから先の進化は星の質量により異なってくる。質量が大きい星ほど、重い元素が作られ核融合反応が速く、星としての寿命が短い。小質量の星 ($3M\odot$ 以下) は外層部のガスが流れ出して惑星状星雲を形成し、超新星爆発を起こさず、中心部は収縮して白色矮星となる。白色矮星はやがて冷えて光らなくなり、その進化を終える。$3M\odot$ 以上の星は、超新星爆発を起こして外層部を吹き飛ばす。その中で質量が比較的小さなもの ($3M\odot$ ~ $8M\odot$) は中心部には何も残らない。質量が中程度の星 ($8M\odot$ ~ $20M\odot$) は、中心部は収縮して中性子星が残る。大質量の星 ($20M\odot$ 以上) では、中心部にブラック

ホールが残る。そして、惑星状星雲や超新星爆発の残骸は星間物質となって次の世代の星を生み出す材料となる。

上記のことから、進化を終えた天体 (白色矮星、中性子星、ブラックホール) の種族構成を調べることにより、その銀河がどのような星生成史をもっているのか、つまり、銀河の進化について調べることが出来る。

2.2 銀河の種類

銀河は、渦巻銀河・楕円銀河・棒状銀河・不規則銀河など、その形状によって分類されている。以前までは、ハッブル音叉図 2.1 のように銀河は進化していく考えられていた。しかし、現在では、その考え方は否定されている。では、どのよう

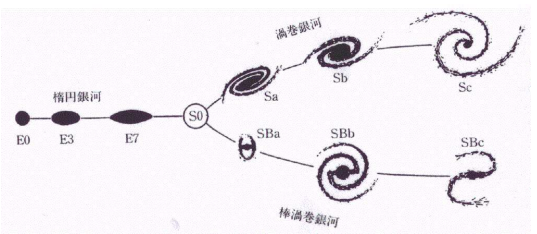

図 2.1: ハッブル音叉図

に銀河は進化していくのだろうか。それを知る手がかりとして、銀河の中で輝くＸ線源の違いを調べることは、銀河の進化を知るために非常に興味深い。なぜなら、銀河の種類によって、その銀河を形成する星の種族構成は変化しているはずである。最近では、Ｘ線衛星の発展により、銀河の中のＸ線源の姿が徐々に明らかになってきている。
以下に、現在まで報告されている渦巻銀河、楕円銀河の特徴について記述する。

2.2.1 渦巻銀河

銀河の中で、渦巻模様を呈する円盤部 (ディスク) を持ち、中心にバルジと呼ばれる扁平楕円体の部分を持つものを渦巻銀河と呼ぶ。渦巻銀河に属する銀河は、アンドロメダ銀河 (M 31)、M51、我々の銀河系などがある。特に、中心部に棒状の構造を持つものは棒渦巻銀河と呼ばれている。

渦巻銀河の特徴として、

- 楕円銀河と比べて星間物質が多く、星生成が盛んである。

- 円盤部は種族 1 と呼ばれる、若い星が多く存在する。
- 星間高温プラズマによるＸ線光度は、$\mathrm{L_x}$=10^{39-40} erg/s、温度は T ~ 10^{6-7} K。
- 中性子星のエディントン光度 ($\mathrm{L_x}$ =2 × 10^{38} erg/s) を超える異常に明るい X 線源 ($\mathrm{L_x}$ ~ 10^{39-40} erg/s) が多く発見されている。

2.2.2 楕円銀河

銀河の中で、円形あるいは楕円形に見えるものを楕円銀河と呼ぶ。また、一般に渦巻銀河に見られるような細かな模様は少なく、大きなものと小さなものでは質量で 1 万倍以上の差がある。

楕円銀河の特徴として、

- 渦巻銀河と比べて星間物質が少なく、星生成があまり起きていない。
- 楕円銀河には、種族 2 と呼ばれる古い星が多く存在する。
- $\mathrm{L_x} = 10^{40-42}$ erg/s、温度が $T = 0.3$ ~ $1keV$ 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。
- 支配的な高温ガスの放射のために、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、高温ガスとは別のハード成分が存在することが分かっていた。
- 古い星が集まった球状星団が、渦巻銀河よりも多く存在している。特に巨大楕円銀河には、球状星団の数が異常に多いことが知られている。

2.3 銀河内のＸ線点源

次に、上記のような銀河内で輝くＸ線点源について考える。現在までの観測により、銀河内のＸ線点源には、様々な種類と特徴があると言われている。その違いは、各銀河の特徴などによって変化してくる星生成率によると考えられる。星生成率が高い銀河ほど、若い星が多く存在することを意味し、そうした特性を持つＸ線点源が存在しているはずである。

2.3.1 Ｘ線点源の限界光度

天体には Eddington 限界光度と呼ばれるものがあり、それよりも明るく輝くことができない。Eddington 光度は、光度の放射圧と重力の釣合いの式から求めるこ

とができる。光度 L、中心星の周囲にある物質の密度を ρ、電子密度を n_e、中心星の質量 M、中心星と恒星の距離を R、トムソン散乱を σ_{T} とすると、

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

と求められ、この関係を満たさなければ物質が吹き飛ばされてしまう。(重力 ≧ 放射圧)。
上の式より、光度に関する制限が以下のようになり、

$$L_E \leqq \frac{4\pi c G M \rho}{n_e \sigma_T} \simeq 1.5 \times\ 10^{38} \frac{M}{M_\odot}\ \mathrm{erg/s}$$

中性子星の限界光度は、中性子星の質量 M=1.4 $M_\odot$ を代入すると、

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

となる。

しかし、中心星がブラックホールである場合、光度の上限はもっと大きくなる。

2.3.2 超新星残骸 (SNR)

SNR とは超新星爆発後の爆風によって、衝撃波が生じ、それが星間ガスを加熱させたり、あるいは加速させて光っているものである。そのスペクトルは、電波から X 線まで様々な電磁波で明るい。また、SNR はシェル型と、かに星雲型に分けられる。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 $T \sim 10^7 K$ の熱制動放射による連続成分と、元素放射ラインで示される (図 2.2 上) 。かに型 SNR の X 線像はシェル型とは異なり、中心に中性子星がある。中心にブラックホールがある天体は、まだ見つかっていない。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 α ~ 2.0 の powerlaw スペクトルで特徴づけられている (図 2.2 下) 。放射機構は、中心の中性子星の強い磁場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。

2.3.3 ブラックホール連星 (BH)

ブラックホールは、ガスを飲み込んで X 線を放射することにより、初めてその存在に気づくことができる。連星系の場合、相手の星から大量のガスが供給されるため、ブラックホールは強い X 線を出すことができる。代表的な天体が、「はくちょう座 X-1」であり、このブラックホールは太陽のおよそ 10 倍の質量をもち、それは、はじめ太陽の約 30 倍の質量をもっていた星が、進化の末に超新星爆発を起

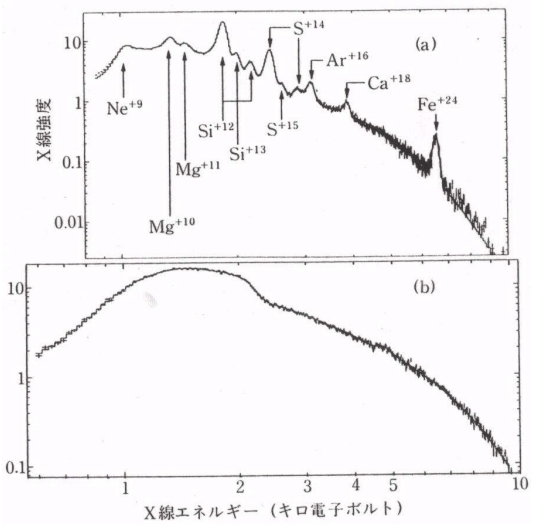

図 2.2: シェル型の SNR の X 線スペクトル (上)、かに星雲型の SNR の X 線スペクトル (下)

こすことで作られたと考えられている。もちろん、星と連星を形成していない単独のブラックホールも数多いと考えられている。

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 diskbbody モデルと powerlaw モデルで表わされる (4 章 参照)。diskbbody モデルはスペクトルの低エネルギー側を表し、powerlaw モデルはスペクトルの高エネルギー側を表す。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 $T_{\rm in} = 0.5 - 1.2keV$ である。photon index は α =2.0-2.5 である。

ブラックホールと言っても、その質量には大きな違いがあり、例えば銀河中心に存在する巨大ブラックホールの質量は、$10^{8-9}M_{\odot}$ と非常に大きい。質量 M のブラックホールの Eddington 光度は、

$$L_E = 1.5 \times 10^{38}(M/M_{\odot})(ergs^{-1})$$

で表すことができる。

2.3.4 X 線パルサー、高質量 X 線連星 (HMXB)

超新星爆発後、誕生まもない中性子星は約 10^{8-9} テスラの強い地場を持ち自転していると考えられる。この中性子星が相手の星を持ち連星系をなす場合、相手のガスは強力な磁力線に沿って磁極に落ちこみ、磁極付近で X 線を放射する。磁極付近は、中性子星の自転によって見え隠れするため、図 2.4 のような周期的な光度

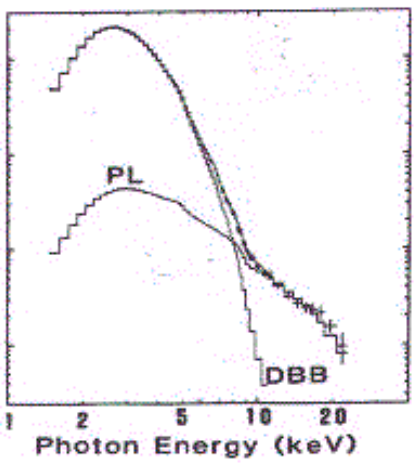

図 2.3: BH の X 線スペクトル

の増減を示す。そのような天体を、X線パルサーと呼ぶ。また、低質量X線連星と

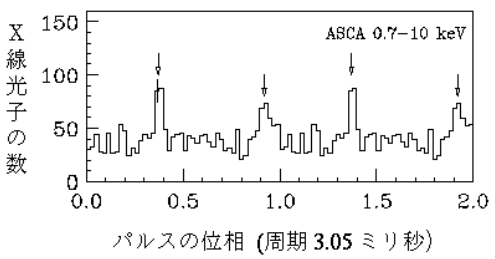

図 2.4: X線パルサーのライトカーブ

区別するために、質量が大きい星と連星系をなす場合を高質量X線連星 (HMXB) という。若い星との連星系であるので、星生成率が高い渦巻銀河やスターバースト銀河内に多く存在していると考えられている。実は、若い星どうしの連星系では、中心の星の磁場が強いために多くの HMXB が、パルサーである。その光度は、$L_{\rm x} = 10^{36-38} erg/s$ である。

2.3.5 低質量X線連星 (LMXB)

LMXB は弱い磁場の中性子星 (あるいはブラックホール) と軽い恒星で構成されている連星である。主な形成過程として、低質量星をもつ連星では、相手の星が超新星爆発を起こすと、低質量星のために、連成系が崩壊すると考えられている。そのため、低質量X線連星は、もともと単独の中性子星が低質量星に遭遇したときに、お互いにとらえて形成されると考えられる。また一方で、もともと連星系

であった伴星が、連成系が崩壊されずに中性子星やブラックホールになり形成される可能性も否定できない。
低質量量Ｘ線連成が、単独な星と遭遇して形成される場合を考えていく。すると、中性子星が連星系を形成する確率は、相手の星がたくさん存在する場所ほど高い。実際に、低質量連星は、星が多く集中している球状星団の中や、バルジ部分で多く報告されている。また、中性子星が相手の星を見つけるまでには、通常大変な年月を必要とするため、中性子星がもともと持っていた強い地場は、随分弱くなっていると考えられている。そのため、スペクトルはパルスを示さない。

こうした低質量Ｘ線連星は、銀河の X 線源の約 60%を構成していると考えられている。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の場合、$\mathrm{L}_x = 10^{36-38}$ 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} ~ 1.5 keV であり、中性子星の表面温度は T ~ 2 keV 程度である。

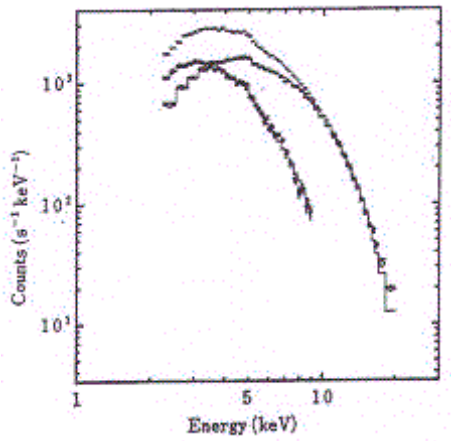

図 2.5: LMXB の X 線スペクトル

2.3.6　超光度Ｘ線星 (ULX)

近傍の渦巻銀河には、中性子星の Eddington 光度を越えた明るいＸ線点源 ($10^{39} \sim 10^{41} ergs^{-1}$) が存在していることが報告される (Fabbiano 1989)。その点源は、観測から AGN(活動銀河核) や SNRs(超新星残骸) ではないことが確認され、超光度Ｘ線星 (ULX) と呼ばれている。この点源については、多くの議論が行われている。こうした点源の解釈として、例えば、ブラックホール連星が考えられる。質量が (~ $100M_{\odot}$) の重いブラックホールの場合、その Eddingon 光度は、光度は ~ $1.5 \times 10^{40} ergs^{-1}$ と大きくなる。

二つ目の解釈として、X線放射が視線方向にビーム状に放射されている場合や、通常の連星系の放射より、効率的に放射するsuper-Eddington放射の場合が考えられる。その場合の質量は、通常のブラックホール連星やLMXBであると考えられる。そこで、ULXについて研究されている論文の例をあげて考えていく。まず、ASCA衛星による観測結果を紹介する。Makishima et al. (2000)によると、ULXはスペクトルから、LMXBよりもブラックホール連星であると考えられ、その降着円盤の温度は、通常のブラックホール連星の温度$(0.5-1.2keV)$に比べ、1.1 - 1.8keVと高いことが報告されている。このことから、これらの点源は、回転しているブラックホール(例えば、Kerr BHs)である可能性がある(Makishima et al. 2000)。この場合、通常のシュワルツシルド半径よりも、降着円盤の半径は小さくなることができ、温度は上がると考えられている。
以上のことから、ULXの種族構成は、通常の質量のブラックホール($\leqq 20M_{\odot}$)や、中質量ブラックホール($\sim 10^{2\sim3}_{\odot}$)、などで構成されているのかもしれない。
次に、Chandra衛星による観測について話す。ここで、星生成が活発でない楕円銀河と、現在多くの星が生成されている銀河とのULXの光度分布の比較を行う。NGC4038/4039は別名アンテナ銀河と呼ばれ、二つの銀河がまさに衝突している銀河である。そのためNGC4038/4039では、活発な星生成が行われており、若く大きな星が多く存在していると考えられている(Chandra衛星によるX線イメージ：図 2.6)。アンテナ銀河のX線点源の光度関数を図 2.7 に示す(XLFs Zezas et

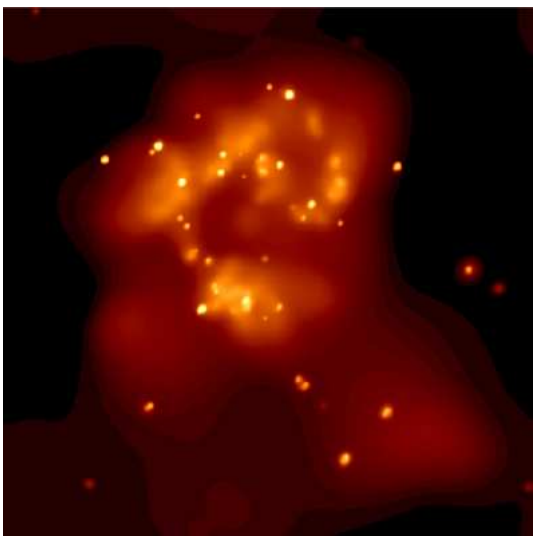

図 2.6: X線で輝くNGC4038/4039(アンテナ銀河)

al. 2004)。この図から分かるように、星生成が活発な銀河には、$\sim 10^{39-40}ergs^{-1}$の非常に明るいX線点源ULXが、多数存在していることが分かる。
　次に、楕円銀河に存在するULXについて紹介する。楕円銀河と渦巻銀河のX線光度関数(XLFs)の違いを図2.8に示す。図2.8のように、楕円銀河のULXは、渦

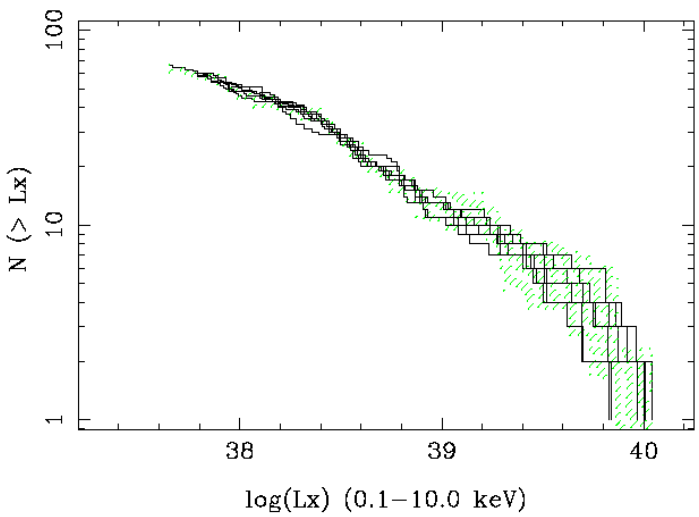

図 2.7: NGC4038/4039 の XLFs(X 線光度関数)Chandra 衛星による 7 回の観測結果

巻銀河に比べて、ULX の最大光度は低く、光度分布は異なることが知られている。この光度分布の違いは、楕円銀河と渦巻銀河の種族構成が異なることを示唆している。では、このような種族構成の違いは、どのような特徴で変化してくるのであろうか。それぞれの銀河の ULX について、そのスペクトルや、温度、半径分布、銀河の X 線光度など、様々な特徴で調べられているが、まだ明確な答えは得られていない。現在知られている関連性として、渦巻銀河の ULX は、楕円銀河の ULX よりも、星生成活動の目安となる遠赤外線 (FIR:far-infrared) と強く関連していることが報告されており、ULX が、星生成活動の大きい銀河で生成されやすいことを示唆している (Swartz et al.2004 図 2.9 左)。

一方で、楕円銀河の ULX の数は可視光度に関連しているという報告もある。

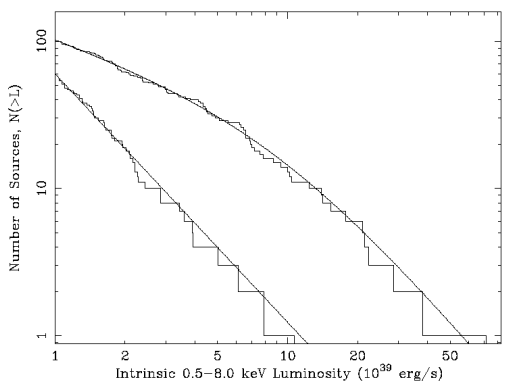

図 2.8: 渦巻銀河 (上) と楕円銀河 (下) のＸ線光度関数。Ｘ線光度関数：縦軸にＸ線点源の数、横軸にその点源のＸ線光度をとってある。楕円銀河と渦巻銀河の ULX の種族構成が異なることが分かる。

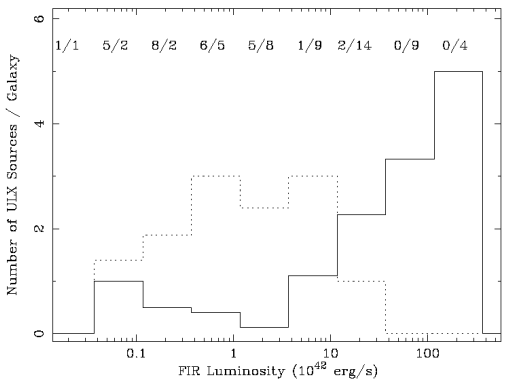

図 2.9: 遠赤外線光度と ULX の数の関連性. 実線が渦巻銀河。点線が楕円銀河。渦巻銀河の ULX の数は、遠赤外線と強く相関している。一方で、楕円銀河の ULX は遠赤外線との相関は見られない。

2.4　楕円銀河の明るいＸ線点源

次にこの節では、現在まで分かってきている楕円銀河の明るいＸ線点源について詳しく説明していく。

2.4.1　楕円銀河内のＸ線で輝く LMXB

楕円銀河内で輝くＸ線天体はどのような天体なのだろうか。それは、低質量Ｘ線連星 (LMXB) であると考えられている。なぜなら、楕円銀河には古い星が多く存在し、質量は軽い星が多い。もちろん、以前は、楕円銀河にも大質量の星が存在していたと考えられている。しかし、それらの重い星は進化が速く、すでに超新星爆発を起こし、それぞれの質量の違いによって、中性子星やブラックホールになっているはずである。故に、楕円銀河内の連星系の多くは、LMXB であるはずである。それらの中性子星あるいはブラックホールが、低質量と連星系を形成することにより、Ｘ線を放射する。

2.4.2　Chandra 衛星以前のＸ線観測

ASCA 衛星の観測により、楕円銀河のＸ線放射は、銀河ガスによる Soft 成分と、Ｘ線点源の重ね合わせであると思われる Hard 成分の二成分が存在することが報告されている (Matsushita et al. 1994 図 2.10)。その後、この Hard 成分は、渦巻銀河のバルジ付近のＸ線点源と同じような特徴をもっていて、その光度は、blue-band の光度に比例して増加することが報告される (Matsumoto et al. 1996 図 2.11)。このことから、楕円銀河の Hard 成分を構成する成分は、渦巻銀河のバルジ付近と同様なＸ線点源であると考えられた。渦巻銀河のバルジ付近では、LMXB が多く存在していることが報告されている。

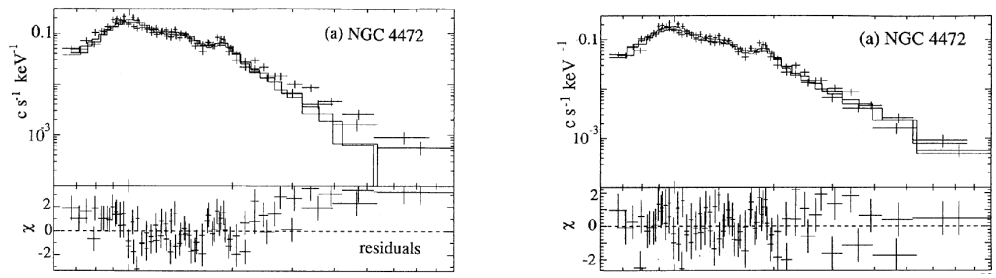

図 2.10: (左) 1 温度フィット。(右)2 温度フィット。左よりも右の 2 成分のほうが良くフィットできている。つまり、Soft 成分と Hard 成分が存在していることが分かる。

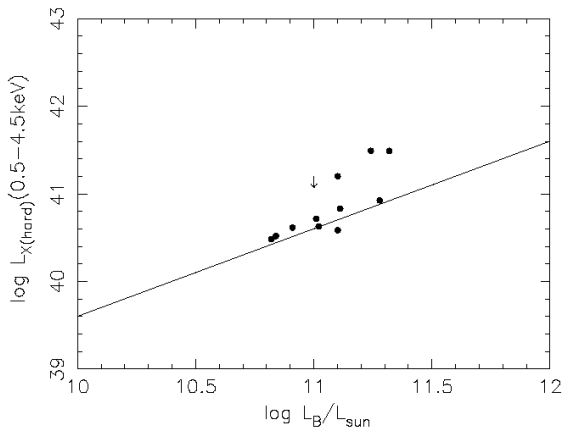

図 2.11: Hard 成分 (L_X) と blue-band での光度 (L_B) の関係性。実線は、渦巻銀河のバルジ付近の L_X と L_B の関連性。楕円銀河の結果 (黒い点) と同じような関連性があることが分かる。つまり、同じような種族構成であると考えられた。

2.4.3 LMXB のＸ線光度関数

銀河に存在する明るいＸ線点源の特徴を調べる場合、一般に光度関数が用いられる。光度関数とは、縦軸にＸ線点源の数、横軸にＸ線点源の光度をとったもので、Ｘ線点源がどのような光度分布をしているかを表す。図 4.27(左) に、Kim & Fabbiano et al. (2003) による一般的な楕円銀河のＸ線光度関数を示す。この光度関数では、中性子星の Eddington 光度 $2 \times 10^{38} ergs^{-1}$ 付近で、グラフが頭打ちになる現象が見られる。つまり、楕円銀河のＸ線点源は、中性子星の Eddignton 限界付近の光度以下の点源が、その種族構成の大半を占めていると考えられる。これは、楕円銀河のＸ線点源は LMXB であるためであると考えることが出来る。

一方で、高温ガスにより観測することが出来ない点源 (暗い点源や、中心付近の点源) の数を補正すると、光度関数は頭打ちの傾向を示さず、単純な power law でフィッテイングできるという報告もある (図 4.27(右) Kim & Fabbiano et al. 2003)。その時のべき係数 β は、$\beta = 1.8 - 2.2$ である。

しかし、楕円銀河のＸ線点源がすべて中性子星の LMXB で説明できると言うことではない。数多くの論文で、Eddington 限界を越える点源の報告があり、それらは、中性子星を含む連星とは考えにくい。その最大光度は、渦巻銀河とは異なっていることが知られている。Irwin et al. (2003) によると、多くの楕円銀河の観測により、楕円銀河内には $\mathrm{L}_X > 2 \times 10^{39}$ erg s^{-1} のＸ線点源は、あまり存在していない。たまに、存在している銀河があるが、その点源は、AGN(活動銀河核) などの、背景のバックグランド点源である可能性が高いと報告されている。一方、多

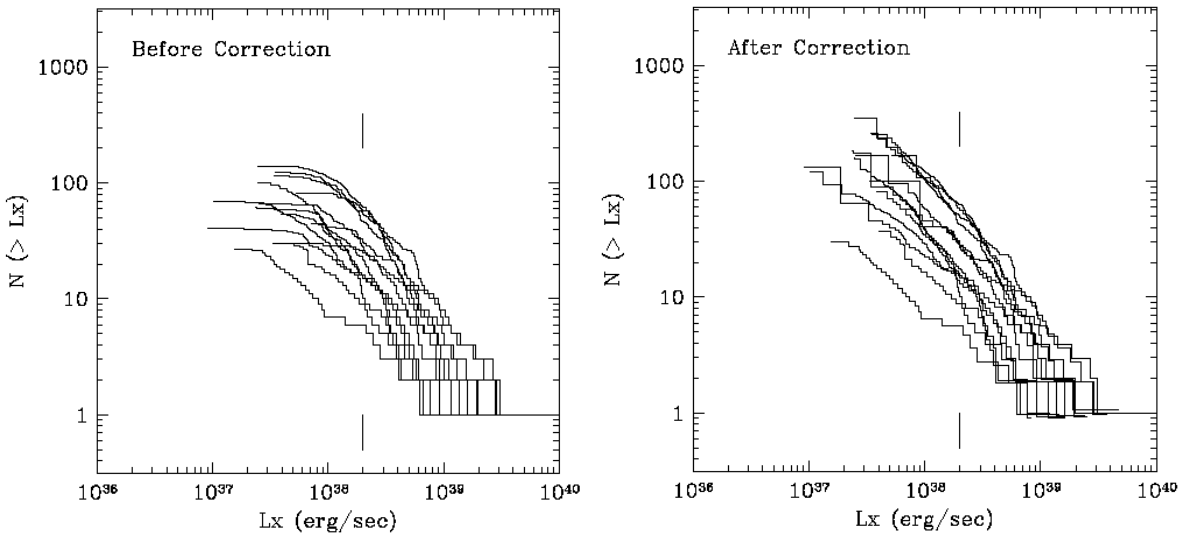

図 2.12: (左) 補正前のＸ線光度関数。(右) 観測しにくいＸ線点源を補正したＸ線光度関数。

くの渦巻銀河内には、$L_X > 2 \times 10^{39}$ の点源が存在している。

2.4.4 LMXB の光度不安定性

ここでは、光度 $10^{38} ergs^{-1}$ 以上の点源の放射について考える。もし、中心星が中性子星であるとすると、その伴星の降着率は $10^{-8} M_{\odot} yr^{-1}$ と大きく、寿命は短いと考えられる (A.L.Piro & L.Bildsten 2002)。この降着率を古い集団で行うためには、低質量星が核膨張をおこし roche lobe を越えて降着する場合が考えれる。この場合、初期の連星系をなす低質量星の質量は $0.9 M_{\odot}$ であるべきであると報告されている (Ritter et al. 1999)。
しかし、このような連星系の降着円盤は、熱的不安定性を持っていることが知られている (King,Kolb& Bunderi et al. 1996)。その結果、この降着は一時的なものになると考えれる。一般的な不安定性の基準を、楕円銀河の LMXB にあてはめると、連星系を形成する期間の 75 %が一時的な降着になる。活動的になった時のその光度は、Eddington 光度に達すると考えることができる (Piro et al. 2002)。このことは、Cen A の多くの点源 (~ 35) の変化性の報告と一致している。
しかし、LMXB が球状星団のような密集した場所では、問題が複雑になり、もっと持続的な降着がおこると考えられる。

2.4.5　LMXB と球状星団の関連性

球状星団

数万個という恒星が球状にあつまってできている天体を、球状星団と呼ぶ。一般的な球状星団は、銀河形成初期の時代に形成され、重元素の比も少ない種族 2 と呼ばれる、古く軽い星のあつまりであると考えられている。可視光で観測するとまるい球状に見えて、銀河ハローを包み込むように分布している。
(図 2.13)。しかし、全体の星の数と比べると、球状星団を形成している星の数は少

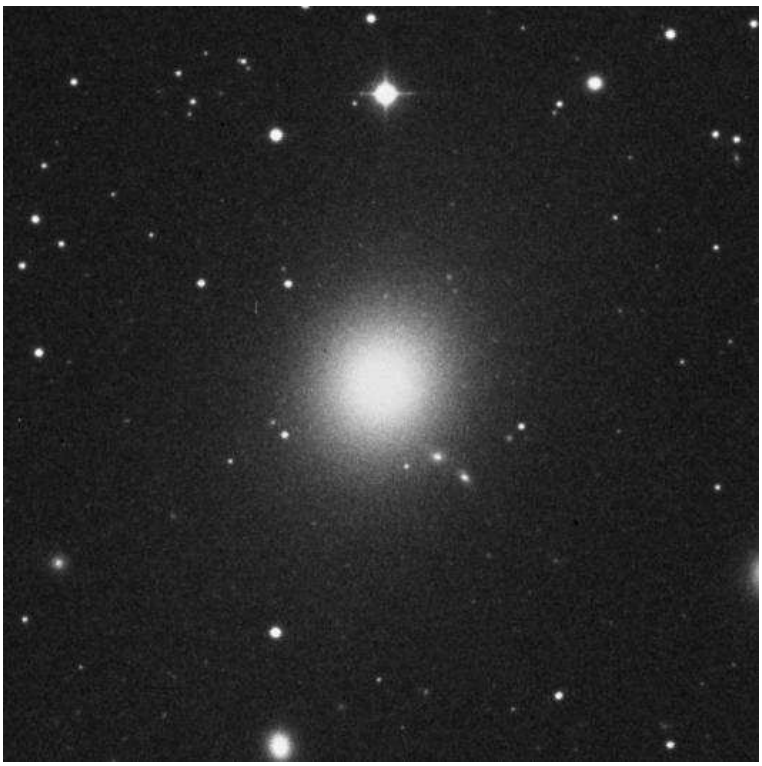

図 2.13: 球状星団の分布図。銀河中心の回りで輝いている丸い点が球状星団。(M87)

なく、銀河全体に対する球状星団の可視光度の和の寄与は、多くの銀河で $\sim 2\%$ である (e.g,NGC1399 の場合、1%)。

Harrieset al. (1986) によると、楕円銀河ごとに球状星団の数には違いがあるが、球状星団の輝度分布 σ_{cl} は、銀河中心からの距離を r とすると、多くの銀河で、$\log(\sigma_{cl}) \propto r^{1/4}$ の同じような分布をしていることが報告されている (図 2.14)。また、可視光度の輝度分布と比べると、球状星団の空間輝度分布は、外側に拡がり、また、中心付近では相対的に低く、平坦な分布をしていることが分かる。

球状星団の多さを表すパラメータとして、Specific frequency : S_N というものがある。S_N は、銀河の単位可視光度当たりの球状星団の数を意味していて、$M_V^T = -1.5$

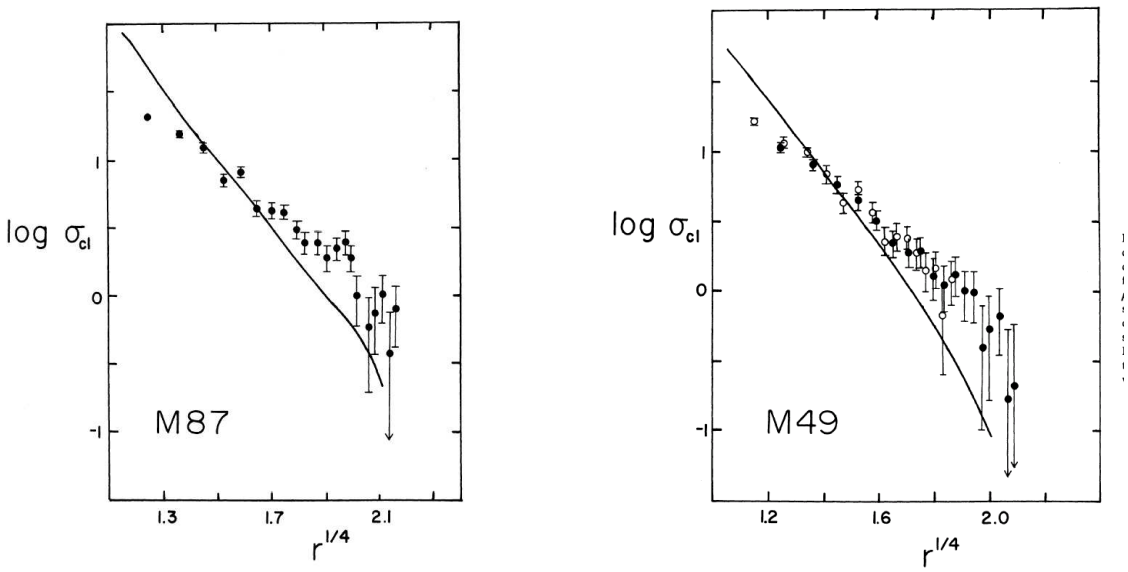

図 2.14: (左) : M87(NGC4486)。(右) : M49(NGC4472)。それぞれ、実線は銀河ハローの輝度分布、黒い点が球状星団の輝度分布を示している。球状星団の輝度分布 σ_{cl} は、$\log \sigma_{cl} \propto \mathrm{r}^{1/4}$ で表すことができる (Harris et al. 1986)。r は銀河中心からの距離

で一般化されていて、以下の式で定義されている。

$$S_N \equiv N_t \times 10^{-0.4(M_V^T+15)}$$

ここで、N_t は、球状星団の数、M_V^T は、銀河の全可視等級である。つまり、S_N 値が大きい銀河は、銀河の単位可視光度に対して、より多くの球状星団を形成していることを意味している。Harris et al. (1991) によると、様々な銀河の種類によって、S_N が変化していることが報告されている (図 2.15)。この図をみると、渦巻銀河よりも楕円銀河に、多くの球状星団が存在している。球状星団は、M33 や LMC(大マゼラン星雲) など、星生成が活発な銀河に少なく、星生成が活発ではない静寂な銀河により多く存在している。

また、Forbes et al. (1997) によると、楕円銀河の球状星団には、重元素を多く含む球状星団 (metal-rich) と重元素量が少ない球状星団 (metal-poor) が存在し、その内、metal-rich の重元素比 (F_e/H) の平均値は、銀河全体の可視光度と相関している。前者は少し若い球状星団で、後者は古い球状星団に相当し、S_N が大きい銀河ほど、銀河の単位可視光度当たり metal-poor な球状星団を多く含んでいる。このことから、それぞれの球状星団は、球状星団を形成したガスの重元素比の違いにより、metal-poor な球状星団は、初期段階のガスの衝突により銀河本体とともに形成され、metal-rich な球状星団は、しばらくしてから、より重元素比の高いガスにより形成されたと考えられる。多くの銀河で、N(metal-rich の数)/N(metal-poor の

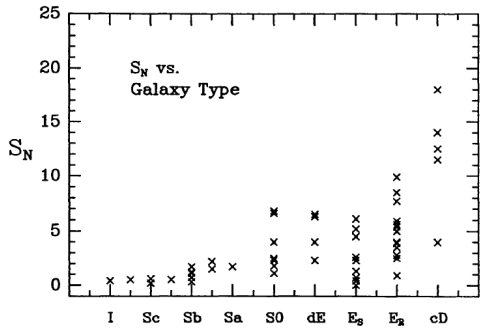

図 2.15: 銀河の種類による S_N の違い (Harris 1991)。I は、不規則銀河。$S_{a,b,c}$ は、3 つとも渦巻銀河で、順に渦巻の渦の明瞭さの違いによる分類。SO は、レンズ状銀河。E は、楕円銀河。cD は、巨大楕円銀河。

数) の比は一般的に 1 以下である (e.g. NGC1399:0.7, 例外として、NGC5846:3.0)。その半径分布は、metal-rich な赤い球状星団は、metal-poor な球状星団よりも、中心に分布している傾向がある。NGC4472 の場合、それぞれの effective radius は、metal-rich が 227″、metal-poor が 274″ である。

LMXB との関連性

最近の研究では、20 ~ 70 %の確率で、LMXB が球状星団に付随していると報告されている (Sarazin et al.2001;2003)。その方法は、多くの場合、Chandra 衛星と Hubble 望遠鏡の WFPC2 カメラを用いて、X 線点源が球状星団に付随しているかを調べている (図 2.16)。球状星団の銀河全体の可視光度に対する寄与が、多くの銀河で 2 ~ 5 %であるのに対して、LMXB が球状星団にいる確率は非常に高い。球状星団は連星系を形成しやいという報告もある (Clark et al.1975)。また、LMXB の数が、球状星団の数に比例して増加する傾向も報告されている (図 2.17 Raymond et al.2002)。 そのため、現在では多くの LMXB は球状星団内で生成されていると考えられている。そこで、どのような特徴の球状星団が LMXB を多く形成しているか調べることは、LMXB の形成や星の進化、連星系のシステムを知る上で重要であると考えられる。例えば、金属成分が多い赤色の球状星団が LMXB を多く所有している傾向や、明るい球状星団がより LMXB を形成する傾向が報告されている (Kundu et al. 2002 図 2.18)。

図 2.18 の上図から、赤色の球状星団が LMXB を多く付随している傾向がある (青色 V-I=0.98、赤色 V-I=1.23 がそれぞれのピーク)。このことは、金属成分が多い球状星団 (赤色) が、金属成分が少ない銀河 (青色) よりも、より高い確率で LMXB を形成していると言える。また、下図から、明るく、半径が小さい球状星団が、より LMXB と関連している。しかし、その関連性は、明白な銀河もあれば、関連性がないような銀河も報告されている。そのため、明確な答えを得るためには、今後多くの銀河について統計的に調べる必要がある。

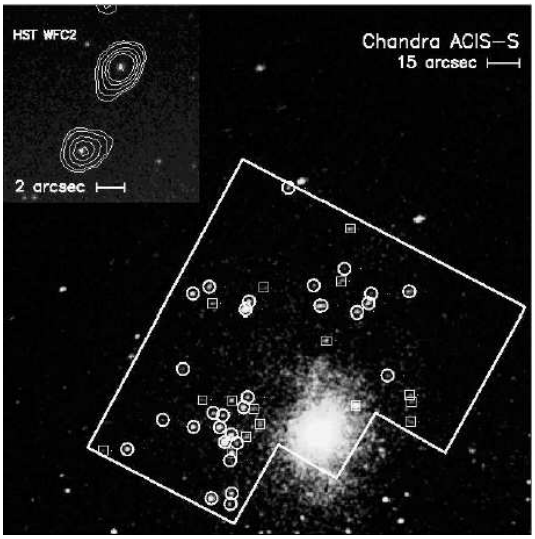

図 2.16: Chandra 衛星の X 線画像と WFPC2 の観測領域 (NGC1399)。白い線で囲まれている部分が WFPC2 による観測領域。○ が、球状星団と一致した LMXB。□ が、球状星団に付随していない LMXB。

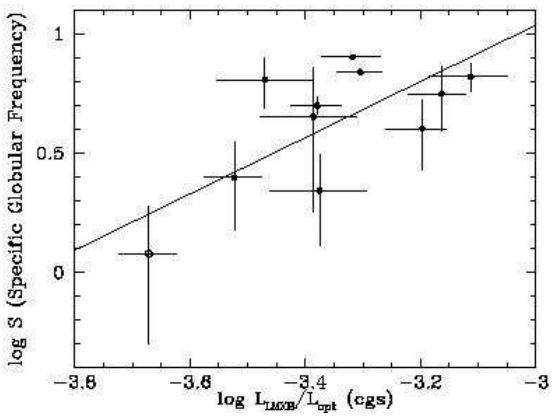

図 2.17: 球状星団と L_{LMXB}/L_{opt} の関連性。縦軸は、球状星団の数と考えてよい。

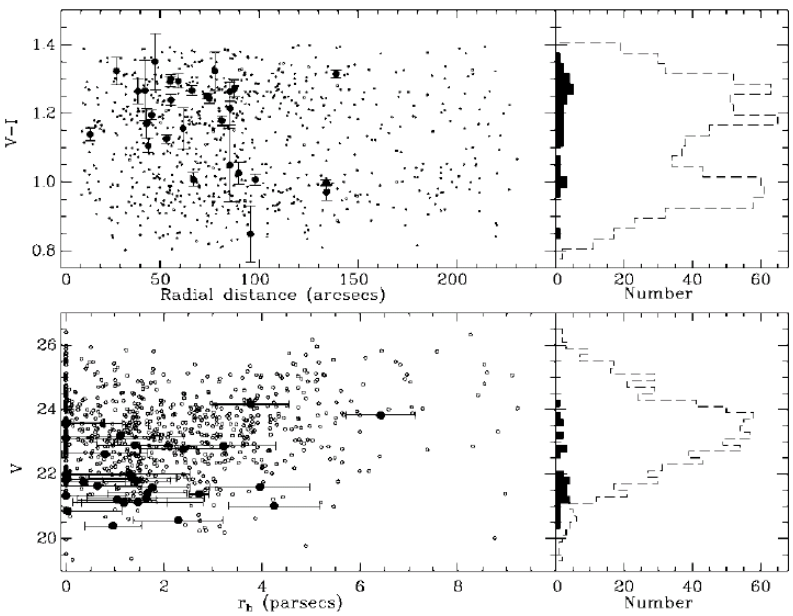

図 2.18: (上)；縦軸に、球状星団の色。横軸に、銀河中心からの距離。(下)：縦軸に、球状星団の等級。横軸に、球状星団の半径。(黒い点が LMXB と一致した球状星団。NGC4472)

2.5　本研究の目的

最近の研究により、楕円銀河内に、明るいX線点源が数多く存在していることが発見され、その点源の中には、中性子星の Eddington 限界光度以上 ($L_X > 2 \times 10^{38} ergs^{-1}$) の光度をもつ点源も確認されている。このような非常に明るいX線光度を持つX線点源を、超光度X線星 (ULX) と呼ぶ。
楕円銀河内に、こうした明るいX線点源が観測される以前は、楕円銀河の星の多くが古く軽い星であるため、そのX線点源は、低質量X線連星 (LMXB) であり光度は Eddington 光度よりも低いと考えられていた。実際に、同じ様な星の種族構成を持つ我々の銀河や M31 のバルジ付近では、Eddington 限界光度以上の明るいX線点源は観測されていない。

一方で、渦巻銀河には、多くの明るい ULX が観測されている。渦巻銀河は、若く大質量の星が多く存在し、また、星生成も活発である。そのため、渦巻銀河の ULX は、ブラックホール連星や高質量X線連星 (HMXB) であると思われている。では、楕円銀河内の ULX の正体は何なのだろうか。渦巻銀河のX線点源と同様に、ブラックホール連星や HMXB であるのだろうか。今までのところ、楕円銀河の ULX の種族構成は、明白な結論が得られていない。また、楕円銀河の明るいX線点源について、あまり統計的に調べられていないということも本研究の背景にある。

そのため、本研究では、楕円銀河の明るいX線点源 ($L_X \geq 2 \times 10^{38} ergs^{-1}$) について解析を行った。ここでは、暗い点源などの補正については考えず、明るいX線点源だけについて考えている。

例えば、X線光度関数、半径分布、銀河の全可視光度の関連性、球状星団との関連性などの楕円銀河内の明るいX線点源の様々な特徴を調べ、楕円銀河内の明るいX線点源の正体と、その形成について探ることが本研究の目的である。

第3章　Chandra衛星,Hubble望遠鏡 WFPC2

3.1　chandra衛星

Chandra衛星の特徴は、その優れた位置分解能とエネルギー分解能である。Chandra衛星以前の衛星との比較を表3.1に示す。銀河中心は拡がった銀河ガスの放射が強く、銀河のX線点源を解析するためには優れた位置分解能が必要である。この表からわかるように、他の衛星と比べ、銀河のX線点源の観測をする上で非常に適していると言える。以下に、簡単にChandra衛星について説明する。(詳しくは、http:\\asc.havard.edu)

表 3.1: 衛星の性能比較表

	有効面積	ΔE/E (%) [a]	$\Delta\theta$(arcsec) [b]	エネルギー領域 (keV)	視野 (arcmin)
Chandra	500	2	0.5	0.3-10.0	10
ASCA	600	3	30	0.4-10.0	50
SAX	300	8	15	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

[a]エネルギー分解能は、$6.7KeV$ での値。
[b]角度分解能。

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(図3.1)。SAO(Smithsonian Astrophysical Observatory)とMIT(MassachusettsInstitute of Technology)が主体となり開発され、現在まで素晴しい観測結果をあげている。Chandra衛星の観測装置をAXAF(Advanced X-ray Astrophysics Facility)と呼ぶ。主な構成は、0.5秒角の高イメージングを実現するのX線望遠鏡HRMA(High Resolution Mirror Assembly)、焦点面に置かれているX線CCDカメラ(ACIS)とマイクロチャンネルプレート(HRC)からなる。また、二つの高分解能分光器であるHETG(High Energy Transmission Grating)とLETG(Low Energy Transmission Grating)を搭載している。それぞれの場所を、図3.1に示す。

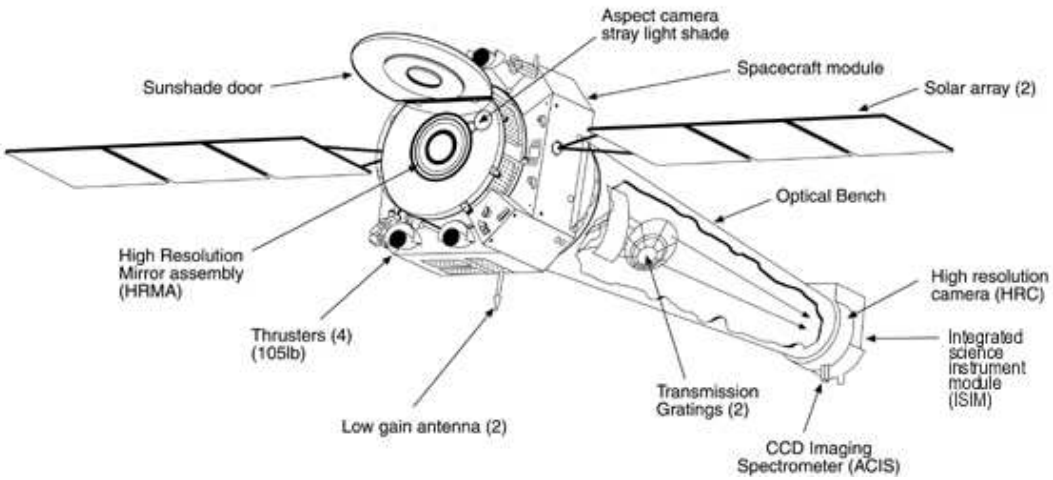

図 3.1: Chandra 衛星

3.2 High Resolution Mirror Assembly (HRMA)

HRMA の概要

Chandra 衛星の感度領域 0.3 ~ 10keV の X 線観測では、入射 X 線は、前方のミラーである HRMA で焦点に集められる (図 3.2)。その時の HRMA のミラーの表面研磨の精度が向上したことにより、Chandra 衛星は、0.5 秒角の優れた角度分解能を得ることができている。その原理について、以下に説明する。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 ~ 1 ° 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 (図 3.3)。

有効面積

HRMA の有効な口径の大きさは、表 3.2 で示してあるように $1145cm^2$ である。しかし、入射 X 線の HRMA による反射率は、X 線の入射エネルギーに強く依存している。そのため、HRMA の有効面積は入射エネルギーにより変化する (図 3.4(左) 軸上方向からの入射の場合)。この図から分かるように、外側が主に低エネルギー、内側が主に高エネルギーの X 線に対して有効面積が大きい。このようなエネルギーに対する有効面積の違いを利用して、$\sim 10keV$ までの X 線の集光を可能にしている。2keV 付近での有効面積の減少は、HRMA の表面に蒸着させてあるイリジウ

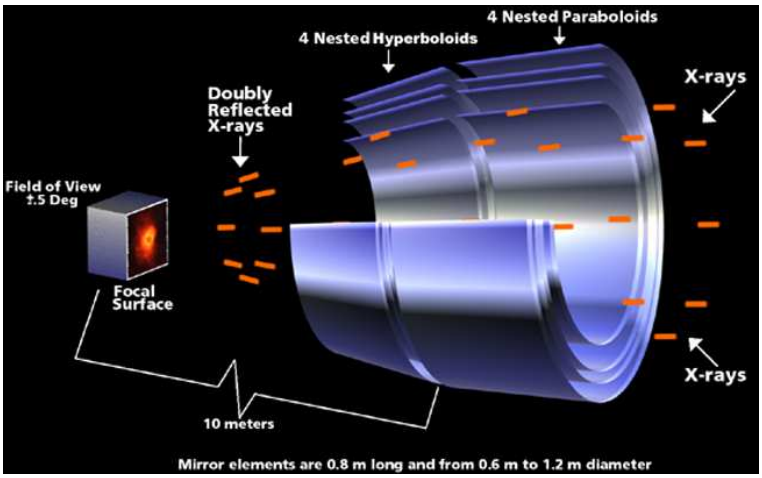

図 3.2: 4 組の HRMA の模式図

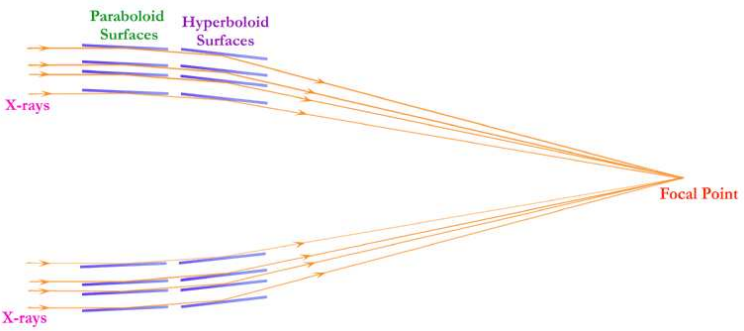

図 3.3: 4 組の Wolter type-1 反射鏡

ムの M-edge に起因している。また、実際の X 線は軸上以外の方向からも入射してくるので、その角度によっても有効面積は変化する (図 3.4(右))。

PSF(Point Spread Function)

点源を HRMA で集光する場合、ある程度の広がりを持って観測される。この広がりを表す関数を、PSF(Point Spread Function) と呼ぶ。PSF は、X 線のエネルギー、そして入射方向により変化する。その原因は、X 線のエネルギーが増加すると、HRMA での散乱が増加し、入射角度が増加すると光行差が生じることによる (図 3.5)。図 3.5 から、X 線エネルギーが増加すると、点源のイメージが広がってしまうことが分かる。また、入射角度が増加する場合も、内側のミラー (高エネルギー用) がより光行差を生じるため、高エネルギーの X 線イメージが広がってしまう。簡単にグラフの説明をすると、グラフ (左) の縦軸の Encircled Energy というパラメーターは、X 線イメージの中心からある半径内に光子が散乱される確率

表 3.2: HRMA の基本性能

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
口径面積	$1145cm^2$
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

の積分値として定義されていて、X 線のエネルギーが増加すると散乱が増加するために、ある半径内に入る X 線の割合は減少する。その結果、X 線イメージは広がって観測される。また、右のグラフは、横軸に望遠鏡の軸と光子の入射方向のズレ (入射角度) に対する、Encircled Energy 半径をとっていて、入射角度が大きくなると、X 線点源のイメージが広がっていくことを表している。

3.3 X 線 CCD カメラ ACIS-S

ACIS の概要

Advanced CCD Imaging Spectorometer(ACIS 図 3.6) は、Chandra 衛星に搭載されている検出器で、高精度な X 線点源の位置分解と、エネルギー分解を同時に実現している。 ACIS 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 (図 3.7)。ACIS-I は主にイメージングに用いられ、ACIS-S イメージングや、HETG と組み合わせての回折像の読みだしなどに用いられる。観測時には、最大で 6 枚までの CCD を同時に動作することができる。ACIS の基本性能を表??に示す。

CCD 検出器

CCD(電荷結合素子) は、シリコン検出器の一種であり、光電変換素子 (image section)、記憶素子 (frame store section) として使用できる (図 3.8)。光電変換素子により信号となる電荷が作られ、それを記憶素子によって伝達していく。CCD の特徴は、高速な情報転送が可能なことである。以下に、CCC 検出器の原理を説明す

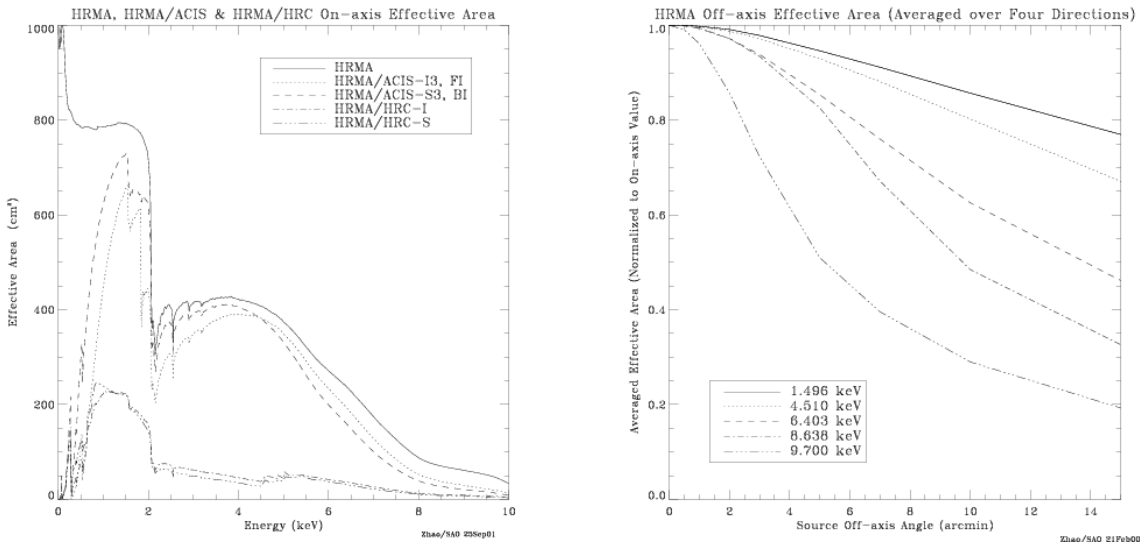

図 3.4: HRMA 有効面積のエネルギー依存性 (左)、HRMA 有効面積の入射角度方向による依存性

る。
CCD の表面はゲート構造をした電極があり、電極に電圧をかけることにより、空乏層が形成される。その場合、ピクセルの大きさはゲート構造によって決められる。この空乏層にシリコンのエネルギーギャップ以上のＸ線が入射し光電吸収を起こした場合、電子-正孔対が形成される。電子-正孔対を形成するための必要な平均エネルギーは、3.65keV である。電子正孔対の生成により、光電子が生成され、電圧により表面に集められる。その間、光電子は別のシリコン原子と衝突を起こしながら電子を生じ、最終的には、入射エネルギーに比例した電子雲が形成される。こうして集まった電荷を、記憶素子により移動させ、1CCD あたりに 4node で読みだし電気信号に変換する。
ここで CCD の構造の特徴は、CCD の前面は、電荷を順次転送するために複雑な構造をしているが、背面の電極は単純な構造で済むため薄い電極にできることである。実は、低エネルギー観測の検出効率は、電極が薄さが重要になる。そこで観測では、表向きの FI 型と裏向きの BI 型を使用し、低エネルギーでの優れた感度での観測を可能にしている。FI 型と BI 型のそれぞれの有効面積を図??に示す。

位置分解能

軸上での ACIS の位置分解能は、CCD の物理的サイズで決まる。表 3.3 より、位置分解能は $\sim 0.492 arcsec(24.0 \mu m)$ となる。

エネルギー分解能

Chandra 衛星のエネルギー分解能を、図 3.10 に示す。Chandra 衛星の FI 型 CCD は、打ち上げ後大きなダメージを受け、エネルギー分解能が大きく劣化してしまっ

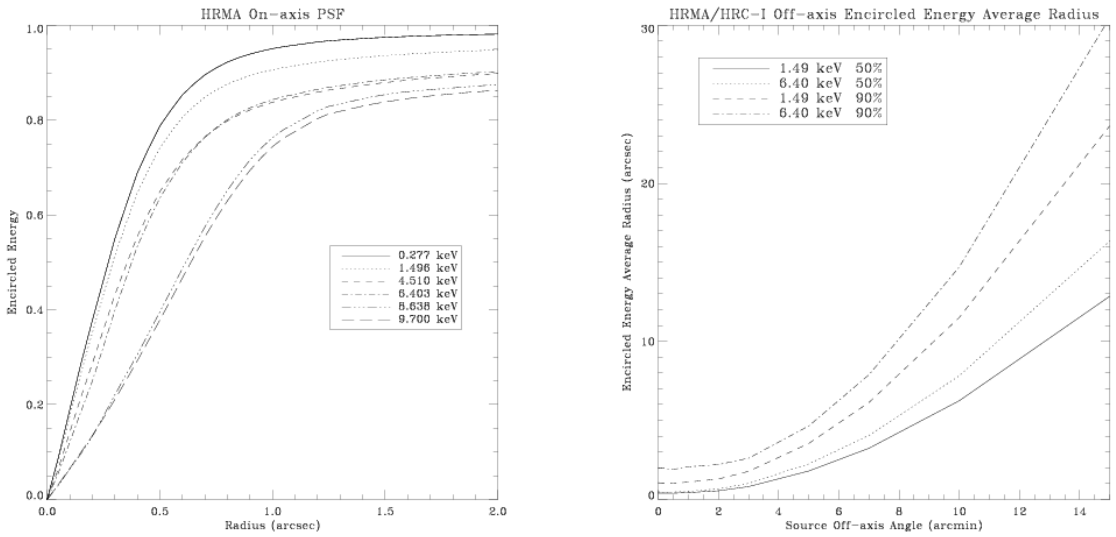

図 3.5: それぞれのエネルギーでの HRMA での散乱による PSF の広がり (左)、それぞれのエネルギーでの入射角度に対する PSF の広がり (縦軸：イメージの広がり)(右)

ている。本論文では、放射線損傷をほとんど受けていない BI 型を使用している。BI 型は図 3.10 のように、6.7keV で $\sim 2\%$ のエネルギー分解能を達成している。

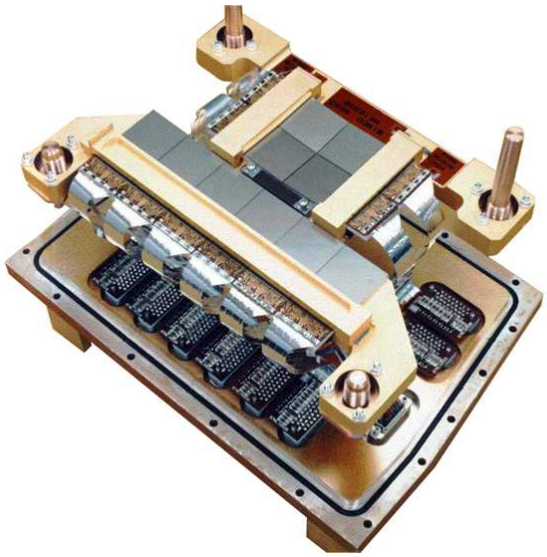

図 3.6: ACIS の全体図

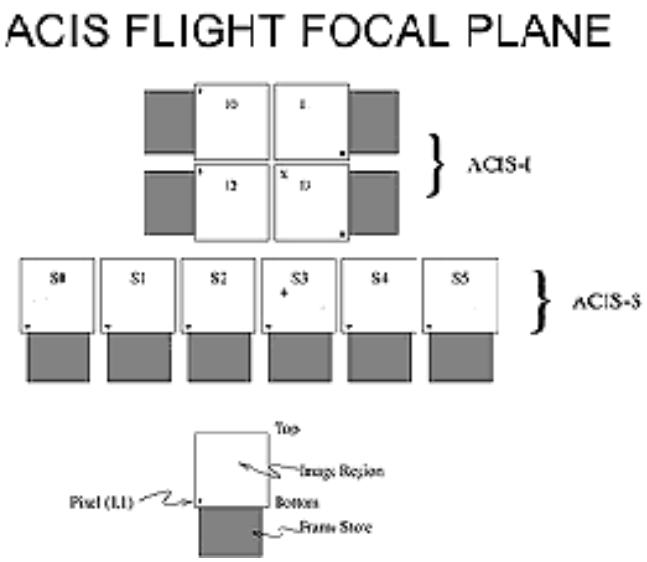

図 3.7: ACIS-S と ACIS-I の模式図

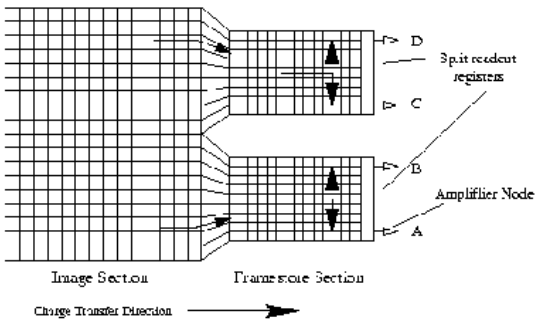

図 3.8: ACIS CCD の出力構造

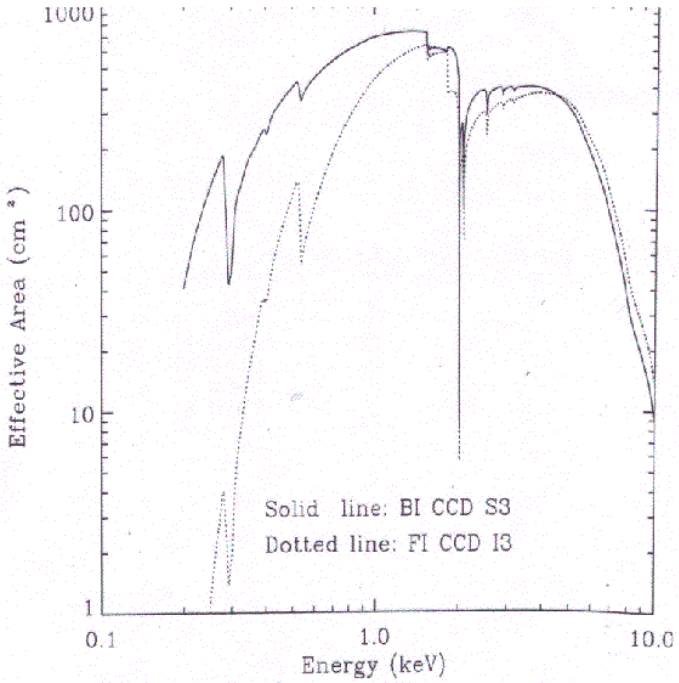

図 3.9: FI 型 (点線) と BI 型 (実線) のエネルギーに対する有効面積

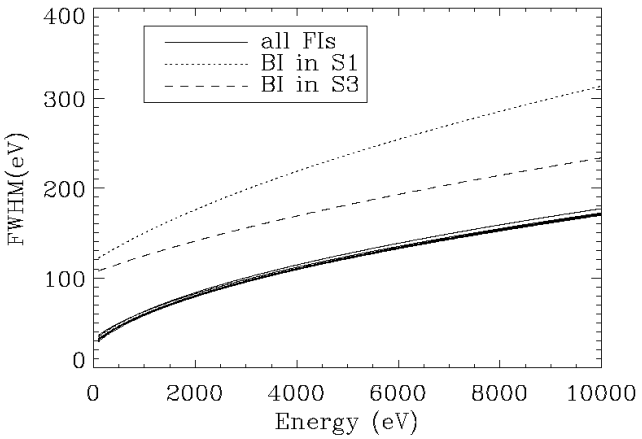

図 3.10: FI 型 (実線)、BI 型 (点線) のエネルギー分解能とエネルギーの関連性

表 3.3: ACIS の基本性能

CCD の配列	1024 by 1024 pixels
ピクセルのサイズ	24μm × 24μm : Imaging region
	21μm × 13.5μm : Frame store region
量子効率	>80 % (3.0-5.0keV)
(backside illumination)	>30% (0.8-6.5keV)
dead layer の厚さ	5μm
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	4×10^{-15}ergs cm^{-2} s^{-1} (10^4s)
	(0.4-6.0keV)
動作温度	-90 to -120 ℃

3.4　バックグランド

ACIS での観測におけるバックグランドは、大きく三つに分けられる。一つ目は、全天から観測される広がったＸ線によるバックグランドである。二つ目が、宇宙線の中に含まれる荷電粒子と、検出器の反応によるバックグランド。最後に、観測している天体に起因する、撮像時の”trailing” により生じるバックグランドがある。

The non X-ray background

The non-Xray background の測定は軌道上において、ACIS のカバーを開けた状態で、HRMA の前方および後方カバーを閉じて観測を行った (図 3.11)。この観測により、宇宙起源以外の non X-ray バックグランドを取得できる。図 3.11 から、FI

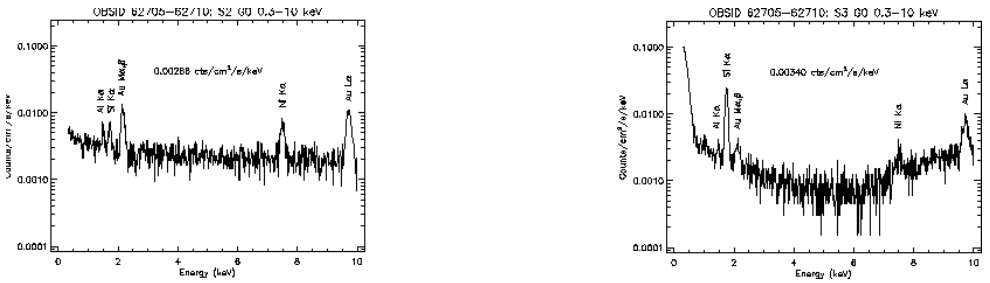

図 3.11: HRMA のカバーを閉じている状態でのバックグランド。FI チップ (S2)(左)、BI チップ (S3)(右)

チップ (左) では 2 ~ 9KeV で一定になっている。BI チップ (右) は、6Kev 以上、そして低エネルギー (0.5Kev 以下) でカウント数の増加が分かる。

The total background

HRMA を開口すると、上で述べたバックグランドに加えて、二種類のバックグランドが検出される。一つは、宇宙Ｘ線背景放射によるバックグランドである。しかし、多くののＸ線点源については、長時間観測 ∼100ks することにより、Ｘ線点源として分解することができる。二つ目が、望遠鏡で反射を受けた荷電粒子によるもので、このうち運動量が大きい荷電粒子は衛星に搭載された磁石によって曲げることができずにバックグランドとなってしまう。ASIS ー S3 で、明るいＸ線点源が存在しない空を観測した場合のＸ線スペクトルを図 3.12 に示す。グレード 02346 でフィルターしている。。

バックグランドの寄与

次に、ASIS ー S3 のバックグランドが、Ｘ線点源を解析するときに、どのくらい影響があるかを考えていく。例として、銀河全体のＸ線光度が明るい NGC1399 について、4bin まとめして考える。バックグランドのカウントレートは、1 ピクセルに $0 \sim 3 counts$ である。今回解析を行ったＸ線点源の最低光度は、1 ピクセルに 30 カウント以上の点源を選んでいるので、バックグランドの寄与は小さく、引かなくても全然問題にないことが分かる。しかし、銀河中心付近では、銀河ガスの拡がった放射により、1 ピクセルに ∼ 30 カウントと大きい。そのため、銀河中心

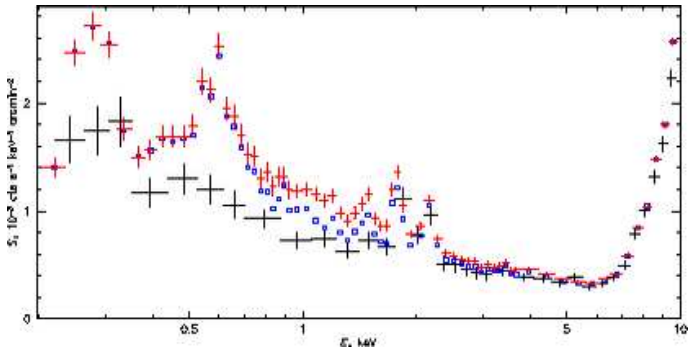

図 3.12: ACIS ー S3 の望遠鏡視野内に明るいＸ線点源が存在しない空の観測 (赤色)。比較のために、開口していない場合も示す (黒色)。青い□ は、X 線背景放射によるバックグランド。

では、低光度のＸ線点源の解析は困難となっている。

3.5 スペクトルフィット

次に、選んだＸ線点源についてのスペクトル解析について話す。

3.5.1 レスポンス関数とスペクトル関数

スペクトル解析とは、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χ 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。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 11.2.0 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。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

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

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。

X 線放射スペクトル

以下に、今回解析に用いた X 線放射スペクトルのモデルについて述べる。

- Powerlaw モデル

powerlaw モデルのスペクトルは

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

で表すことができる。α は、photon index と呼ばれる無次元量、K は、単位時間、単位エネルギーあたりの放射光子数を表す (photons/$keV/cm^2/s$ at 1 keV)。この二つのパラメータを得ることができる。このスペクトルは、$\log - \log$ 表示をすると、傾き α の直線にある。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。

- 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が光学的に厚い降着円盤からの放射モデルであり、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 線スペクトルを表す。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。ビリアル定理により、質量降着率を $\dot{M}$、σ をステファンボルツマン定数 ($5.67 \times 10^{-5} ergcm^{-2K^{-4}s^{-1}}$) 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

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

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。

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

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になり、

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

となる。r_{in}：降着円盤の内部温度、T_{in}：降着円盤の内部温度である。ここで、放射の全光度は、

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

と求められる。。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、

$$f = \frac{L}{4\pi D^2} \cos i$$

となる。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 $\mathrm{T_{in}}$ と normalization の 2 つである。

- wabs モデル

光電吸収モデルは、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となるそのため、光電吸収モデルを考慮する必要がある。光電吸収を受ける確率は、

$$A(E) = \exp(-N_H \times \sigma_{ph}(E))$$

で表すことができる。$\sigma_{ph}(E$ は光電吸収断面積である。吸収量は $\mathrm{N_H}$=nd(水素柱密度) を用いて表し、$\mathrm{N_H}$ 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、disk と垂直方向に $\mathrm{N_H} \sim 10^{20}$ $\mathrm{cm^{-2}}$ である。

compbb モデル

compbb モデルは、コンプトン散乱した単一温度の黒体放射を表すモデルである (Nishimura et al.1986)。黒体放射により生成された低エネルギー光子が、高エネルギーの高温プラズマとコンプトン散乱を起こすことにより、高エネルギー側に叩き上げられる。その場合のパラメーターは、黒体放射の温度 T_{bb}、高温プラズマの電子温度 T_e、トムソン散乱の光学的な深さ $\tau = n_e \sigma_T d$ (n_e:電子密度、$/sigma_T$:トムソン散乱断面積、d:散乱体の厚さ)、normalization の 4 つである。

表 3.4 に、代表的な X 線点源のスペクトルモデルを示す。

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

表 3.4: X 線源の種類による特徴の一覧表

3.6 Hubble望遠鏡WFPC2

Hubble 望遠鏡 Hubble 宇宙望遠鏡は、1990 年に打ち上げられ、アメリカのジョンズ・ホプキンス大学内に設置された宇宙望遠鏡科学協会 (STScI と、NASA のゴダード宇宙飛行センター内にある宇宙望遠鏡管制センター (STOCC) により運用されている。全長 13.1 m、直径 4.25 mの円筒形で、両側に 2.3 × 12 mの太陽電池パネルが取り付けられている (図 3.13)。宇宙で観測することにより、大気の影

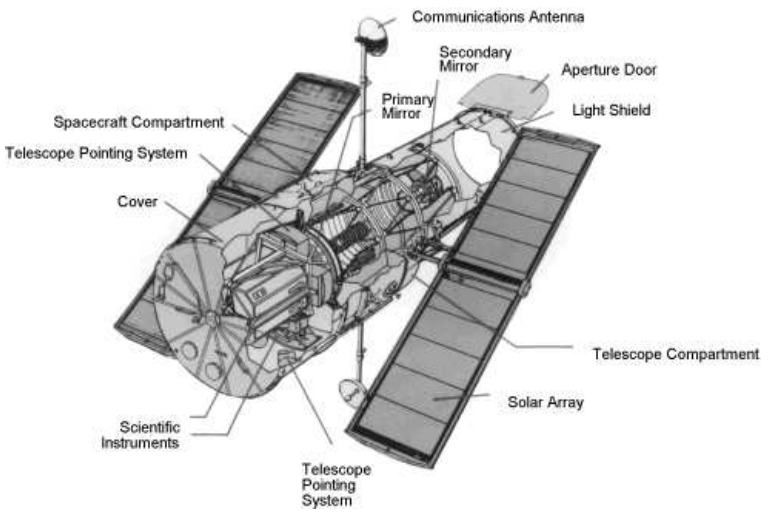

図 3.13: Hubble 望遠鏡

響を受けず、地上の望遠鏡の 10 倍の精度で観測することができる。そのため、現在まで、数多くの素晴しい観測を成功している。
装置的には、現在、Hubble 望遠鏡には、五つの観測装置が搭載されている。(ACS(Advanced Camera for Surveys),WFPC2(Wide Field and Planetary Camera),NICMOS(Near Infrared Camera and Multi-Object Spectrometer), STIS(Space Telescope Imaging Spectrograph),FGS(Fine Guidance Sensors), FOC(Faint Object Camera))。それぞれの観測波長を図 3.14 に示す。この図にあるように、それぞれ特徴的な性能を持っている。今回は、広範囲の観測が可能な WFPC2 の観測結果を用いて、球状星団とＸ線点源の同定を行った。また、Hubble 望遠鏡の光学系を図 3.15 に示す。

WFPC2 の概要
簡単に、今回同定に用いた、Hubble 望遠鏡 WFPC2 について説明をする。
(詳しくは、http:\\ www.stsci.edu\instruments\wfpc2\) 。WFPC2(Wide Field and Planetary Camera2) は、Hubble 望遠鏡の中心付近に配置されていて、可視光を二次元で観測し、その観測領域は、1150 Å ~ 10500 Å である。特徴として、同時に広い観測領域を観測することができる。まず、150 秒 ×150 秒の観測領域を持つ広範囲カメラ (WFC :the Wide Field Camera) が三つ L 型に配置され、その上に、小さめのカメラ (PC:planetaru Camera) が配置されれいる。それぞれの配置を図 3.16

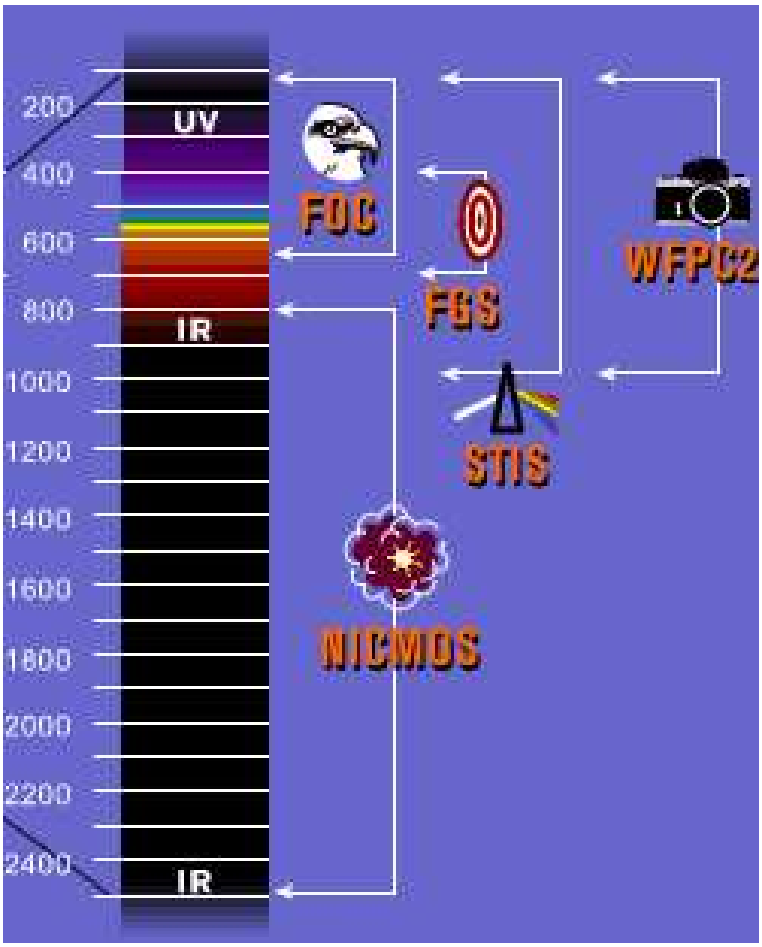

図 3.14: 観測装置の波長領域

に示す。この図にあるように、それぞれ、PC!、WF2、WF3、WF4 と呼ばれている。
また、合計 48 の分光フィルターを搭載している。そのため、それぞれの特定の波長領域で観測することが可能になっている。WFPC2 の模式図を図 3.17、また、WFPC2 の光学系を図 3.18 に示す。

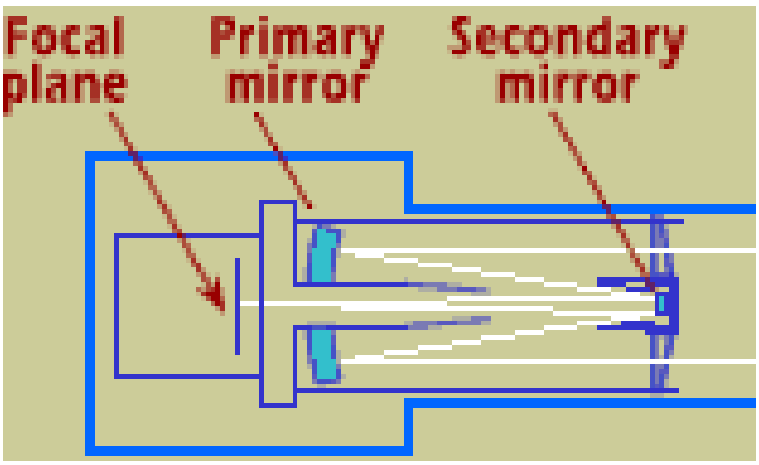

図 3.15: Hubble 望遠鏡の光学系

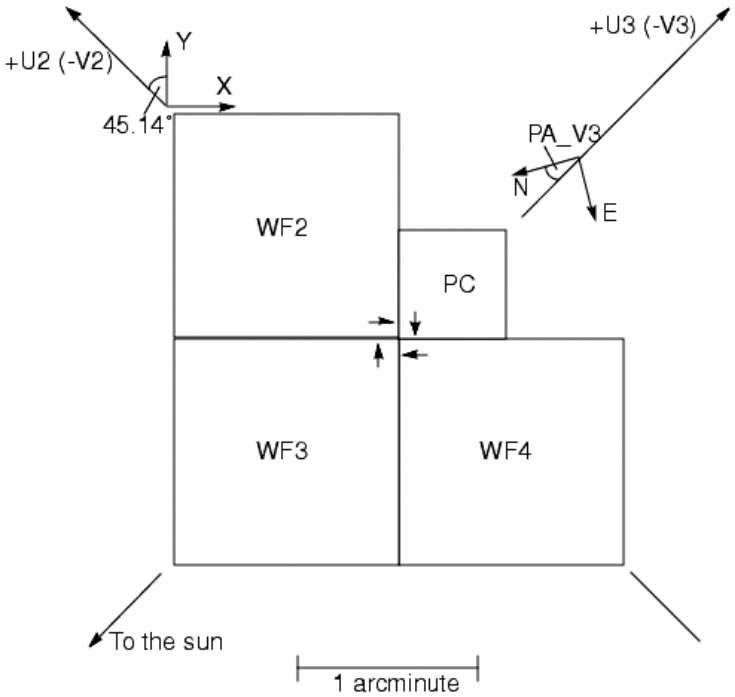

図 3.16: WFPC2 観測領域

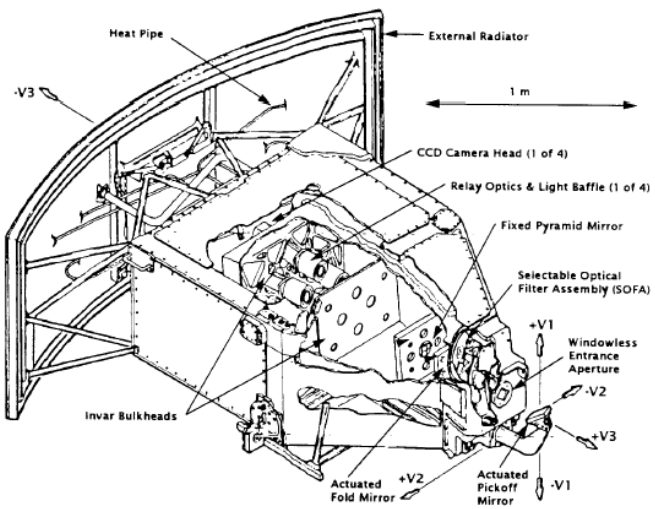

図 3.17: WFPC2 の模式図

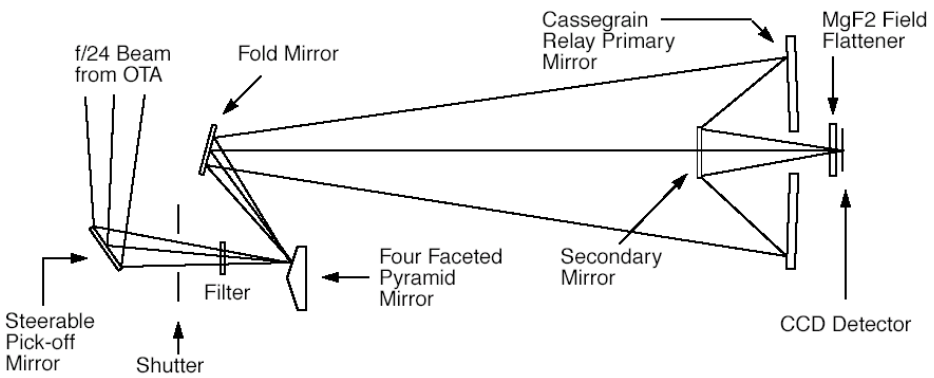

図 3.18: WFPC2 の光学系

第4章　解析と結果

4.1　Sample galaxies

楕円銀河のＸ線点源の特徴を調べるために、Chandra 衛星の観測データの中から、以下の条件を満たす楕円銀河 22 個について解析を行った。

今回選んだ銀河の条件

条件 **1** 比較的近傍な銀河 (16 ~ 30Mpc)。

条件 **2** 観測時間が長い (t > 20,000s)。

それぞれの銀河の特徴を表 4.1 に示す。
本研究では、、銀河全体のＸ線光度によって、銀河をＸ線光度が高い楕円銀河と (Lx > 10^{41}erg/ s)、Ｘ線光度の低い楕円銀河 (Lx < 10^{41}erg/s) に分類している。その場合、NGC1399,NGC1404,NGC4472,NGC4486,NGC4636,NGC4649,NGC5846 がＸ線光度が高い銀河であり、NGC720,NGC1316,NGC1407,NGC1553,NGC2434,NGC 3585,NGC3923,NGC4125,NGC4365,NGC4374,NGC4382,NGC4494,NGC4552,NGC 4697,NGC5866 がＸ線光度が低い銀河となる。銀河全体のＸ線光度の違いや、銀河全体の可視光度の違う様々な銀河を解析することにより、それぞれの特徴で、どのようなＸ線点源の性質があるかを調べる。。
今回解析を行った銀河の Chandara 衛星の観測データは、ACIS-S3 チップで観測されている。解析に用いた各銀河の観測データを表 4.2 に示す。

4.2　明るいX線点源のselection

次に選んだ銀河のＸ線点源について考えていく。
楕円銀河を観測する時に問題になってくるものは、銀河中心領域に分布している高温銀河ガスによるＸ線放射である。そのＸ線光度は、$L_X = 10^{40-42}\mathrm{erg\ s^{-1}}$ と非常に高い。このＸ線光度は、渦巻銀河よりも高く、そのため、Chandra 衛星以前では、楕円銀河のＸ線点源を点源として空間分解能できなかった背景がある。このことから分かる様に、楕円銀河の低光度のＸ線点源、得に、銀河中心のＸ線点源の解析は、依然、難しい状況となっている。X 線輝度分布は、一般的に、中心が強く外側に向かって減少していく。そのため、本研究では、高温銀河ガスによ

表 4.1: Sample Galaxies

Galaxy	距離 D[a] (Mpc)	B band[b] luminosity (L⊙)	effective[c] radius (R_e) (arcsec)	Log Lx[d] with Einstein (erg/s)
NGC720	20.3	10.34	40	40.93
NGC1316	16.9	10.78	81	40.83
NGC1399	16.9	10.31	42	41.90
NGC1404	21	11.20	27	41.06
NGC1407	21.6	10.60	72	40.90
NGC1553	18.5	10.61	63	40.43
NGC2434	21.6	9.89	24	39.90
NGC3585	20	10.39	57	39.79
NGC3923	22.9	10.83	53	40.94
NGC4125	24.2	10.73	60	40.31
NGC4365	20.4	10.61	50	40.01
NGC4374	16.8	10.57	55	40.75
NGC4382	16.8	10.64	55	40.31
NGC4472	16.8	10.92	104	41.65
NGC4486	16	10.85	110	42.95
NGC4494	10.7	10.67	45	40.03
NGC4552	15.3	10.73	60	40.51
NGC4636	17.0	10.46	102	41.58
NGC4649	16.8	10.74	74	41.20
NGC4697	23.3	10.85	75	40.56
NGC5846	28.5	10.66	83	41.70
NGC5866	15.3	10.32	37	39.69

[a]銀河までの距離 (Tully 1988)
[b]B Band Luminosity($L_\odot$)(Tully 1988)
[c]有効半径 (Faber.et.al 1989)
[d]X線 luminosity(0.2-3.5keV)(fabbiano 1992))
[a]NGC(4486,3585,2434,5866) は、O'Sullivan et al.2001

表 4.2: 観測データ

Galaxy name	observation ID	R.A. (J2000)	Dec. (J2000)	observating date	exposure time(ks)
NGC720	492	01 53 00.40	-13 44 18.00	2000-10-12	40.12
NGC1316	2022	03 22 41.70	-37 12 29.00	2001-04-17	30.23
NGC1399	319	03 38 29.40	-35 27 00.40	2000-01-18	56.66
NGC1404	2942	03 38 52.00	-35 35 34.00	2003-02-13	29.62
NGC1407	791	03 40 11.90	-18 34 49.00	2000-08-16	49.20
NGC1553	783	04 16 10.30	-55 46 51.00	2000-01-02	34.17
NGC2434	2923	07 34 51.40	-69 17 01.00	2002-10-24	47.31
NGC3585	2078	11 13 16.80	-26 45 21.00	2001-06-03	35.75
NGC3923	1563	11 51 01.70	-28 48 17.20	2001-06-14	21.40
NGC4125	2071	12 08 05.60	+65 10 29.00	2001-09-09	65.08
NGC4365	2015	12 24 27.90	+07 19 04.90	2001-06-02	41.00
NGC4374	803	12 25 03.60	+12 53 14.10	2000-05-19	28.85
NGC4382	2016	12 25 24.20	+18 11 23.40	2001-05-29	40.26
NGC4472	321	12 29 46.90	+08 00 13.00	2000-06-12	40.10
NGC4486	241	12 30 49.30	+12 23 28.00	2000-07-17	38.53
NGC4494	2079	12 31 23.50	+25 46 32.00	2001-08-05	25.16
NGC4552	2072	12 35 39.80	+12 33 23.00	2001-04-22	55.14
NGC4636	323	12 42 49.70	+02 41 17.00	2000-01-26	53.05
NGC4649	785	12 43 40.30	+11 32 58.00	2000-04-20	37.35
NGC4697	784	12 48 35.00	-05 47 21.00	2000-01-15	39.76
NGC5846	788	15 06 29.40	+01 36 25.00	2000-05-24	30.25
NGC5866	2879	15 06 29.40	+55 45 49.30	2002-11-14	34.18

るＸ線放射が支配的である中心については除外している。また、銀河の外側の領域についても、どのＸ線点源が銀河に付随していのか確認することは難しい。つまり、銀河の大きさをあるパラメーターで決める必要がある。そのため、R_e というパラメーターを導入し、それぞれの銀河について、Ｘ線点源の領域を限定して解析を行っている。R_e とは、有効半径 (Effective radius) と呼ばれるパラメータであり、その半径以内の可視光度が、銀河全体の可視光度の半分になる半径である。つまり、星の分布を表していると言える。今回解析を行った領域の例を図 4.1 に示す。また、高温銀河ガスの放射により、銀河中心以外でも、低光度のＸ線点源についてはS/N 比 (S:Signal,N:Noise) が悪く解析することは難しい。

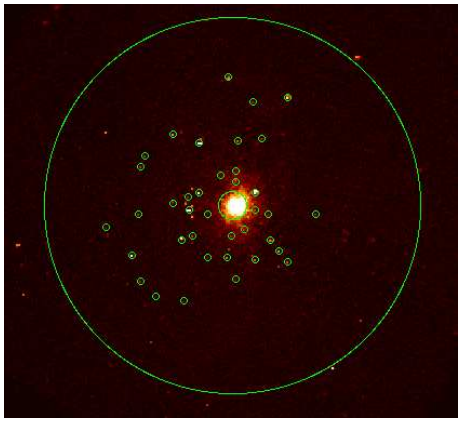

図 4.1: 今回解析を行った領域 (NGC1399)

以下に、本研究で解析を行ったＸ線点源の条件以下にまとめて示す。

Ｘ線点源の条件

条件 **1** 楕円銀河に付随している。$0.3R_e \sim 3R_e$

銀河の外側を $3R_e$ とし、それ以内に含まれる点源を銀河に付随しているとした。また、銀河中心は高温ガスによる放射によりＸ線点源の解析が難しいため、$0.3R_e$ 以内は除外している。それぞれの銀河の R_e(Effective radius) は、表 4.1 に示す。

条件 **2** Ｘ線点源の S/N 比が良い。

次に、選んだ領域内で、精度良く解析するために S/N 比が十分良い必要がある。そのため、Chandra 衛星のイメージの 1 ビンを 4 つにビンまとめし、１ピクセル ($2'' \times 2''$) に３０以上のカウントの点源を選んだ。(Fx $> 8 \times 10^{-14}$erg s^{-1} cm^{-2} at 0.3-10 keV に相当する点源)。

条件 **3** 拡がっていないこと。(6arcsec 以内)

Ｘ線光度が明るい銀河では、上記の二つの条件を満たす拡がった銀河ガスが存在する。銀河の距離によって異なるが、最低でも、6 arcsec 以上拡がっていない、点源として見えるものをＸ線点源とした。

また、本研究で解析を行った銀河では、Chandra 衛星によって、上記で定めた全領域が視野に入っている。上の条件を満たしたそれぞれの銀河の点源の数を表 4.3 に示す。

また、それぞれの銀河についての点源の分布図は、巻末に示してある。この表から分かるように、各銀河によって点源の数が大きく異なる結果を示した。

BGD 点源の評価

次に、求めたＸ線点源の中に、どれだけ背景の銀河とは無関係なＸ線点源が入っ

表 4.3: Sample Galaxies の点源の個数

Galaxy	個数	BGD 点源	5×10^{38} erg s^{-1} 以上の点源	5×10^{38}erg s^{-1} 以上の BGD 点源
NGC720	8	0.4	6	0.13
NGC1316	9	1.4	6	0.56
NGC1399	40	0.3	13	0.03
NGC1404	2	0.3	2	0.09
NGC1407	11	3.3	11	0.67
NGC1553	12	1.2	9	0.33
NGC2434	3	0.1	3	0.07
NGC3585	6	1.0	6	0.12
NGC3923	5	0.6	5	0.12
NGC4125	9	0.8	9	0.39
NGC4365	12	0.8	9	0.26
NGC4374	7	0.7		0.33
NGC4382	9	0.9	5	0.31
NGC4472	36	3.4	10	1.16
NGC4486	2	2.6	2	0.78
NGC4494	2	0.4	1	0.13
NGC4552	31	2.1	6	0.28
NGC4636	23	1.0	5	0.2
NGC4649	28	1.5	11	0.41
NGC4697	22	1.5	12	0.6
NGC5846	5	1.4	5	0.59
NGC5866	3	0.5	3	0.12

ているか (XRB:X-ray background) について考える。Chandra 衛星の検出した全天の平均的な明るさの空にある、X 線点源の明るさと個数の関係 (LogN-LogS) を図 4.2 に示す (Rosati et al. 2001)。この図は、ある明るさ S よりも明るい X 線点源の数密度を表している。

本研究では、Soft band(0.5-2keV) を用いて、背景の X 線源の評価を行った。ここで、今回点源として選んだ X 線点源の条件は、1 ピクセル (2″ ×2″) に 30 カウント以上とした。これを Soft band(0.5-2kev) での光度に直すと、多くの点源で $(2\sim6)\times10^{-15}$ergs cm^{-2} s^{-1} である。図 4.2 を見ると、その場合、N(>S) deg^{-2} =50 $\sim$ 300 であることが分かる。また、今回解析を行った領域は、約 $(1\sim30)\times10^{-3}$ deg^{-2} である。これらの関係から、今回解析を行った銀河に含まれる背景の X 線点源の個数を表 4.3 に示す。

この結果から、我々の条件で選んだＸ線点源の数は、多くの銀河で有意に背景Ｘ線点源の期待数よりも大きく、これらのＸ線点源の多くは、楕円銀河に付随していると考えて良いことが分かる。ただし、いくつかの銀河では、有意に背景Ｘ線点源の数を越えていない。

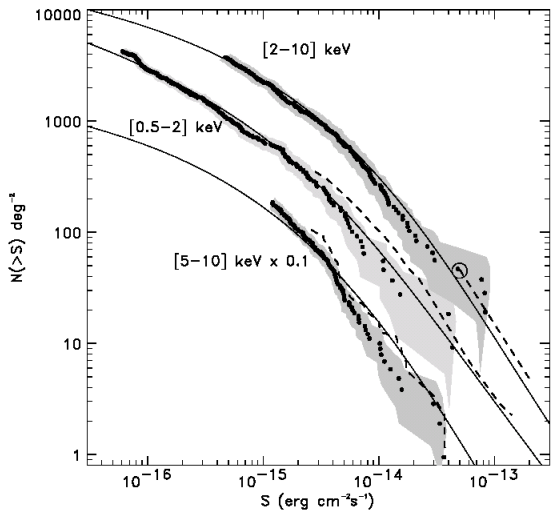

図 4.2: Chandra 衛星の観測による、平均的な空のＸ線点源の LogN-LogS の関係

Ｘ線点源の数

次に、それぞれの銀河のＸ線点源の数について考えていく。Ｘ線点源の数は、各銀河により大きく変化している。ここでは、銀河によって距離や観測時間、また銀河全体のＸ線光度が違うため、どこまで暗いＸ線点源が見えるか銀河ごとで異なる。それを考慮し、各銀河のＸ線点源の数を正しく議論するために、全ての銀河で観測できるＸ線点源 $\geq 5 \times 10^{38}\mathrm{erg\ s^{-1}}$ について議論する。

どのような特徴を持つ楕円銀河が、明るいＸ線点源を持っているか調べることにより、Ｘ線点源がどのように形成されているか考えることが出来る。そのため、本研究では、各銀河の二つの特徴 (それぞれの銀河の銀河全体のＸ線光度と、銀河全体の可視光度) で、それぞれのＸ線点源の数とどのような関連性があるか調べた。その結果を図 4.3 に示す。傾向として、銀河全体のＸ線光度が大きい銀河に多くの明るいＸ線点源が存在している傾向がある。次に、各銀河の可視光度と、その銀河に含まれる明るいＸ線点源の個数の関連性を図 4.4 に示す。我々の結果は、明白な関連性は見られない。大雑把に言えば、可視光度が大きい銀河に明るいＸ線点源が存在している傾向があると言えるかもしれない。その場合、銀河全体の可視光度が、銀河に付随する星の数と比例しているとして考えると、楕円銀河Ｘ線点源の数は、銀河に付随している星の数と関連していると言える。しかし、その関連性は、先に述べた銀河全体のＸ線光度との関連性より弱い。

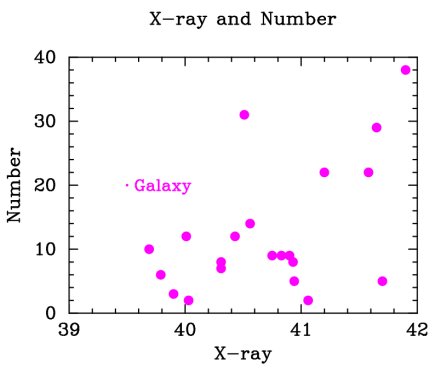

図 4.3: X線点源の数とX線光度との関連性

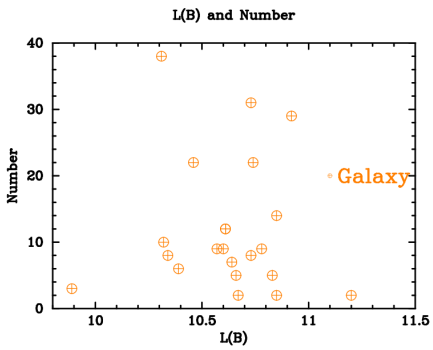

図 4.4: X線点源の数と可視光度との関連性

4.3　スペクトル解析

前小節で選んだＸ線点源について、スペクトル解析を行う。まず、楕円銀河に存在しているＸ線点源の候補として、楕円銀河内には古く軽い星しか存在していないので、低質量Ｘ線連星 (LMXB) が考えられる。そのスペクトルは、MCD モデルで上手く解釈できることが知られている。同様に、渦巻銀河内で観測された ULX の一部も、MCD モデルで表すことができると報告されている (Mizuno 2000,Makishima et al. 2000,Sugiho 2001)。

また、渦巻銀河内では、高質量Ｘ線連星 (HMXB) のように Power Law で上手くフィットできるＸ線点源も報告されている。

そこで、本研究では、二つのモデル (MCD モデルと Power Law モデル) でフィッティングを行い、その点源の光度を求めた。MCD モデルでフィットしたスペクトルを図 4.6 に、それぞれの点源のフィッティングの結果は巻末に示す。表 4.4 に、

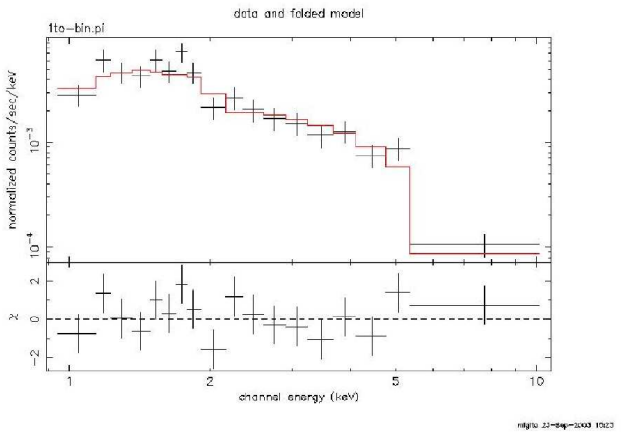

図 4.5: MCD モデル (NGC4697 のＸ線点源)

フィットできたモデルと、また上手くフィットできなかった点源の数を示す。注意してもらいたいのは、上手くフィットできていない点源 ($\chi\ 2 = 0.5 - 3$) も、二つのモデルの結果を比べて、良いほうに含めている。$\chi\ 2 = 0.5 - 3$ 以外の点源は、incompletness として数えている。この表を見ると、S/N 比が悪い点源や、フィットできていない点源 (incompletness) もあるが、そうしたＸ線点源については、Power Law の結果から、とりあえずＸ線光度を求めている。エネルギー領域は、0.3-10keV である。

また、表 4.4 の中の括弧に、$5\times\ 10^{38}$erg s^{-1} 以上の点源の数を示してある。

上手くフィットできていない点源が多いが、フィットできた点源だけについて考えると、楕円銀河のＸ線点源は、PowerLaw よりも、MCD モデルでよりフィットできている。また、$5\times\ 10^{38}$erg s^{-1} 以上の明るいＸ線点源は、MCD モデルで上手く

フィットできる傾向があることが分かる。
また、X線点源のスペクトルを見ると、1keV 付近に鉄の輝線が見られる点源が、全体で 14 個存在し、その点源は SNR であると考えられるので、本研究では除外した (図??)。次に、今回解析を行った点源の中には、$L_X \geq 2 \times 10^{39} ergs^{-1}$ の点源が何個があるが、Irwin et al.(2003) にあるように、X線バックグランドと考えられる。

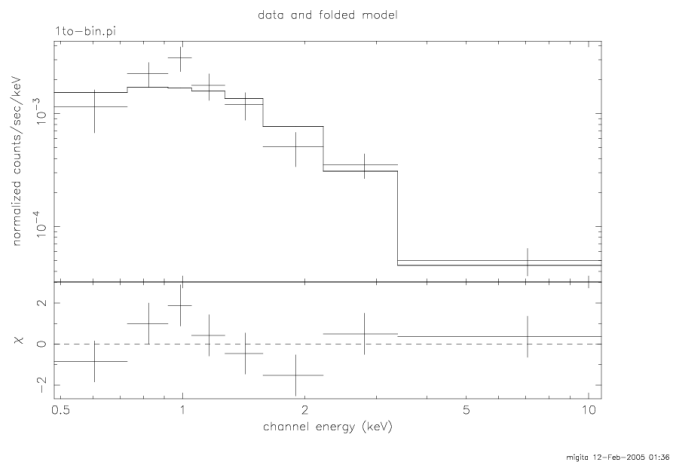

図 4.6: leV 付近に鉄の輝線が見られるスペクトル (NGC1407 のX線点源)

χ^2=0.5∼3 の範囲でフィットすることができた点源の T_{in} と α の分布を、$L_X \geq 5 \times 10^{37} ergs^{-1}$ と全体に分けて図 4.7 に示す。

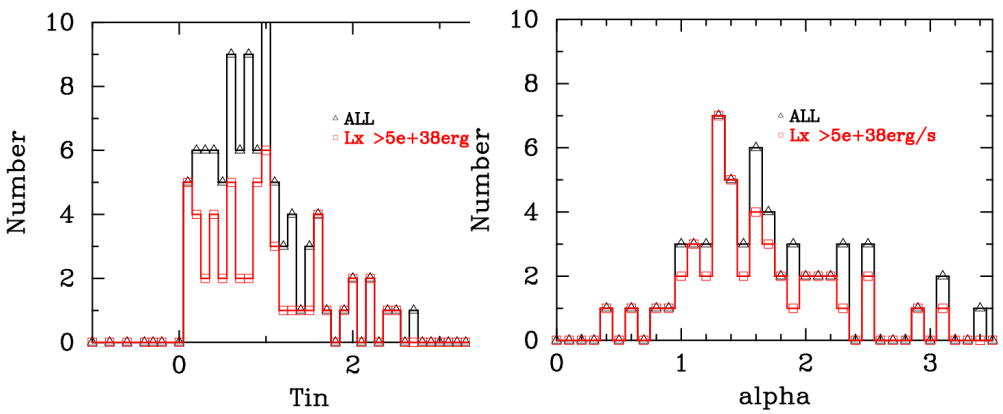

図 4.7: フィットできた点源のパラメーター分布

χ^2=0.5∼3 の範囲でフィットできた点源の内、MCD モデルで 58 %、PowerLaw モデルで 77 %のX線点源が、$L_X \geq 5 \times 10^{37} ergs^{-1}$ である。まず、MCD モデルについて考えると、内部温度 T_{in} は、0.2∼2 と広範囲に分布している。通常のブラックホール連星の降着円盤の内部温度 T_{in}= 0.5-1.2keV であり、多くの点源がその範囲の温度である。しかし、数十個のX線点源の内部温度が t_{in} >1.2keV 以上である。

表 4.4: スペクトル解析の結果

Galaxy	MCD	Powerlaw	incompletness
NGC720	4(4)	2(2)	3
NGC1316	5(3)	2(2)	3(2)
NGC1399	13(2)	4(2)	11(6)
NGC1404	1(1)	0	1(1)
NGC1407	3(3)	2(2)	8(8)
NGC1553	4(4)	3(2)	5(3)
NGC2434	1(1)	1(1)	1(1)
NGC3585	3(3)	0	3(2)
NGC3923	0	1(1)	5(4)
NGC4125	2(2)	0	10(4)
NGC4365	0	2(1)	10(8)
NGC4374	0	0	7(7)
NGC4382	0	1(1)	8(4)
NGC4472	9(2)	4(3)	15(2)
NGC4486	0	0	2(2)
NGC4494	2(2)	0	0
NGC4552	6(3)	3(1)	19(2)
NGC4636	6(3)	1(1)	16
NGC4649	6(6)	4(3)	16(2)
NGC4697	3(2)	4(3)	15(7)
NGC5846	1(1)	0	5(4)
NGC5866	1(1)	1(1)	1(1)

次に、PowerLaw モデルについて考える。べき級数 α は、0.5~3 の領域に分布している。通常のブラックホール連星の α は、$1.5sim2.5$ と報告されている (Mizuno et al)。

4.4 明るいX線点源の光度関数、空間分布

4.4.1 X線光度関数

それぞれの点源について、前章のようなスペクトル解析を行い、X線光度を求めた。その結果を、横軸にX線光度、縦軸にそのX線光度より明るいX線点源の数をとったX線光度関数で考えていく。まず、全銀河のすべてのX線点源について

のＸ線光度関数を図 4.8 に示す。この図は、全銀河のＸ線点源を足し合わせた後、銀河の数で割った平均の光度関数である。2×10^{38}erg s^{-1} が中性子星の Eddignton 光度であるので、図にある点源は、すべて Eddignton 光度以上の点源である。この図から、楕円銀河にも、多くの明るい Eddignton 光度以上のＸ線点源が存在していることが分かる。
Glifanov et al. (2003) によると、楕円銀河の明るいＸ線点源 (Lx $>$ 1 $\times$ 10^{39}erg s^{-1}) の Luminosity Function は、本研究と同様な結果になると報告されている。つまり、楕円銀河の中には予想以上に、中性子星の Eddignton 光度以上の光度を持つ ULX と呼ばれる点源が、多く存在していることを示している。平均すると、各銀河に約 10 個の Eddignton 光度以上の点源が存在していることになる。この結果は、非常に興味深い。なぜなら、楕円銀河は古く軽い星が多く、そのＸ線点源の種族成分は低質量Ｘ線連星 (LMXB) であると考えられ、ブラックホールを作るような高質量連星などは存在しないと考えられていたからである。

また、楕円銀河のＸ線点源の光度分布は、多くの点源で $\leq 5 \times 10^{39}$erg s^{-1} であることが分かる。渦巻銀河では、$\sim 5 \times 10^{40}$erg s^{-1} のＸ線点源が発見されており、このことから楕円銀河のＸ線点源と渦巻銀河のＸ線点源の種族構成が異なることが分かる。Ｘ線光度分布での渦巻銀河のＸ線点源の数は、2-3 倍で、楕円銀河よりも多くのＸ線点源が存在しており、楕円銀河と渦巻銀河の星生成率や、存在する星の違いによると考えられる。つまり、楕円銀河は古く軽い星が多い。また、最初から連星系を形成していたブラックホール連星は、すでに連星系が崩壊し存在していないと考えられている。一方で、渦巻銀河は、星生成率が大きく、若い重い星が多く存在し、ブラックホール連星や、HMXB など、高輝度のＸ線点源が多く存在していると考えられる。
次に、全Ｘ線点源の光度関数 (図 4.8) について、Power Law でフィットを行い、得られるパラメーターであるべき扱数 α について考える。Power Law のべき級数 α は、log-log 表示でのＸ線点源の光度関数の傾きを意味し、銀河ごとの傾きを比較することにより、Ｘ線点源の種族構成の光度分布がどのような特徴を持っているか調べることが出来る。例えば、渦巻銀河のＸ線光度関数は、$\sim 5 \times 10^{40}$erg s^{-1} と楕円銀河よりも高い光度のＸ線点源が存在しているために、楕円銀河よりもＸ線光度関数の傾きは低く、そのべき級数は多くの渦巻銀河で $\sim$0.5 であると報告されている。Power Law でフィットすると、べき級数 α と Normalization の二つのパラメーターが得られる。その結果を表 4.5 に示す。このことから、べき級数 α は、Ｘ線光度によらないことが分かる。一方、銀河全体のＸ線光度が大きい銀河の方が Normalization が 1.5 倍ほど大きい。つまり、Ｘ線点源の数が多いことを意味し、このことは図 4.3 からも分かる。
個々の銀河のＸ線光度関数
次に、それぞれの銀河のＸ線光度関数について考えていく。22 個の銀河を二つの図 4.9、4.10 に分けて個々の銀河の Luminosity Function を示す。

表 4.5: Power Law でフィットした結果。

	べき級数 α	Normalization(N)
全銀河	0.98± 0.11	5.88 ± 0.81
X線光度が高い銀河	1.00± 0.11	6.51 ± 0.82
X線光度が低い銀河	0.93 ±0.14	3.95 ± 0.68

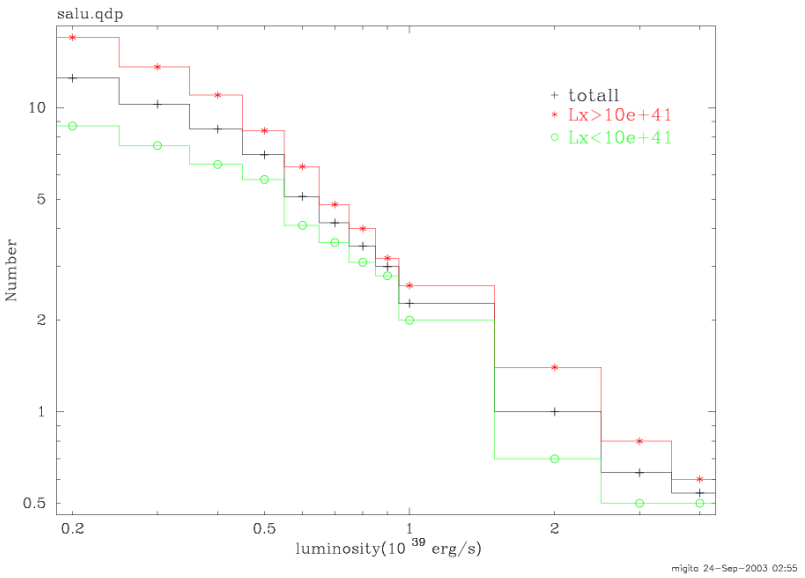

図 4.8: 解析した全点源についての Luminosity Function

この図から、各楕円銀河に、明るいX線点源が分布していることが分かる。しかし、各銀河のX線点源の数は、大きな差がある。

次に、前述と同様に、個々の銀河について Power Law でフィッティングし、各銀河のべき級数 α を求めた。べき級数 (α) を各銀河で比較することにより、それぞれの銀河のX線源の光度分布がどのような特徴を持っているのか探る。各銀河のべき級数 α を、表 4.6 に示す。

一つ一つの銀河については、誤差が大きくはっきりとしたことは言えないが、α ~0.5-1.4 で分布しており、有意な違いは見られない。X線源の数の少ない銀河で α の値が小さくなる傾向があるが、そうした銀河では、暗いX線源を検出しにくいためであると考えられる。α について、X線光度および、可視光度との相関をとったものを図 4.11、図 4.12 に示すが、全く相関は見られなかった。

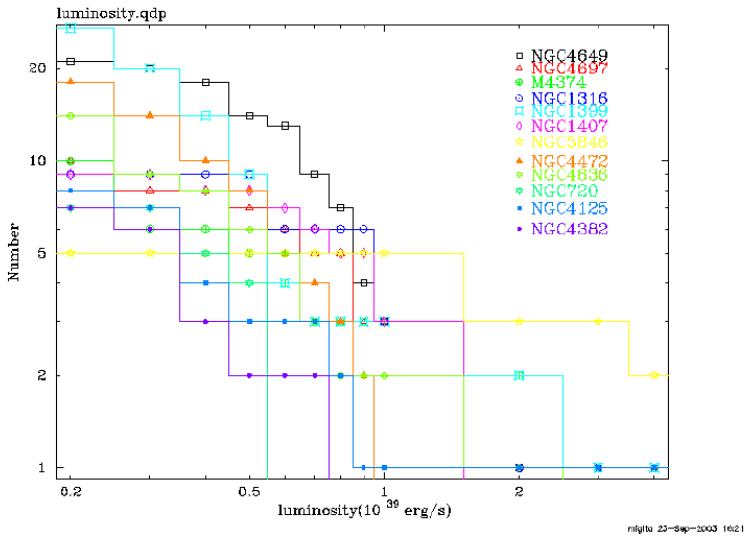

図 4.9: 個々の銀河の Luminosity Function1

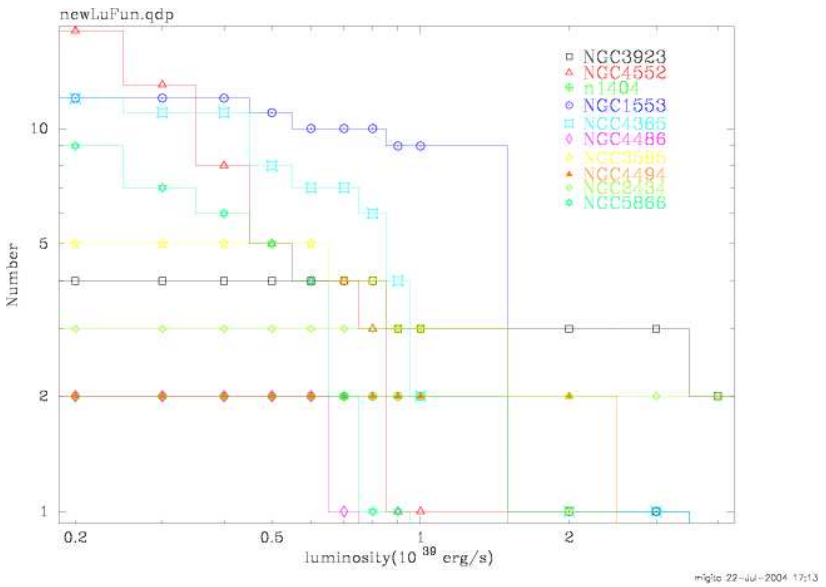

図 4.10: 個々の銀河の Luminosity Function2

表 4.6: 各銀河のＸ線光度関数を Power Law でフィットした結果。

galaxy	べき級数 α	Normalization(N)
NGC720 †	1.38± 0.507	0.89 ± 0.47
NGC1316 †	0.56± 0.16	4.46 ± 0.80
NGC1399 †	1.33 ± 0.19	3.34 ± 0.79
NGC1404	0.36 ± 0.16	1.44 ± 0.24
NGC1407 †	0.65 ± 0.19	3.90 ± 0.84
NGC1553 †	0.51 ± 0.18	6.65 ± 1.32
NGC2434	0.19 ± 0.07	2.54 ± 0.18
NGC3585	0.54 ± 0.17	2.71 ± 0.53
NGC3923	0.27 ± 0.12	3.08 ± 0.65
NGC4125	0.98 ± 0.17	1.73 ± 0.35
NGC4365 †	0.74 ± 0.17	4.25 ± 0.82
NGC4374	0.78 ± 0.01	2.71 ± 0.25
NGC4382	1.39 ± 0.31	0.81 ± 0.29
NGC4472 †	1.22 ± 0.19	2.75 ± 0.64
NGC4486	0.87 ± 0.43	0.64 ± 0.28
NGC4494	0.37 ± 0.21	1.44 ± 0.31
NGC4552 †	1.36 ±0.15	2.12 ± 0.41
NGC4636 †	1.13 ±0.12	2.36 ± 0.36
NGC4649 †	0.86 ±0.20	6.28 ± 1.45
NGC4697 †	0.70 ±0.13	3.57 ± 0.50
NGC5846	0.23 ±0.01	4.09 ± 0.34
NGC5866 †	1.13 ±0.24	1.65 ± 0.47

†X 線点源が 8 個以上の点源

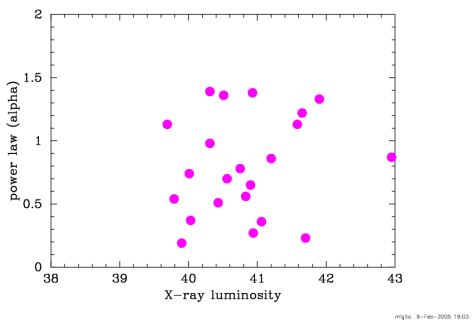

図 4.11: α とＸ線光度との関連性

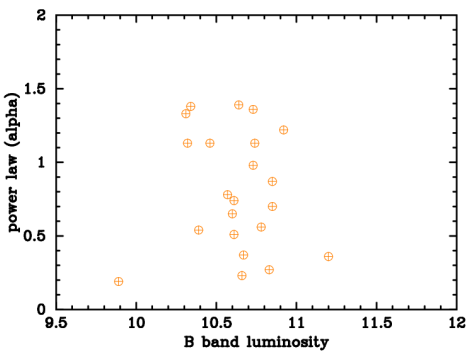

図 4.12: α と B band Luminosity との関連性

4.5　空間分布

Ｘ線点源の数との相関

次に、Ｘ線点源の空間分布について考える。そのため、それぞれのＸ線点源について、銀河中心からの距離を調べた。分かりやすいように、その距離を有効半径 (R_e) でスケーリングしている。全ての銀河のＸ線点源を足し合わせた結果を図 4.13 に示す。この図から、銀河中心から外側に向けて、Ｘ線点源の数が減少していることが分かる。

ここで、楕円銀河の可視光の半径分布は、$de\ Vaucouleurs'\ law$ と呼ばれる式で表すことができることが知られている (de Vaucouleurs 1948)。この式は、多くの楕円銀河の光度半径分布と一致することが知られている。その式は、

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

と表すことができる。ここで、I_e は effective surface brightness と呼ばれている。スケーリングし比較した結果を、図 4.13 に示す。この図から、楕円銀河中の明るいＸ線点源の半径分布は、銀河の可視光度よりも、拡がって分布していることが分かる。この傾向は、は球状星団の分布と似ている。また、銀河中心付近は、銀河ガスの放射のため低光度のＸ線点源の分解が困難である。そのため、実際は、銀河中心付近のＸ線点源の数はさらに多いと考えることができが、銀河の可視光分布ほど急な傾きにはならないと考えられる。

各銀河のＸ線点源の半径分布を図 4.14、図 4.15、図 4.16 に示す。Ｘ線点源の数が少ない銀河については何とも言えないが、Ｘ線点源の数が 20 以上の多い銀河について考察する。NGC4472、NGC4552、NGC4636 では、内側により多くのＸ線点源が存在している傾向があることが分かる。この分布は、銀河中心付近は、球状星団が多いからであると考えられる。また、特に明るいＸ線点源 $L_X > 5 \times 10^{38} ergs^{-1}$ は、若干銀河中心に分布していて、このような光度が高いＸ線点源は、metal-rich な球状星団と相関しているのかもしれない。

しかし、NGC1399 ではＸ線点源は、一様に分布している結果となっている。また、NGC4649 は、他の銀河と異なり、銀河の中心から離れたところに多くのＸ線点源が分布している。この分布は、Sarazin et al. (2003) でも同様な結果が報告されている。その理由として、銀河全体のＸ線光度が高い銀河であるため、中心領域の解析が困難な事が考えれる。その分布は、可視光度分布と球状星団分布 (Duncan et al. 2004) と比較したが、どちらとも関連性は見られなかった。

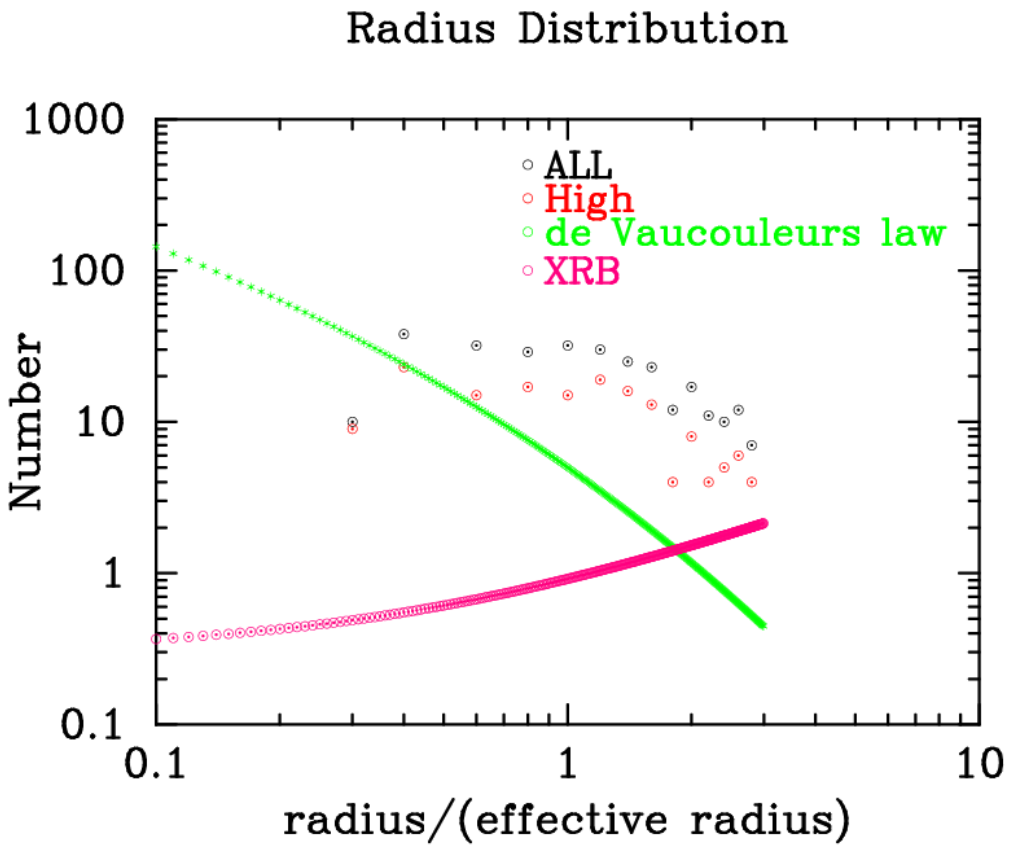

図 4.13: X線点源の半径分布。XRB は、予想される背景X線点源の数。High は、$L_X > 5 \times 10^{38} ergs^{-1}$ 以上の点源の数。

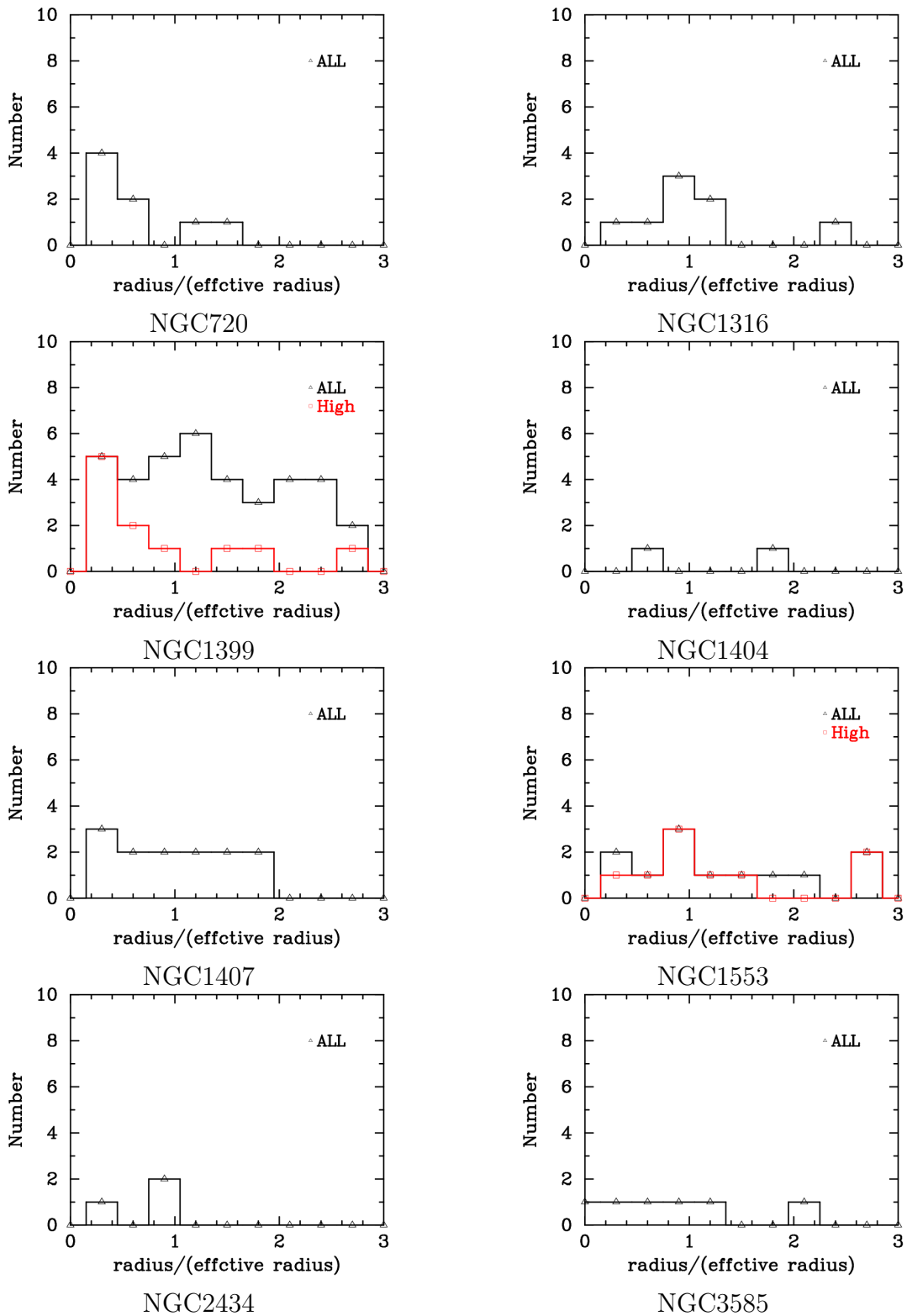

図 4.14: X 線点源の半径分布 (1)。High は、$L_X > 5 \times 10^{38} ergs^{-1}$ の点源

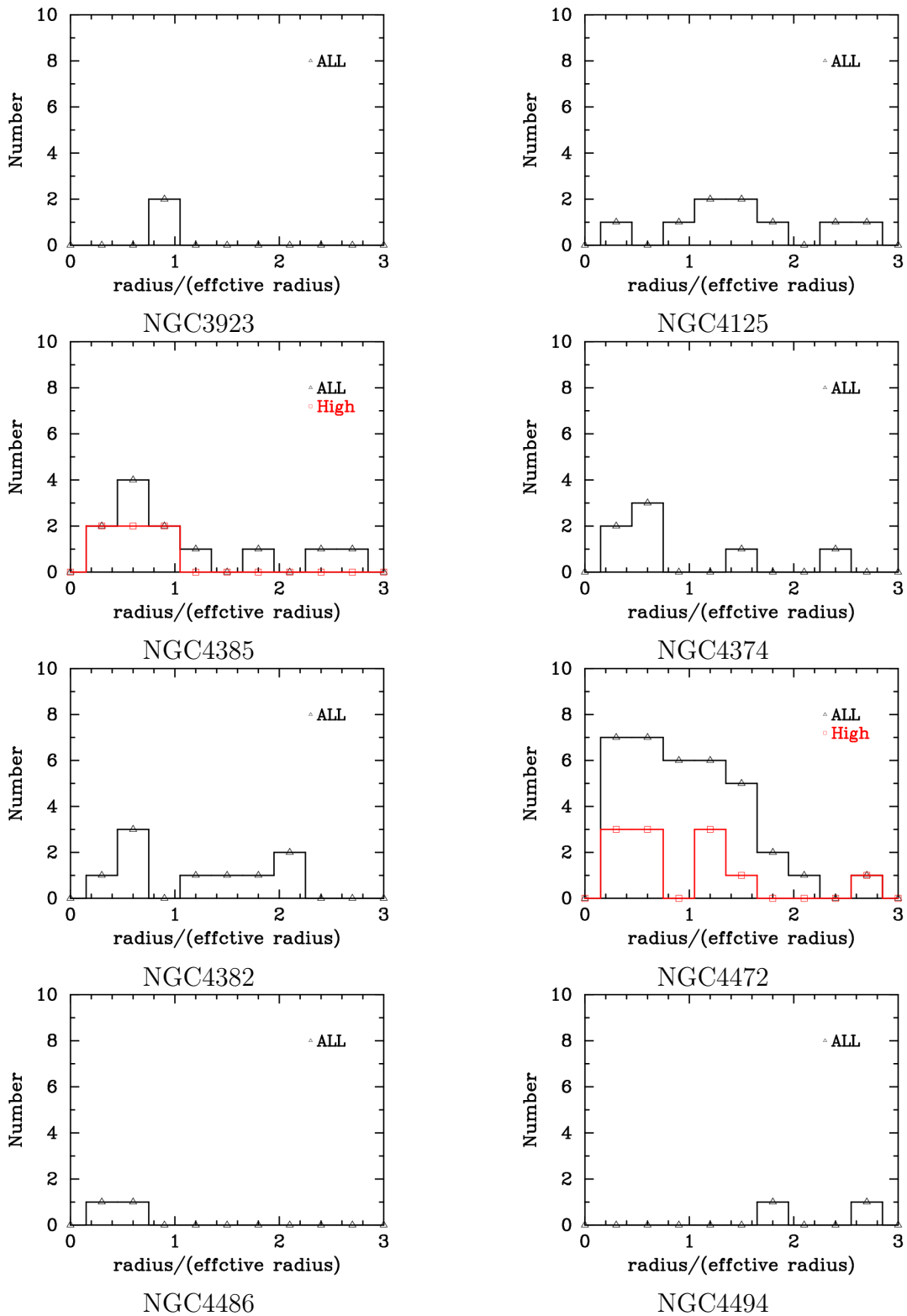

図 4.15: X 線点源の半径分布 (2)

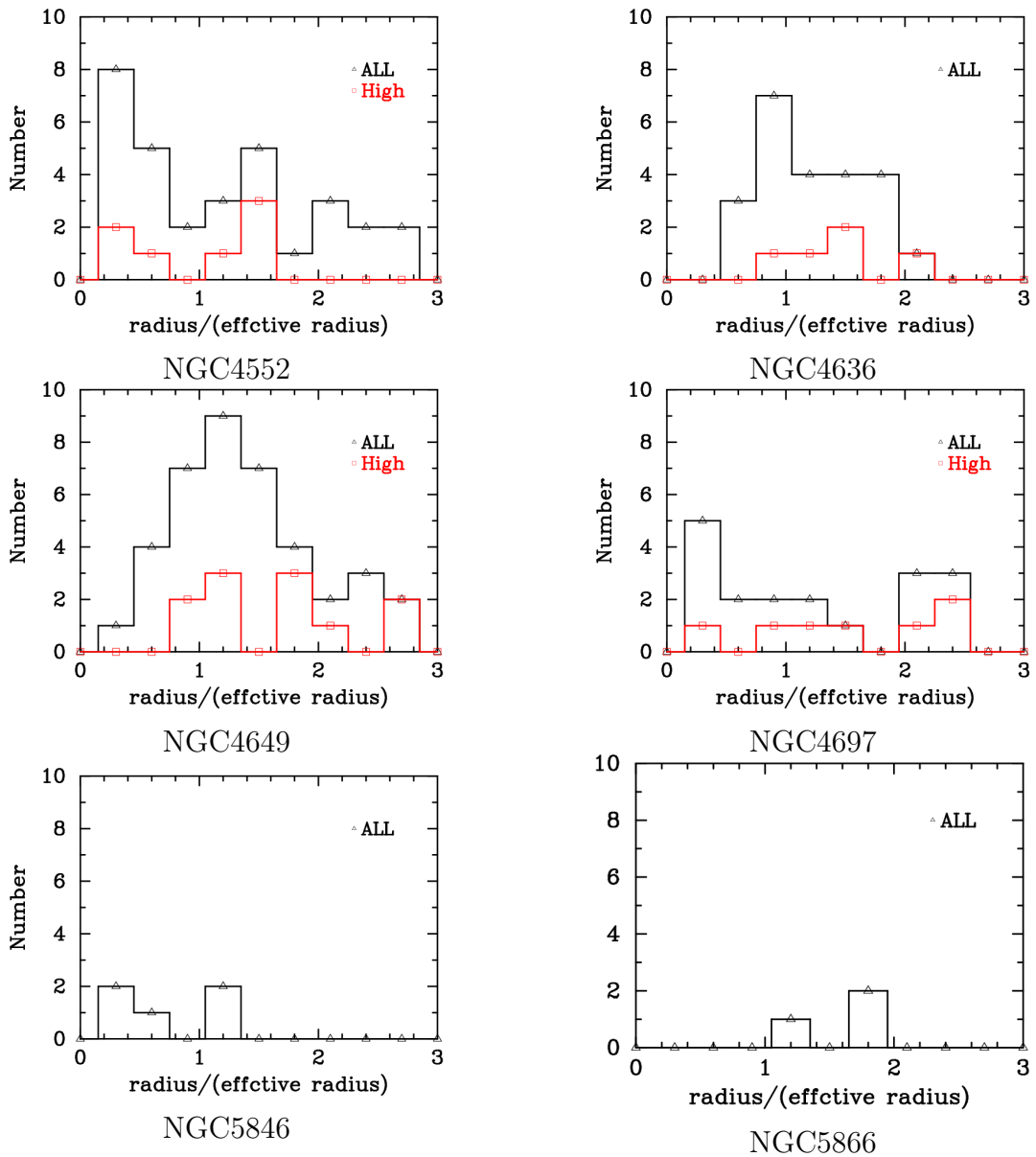

図 4.16: X線点源の半径分布 (3)

4.6 X線点源の$T_{in} - L_X$関係

次に、MCD モデルでフィットできたX線点源について、フィッティングにより得られるパラメーター T_{in} と L_X の関係を図 4.17 に示す。

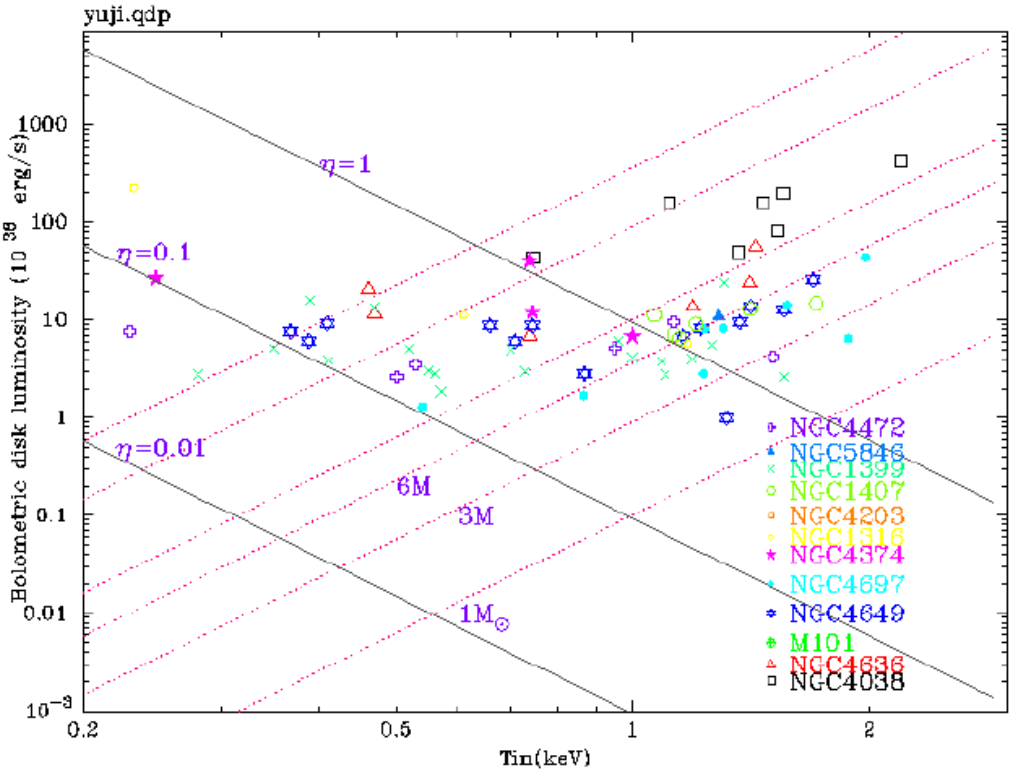

図 4.17: MCD モデルを用いてフィットした結果。T_{in} 降着円盤の内部温度。edding-ton 光度に対する観測光度 L_x の比 η が 1、0.1、0.01 の時の $L_x = 4\pi {R_{in}}^2 \cdot \sigma {T_{in}}^4 = \eta L_E$ の関係を斜線で示す。もう一つの斜線は、その点源の質量とX線光度の関連性を示している。図 4.21、4.19 も同様。比較のために、渦巻銀河の M101、スターバースト銀河である NGC4038 もプロットしてある。

比較のために、渦巻銀河の M101 と、スターバースト銀河の NGC4038 の結果もプロットしてある。また、これら点源の誤差を含めた場合を図 4.19 に示す。
以下に、この図について説明する (Makishima et al. 2000 参照)。まず、MCD モデルは、以下の関係式で表すことができる。

$$L_X = 4\pi R_{in}^2 \cdot \sigma T_{in}^4 = \eta L_{edd} \quad .....(1)$$

ここで、T_{in} は降着円盤の内部温度、L_{edd} は中性子星の Eddignton 限界光度を表す。次に、降着円盤の内部温度 T_{in} は、シュワルツシルド半径 R_s を用いると (降着円盤が回転していないブラックホールの場合 $\alpha = 1$)、

$$\begin{aligned} R_{in} &= 3\alpha R_s(\alpha = 1) \\ &= 3 \cdot \frac{2GM_X}{c^2} \\ &= 8.86 \left(\frac{M_X}{M_\odot}\right) \text{ km} \quad .....(3) \end{aligned}$$

と表すことができる。シュワルツシルド半径は $R_s = \frac{2GM_X}{c^2}$、α は、正のパラメータであり、α=1 の時シュワルツシルド半径になる。 M_X はブラックホールの質量である。(1) に (3) を代入すると、

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

となる関係式が求まる。この式から、ブラックホールの質量 M_X が一定の場合、$L_x \propto T_{in}^4$ となる。この関係を図に点線で示す。
次に、Eddington 光度 L_{edd} の式

$$L_{edd} = 1.5 \times 10^{38} (M/M_\odot) ergs^{-1}$$

を、(1) に代入すると、

$$R_{in}^2 = \frac{\eta L_{edd}}{4\pi\sigma T_{in}^4} = \frac{1.5}{4\pi\sigma T_{in}^4}\eta(M/M_\odot) \ ...(5)$$

また、式 (3) と式 (5) の関係から、

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

と求めることができる。最後に、この R_{in} を (1) に代入すると、

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

となる関係式が求まる。ここで、η 一定とすると、斜線のように $\mathrm{L}_x \propto {\mathrm{T_{in}}}^{-4}$ となる。それぞれの斜線は、Eddington 光度に対する観測光度 L_x の比 η が 1、0.1、0.01 の時の関係を示している。

この図を見ると、今回解析を行った楕円銀河の X 線点源は、降着円盤の内部温度

T_{in} が、$1 \sim 2$keV と高く、Eddignton 光度を越えた点源が多く存在していることが分かる。また、多くのＸ線点源は、質量 M が $3 - 10M_{\odot}$ の領域にある。渦巻銀河である M101 や、スターバースト銀河である NGC4038(アンテナ銀河) で確認された点源と同じであることが分かる。

そこで、楕円銀河のＸ線点源も、渦巻銀河で発見されているような ULX であるとして、以下に二つの例をあげ考えていく。楕円銀河のＸ線点源の特徴として、渦巻銀河で観測されている ULX と同様に、前述の MCD モデルでフィットを行うと、内部温度 $T_{in} \sim 2$keV と高くなる特徴がある。
このことを式で考えていくと、まず、式 (6) を計算すると、

$$R_{in} \simeq 120(T_{in}^{-4})$$

と求めることが出来る。この式を、式 (3) の回転していない場合のブラックホールの質量 ($\alpha = 1$) の式、

$$M_X = (R_{in}/8.86\alpha)M_{\odot} \ ...(7)$$

に代入すると、

$$M_X = 13.54 \times T_{in}^{-4} M_{\odot} \ ...(8)$$

とブラックホールの質量を表すことができる。T_{in}= 2keV を代入すると、M_X=$0.85_{\odot}$ となり、ブラックホールになる条件である $3M_{\odot}$ を下回ってしまう計算になり、物理的におかしい。このことから、T_{in} が高く、光度の高いブラックホール連星は、標準降着円盤とは違う放射機構であると考えられる。

一つ目の解釈として、逆コンプトン散乱の寄与が考えられる。Kubota et al. (2001) によると、降着円盤からの光子が、高エネルギー光子によって逆コンプトン散乱された場合を考慮に入れると、T_{in} が下がり、通常のブラックホール連星と同様な結果が得られると報告されている。つまり、明るいブラックホール連星の放射には、逆コンプトン散乱が大きく寄与していると考えられる。渦巻銀河の ULX については、この解釈で上手く説明できることが報告されている (Kubota et al. 2002)。そのため、内部温度 T_{in} が、$T_{in} = 1 \sim 2$keV と高い点源を選んで、逆コンプトン散乱を考慮したモデル (d.b.b + compbb モデル Kubota et al. 2001 図 4.20) を用いてフィッティングをおこなった。その結果、多くの点源で温度が ∼1.2keV に低下し、Eddignton 光度以下となる (図 4.21)。このことから、楕円銀河の明るいＸ線点源の一つの解釈として、逆コンプトン散乱が無視できない、降着円盤をもつブラックホール連星であると考えることができる。NGC1407 のＸ線点源には、逆コンプトン散乱を考慮しても、温度がさがっていないＸ線点源がある。そのスペクトルを図 4.18 に示す。

そこで、二つ目の解釈を挙げ考える。Makishima et al. (2000) によると、渦巻銀河には、内部温度 T_{in} が 1.1-1.8keV と高く、Ｘ線光度 L_X も $10^{39} - 10^{40}$erg s^{-1} と高い ULX が存在し、そうした ULX は、降着円盤が回転しているブラックホー

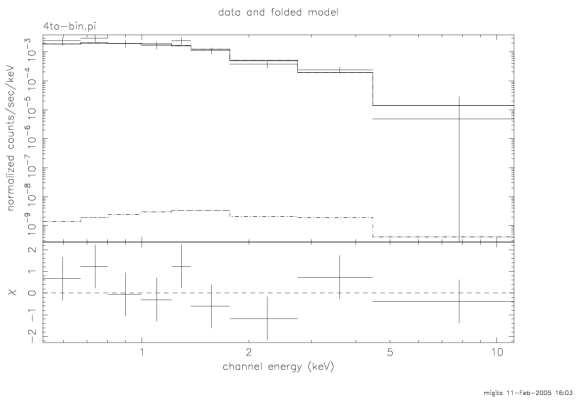

図 4.18: d.b.b.+compbb モデルでも温度が下がらない点源

ル連星 (Kerr BHs) である可能性を示唆している。回転しているブラックホール連星の場合、通常のブラックホールよりも降着円盤内部の半径が回転していない場合の $1/6$ まで小さくなることが知られている。(1) の式で、その場合 α =1/6 とすると、R_{in}=$0.5R_s$ と半径は小さくなる。半径が小さくなると,(7) と (8) 式から、ブラックホール連星である上限温度は、$\sim$2.2keV まで上昇し通常の $10M_{\odot}$ 質量前後のブラックホール連星の降着円盤の内部温度 T_{in}=0.5-1.2keV に比べて非常に高くなることができる。また、回転しているブラックホールの場合、連星による放射の効率が上がると考えられている。そのため、同質量のブラックホール連星の場合でも、回転しているブラックホールでは、回転していないブラックホール連星の 7 倍の光度を持つことができる。つまり、NGC4038 などのＸ線点源で見られる逆コンプトン散乱を考慮した後でも温度が高く、Eddington 光度以上の点源については、この解釈で説明できると思われる。

以上のことから、楕円銀河の明るいＸ線点源は、逆コンプトン散乱が無視できない降着円盤を持つ、または、回転しているブラックホール連星である可能性が考えられる。しかし、楕円銀河にこのようなブラックホール連星であると考えられるＸ線点源がどのように形成されるのかは謎である。

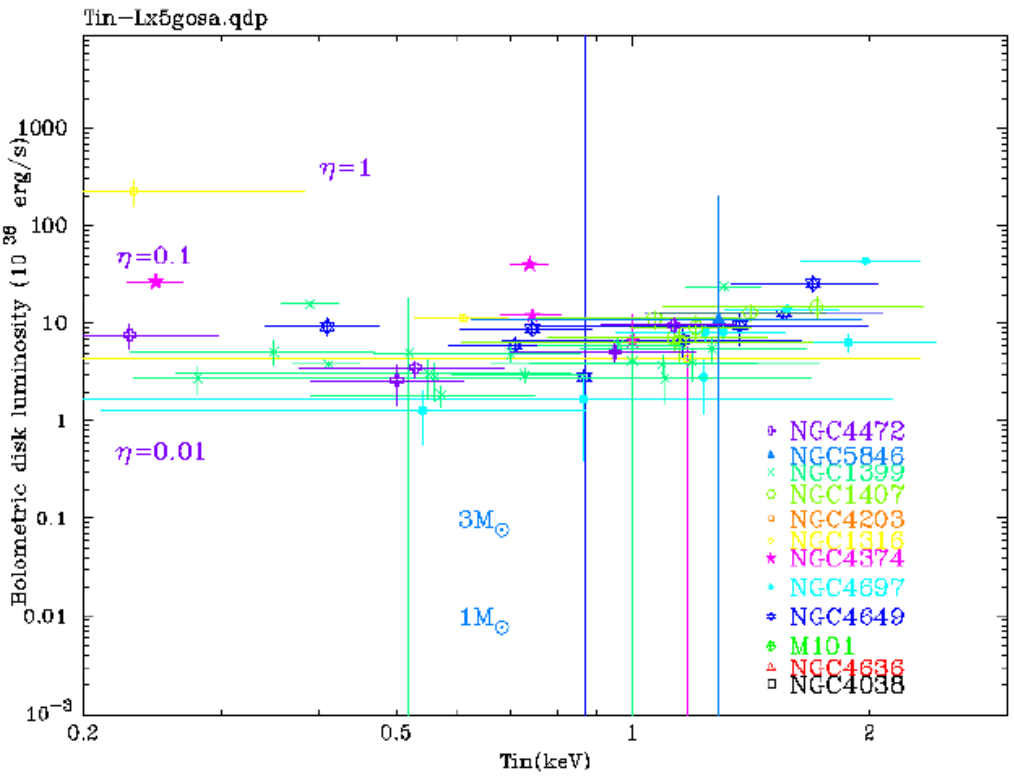

図 4.19: MCD モデルを用いてフィットした結果 (誤差)

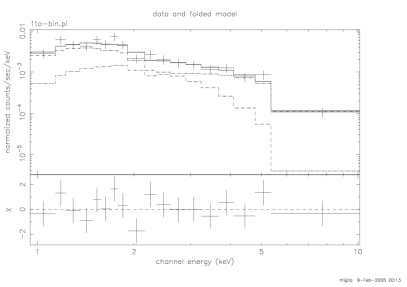

図 4.20: d.b.b.+compbb モデル。NGC469 の点源

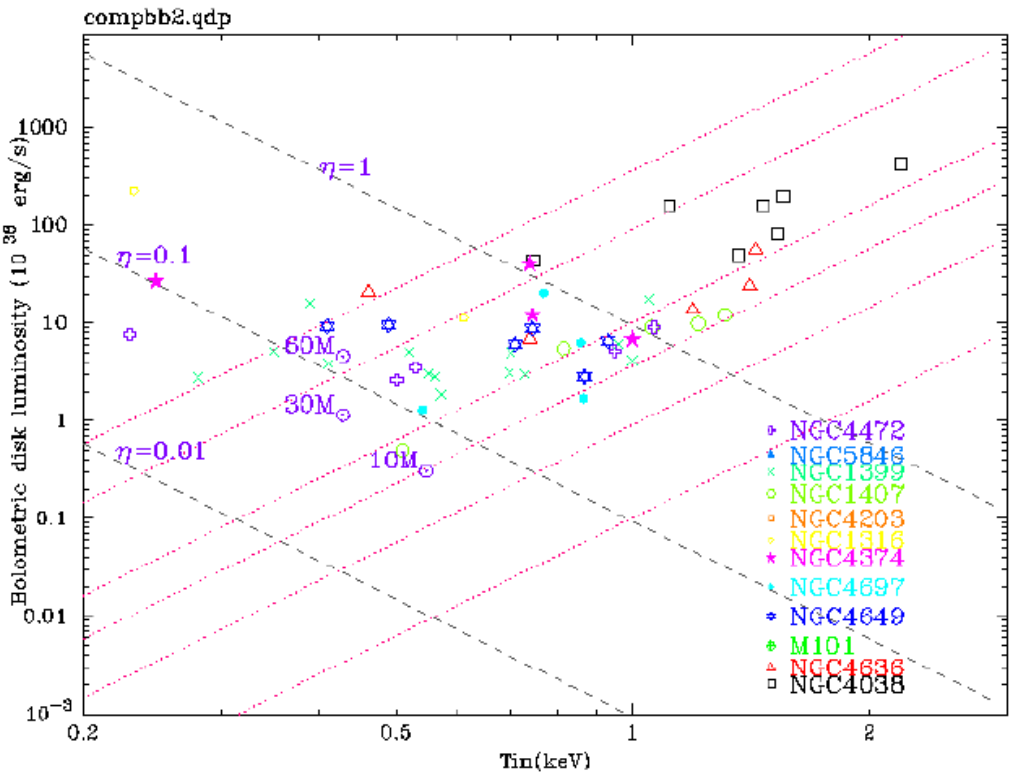

図 4.21: d.b.b.+compbb モデルを用いてフィットした結果

4.7　Hubble 望遠鏡による球状星団のデータ解析

4.7.1　Ｘ線点源と球状星団の同定

楕円銀河のＸ線点源は、球状星団に付随している確率が高いことが知られている (楕円銀河の LMXB が、球状星団に付随する確率は 20 ~ 70 %である。(Sarazin et al. 2003))。球状星団は、古い星が多く、密集しているところである。そのため、連星系を形成しやすいと考えられている (Clark et al. 1975)。その関連性を調べるため、WFPC2 の可視光観測と、Chandra 衛星のＸ線観測とを対照させて同定を行った。今回の研究では、一般公開されている WFPC2 の画像を用いている。そのため、すべての銀河について同定できていない。今回、同定した銀河を表 4.7 に示す。また、WFPC2 の画像は 2 章の図 2.16 に示してあるように、銀河全体について観測されていない。そのため、今回調べた銀河の全領域で同定することができていない。表 4.8 に同定することができたＸ線点源の数を示してあるが、各銀河のＸ線点源の約 30 ∼ 60 %で同定することができた。

Ｘ線点源が球状星団に付随している条件として、Chandra 衛星の角度分解能が 0.5″であるため、WFPC2 の画像による球状星団と、Chandara 衛星の画像によるＸ線点源が、1″エラーサークル内で一致する場合としている (図 4.22)。
ただし、NGC1399 については、他の銀河と比べて、WFPC2 と Chandra 衛星の画像のずれが $1\overset{''}{.}5$ と大きい (Angelini et al. 2001)。そのため、2″エラーサークルとした。

図 4.22: 球状星団の同定

その結果を表 4.8 に示す。また、Ｘ線光度が高い点源 ($L_X > 5 \times 10^{38} ergs^{-1}$) については、表の中に括弧で示す。

この表から分かるように、今回調べた銀河では、Ｘ線点源が球状星団内に付随する確率 ($F_{X-G.C.}$) は、20 ~ 67 %である。Sarazin et al. (2003) によると、楕円銀河のＸ線点源が球状星団に付随している確率は、20∼70 %と報告されていて、同

表 4.7: WFPC2 観測データ

Galaxy	Association Name	Exp Time	RA(J2000)	DEC(J2000)	ID
NGC1316	U5CV0201B	4000	03 22 39.87	-37 12 10.0	8214
	U34M0108B	5000	03 22 39.91	-37 12 08.6	5990
	U34M0102B	1860	03 22 39.87	-37 12 08.1	5990
NGC1399	U5FN0101B	2600	03 38 31.72	-35 27 24.0	8031
	U34M0201B	1800	03 38 29.56	-35 26 30.7	5990
	U5CV0101B	4000	03 38 28.83	-35 26 30.2	8214
NGC4125	U3M72308B	2100	12 08 05.87	+65 10 54.5	6587
	U3CM5202B	1000	12 08 05.40	+65 10 56.6	6357
	U62E0301B	4100	12 08 05.20	+65 11 07.5	8686
NGC4374	U27L4P01B	280	12 25 03.61	+12 53 13.1	5476
	U34K0106B	2600	12 25 05.57	+12 53 27.2	6094
NGC4382	U2Q40101B	4900	12 25 17.90	+18 09 04.7	6123
	U5710303B	3240	12 25 22.30	+18 11 44.2	7468
NGC4552	U3070801B	2400	12 35 39.90	+12 33 53.5	6099
	U3070805B	1500	12 35 39.90	+12 33 53.5	6099
NGC4636	U62E0706B	400	12 42 51.57	+02 41 02.0	8686
	U3HY0401B	800	12 42 47.72	+02 41 28.4	6355
NGC4649	U2QO0301B	2100	12 43 38.60	+11 33 29.9	6286
	U62E0901B	2200	12 43 37.96	+11 33 36.2	8686
NGC5846	U36J0602B	2200	15 06 30.61	+01 34 21.6	5920
	U3CM2A02B	1000	15 06 31.24	+01 36 12.4	6357
	U36J0402B	2200	15 06 31.05	+01 36 35.5	5920
	U3780901B	2200	15 06 27.55	+01 36 37.7	6785
	U36J0502B	2200	15 06 30.23	+01 38 17.9	5920

様の結果となっている。$L_X > 5 \times 10^{38} ergs^{-1}$ の点源については、数が少なくはっきりと言えないが、平均して 50 %の点源が球状星団に属していると言える。これは、$5 \times 10^{38} ergs^{-1}$ 以下のものと同じ傾向であると言える。球状星団による全体の可視光度に対する寄与は、とても小さい (個々の銀河によって異なるが、多くが ~ 2 % である)。ここで、一つの星の可視光度があまり変わらないとすると、星の数は可視光度の強さに比例すると考えることができる。つまり、球状星団に含まれる星の数は、銀河本体の星と比べると、相対的に少ないと言える。そのため、楕円銀河の LMXB が約 20 ~ 70 %で球状星団に付随しているという結果は、多くのＸ線点源が球状星団内で形成されていることを示差していると考えられる。§ 2.4.5 で述べたように、楕円銀河のＸ線点源の数は、球状星団の数に比例して増加するという傾向が報告されている。今回解析を行った銀河について、球状星団の数と

表 4.8: 球状星団に付随する確率

galaxy	N[a]	N_{check}[b]	$N_{X-G.C.}$[c]	$F_{X-G.C.}$[d]	$F^{\dagger}_{X-G.C.}$[e]
NGC1316	10	6(4)	3(2)	50 %	50 %
NGC1399	28	14(6)	9(4)	64 %	67 %
NGC4125	9	5(2)	3(1)	60 %	50 %
NGC4374	6	4(1)	1(0)	25 %	0
NGC4382	7	6(4)	382	50 %	50 %
NGC4365	12	5(4)	2(2)	40 %	50 %
NGC4472	28	14(4)	4(2)	29 %	50 %
NGC4552	28	10(3)	6(1)	60 %	33 %
NGC4636	23	5(3)	1(0)	20 %	0
NGC4649	26	9(3)	6(1)	67 %	33 %
NGC5846	5	3(3)	2(2)	67 %	67 %

[a]X 線点源の数
[b]WFPC2 の画像内にある点源の数
[c]球状星団と一致した点源の数
[d]X線点源が球状星団に付随する確率
[e]$L_X > 5 \times 10^{38} ergs^{-1}$ の場合

X線点源の数の相関を図 4.23 に示す。X線点源は、$L_X > 5 \times 10^{38} ergs^{-1}$ と、全部の点源に分け、また球状星団の数 (Forbes et al. 1997) が分かった銀河だけについて示してある。

この図をみると、NGC4486 を除いて、球状星団の数に比例して、X線点源の数が増加していることが分かる。つまり、楕円銀河のX線点源は、球状星団によって形成されていることを示唆していると考えられる。光度が高いX線点源 ($L_X > 5 \times 10^{38} ergs^{-1}$) は、光度が低いX線点源と比べて相関が小さい傾向がある。また、前述した我々が調べた銀河全体の可視光度との相関では、明白な関連性は見られていないことから、X線点源は、銀河全体の星の数よりも、球状星団と強く関連していると言える。

4.7.2 球状星団に付随するX線点源の半径分布と光度分布

次に、球状星団 (G.C. : Globular Cluster) に付随するX線点源 (X線点源 (G.C.)) と、付随しないX線点源 (X線点源 (non-G.C.)) の半径分布と光度分布について調べた。それぞれ、光度分布 (図 4.24)、半径分布 (図 4.25) に示す。この結果をみると、どちらも明白な関連性は見られていないことが分かる。一方、Sarazin et al.2003 では、明るいX線点源は球状星団に付随しない傾向が方向されており、M31 などで

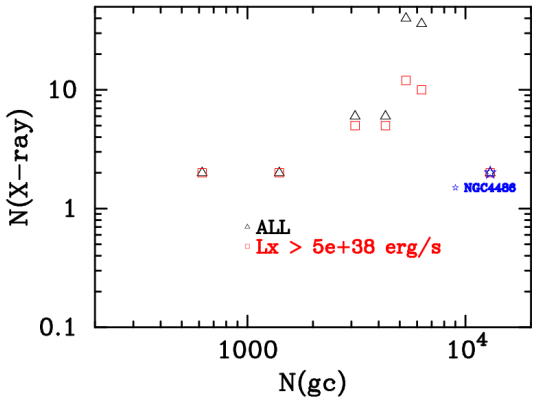

図 4.23: 球状星団の数とＸ線点源の数。各銀河の球状星団の数 (Forbes et al. 1997)

も、明るいＸ線点源は球状星団内に見つかっていない。また、Angelini et al. 2001 では、逆の傾向が報告されている。このように、まだ統一的な見解は得られていない。もしかしたら、今回の結果のように、銀河によって、その特徴は変化しているものなのかもしれない。しかし、本研究はサンプル数が多く、系統的に精度が良い。そのため、球状星団に付随するＸ線点源と、付随しないＸ線点源は、半径と光度との明白な相関は無いと考えることができる。

4.7.3　球状星団の色による相関

次に、球状星団の色との相関をしらべる。WFPC2 で、F555w と F814w の二つのフィルターで観測されている銀河について、その球状星団の色を調べた。今回調べた銀河を表??に示す。その場合、以下の UBVRI 変換式を用いて行った。

$$V = -2.5\log(DN/s)_{F555w} + ZP + 0.052(V-I) + 0.027(V-I)^2 - CTE$$

$$I = -2.5\log(DN/s)_{F814w} + ZP + 0.062(V-I) + 0.025(V-I)^2 - CTE$$

ここで、DN/s は、1 秒当たりの光子カウント数、ZP は Zero Point(表 4.9)、CTE(Charge Transfer Efficiency) は、CCD の電荷転送効率による寄与を、それぞれ表している。(詳しくは、http:www.noao.edustaffdolphinwfpc2_calib)

今回は、F555w と F814w の二つのフィルターで観測されている銀河についてだけ、その球状星団の色とＸ線点源の関連性を調べた。NGC4552 の解析結果を図 4.26 に示す。光度が明るく重元素量が多い球状星団が、より多くのＸ線点源を形成している傾向があるが、球状星団と付随したＸ線点源の数が 6 個と少なく、はっきりとしたことは言えない。

表 4.9: ZP(zero point)

	ZP_{F555w}	ZP_{F814w}
PC1	22.451	21.554
WFC2	22.498	21.599
WFC3	22.522	21.616
WFC4	22.476	21.574

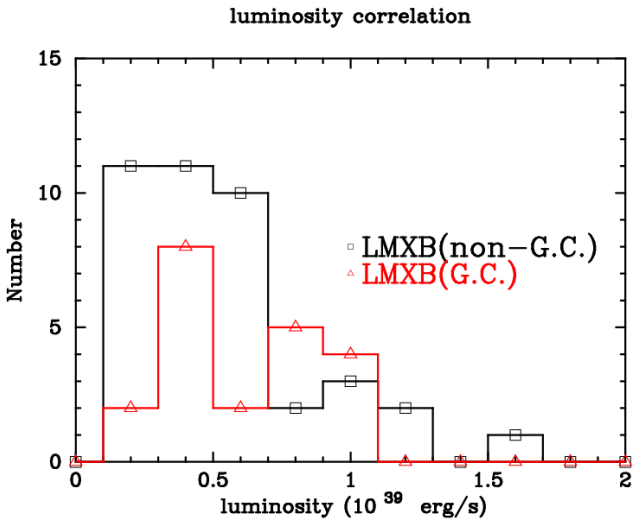

図 4.24: 球状星団に付随するＸ線点源と、付随しないＸ線点源の光度依存性

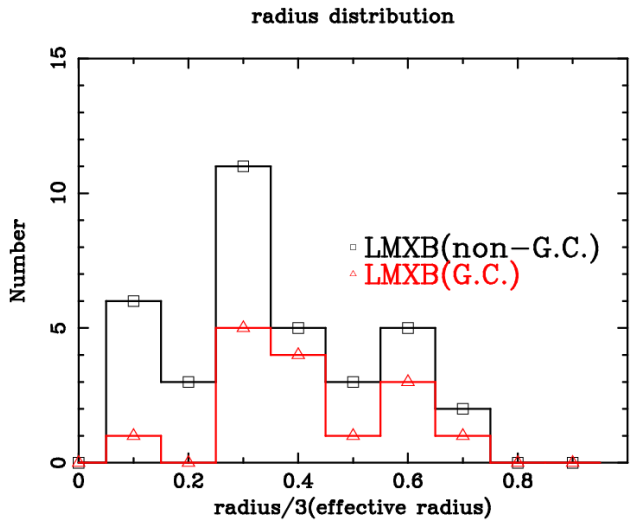

図 4.25: 球状星団に付随するＸ線点源と、付随しないＸ線点源の半径分布

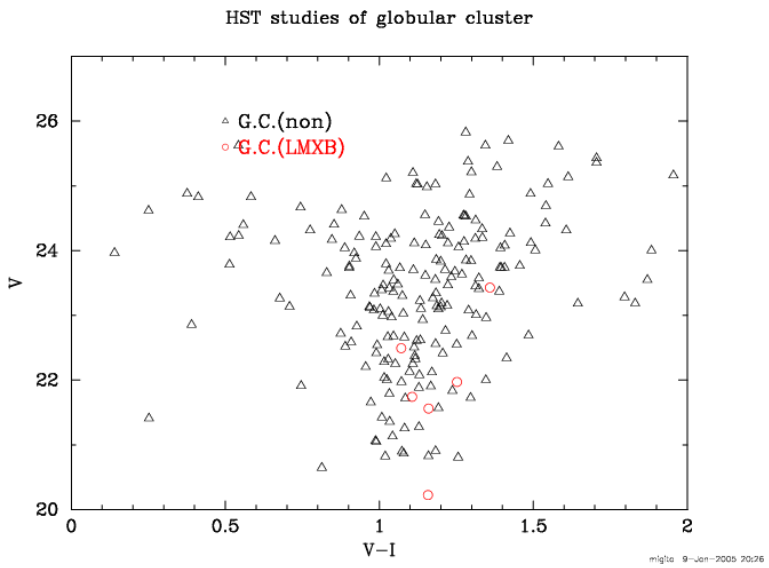

図 4.26: 球状星団の色とＸ線点源の関連性。縦軸が球状星団の可視光度。横軸が、球状星団の重元素量を意味していて、1 以上が赤い球状星団 (metal-rich)。1 以下が青い球状星団 (metal-poor) を表している。

4.8 考察

この章では、楕円銀河中の明るいX線点源の特徴をまとめ、どのように明るいX線点源が形成されているか考察を行う。今回解析を行った明るいX線点源 ($L_X \geq 2 \times 10^{38} ergs^{-1}$) は、光度が高くその光度を維持するために、連星系の寿命は短い。そのため、現在観測されている明るいX線点源は、銀河形成の初期に作られた連星系ではなく、その後、単独の星と衝突することにより形成された連星系であると考えられる。球状星団は、星が密集している領域で、連星系を形成しやすく、本研究の結果からも、楕円銀河中の明るいX線点源は、球状星団と相関していることが確認できた。
つまり、楕円銀河の明るいX線点源は、ブラックホールや中性子星が、球状星団内の星と衝突することにより形成されていると考えることができる。そこで、X線点源が球状星団内で実際に衝突により形成されているかどうか調べるために、まず、距離が近く精度良く観測されている我々の銀河系内の球状星団と、X線点源の関連性について考察し、楕円銀河のX線点源との比較を行った。しかし、我々の銀河系の球状星団内には、楕円銀河のX線点源のような Eddington 光度以上の明るいX線点源は観測されていない。そのため、本研究では、楕円銀河と我々の銀河のバルジとの球状星団の数に注目して、それぞれのX線点源の種族構成について考察を行った。

4.8.1 明るいX線点源の特徴

本研究では、22 個の楕円銀河について、そのX線点源のスペクトル解析を行った。X線点源の光度をスペクトルから求めると、中性子星の Eddington 光度を越えた $2 \times 10^{38} ergs^{-1}$ 以上の点源が、数多く存在していることが確認できた。この数は、予想される背景X線バックグランドの数よりも多く、確かに、楕円銀河内に、Eddington 光度を越えた明るいX線点源が存在していると言える。MCD モデルでフィットできた点源の多くは、通常のブラックホール連星の降着円盤の内部温度 ($T_{in} = 0.5 \sim 1.2$keV) と同様の内部温度を持っていることが分かる。また、$1keV$ 以上のX線点源の多くは、逆コンプトン散乱を考慮したモデルで説明することができた。また、PowerLaw モデルでフィットしたところ、約半分のX線点源が、通常のブラックホール連星のべき級数 α(=1.5∼2.5) と一致する結果となっている。

次に、球状星団との関連性では。楕円銀河のX線点源は、20∼70 %で球状星団に付随している。球状星団は、星が多く集まっている領域であり、連星系を形成しやすいことが報告されている (Clark et al. 1975)。
以上のことから、楕円銀河に存在しているX線点源は、ブラックホール連星である可能性が高い。以下では、楕円銀河にブラックホール天体が観測された数だけ存在することが異常なのかどうか考える。

4.8.2 明るいX線点源の数

楕円銀河内に、中性子星の Eddington 光度を越えた明るいX線点源 ($L_X > 2 \times 10^{38} ergs^{-1}$) が数多く存在していることは、本研究や最近の研究により確実な事であると言える。そのX線点源の最大光度は、$L_X \leq 2 \times 10^{39} ergs^{-1}$ である。一方、渦巻銀河では $L_X \geq 10^{39} ergs^{-1}$ の明るいX線点源が、渦巻の部分に多く観測されているが、楕円銀河と同様に、古い星で構成されている渦巻銀河のバルジ付近、例えば、我々の銀河や、M31 のバルジでは発見されていない。そこで、その正体を探るため、我々の銀河や M31 と、今回解析を行った楕円銀河について比較して考える。

まず、M31 に明るいX線点源が 1 つ存在すると仮定し、M31 の可視光度 $L_B = 1.25 \times 10^{10} L_\odot$ 当たり、1 つの明るいX線点源が存在するとする。ここで、銀河の星の総数は、銀河の可視光度に比例しているとする。本研究で解析を行った領域の楕円銀河の可視光度と、M31 のバルジ可視光度の比から、予想される明るいX線点源の数を数個の銀河について表 4.10 に示す。一方、本研究では、一つの楕円銀河に、平均して 10 個のX線点源が存在する結果となっている。よって、楕円銀

表 4.10: 楕円銀河とバルジの可視光度の比から予想されるX線点源の数

Galaxy	予想される数
NGC1316	2
NGC1399	1
NGC1407	1
NGC4374	2
NGC4636	0.6
NGC4649	1
NGC4697	3

河の中には、予想以上の明るいX線点源が存在していることになる。つまり、楕円銀河内には、我々の銀河や M31 とは異なり、異常に多いX線点源が観測されていると言える。

そこで、球状星団との相関について考える。本研究では、22 個の楕円銀河について、球状星団との関連性を調べたところ、20∼70 % で明るいX線点源が球状星団と付随している結果となった。また、$5 \times 10^{38} ergs^{-1}$ 以上の明るいX線点源も平均して 50 % の確率で球状星団に付随している。その楕円銀河のX線点源の空間分布は、可視光度の分布よりも平坦に分布し、この分布は、球状星団の分布に一致している。

次に、specific frequency：S_{gc} と、近赤外線 L_K の関連性について調べた (S_{gc} の値は、Kim & Fabbiano 2004)。specific frequency：S_{Gc} とは、銀河全体の可視光度の単位可視光度に対する球状星団の数で定義され、S_{gc} が大きい銀河ほど、多くの球状星団を持っている。また、ここでは、各銀河のＸ線点源の見落しがないように、$L_X \geq 5 \times 10^{38} ergs^{-1}$ の明るいＸ線点源だけについて考えている。縦軸にＸ線点源の数/近赤外線、横軸にそれぞれ近赤外線と S_{gc} をとったものを図 4.27 に示し、そのパラメーターの値は表 4.11 に示す。

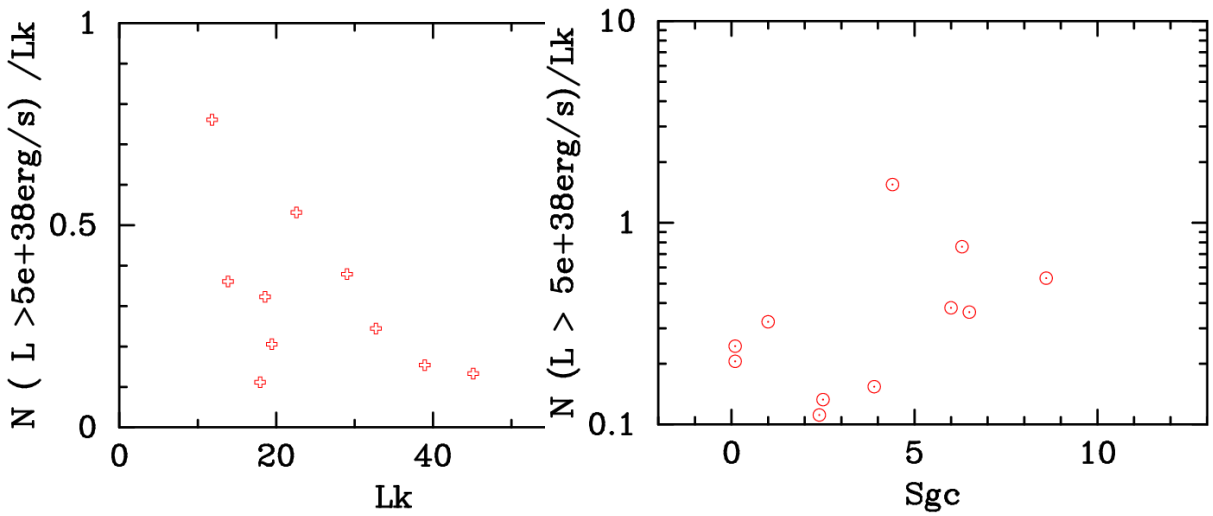

図 4.27: (左)：単位近赤外線光度あたりの各銀河のＸ線点源の数と、星全体の近赤外線光度の相関。(右)：単位近赤外線光度あたりの各銀河のＸ線点源の数と、S_{gc} との相関。Ｘ線光度の単位は 10^{40}erg s^{-1}、 近赤外線の単位は $10^{10} L_{k\odot}$

近赤外線は、古い星の分布を表しているとすると、左の図から、Ｘ線点源の数と古い星の数は相関がないことが分かる。また、右の図から、Ｘ線点源の数/近赤外線の比は、球状星団の単位可視光度当たりの数 S_{gc} と若干相関していることが分かる。つまり、Ｘ線点源の数は球状星団数に比例していることが示唆される。

以上のことから、楕円銀河のＸ線点源の多くは、球状星団に付随していると言える。

4.8.3　球状星団でのブラックホールと恒星の衝突確率

ここでは、球状星団内で、単独の中性子星やブラックホールが、恒星と衝突し新しく連星系を形成する確率について考える (Frank et al. 2004 etc. 参照)。本研究では、$L_X \geq 2 \times 10^{38} ergs^{-1}$ のＸ線点源について考えている。Juett(2005) によると、$L_X \geq 5 \times 10^{37} ergs^{-1}$ の高光度のＸ線点源は、楕円銀河の星の年齢 $\geq$1Gyr に対して、$\sim$100Myr と連星系の寿命が短く、星の誕生とともに形成された連星系では説明出来ないと報告されている。そのため、本研究で観測された各楕円銀河の明るいＸ線点源は、新しく形成された連星系であると考えられる。

表 4.11: 各銀河の L_K、S_{gc}、X線点源の数 (N)。

Galaxy	近赤外線 $L_K(10^{10}L_\odot)$	specific frequency S_{gc}	X線点源の数 $\mathrm{N}(>2\times10^{38})$
NGC720	18.583	1.0	6
NGC1316	45.135	2.5	6
NGC1399	22.579	8.6	12
NGC1407	32.719	0.1	8
NGC4365	11.828	6.3	9
NGC4374	17.951	2.4	2
NGC4382	19.449	0.1	4
NGC4472	38.949	3.9	6
NGC4636	13.858	6.5	5
NGC4649	29.033	6.0	11
NGC4697	7.755	4.4	12

以下では、潮汐による衝突確率と、交換衝突の二つの連星系が形成される過程について考えていく。交換衝突 (exchange encounter) とは、元々軽い星同士の連星系に、中性子性やブラックホールが衝突することにより、主星が入れ換わる現象である。

ここで、中性子星やブラックホールの数密度を n、球状星団の数密度を n_c、また分散速度 (dispersion velocity) を v とすると、連星系が生成される確率 Γ は、

$$\Gamma \propto \int n_c n A v dV$$

となる。A は、相互作用断面積、R は星の半径、ρ_0 は、中心の星の質量密度、r_c は球状星団のコア半径である。
ここで、相互作用断面積は、二つの星が衝突パラメータ R で、小さい速度 V ですれ違うとすると、

$$A = \pi R^2(1+\frac{2G(m+M)}{v^2R}) \simeq \pi R\frac{2G(m+M)}{v^2}$$

と表すことができる。この式から、$A \propto R/v^2$ となり、Γ の式に代入すると、

$$\Gamma \propto \int \frac{n_c n R}{v} dV \propto \frac{\rho_0^2 r^3 r_c}{v} R$$

と求めることができる。ここで、星の密度は、球状星団の中心が大きい。そのことから、中心にいけばいくほど衝突確率はあがる。

一方、交換衝突についても類似の衝突率関数が得られて、

$$\Gamma_e \propto \int n_c n_b A_b \upsilon dV \propto \int \frac{n_c n_b a}{\upsilon} dV \propto \frac{\rho_0^2 r^3 r_c}{\upsilon} a$$

となる。
n_b は、単位面積あたりの連星系の数、a は、連星系の半径である。ここで、潮汐衝突と、交換衝突の率は、

$$\frac{\Gamma}{\Gamma_e} \sim \frac{R}{a}\frac{n}{n_b}$$

である。
分散速度 υ は、ビリアル定理から (King 1996)、

$$\upsilon \propto \sqrt{\rho_0} r_0$$

その結果 (Verbunt 2003)、

$$\Gamma \propto \rho_0^{1.5} r_c^2 R \quad and \quad \Gamma_e \propto \rho_0^{1.5} r_c^2 a$$

と求めることが出来る。
Pooley et al. (2003) により、上の式を用いて、我々の銀河系にある球状星団に付随する中性子星のＸ線点源の数と、潮汐による衝突確率が求められている (図 4.28)。縦軸は、球状星団の中に観測されている中性子星のＸ線点源の数、横軸に、求められた衝突確率に比例する値 Γ をとってある。

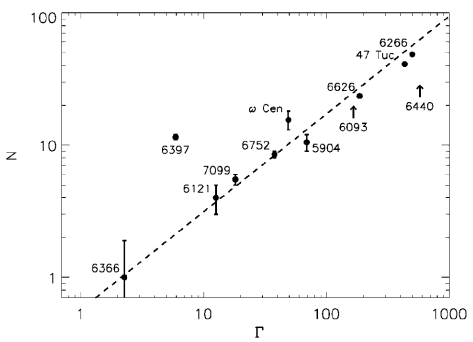

図 4.28: 球状星団に付随するＸ線点源の数 (N) と、衝突確率 (Γ)

この図から分かるように、我々の銀河に存在する球状星団については、中性子星のＸ線点源の数と衝突確率 Γ が比例していることが分かる。つまり、衝突確率が高い球状星団に、より多くのＸ線点源が存在している。以上のことから、球状星団内では、単独の星との衝突により、連星系が形成されていると言える。

しかし、我々の銀河系や M31 のバルジに付随している球状星団の中に、楕円銀河で観測されたようなブラックホール点源は観測されていない。そこで、楕円銀

河に見つかったＸ線点源について、楕円銀河と我々の銀河やM31 のバルジについて比較し、以下で、それぞれのＸ線点源の分布について考えて行く。楕円銀河のＸ線点源の数は、球状星団の数と相関があり、球状星団の数が多い銀河に、より多くのＸ線点源が存在し、楕円銀河のＸ線点源は、球状星団で形成されている可能性が高いことが本研究で確認された。つまり、楕円銀河のＸ線点源の分布は、球状星団と強く相関している。そのため、それぞれの球状星団の数に注目し、我々の銀河やM31 のバルジのＸ線点源は、楕円銀河の結果と同様に球状星団の数に比例しているとして考える。それぞれの球状星団の数の比は、(楕円銀河の球状星団の数/M31 の球状星団の数) = 約10 倍である。まず、我々の銀河とM31 の球状星団に付随するＸ線光度関数を図4.29 に示す。この図にあるように、我々の銀河や

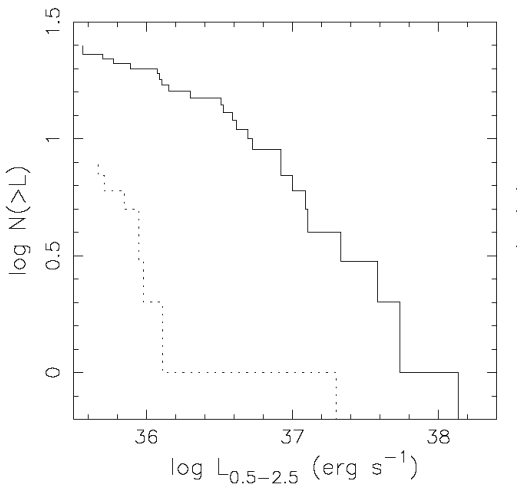

図 4.29: 我々の銀河 (破線)M31(破線) の銀河の球状星団に存在する点源のＸ線光度関数 (Di Stefano et al. 2001)。

M31 には、中性子星のEddignton 光度を越えたＸ線点源は観測されていない。しかし、図にあるように、$10^{38}ergs^{-1}$ で、N∼1 個のＸ線点源が存在していることが分かる。このＸ線点源は、中性子星の連星系である。ここで、M31 の球状星団の数を10 倍とすると、Ｘ線点源の数も10 倍になると考えられ、その数は、10 個と予想できる。10 個は、本研究の各楕円銀河に見付かった 2×10^{38} 以上の光度を持つ、Ｘ線点源の数と一致している。また、Ｘ線光度関数が $10^{38}ergs^{-1}$ 以上でも、一つのPowerLaw でフィットすることができると仮定すると、$10^{39}ergs^{-1}$ で一個のＸ線点源が存在することになり、楕円銀河のＸ線点源の数と一致している。
また、星の 6×10^{-4} がブラックホールになると言われているが、これを球状星団にあてはめると、球状星団を形成する数は $\sim 10^6$ 個であるので、球状星団内には、数10 個のブラックホール連星が存在している計算になる。球状星団の中のブラックホールは、数年 ~ 数十年に一度数ヵ月間明るくなると言われており、平均して

$\sim$1 個の確率で明るくなっていると考えられる。

以上のことから、我々の銀河や M31 に Eddington 光度を越えた明るいＸ線点源が発見されていない理由は、ただ単に、球状星団の数に比例した、Ｘ線点源の数が少ないためであると言える。このことから、以前は、球状星団で形成されたブラックホール連星は、その後、球状星団から排出される (Kulkarni et al. 1993) と考えられていたが、球状星団内で形成されたブラックホール連星が、球状星団内に留まることもあると示唆される。

4.9 まとめ

本研究では、22 の楕円銀河について、銀河内に存在する明るいＸ線点源の系統的研究を行った。以下に、その結果をまとめる。

- 楕円銀河内には、多くの中性子星の Eddington 光度を越えた明るいＸ線点源が数多く存在している。その数は、予想される背景Ｘ線バックグランドの数より多く、有意である。
- 楕円銀河の明るいＸ線点源は、球状星団と 20$\sim$70 %で付随している。その関連性は、楕円銀河について、一般的な性質であると言える。
- 楕円銀河の明るいＸ線点源の半径分布は、可視光光度分布よりも広範囲に分布しており、その分布は球状星団の分布に似ている。
- 球状星団の数が多い銀河に、より多くのＸ線点源が存在している。つまり、specific frequency：S_{gc} に比例して、明るいＸ線点の数も増加する。
- M31 の球状星団の数と楕円銀河の球状星団の数は、約 10 倍違うことから、楕円銀河のＸ線点源の数は説明できる。
- Ｘ線点源の数は、球状星団と星の衝突確率 Γ で説明することができる。

以上のことから、楕円銀河のＸ線点源は、そのスペクトルや光度から、ブラックホール連星であると言え、球状星団と主星との衝突により形成されている。我々の銀河や M31 バルジに、そのような明るいＸ線点源が観測されていない事実は、銀河内に存在している球状星団の数の違いから、観測される確率によると考えることができる。つまり、我々の銀河や M31 バルジの球状星団の中に、楕円銀河と同様に、ブラックホール連星が今後、発見されうる可能性があると言える。

また、中質量ブラックホールの存在が確認されることにより、球状星団内でのブラックホールの進化のシナリオも描くことができるだろう。

付 録A　表

表 A.1: NGC720 MCD モデル

	T_{in}	R_{in}	$L_X(10^{38}ers/s)$	$F_X(10^{-14}erg/s/cm^2)$	χ^2
source1	0.91	82.18	6.02	1.22	0.59
source2	1.0	51.52	4.3	0.88	3.76
source3	0.9	64.323	3.7	0.77	
source4	0.22	1860	11.4	2.33	
source5	2.55	14.17	10.9	2.22	1.424729
source6	0.90	85.00	6.28	1.27	0.7138041
source7	0.98	79.5984	7.7	1.57	
source8	1.62	25.33	5.69	1.16	0.8337914

表 A.2: NGC720 PowerLaw

	α	$L_X(10^{38}ers/s)$	$F_X(10^{-14}erg/s/cm^2)$	χ^2
source1	2.23 +/- 0.55	7.83	1.59	0.57
source2	2.22 +/- 0.94	5.06	1.03	10.12
source3	1.42 +/- 0.000	7.74	1.57	0.85
source4	3.61 +/- 102.5	2.81	0.57	0.15
source5	2.9 +/- 2.7	4.01	0.81	
source6	4 +/- 58.2	3.78	0.77	
source7	1.43 +/- 1050	9.35	1.90	
source8	1.33 +/- 1.02	8.07	1.64	0.609

表 A.3: NGC1316 MCD モデル

	$T_{in}(KeV)$	R_{in}(km)	$L_X(10^{38}ers/s)$	$F_X(10^{-14}erg/s/cm^2)$	χ^2
source1	0.33	976	14.5	4.28	1.55
source2	0.62	127	3.16	0.92	1.39
source3	2.0	18	7.7	2.26	0.39
source4	1.0	83	8.87	2.60	
source5	0.76	66	1.93	0.568	0.99
source6	0.78	82	3.31	0.975	
source7	1.00	70	6.34	1.86	
source8	0.67	147	5.92	1.74	1.10
source9	1.12	46	4.39	1.29	1.49
source10	0.82	77	3.48	1.02	0.52

表 A.4: NGC1316 powerlaw モデル

	α	$L_X(10^{38}ers/s)$	$F_X(10^{-14}erg/s/cm^2)$	χ^2
source1	-2.38 +/- 24.24	1.94e+3	5.71+4	8.09
source2	1.973 +/- 0.71	5.47	1.61	0.32
source3	1.346 +/- 0.000	9.20	2.70	1.37
source4	1.000	15.8	4.65	
source5	4.164 +/- 380.3	1.62	0.47	
source6	1.883 +/- 0.67	5.03	1.48	6.36
source7	1.000	9.86	2.8	
source8		2.32	0.68	1.109
source9	1.488 +/- 1.938	7.36	2.16	1.25
source10		2.24	0.66	0.5251445

表 A.5: NGC1399 MCD モデル

	$T_{in}(KeV)$	R_{in}(km)	$L_X(10^{38}ers/s)$	$F_X(10^{-14}erg/s/cm^2)$	χ^2
source3	0.402	309	3.444	1.01	2.326222
source4	0.653	132	4.14	1.21	1.354561
source5	0.464	259	4.00	1.17	1.282596
source7	0.338	483	3.97	1.16	1.518348
source8	1.045	58	5.22	1.53	0.5081372
source9	0.659	96	2.25	0.663	0.1796072
source10	1.153	39	3.55	1.04	0.4630716
source11	1.259	39	4.91	1.44	1.153110
source12	0.810	61	2.13	0.625	0.9098036
source13	1.044	46	3.24	0.95	2.243770
source15	1.560	19	2.93	0.86	1.330932
source17	0.569	136	2.54	0.73	0.4736111
source19	0.553	62	0.473	0.139	0.1003297
source20	0.274	1026	7.71	2.26	
source21	0.874	57	2.46	0.725	0.1549441
source22	0.354	483	4.73	1.39	2.343559
source24	0.441	248	3.01	0.88	0.7963646
source25	1.565	22	3.78	1.11	0.1554230
source26	0.868	56	2.30	0.677	0.9961527
source27	1.095	31	1.87	0.55	0.4192639
source30	0.190	5193	46.1	13.54	0.1188688
source32	0.566	108	1.55	0.458	2.6257604E-04
source33	0.205	1936	8.60	2.52	0.5920832
source36	0.5173	133	1.64	0.483	0.1609312
source37	1.000	47	2.88	0.848	
source38	0.797	77	3.08	0.9075	3.385873
source39	0.117	54707	73.89	2.1e+2	3.170066

表 A.6: NGC1399 PowerLaw

	α	$L_X(10^{38}ers/s)$	$F_X(10^{-14}erg/s/cm^2)$	χ^2
source3	4.493 +/- 1.385	2.79	8.2095E-15	0.757
source4	1.221 +/- 0.6561	5.69	1.6739E-14	1.62
source5	1.644 +/- 0.8065	5.40	1.5879E-14	1.20
source7	-2.003 +/- 5.527	7.7e+2	2.2668E-12	9.79
source8	1.345 +/- 0.7818	5.44	1.6012E-14	0.44
source9	2.548 +/- 0.7482	2.66	7.8240E-15	0.25
source10	1.595 +/- 0.5173	5.19	1.5274E-14	0.27
source11	1.637 +/- 0.4219	7.12	2.0948E-14	1.16
source12	1.901 +/- 0.8695	3.24	9.5403E-15	2.26
source13	1.875 +/- 0.8144	4.18	1.2287E-14	3.93
source15	1.643 +/- 0.5954	2.69	7.9102E-15	1.80
source17	2.207 +/- 0.7089	2.78	8.1794E-15	0.182
source19	1.000 +/- 0.000			
source20	5.612 +/- 2.848	1.33	3.9375E-15	
source21	1.849 +/- 0.9363	3.00	8.8182E-15	
source22	4.912 +/- 1.785	1.56	4.6001E-15	2.551
source24	1.729 +/- 0.5772	2.81	8.2738E-15	0.85
source25	1.007 +/- 1.038	4.51	1.3267E-14	
source26	2.521 +/- 1.261	2.15	6.3195E-15	
source27		2.04	0.601	0.419
source30	7.719 +/- 2.010	1.99	5.8634E-15	0.24
source32	3.160 +/- 1.677	1.44	4.2574E-15	
source33	3.343 +/- 5.205	1.80	5.3013E-15	
source35	3.343 +/- 5.205	1.80	5.3013E-15	
source36	2.382 +/- 1.441	1.78	5.2565E-15	
source37	1.000 +/- nan	6.02	1.7708E-14	
source38	2.884 +/- 0.8241	2.82	8.3108E-15	3.61
source39	8.102 +/- 1.859	2.49	7.3342E-15	4.34

表 A.7: NGC1404 MCD モデル

	$T_{in}(KeV)$	R_{in}(km)	$L_X(10^{38}ers/s)$	$F_X(10^{-14}erg/s/cm^2)$	χ^2
source2	0.85	119	9.6	1.83	0.367
source4	4.83	8.6	52.2	9.95	1.32

表 A.8: NGC1404 PowerLaw

	α	$L_X(10^{38}ers/s)$	$F_X(10^{-14}erg/s/cm^2)$	χ^2
source2	2.001 +/- 0.4428	13.11	2.49	0.206
source4	0.9951 +/- 0.9132	30.2	5.76	1.41

表 A.9: NGC1407 MCD モデル

	$T_{in}(KeV)$	R_{in}(km)	$L_X(10^{38}ers/s)$	$F_X(10^{-14}erg/s/cm^2)$	χ^2
source2	0.23				2.94
source3	1.06	77.3	9.98	1.79	0.81
source6	1.85	23.5	8.34	1.50	0.44
source7	1.09	55	5.65	1.01	0.70
source8	0.93	82.6	6.69	1.20	0.161
source9	0.91	92.7	7.76	1.39	
source10	1.000	113	16.56	2.9	
source11	0.80	129.5	8.95	1.61	
source12	1.35	32.1	4.54	0.816	7.599
source13	1.00	87.2	9.83	1.76	

表 A.10: NGC1407 PowerLaw

	α	$L_X(10^{38}ers/s)$	$F_X(10^{-14}erg/s/cm^2)$	χ^2
source2	1.907 +/- 0.46	11.12	2.00	0.269
source3	1.705 +/- 0.70	15.05	2.70	1.29
source6	1.426 +/- 0.68	10.38	1.86	0.269
source7	1.841 +/- 0.72	8.02	1.44	1.09
source8	1.692 +/- 151	6.17	1.11	0.161
source9	0.9978 +/- 806.	9.198	1.65	
source10	1.000	17.79	3.201	
source11	3.216 +/- 2752	2.36	0.425	

表 A.11: NGC1553 MCD モデル

	$T_{in}(KeV)$	R_{in}(km)	$L_X(10^{38}ers/s)$	$F_X(10^{-14}erg/s/cm^2)$	χ^2
source1	0.663	191	9.0	2.22	1.66
source2	1.171	58	8.26	2.027	0.711
source3	0.858	69.3	3.39	0.832	1.05
source4	2.437	18.3	15.18	3.724	1.21
source5	1.118	56.8	6.49	1.59	
source6	7.532	2.7	32.27	7.91	0.53
source7	1.010	89	10.78	2.64	2.34
source8	0.403	273	2.54	0.624	
source9	0.885	61.3	2.96	0.727	4.750
source10	1.000	76.1	7.45	1.82	
source11	1.133	77.6	12.78	3.13	5.02
source12	1.000	77.5	7.72	1.89	

表 A.12: NGC1553 PowerLaw

	α	$L_X(10^{38}ers/s)$	$F_X(10^{-14}erg/s/cm^2)$	χ^2
source1	2.13 +/- 1.28	7.91	1.94	2.202
source2	1.87 +/- 0.42	12.78	3.13	1.076
source3	2.15 +/- 1.07	4.52	1.10	0.120
source4	1.07 +/- 0.45	17.61	4.32	0.868
source5	1.42 +/- 1.45	8.67	2.12	
source6	0.57 +/- 0.68	11.33	2.77	0.448
source7	0.82 +/- 0.37	7.65	1.87	0.89
source8	1.000	4.68	1.14	
source9	2 +/- 1531	3.69	0.906	
source10	1.000	12.03	2.95	
source11	0.39 +/- 0.91	9.62	2.36	2.57
source12	1.000	7.76	1.905	

表 A.13: NGC2434 MCD モデル

	$T_{in}(KeV)$	R_{in}(km)	$L_X(10^{38}ers/s)$	$F_X(10^{-14}erg/s/cm^2)$	χ^2
source1	7.66	3.59	57.27	10.3	1.88
source2	1.74	22.8	6.17	1.11	0.159
source3	2.03	20.5	9.31	1.67	0.615

表 A.14: NGC2434 PowerLaw

	α	$L_X(10^{38}ers/s)$	$F_X(10^{-14}erg/s/cm^2)$	χ^2
source2	1 +/- 181.5	9.47	1.7044E-14	
source3	1.07 +/- 0.44	12.67	2.2799E-14	0.659

表 A.15: NGC3585 MCD モデル

	$T_{in}(KeV)$	R_{in}(km)	$L_X(10^{38}ers/s)$	$F_X(10^{-14}erg/s/cm^2)$	χ^2
source1	0.598	231.1	8.80	1.847	0.614
source2	0.789	109.3	5.969	1.25	0.347
source3	1.54	31.8	7.49	1.57	0.758
source4	1.000	139.5	25.02	5.25	
source5	0.974	226.1	59.21	12.42	
source6	0.99	118.1	17.6	3.69	0.956

表 A.16: NGC3585 PowerLaw

	α	$L_X(10^{38}ers/s)$	$F_X(10^{-14}erg/s/cm^2)$	χ^2
source1	3.16 +/- 0.74	7.63	1.60	0.359
source2	1.89 +/- 0.000	7.81	1.63	0.156
source3	1.01 +/- 0.972	12.75	2.67	0.333
source4	1.000	91.23	19.1443	
source5	1 +/- 695	80.56	16.90	0.109
source6	1.34 +/- 0.000	7.97	1.67	0.924

表 17: NGC3923 MCD モデル

	$T_{in}(KeV)$	R_{in}(km)	$L_X(10^{38}ers/s)$	$F_X(10^{-14}erg/s/cm^2)$	χ^2
source1	1.41	78.2	31.60	5.055	
source2	0.778	128.7	7.80	1.24	
source3	0.999	169.7	36.96	5.91	
source4	0.806	130.8	9.32	1.492	
source5	0.999	169.7	36.97	5.91	

表 18: NGC2923 PowerLaw

	α	$L_X(10^{38}ers/s)$	$F_X(10^{-14}erg/s/cm^2)$	χ^2
source1	1.04 +/- 0.428	61.3	9.81	2.622
source2	1.81 +/- 30.93	11.7	1.88	
source3	1.00 +/- -1.00	23.3	3.74	
source4	5.72 +/- 76.6	52.2	0.836	
source5	1.00 +/- -1.00	23.3	3.74	

表 19: NGC4125 MCD モデル

	$T_{in}(KeV)$	R_{in}(km)	$L_X(10^{38}ers/s)$	$F_X(10^{-14}erg/s/cm^2)$	χ^2
source1	0.93	80.9	6.44	0.923	0.7848391
source2	1.18	55.7	7.81	1.11	0.1676113
source3	1.00	70.9	6.64	0.95	0.5218423
source4	1.000	71.5	6.58	0.943	
source5	1.000	79.0	8.02	1.15	
source6	1.000	80.5	8.348	1.19	
source7	0.728	79.8	2.31	0.33	
source8	0.98	81.4	8.01	1.147	
source9	0.794	75.1	2.88	0.413	

表 20: NGC4125 PowerLaw

	α	$L_X(10^{38}ers/s)$	$F_X(10^{-14}erg/s/cm^2)$	χ^2
source1	1.90 +/- 0.47	8.89	1.274	0.617
source2	1.51 +/- 0.57	11.53	1.65	
source3	1.69 +/- 0.79	9.12	1.31	0.205
source7	3 +/- 628	2.63	0.37	
source8	1.18 +/- 1407	13.52	1.93	
source9	2.03 +/- 817	6.94	0.995	

表 21: NGC4365 MCD モデル

	$T_{in}(KeV)$	R_{in}(km)	$L_X(10^{38}ers/s)$	$F_X(10^{-14}erg/s/cm^2)$	χ^2
source1ato	2.79	20.3	33.24	6.51	0.601
source2	0.31	647.7	5.19	1.04	0.124
source3	0.748	110	4.86	0.981	0.242
source4	1.800	20.2	5.52	1.11	
source5	0.905	69.7	4.21	0.849	
source6	0.966	84.6	8.01	1.61	
source7	1.015	81.1	8.98	1.81	
source8	0.996	85.1	9.14	1.844	
source9	0.994	101.7	12.99	2.62	
source10	1.000	75.8	7.38	1.48	
source11	0.494	201.8	3.12	0.63	
source12	0.927	89.9	7.68	1.55	

表 22: NGC4365 PowerLaw

	α	$L_X(10^{38}ers/s)$	$F_X(10^{-14}erg/s/cm^2)$	χ^2
source1	1.162 +/- 0.4436	3.54177e+39	7.1428E-14	0.7521563
source2	4.740 +/- 2.325	2.57877e+38	5.2007E-15	
source3	2.337 +/- 0.4767	6.00575e+38	1.2112E-14	0.1583685
source4	1.518 +/- 1.059	6.51796e+38	1.3145E-14	
source5	2.180 +/- 39.75	5.40676e+38	1.0904E-14	2.1433940E-03
source6	1.402 +/- 47.87	8.56533e+38	1.7274E-14	9.8788249E-04
source7	1.000 +/- nan	1.06697e+39	2.1518E-14	
source8	1.587 +/- 1365.	8.05163e+38	1.6238E-14	4.8733512E-03
source9	1.498 +/- 483.3	1.4577e+39	2.9398E-14	7.2322801E-02
source10	1.000 +/- nan	3.2152e+39	6.4842E-14	
source11	1.162 +/- 0.4256			0.7084640
source12	4.159 +/- 1236.	1.64057e+38	3.3086E-15	3.8330655E-03

表 23: NGC4374 MCD モデル

	$T_{in}(KeV)$	R_{in}(km)	$L_X(10^{38}ers/s)$	$F_X(10^{-14}erg/s/cm^2)$	χ^2
source2	0.480	243.0	4.04	1.21	
source3	1.14	43.6	4.21	1.25	0.13
source4	0.85	71.8	3.46	1.03	
source5	1.000	87.8	9.92	2.95	
source7	0.94	55.7	3.18	0.94	
source8	0.945	87.8	7.89	2.34	

表 24: NGC4374 PowerLaw

	α	$L_X(10^{38}ers/s)$	$F_X(10^{-14}erg/s/cm^2)$	χ^2
source2	3.4 +/- 1.6	2.95		
source3	2.1 +/- 34.4	4.82	1.4358E-14	3
source4	2.6 +/- 1.62	3.61	1.0736E-14	0.113
source5	1.000	65.2	1.9403E-13	
source7	1.6 +/- 47.7	5.04	1.4972E-14	
source8	1.57 +/- 948	7.34	2.1836E-14	

表 25: NGC4382 MCD モデル

	$T_{in}(KeV)$	R_{in}(km)	$L_X(10^{38}ers/s)$	$F_X(10^{-14}erg/s/cm^2)$	χ^2
source1	0.67	150.1	5.84	1.739	0.345
source2	1.46	27.6	4.52	1.34	0.478
source3	2.31	16.2	9.69	2.88	0.33
source4	0.773	78.3	2.82	0.840	
source5	1.508	20.5	2.80	0.83	0.303
source6	0.943	64.9	4.28	1.27	
source7	0.935	76.9	5.80	1.72	

表 26: NGC4382 PowerLaw

	α	$L_X(10^{38}ers/s)$	$F_X(10^{-14}erg/s/cm^2)$	χ^2
source1	3.24 +/- 0.60	5.46	1.61	0.412
source2	0.728 +/- 0.42	12.1	3.55	0.296
source3	0.666 +/- 0.53	17.08	5.01	0.768
source4	2.03 +/- 1.4	3.52	1.03	0.412
source5	1.100 +/- 34	6.58	1.93	
source6	1.49 +/- 43	5.78	1.69	
source7	1.51 +/- 1167	6.63	1.943	
source8	1.000 +/- 0.000			
source9	1.000 +/- 0.000			

表 27: NGC4472 MCD モデル

	$T_{in}(KeV)$	R_{in}(km)	$L_X(10^{38}ers/s)$	$F_X(10^{-14}erg/s/cm^2)$	χ^2
source3	1.67	31.2	9.7	2.9	0.77
source7	1.142	44.6	4.34	1.23	0.25
source8	1.057	44.7	3.21	9.54	0.39
source9	2.607	11.7	8.21	2.43	0.25
source10	0.63	197.6	8.17	2.42	2.37
source11	1.916	16.3	4.64	1.38	0.660
source12	0.35	342.7	2.28	0.67	
source13	0.74	96.6	3.75	1.11	
source14	0.501	187.9	2.86	0.85	2.29
source17	0.546	181.2	3.76	1.11	
source19	0.531	154.8	2.46	0.732	
source20	1.07	49.6	4.17	1.24	1.79
source21	1.062	39.1	2.49	0.74	1.17
source22	2.310	13.1	6.21	1.84	4.98
source23	0.373	398.4	3.95	1.17	0.19
source24	0.427	248.6	2.65	0.788	8.
source25	0.845	51.4	1.73	0.515	1.77
source26	0.229	1464.1	7.62	2.26	3.82
source27	1.000	66.3	5.65	1.68	
source28	0.487	172.1	2.15	0.64	
source29	0.361	405.5	3.60	1.071	
source30	0.805	64.11	2.21	0.65	
source31	0.843	66.5	2.88	0.857	
source32	0.855	68.1	3.175	0.944	
source33	0.902	53.4	2.43	0.724	
source34	0.908	49.1	2.10	0.626	0.65
source35	1.000	44.6	2.56	0.634	
source36	0.895	57.6	2.74	0.817	0.57

表 28: NGC4472 PowerLaw

	α	$L_X(10^{38}ers/s)$	$F_X(10^{-14}erg/s/cm^2)$	χ^2
source3	1.79 +/- 0.34	12.1	3.56	0.314
source8	1.48 +/- 1.11	5.59	1.66	0.196
source9	0.758 +/- 1.5	13.07	3.88	0.23
source10	1.18 +/- 2.5	1.3e+2	3.98e+2	2.25
source11	1.29 +/- 0.7	5.83	1.73	0.43
source12	4.78 +/- 4.8	1.68	0.493	
source13	2.03 +/- 42.7	4.63	1.37	
source14	2.41 +/- 1.21	3.6	1.09	1.182
source17	5.30 +/- 2.63	2.14	0.638	
source18	2.29 +/- 0.63	7.34	2.19	2.45
source20	1.61 +/- 0.82	6.61	1.96	1.12
source21	2.92 +/- 78.2	2.96	0.877	
source22	1.33 +/- 0.57	6.72	2.00	2.58
source23	4.75 +/- 2.32	1.92	0.57	0.104
source24	2.81 +/- 60.2	2.79	0.829	
source25	4.79 +/- 202.3	2.50	0.743	
source26	-2.50 +/- 144.6	5.79e+3	1.72e+2	18.68
source27	1.00	5.12	1.5236E-14	
source28	2.35 +/- 95	2.39	0.71	0.153
source29	4.03 +/- 4.1	2.73	0.812	
source30	2.28 +/- 648	3.44	1.02	
source31	3.45 +/- 1.3	2.36	0.70	
source32	3.55 +/- 1376	1.37	0.41	
source33	1.59 +/- 37	4.26	1.26	
source34	2.98	2.37	0.707	0.108
source35	1.000	1.93	0.575	
source36	2.75 +/- 58	3.24	0.96622	

表 29: NGC4486 MCD モデル

	$T_{in}(KeV)$	R_{in}(km)	$L_X(10^{38}ers/s)$	$F_X(10^{-14}erg/s/cm^2)$	χ^2
source1	4.73	4.51	13.19	4.32	
source2	1.10	47.1	4.22	1.38	5.35

表 30: NGC4486 PowerLaw

	α	$L_X(10^{38}ers/s)$	$F_X(10^{-14}erg/s/cm^2)$	χ^2
source1	0.831 +/- 0.85	9.92	3.25	
source2	1.53 +/- 0.68	6.84	2.24	3.44

表 31: NGC4494 MCD モデル

	$T_{in}(KeV)$	R_{in}(km)	$L_X(10^{38}ers/s)$	$F_X(10^{-14}erg/s/cm^2)$	χ^2
source1	0.601	174.9	5.15	3.77	0.52
source2	1.058	51.5	4.27	3.13	1.16

表 32: NGC4494 PowerLaw

	α	$L_X(10^{38}ers/s)$	$F_X(10^{-14}erg/s/cm^2)$	χ^2
source1	1.95 +/- 0.84	9.17	6.72	0.451
source2	1.63 +/- 0.27	5.84	4.28	1.148

表 33: NGC4552 MCD モデル

	$T_{in}(KeV)$	R_{in}(km)	$L_X(10^{38}ers/s)$	$F_X(10^{-14}erg/s/cm^2)$	χ^2
source2	0.85	109.7	8.1	2.905	1.19
source3	0.70	111.8	3.9	1.41	1.48
source4	1.21	37.4	3.9	1.42	0.35
source5	0.866	74.9	4.1	1.457	0.29
source6	1.39	30.5	4.4	1.601	0.41
source7	9.28	1.79	30.6	1.09	7.11
source8	1.56	21.8	3.64	1.30	1.27
source9	1.15	46.49	4.97	1.75	0.33
source10	0.724	90.58	2.91	1.04	0.51
source12	0.868	68.5	3.43	1.23	0.37
source13	0.928	45.9	2.01	0.721	
source14	1.015	59.1	4.75	1.701	
source15	2.000	12.67	3.30	1.18	1.33
source16	1.39	24.0	2.85	1.02	0.21
source17	3.56	5.8	7.12	2.55	0.84
source18	0.91	42.8	1.67	0.61	
source19	2.44	9.1	3.72	1.33	
source20	0.89	57.7	2.69	0.96	
source21	0.79	76.6	3.06	1.09	
source24	0.95	53.5	3.08	1.11	
source25	3.58	4.9	5.17	1.85	4.59
source26	1.29	26.0	2.47	0.88	
source27	1.00	43.7	2.45	0.879	
source28	1.00	46.1	2.72	0.97	
source29	0.737	44.9	7.64	0.274	
source30	0.537	109.4	1.28	0.45	
source31	1.04	27.6	1.144	0.41	0.56

表 34: NGC4552 PowerLaw

	α	$L_X(10^{38}ers/s)$	$F_X(10^{-14}erg/s/cm^2)$	χ^2
source1	1.70 +/- 0.22	14.00	5.02	0.13
source2	2.47 +/- 0.34	10.28	3.68	1.43
source3	2.67 +/- 0.55	4.30	1.54	0.35
source4	1.72 +/- 0.49	5.9	2.11	0.19
source5	2.32 +/- 0.46	5.08	1.82	0.35
source6	1.22 +/- 0.31	6.98	2.50	0.49
source7	1.53 +/- 0.42	5.67	2.0	1.62
source8	1.31 +/- 0.35	6.05	2.17	0.61
source9	2.14 +/- 0.47	5.37	1.92	0.28
source10	2.61 +/- 0.65	2.96	1.06	0.27
source11	1.34 +/- 0.20	9.79	3.51	1.67
source12	1.97 +/- 0.50	5.00	1.79	0.15
source13	2.30 +/- 1.2	2.16	0.77	
source14	1.08 +/- 2.4	4.95	1.77	
source15	1.05 +/- 0.82	4.88	1.75	0.92
source16	1.55 +/- 0.58	3.77	1.33	
source17	1.53 +/- 0.93	4.00	1.43	0.51
source18	1.49 +/- 19	2.38	0.85	
source19	1.18 +/- 0.83	4.13	1.48	
source20	1.79 +/- 1.7	4.09	1.46	
source21	2.56 +/- 27	1.88	0.677	
source22	1.00 +/- 0.000			
source24	2.08 +/- 134	1.14	0.41	
source25	1.27 +/- 0.95	3.67	1.31	2.18
source26	1.00 +/- 0.000			
source27	1.00	1.458	0.52	
source28	1.00	1.98	0.71	
source29	2.94 +/- 103	0.87	0.313	
source30	2.42 +/- 1.1	1.71	0.61	
source31	2.48 +/- 24	1.25	0.45	

表 35: NGC4636 MCD モデル

	$T_{in}(KeV)$	R_{in}(km)	$L_X(10^{38}ers/s)$	$F_X(10^{-14}erg/s/cm^2)$	χ^2
source1	1.71	53.8	32.18	9.34	0.68
source2	0.47	424.5	11.56	3.35	0.79
source3	1.08	53.3	5.01	1.45	2.47
source4	1.33	40.6	6.698	1.94	1.25
source6	1.38	30.8	4.49	1.34	2.12
source7	0.88	50.5	1.99	0.578	1.24
source8	0.76	65.4	1.85	0.53	0.14
source9	1.2	42.9	6.13	1.78	0.11
source10	0.26	618.5	2.36	0.68	0.44
source11	1.37	24.4	2.72	0.79	0.43
source12	0.90	53.4	2.50	0.72	
source13	0.15	5145.8	20.29	5.89	4.86
source14	0.33	561.9	4.96	1.44	1.20
source15	0.86	52.4	1.97	0.57	
source17	1.008	46.2	2.83	0.82	
source18	0.91	21.8	0.43	0.12	
source21	0.89	44.6	1.61	0.46	
source22	1.06	58.3	5.57	1.62	
source23	1.00	52.8	3.58	1.04	

表 36: NGC4636 PowerLaw

	α	$L_X(10^{38}ers/s)$	$F_X(10^{-14}erg/s/cm^2)$	χ^2
source1	1.5 +/- 0.16	29.6	8.6	0.55
source2	3.1 +/- 0.25	12.0	3.48	0.93
source3	1.33 +/- 0.37	9.66	2.80	
source4	1.72 +/- 0.36	8.98	2.61	1.26
source6	1.59 +/- 0.56	5.93	1.72	
source7	2.62 +/- 3.0	2.05	0.59	
source8	2.46 +/- 1.6	2.39	0.695	
source9	2.10 +/- 1.2	5.55	1.61	
source10	4.23 +/- 3.1	1.69	0.491	
source11	1.79 +/- 0.89	3.45	1.00	
source12	1.99 +/- 17	3.11	0.905	
source13	9.50 +/- 24	1.18	0.344	4.27
source14	4.09 +/- 1.2	2.31	0.671	
source15	2.03 +/- 14	1.70	0.496	
source16	1.00	4.02	1.16	
source17	1.58 +/- 8.2	4.01	1.16	
source18	2.82 +/- 16	3.8	0.112	
source21	1.75 +/- 22	2.21	0.642	
source22	1.19 +/- 22	5.32	1.54	
source23	1.00 +/- 188	4.17	1.21	

表 37: NGC4649 MCD モデル

	$T_{in}(KeV)$	R_{in}(km)	$L_X(10^{38}ers/s)$	$F_X(10^{-14}erg/s/cm^2)$	χ^2
source1	0.40	400.5	5.75	1.71	1.75
source2	1.31	45.4	7.90	2.35	0.52
source3	1.62	40.2	14.29	4.25	1.34
source4	1.46	34.4	6.87	2.043	2.29
source6	1.16	40.08	3.818	1.13	0.58
source7	0.74	114.0	5.16	1.53	1.03
source8	0.71	103.9	3.51	1.04	2.14
source9	0.77	81.1	3.00	8.934	
source11	1.96	19.8	7.5	2.23	0.43
source12	1.31	48.1	8.93	2.65	0.38
source13	0.86	58.7	2.42	0.720	
source14	0.79	76.9	3.04	0.905	1.51
source15	0.26	1211.2	9.71	2.88	0.91
source16	1.32	33.4	4.35	1.29	0.15
source17	1.00	81.3	8.44	2.511	
source18	0.89	43.8	1.59	0.474	0.64
source19	0.29	756.2	5.21	1.55	2.32
source20	0.97	55.6	3.51	1.04	
source21	1.000	68.9	6.06	1.80	
source22	0.69	95.2	2.76	0.82	
source23	1.00	65.4	5.53	1.64	
source24	1.000	60.3	4.63	1.374	
source25	1.73	17.9	3.72	1.10	
source26	0.59	132.9	2.80	0.83	
source27	0.99	54.03	3.70	1.10	
source28	0.46	228.9	3.08	0.91	5.23

表 38: NGC4649 PowerLaw

	α	$L_X(10^{38}ers/s)$	$F_X(10^{-14}erg/s/cm^2)$	χ^2
source1	1.66 +/- 0.22	13.53	4.02	
source2	1.60 +/- 0.35	11.93	3.54	
source3	1.43 +/- 0.21	20.10	5.97	0.81
source4	1.41 +/- 0.39	10.03	2.98	2.13
source6	1.90 +/- 0.59	4.93	1.21	2.043
source7	2.10 +/- 0.41	5.95	1.77	1.86
source8	2.04 +/- 0.48	5.33	1.58	0.56
source9	2.63 +/- 1.1	3.27	0.97	
source11	1.14 +/- 0.51	10.41	3.09	
source12	2.02 +/- 0.78	9.63	2.86	0.711
source13	2.09 +/- 0.91	3.28	0.97	
source14	1.95 +/- 0.90	4.68	1.39	0.25
source15	3.35 +/- 1.9	3.35	0.999	
source16	2.06 +/- 0.84	5.16	1.53	
source17	1.00	8.69	2.58	
source18	3.52 +/- 0.60	2.44	0.72	
source19	4.53 +/- 1.75	3.92	1.16	
source20	1.38 +/- 87.4	4.12	1.22	
source21	1.00	4.81	1.4328E-14	
source22	3.09 +/- 1.7	2.5	0.74	
source23	1.61 +/- 21	4.12	1.22	
source24	1.00	7.14	2.12	
source25	1.33 +/- 1.4	5.25	1.56	
source26	2.37 +/- 1.5	3.26	0.97	
source27	1.02 +/- 282	4.41	1.31	
source28	1.990 +/- 0.91	4.83	1.43	3.14

表 39: NGC4697 MCD モデル

	$T_{in}(KeV)$	R_{in}(km)	$L_X(10^{38}ers/s)$	$F_X(10^{-14}erg/s/cm^2)$	χ^2
source1	1.73	87.1	87.67	13.5	1.11
source2					
source3	1.38	62.1	18.08	2.79	0.59
source4	1.50	55.6	20.28	3.13	0.40
source6	0.20	1451.9	4.34	0.67	
source7	1.19	57.53	8.58	1.32	0.45
source8	1.28	108.2	40.91	6.32	0.22
source9	0.54	228.5	6.03	0.93	0.91
source10	2.23	17.71	10.06	1.554	0.55
source11	0.79	100.1	5.03	0.778	4.44
source12	0.54	242.7	6.48	1.00	0.13
source13	1.20	41.6	4.68	0.72	
source14	0.379	403.1	4.32	0.668	0.65
source15	0.999	41.9	2.25	0.34	
source16					
source17	1.00	54.5	3.88	0.59	
source18	0.985	63.9	4.94	0.764	
source19	1.000	68.3	5.99	0.92	
source20	0.744	60.9	1.46	0.226	
source21	1.000	90.4	10.49	1.62	

表 40: NGC4697 PowerLaw

	α	$L_X(10^{38}ers/s)$	$F_X(10^{-14}erg/s/cm^2)$	χ^2
source1	1.78 +/- 0.25	87.5	13.4	1.03
source2	1.29 +/- 0.17	44.9	6.89	2.31
source3	1.48 +/- 0.31	29.5	4.56	0.868
source4	1.59 +/- 0.27	27.9	4.23	0.28
source5	1.44 +/- 0.45	17.99	2.78	
source6	3.96 +/- 116	2.54	0.393	
source7	1.72 +/- 0.68	11.9	1.84	0.38
source8	1.58 +/- 1.48	55.9	8.67	
source9	1.87 +/- 0.66	10.5	1.62	
source10	0.96 +/- 0.85	14.3	2.22	
source11	2.35 +/- 0.88	6.15	0.951	5.53
source12	3.98 +/- 13.2	3.40	0.526	
source13	2.14 +/- 2.1	5.73	0.886	
source14	3.82 +/- 2.4	3.68	0.565	0.90
source15	9.50 +/- 75.2	1.81	0.280	
source16				
source17	1.00	3.70	0.572	
source18	2.22 +/- 1.1	6.14	0.950	
source19	1.00	5.15	0.797	
source20	6.16	2.10	0.326	
source21	1.00	15.4	2.38	

表 41: NGC5846 MCD モデル

	$T_{in}(KeV)$	R_{in}(km)	$L_X(10^{38}ers/s)$	$F_X(10^{-14}erg/s/cm^2)$	χ^2
source2	2.23	31.2	31.3	3.23	1.01
source3	2.61	21.5	27.8	2.87	7.086
source4	0.409	593.6	12.7	1.31	0.37
source5	1.29	56.1	11.18	1.15	5.36

表 42: NGC5846 PowerLaw

	α	$L_X(10^{38}ers/s)$	$F_X(10^{-14}erg/s/cm^2)$	χ^2
source1	1.61 +/- 0.27	24.1	2.49	6.17
source2	0.99 +/- 0.49	43.0	4.44	
source3	1.05 +/- 0.63	30.4	3.15	5.82
source4	2.53 +/- 1.4	15.9	1.64	
source5	1.20 +/- 0.71	21.7	2.25	4.27

表 43: NGC5866 MCD モデル

	$T_{in}(KeV)$	R_{in}(km)	$L_X(10^{38}ers/s)$	$F_X(10^{-14}erg/s/cm^2)$	χ^2
source1	0.28	953.6	7.3	2.61	0.64
source2	0.77	99.9	4.67	1.67	1.45
source3	0.59	234.1	9.08	3.25	0.18

表 44: NGC5866 PowerLaw

	α	$L_X(10^{38}ers/s)$	$F_X(10^{-14}erg/s/cm^2)$	χ^2
source1	5.20 +/- 1.32	2.49	0.89	
source2	1.85 +/- 0.43	7.35	2.63	1.308
source3	2.65 +/- 0.78	10.56	3.78	