「チャンドラ」高空間分解 X 線観測で探る銀河中心領域の高エネルギー現象の起源

千田 篤史
京都大学大学院 理学研究科 物理学第二教室 宇宙線研究室

2002 年 2 月 1 日

abstract

我々の銀河中心領域 $1.8^\circ \times 1.0^\circ$ の広範囲にわたり一様に拡がる電子温度 $\sim$10 keV の高温プラズマの発見は過去の日本の X 線天文衛星「ぎんが」、「あすか」による画期的成果の一つである。プラズマの年齢は約 50000 年、熱的エネルギーの総量は 10^{54} erg に達することが観測量より明らかになった。しかし短期間にこれだけ膨大なエネルギーを生み出す機構は謎のままとなっている。エネルギーの起源として、 1) 銀河中心核の過去の激しい活動性、あるいは 2) 銀河中心領域一帯で起こった多数の超新星爆発、が考えられているがどちらについても決定的な証拠は得られていない。

この謎に答を与えるべく私は、 1999 年 7 月に打ち上げられた米国 X 線天文衛星「チャンドラ」で得られた銀河中心領域の観測結果を解析した。「チャンドラ」の持つ 0.5 秒角という空間分解能は「あすか」衛星の約 100 倍に相当し、 X 線帯域で最も優れた高空間分解観測を可能にする。データ解析の結果、 diffuse 成分に伴って「あすか」では分解できなかった様々なクランプ状鉄輝線構造が存在していることを私は発見した。

その中でも射手座 B2 分子雲から約 7 分角離れたところに位置し、強い鉄輝線を放射している天体 G0.570$-$0.018 に注目し解析を行なった。 X 線イメージからは明確な殻状構造を持つことが明らかになり、その半径は約 10 秒角、銀河中心の距離では約 0.4 pc というスケールに対応し、極めて小さいものであった。また強い鉄輝線成分と高温の連続成分で特徴づけられる X 線スペクトルはこの天体が電離非平衡状態にあることを示した。これらの結果は G0.570$-$0.018 が生まれて間もない極めて若い超新星残骸であることを示唆する。観測量から見積もったこの天体の年齢は $\simeq$80 年であり、これは系内で現在見つかっている中では最も若い。また最近大マゼラン雲で起こった超新星爆発 1987A との類次点も認められた。この天体の発見はさらに、 10 keV の高温プラズマの起源が多数個の超新星爆発であることを支持する。 1 発当たり $\sim 10^{51}$ erg のエネルギーを解放する超新星爆発で 10^{54} erg のエネルギーを説明するには、過去 50000 年の間に 1000 発の爆発、すなわち 50 年に 1 発の頻度が必要となる。 G0.570$-$0.018 の持つ $\simeq$80 年という年齢はこの仮説を裏付けているといえる (Senda et al. 2002)。近年、同じく「チャンドラ」による新たな若い超新星残骸の発見が報告されており (Sgr A East, Maeda et al. 2001; G359.92$-$0.09, Murakami in prep.)、今後もさらに発見が続く可能性が高い。

続いて我々は高温プラズマの大局的構造を明らかにするため、 diffuse 構造と点源とを分離し、 X 線点源の diffuseX 線成分への寄与を評価した。その結果、長時間観測が行なわれた 3 つの視野においてはいずれも点源からの放射は diffuse からの放射の $\sim$10% 程度に過ぎないことが明らかになった。点源に分解されなかった diffuse 成分を「真」のプラズマ成分とみなし、銀河中心領域のプラズマから放射される鉄輝線強度のマップを作成した。高温プラズマの温度の指標となるヘリウム状鉄イオンからの 6.7 keV 輝線と水素状鉄イオンからの 6.97 keV 輝線との強度比から、 $\sim$100 pc のスケールでプラズマが一様な温度で分布していることが分かった。この結果も高温プラズマが銀河中心核の活動性単一起源だけでは説明が難しいことを意味している。

目次

1 概観および研究の目的 1

1.1 概観 – 我々の銀河中心 – . . . 1

1.2 過去の X 線観測の成果 . . . 3

1.2.1 「ぎんが」による成果 . . . 3

1.2.2 「あすか」による成果 . . . 4

1.2.3 本研究の目的 . . . 8

2 X 線天文衛星 11

2.1 X 線天文衛星「あすか」 . . . 11

2.1.1 概観 . . . 11

2.1.2 XRT (X-Ray Telescope) . . . 12

2.1.3 GIS (Gas Imaging Spectrometer) . . . 14

2.1.4 SIS (Solidstate Imaging Spectrometer) . . . 15

2.2 X 線天文衛星「チャンドラ」 . . . 17

2.2.1 概観 . . . 17

2.2.2 HRMA (High Resolution Mirror Assembly) . . . 17

2.2.3 ACIS (Advanced CCD Imaging Spectrometer) . . . 20

2.2.4 HRC (High Resolution Camera) . . . 30

2.2.5 HETG/LETG (High/Low Energy Transmission Grating) . . . 31

3 観測記録 33

3.1 「あすか」による観測記録 . . . 33

3.2 「チャンドラ」による観測記録 . . . 33

3.2.1 Exporsure Map . . . 34

4 結果および考察 1: 銀河中心 diffuse 成分の局所的構造 35

4.1 銀河中心領域のクランプ状鉄輝線構造 . . . 35

4.2 G0.570−0.018 . . . 39

4.2.1 「あすか」による観測結果 . . . 39

4.2.2 「チャンドラ」による観測結果 . . . 42

4.2.3 考察 1 – 断熱膨張段階 – . . . 45

4.2.4 考察 2 – 自由膨張段階 – . . . 46

4.2.5 極めて若い超新星残骸 –SN 1987A との比較 – . . . 47

5 結果および考察 2: 銀河中心 diffuse 成分の大局的構造 49

5.1 銀河中心からの X 線放射に対する点源の寄与 . . . 49

5.1.1 X 線点源と diffuseX 線成分の分離 . . . 49

5.1.2 X 線スペクトルフィッティング . . . 50

5.1.3 フラックスの定量的評価 . . . 51
5.2 X 線点源の $\log N$–$\log S$ 関係 . . . 60
5.2.1 系外天体の $\log N$–$\log S$ 関係 . . . 60
5.2.2 Sgr B2 領域で検出された X 線点源の $\log N$–$\log S$ 関係 . . . 60
5.2.3 銀河中心領域と系外との比較 . . . 61
5.3 diffuse 成分からの X 線放射 . . . 63
5.3.1 鉄の輝線診断 . . . 63
5.3.2 輝線のスペクトルフィッティング . . . 64
5.3.3 輝線強度、等価幅の相関 . . . 68
5.3.4 He-like 鉄イオン (6.7 keV) と H-like 鉄イオン (6.97 keV) との相関 . . . 68
5.3.5 中性鉄原子 (6.4 keV) と He-like 鉄イオン (6.7 keV) との相関 . . . 69
5.3.6 中性鉄原子 (6.4 keV) と H-like 鉄イオン (6.97 keV) との相関 . . . 69

6 議論 79
6.1 銀河中心領域の X 線点源 . . . 79
6.1.1 diffuse X 線成分への点源の寄与 . . . 79
6.1.2 点源からの鉄輝線 . . . 80
6.2 高温プラズマ成分の温度決定 . . . 80
6.3 diffuse X 線成分のクランプ状構造 . . . 81
6.3.1 若い超新星残骸 . . . 81
6.3.2 非熱的成分 . . . 82

7 まとめ 83

図目次

1.1 星間物質における吸収断面積 . . . 2
1.2 電波で観測した銀河中心 . . . 2
1.3 Sgr A* からの距離と enclosed mass の関係 . . . 3
1.4 「ぎんが」による高温プラズマの空間分布 . . . 5
1.5 「あすか」SIS で得られた銀河中心領域 $1^{\circ}\times1^{\circ}$ の X 線スペクトル . . . 5
1.6 「あすか」で得られた銀河中心領域の 6.4 keV 中性鉄輝線マップ . . . 6
1.7 電波観測による銀河中心領域の ^{12}CO J=1−0 輝線マップ . . . 6
1.8 「あすか」で得られた X 線反射星雲 Sgr B2 のイメージとスペクトル . . . 7
1.9 「あすか」で得られた X 線反射星雲 Sgr C のイメージとスペクトル . . . 7

2.1 「あすか」の概観 . . . 11
2.2 「あすか」の X 線望遠鏡、検出器の配置図 . . . 12
2.3 XRT の有効面積 . . . 13
2.4 XRT の point spread function . . . 13
2.5 GIS の X 線検出原理 . . . 14
2.6 SIS CCD チップの配置図 . . . 15
2.7 SIS グレードの定義 . . . 16
2.8 SIS の Non X-ray Background スペクトル . . . 16
2.9 X 線天文衛星「チャンドラ」の概観 . . . 17
2.10 HRMA の概観 . . . 18
2.11 HRMA の有効面積 . . . 19
2.12 HRMA On-Axis の PSF . . . 19
2.13 ACIS 検出面のレイアウト . . . 20
2.14 半径とその半径における encircled energy との関係 . . . 21
2.15 入射 X 線 (1.49 keV) に対する ACIS-I の PSF 半径と Off-Axis Angle との関係 22
2.16 入射 X 線 (1.49 keV) に対する ACIS-S の PSF 半径と Off-Axis Angle との関係 22
2.17 ACIS エネルギー分解能の入射エネルギー依存性 (地上実験) . . . 23
2.18 エネルギー分解能の読み出し口からの距離依存性 . . . 24
2.19 CCD 冷却温度によるエネルギー分解能の違い . . . 24
2.20 ACIS の量子効率 . . . 25
2.21 HRMA/ACIS の有効面積 . . . 26
2.22 FI CCD (S2) の background スペクトル . . . 27
2.23 BI CCD (S3) の background スペクトル . . . 28
2.24 ACIS の検出限界 (2−10 keV) と exporsure time の関係 . . . 29
2.25 HRC のレイアウト . . . 30

3.1 「チャンドラ」銀河中心領域長時間観測の exporsure map . . . 34
3.2 「チャンドラ」銀河中心領域長時間観測のモザイクイメージ . . . 34

4.1 SgrB2 領域 2−6 keV イメージ . . . 36
4.2 SgrB2 領域 鉄輝線バンド (6−7 keV) イメージ . . . 36
4.3 Radio Arc 領域 2−6 keV イメージ . . . 37
4.4 Radio Arc 領域 鉄輝線バンド (6−7 keV) イメージ . . . 37
4.5 Sgr A 領域 2−6 keV イメージ . . . 38
4.6 Sgr A 領域 鉄輝線バンド (6−7 keV) イメージ . . . 38
4.7 「あすか」GIS による G0.570−0.018 のイメージ . . . 40
4.8 「あすか」GIS による G0.570−0.018 の X 線スペクトル . . . 41
4.9 「チャンドラ」ACIS による G0.570−0.018 の X 線イメージ . . . 42
4.10 「チャンドラ」ACIS による G0.570−0.018 の radial profile . . . 42
4.11 「チャンドラ」ACIS による G0.570−0.018 の X 線スペクトル . . . 44
4.12 「あすか」GIS と「チャンドラ」ACIS によって得られた G0.570−0.018 の同時フィットスペクトル . . . 45

5.1 Sgr B2 領域で検出された点源 . . . 52
5.2 Radio Arc 領域で検出された点源 . . . 52
5.3 Sgr A 領域で検出された点源 . . . 53
5.4 Sgr B2 領域の diffuse と点源の X 線スペクトル . . . 54
5.5 Radio Arc 領域の diffuse と点源の X 線スペクトル . . . 56
5.6 Sgr A 領域の diffuse と点源の X 線スペクトル . . . 58
5.7 系外天体の $\log N$–$\log S$ 関係との比較 . . . 62
5.8 銀河中心領域の分子雲の空間分布 . . . 64
5.9 Sgr B2 領域 鉄輝線バンドの X 線スペクトル . . . 65
5.10 Radio Arc 領域 鉄輝線バンドの X 線スペクトル . . . 66
5.11 Sgr A 領域 鉄輝線バンドの X 線スペクトル . . . 67
5.12 Sgr B2 領域の鉄輝線フラックスの分布と相関 . . . 70
5.13 Sgr B2 領域の鉄輝線等価幅の分布と相関 . . . 71
5.14 Radio Arc 領域の鉄輝線フラックスの分布と相関 . . . 72
5.15 Radio Arc 領域の鉄輝線等価幅の分布と相関 . . . 73
5.16 Sgr A 領域の鉄輝線フラックスの分布と相関 . . . 74
5.17 Sgr A 領域の鉄輝線等価幅の分布と相関 . . . 75
5.18 Sgr B2、 Radio Arc、 Sgr A 3 つ領域の鉄輝線フラックスの分布と相関 . . . 76
5.19 Sgr B2、 Radio Arc、 Sgr A 3 つの領域の鉄輝線等価幅の分布と相関 . . . 77

6.1 鉄輝線強度比から求めた diffuse X 線成分の温度分布 . . . 81

表目次

2.1 ACIS の基本的性能 . . . 21
2.2 ACIS background の count rate . . . 28
2.3 HRC の基本性能 . . . 30

3.1 「あすか」による観測記録 . . . 33
3.2 「チャンドラ」による観測記録 . . . 33

4.1 「あすか」GIS で得られた G0.570−0.018 の X 線スペクトルの best fit parameters . . . 41
4.2 「チャンドラ」ACIS-I で得られた G0.570−0.018 の X 線スペクトルの best fit parameters . . . 44
4.3 「あすか」GIS と「チャンドラ」ACIS によって得られた G0.570−0.018 の同時フィットによる best fit parameters . . . 45
4.4 G0.570−0.018 と SN 1987A との諸量の比較 . . . 47

5.1 Sgr B2 領域 点源足し合わせの X 線スペクトルに対する bestfit parameter . . 55
5.2 Sgr B2 領域 diffuse 成分 X 線スペクトルに対する bestfit parameter . . . 55
5.3 Radio Arc 領域 点源足し合わせの X 線スペクトルに対する bestfit parameter 57
5.4 Radio Arc 領域 diffuse 成分の X 線スペクトルに対する bestfit parameter . . 57
5.5 Sgr A 領域 点源足し合わせの X 線スペクトルに対する bestfit parameter . . 59
5.6 Sgr A 領域 diffuse 成分の X 線スペクトルに対する bestfit parameter . . . 59
5.7 Sgr B2 領域 鉄輝線の bestfit parameter . . . 65
5.8 Radio Arc 領域 鉄輝線の bestfit parameter . . . 66
5.9 Sgr A 領域 鉄輝線の bestfit parameter . . . 67

第 1 章

概観および研究の目的

1.1 概観 – 我々の銀河中心 –

我々の銀河 (= 天の川) の中心は、宇宙にあまねく存在する銀河の中心の中でも我々から最も近い距離に位置しており (約 8.5 kpc[1])、銀河中心の観測的研究の最良のサンプルである。しかし銀河面に集中する星間物質による強い吸収のため、可視光で銀河中心を見通すことは非常に困難であり、吸収 / 散乱されることの少ない電波 – 赤外、または X 線 – ガンマ線帯域による観測が有効になる (図 1.1)。

特に重力ポテンシャルの井戸に対応する銀河中心から半径 $\sim$ 200 pc 以内の領域は、大量の分子ガスや星が集中し、高温、高密度、大きな速度分散、という他の領域には見られない特異な環境が実現されており、様々な研究対象として注目されてきた。また銀河中心領域では大規模な星生成活動が起こっていると考えられており、過去にはスターバースト (爆発的星生成) が起こっていたという説もある [39]。

さらに銀河の中心部数 pc の範囲に目を向けてみるとそこには全天で最も明るい非熱的電波源である Sgr A(射手座 A; 図 1.2) が存在しており、さらに Sgr A の中心には太陽の数百万倍もの質量を持つ大質量ブラックホール Sgr A* が存在していることが、観測によって示されている [9]。 Sgr A* 近傍 <0.24 pc[2] に位置する 90 個の星の固有運動の近赤外観測から Sgr A* の位置は我々の銀河の運動学中心と ±0.1 秒角の精度で一致していること、そして $(2.6 \pm 0.2)\times 10^6 M_\odot$ の質量が運動学中心から半径 0.01 pc 以内の領域に集中していることが明らかになった ([12][14]、図 1.3)。

また銀河中心近傍には Radio Arc(電波アーク) に代表されるような電波の帯域で非常に明るいフィラメント構造が存在している。これらのフィラメントは強い磁場に巻きついた電子からの Synchrotron 放射によって輝いていることが過去の電波観測から明らかになっている (図 1.2b)。磁場の強度は $\sim$ mGauss のオーダーに達しており、これは銀河面における平均の磁場の約 10^3 倍の強さに相当する [71][27]。このような強い磁場の存在は、 10^{20} eV にまで達するといわれる宇宙線加速の現場が銀河中心領域に存在することを示唆している [16]。

以上のように我々の銀河中心は、「最も近い銀河中心のサンプル」として価値があるだけではなく、銀河系内の他の領域と比較しても類を見ない極めてユニークな現象が起こっている領域であることが分かる。

[1] IAU 推奨値; 1 pc = 3.09×10^{18} cm

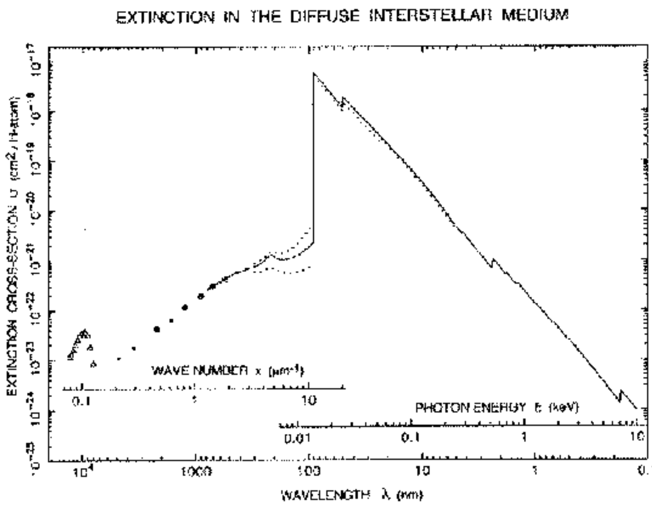
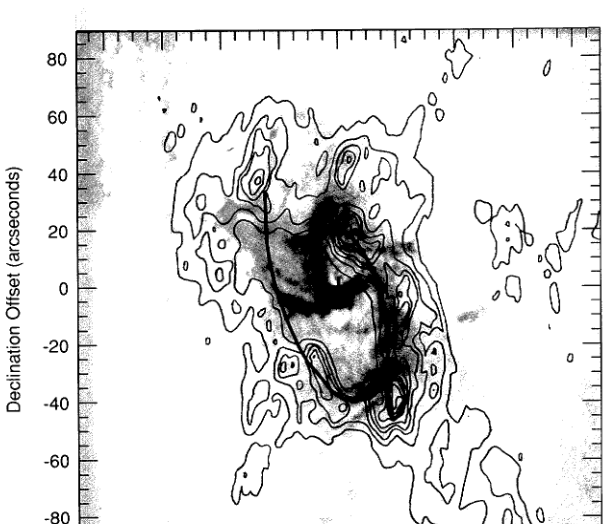
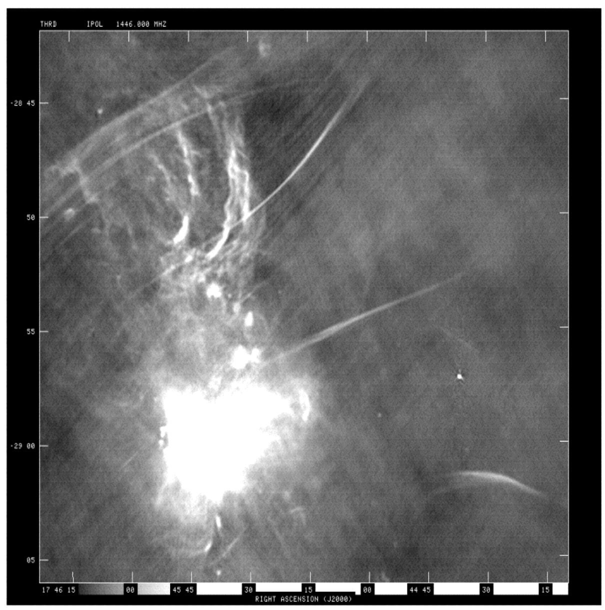


図 1.1: 星間物質における吸収断面積
近赤外 ($\lambda = 10^4$ nm)− 硬 X 線帯域 ($\lambda = 0.1$ nm における値。 [52] から抜粋。



(a) 電波による Sgr A complex のイメージ



(b)VLA による Radio Arc の 20cm 電波連続成分イメージ

図 1.2: 電波で観測した銀河中心
(a) コントアは HCN $J = 1-0$ 輝線の電波強度を (Wright et al. 1987)、 gray-scale は 5 GHz の連続成分の電波強度を表す (Lo & Claussen 1983)。図の中心、連続成分の腕上構造が交わっている場所付近に Sgr A* が存在する。 (Lacy et al. 1991[26] より抜粋) (b) 中心の明るい電波源が Sgr A complex。図左上、左から右 (銀河面に対して垂直方向) に走っている構造が Radio Arc。 Sgr A complex と Radio Arc の間には細かいフィラメント状構造が見える。 (Lang et al. 1998[27] より抜粋)

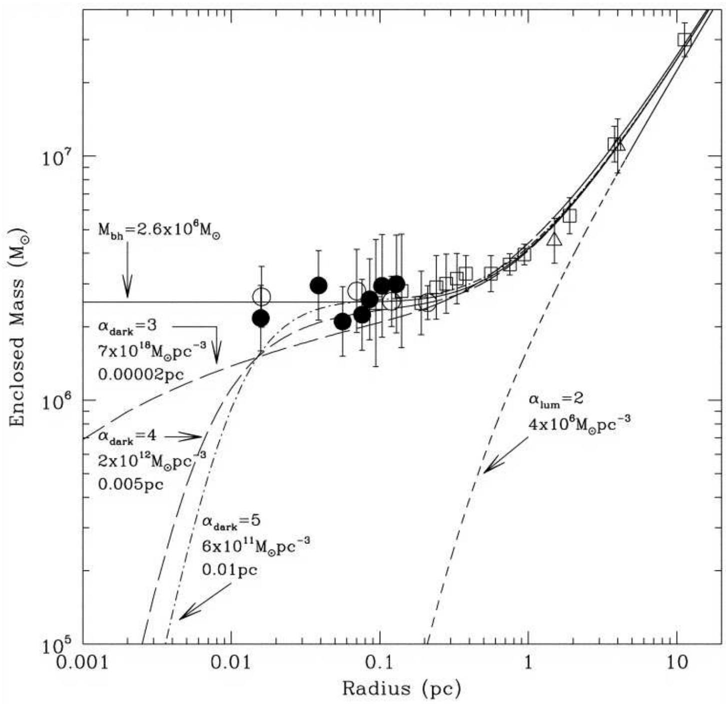


図 1.3: Sgr A* からの距離と enclosed mass の関係

データ点はそれぞれ filled circles(7points): Ghez et al. 1998、 open circles(4): Eckart and Genzel 1996, 1997、 squares(13): Genzel et al. 1996、 triangles(2): Guesten et al. 1987 によって求められた値。 0.015 pc から 0.1 pc の範囲で enclosed mass が一定になっている。 (Ghez et al. 1998[14] より抜粋)

1.2 過去の X 線観測の成果

1960 年代、 X 線天文学の誕生とほぼ同時に始まった銀河中心領域の X 線観測は現在に至るまで、銀河中心の研究において重要な役割を果たしてきている。特に硬 X 線 (∼2−10keV) 帯域は、銀河中心からやってくる全ての電磁波の中で最も検出感度の高くなるエネルギー帯域であり、銀河中心を探る手段としては最大の武器となる。 1980 年代後半、日本の X 線天文衛星「ぎんが」の登場により硬 X 線帯域における銀河中心領域の研究は飛躍的に進展した。

1.2.1 「ぎんが」による成果

- 6.7 keV 輝線の発見 – 銀河中心高温プラズマ –
  1980 年代、 EINSTEIN([69])、 SPACELAB-2([58])、 SPARTAN-1([21]) の観測によって示唆されていた銀河中心領域に拡がる diffuse X 線の正体は 80 年代後半、「ぎんが」衛星による 6.7 keV 輝線の検出によって初めて明らかにされた [22][67]。 6.7 keV の輝線は高階電離鉄イオンから放射される特性 X 線であり、銀河中心領域が極めて高温 ($\sim 10^8$ K) な環境であることを意味している。銀河中心高温プラズマの発見である。

  X 線スペクトルから見積もられたプラズマの温度 $kT \sim 10$ keV($\sim 10^{8}$ K)、また空間的には銀河面から約 20 度傾いた ~ 300 pc$\times$ 150 pc (FWHM) の楕円状に分布してい

ることが分かった (図 1.4)。さらにスペクトルの normalization から計算される Emission measure ($n_e^2 V$; n_e プラズマ中の電子密度、 V はプラズマの体積) は $\sim 1\times 10^{59}$ cm^{-3}、これらの結果から高温プラズマの総質量は $\sim\ 10^4 M_\odot$、また熱的エネルギーの総量は $E_{thermal} \simeq 10^{54}$ erg にも達することが明らかになった。

1.2.2 「あすか」による成果

- 3 本の鉄輝線の分離と軽元素イオンからの輝線

90 年代に入り、 2−10 keV の硬 X 線帯域で初の撮像分光観測を実現した日本の X 線天文衛星「あすか」によって銀河中心領域の観測が行なわれた [24]。 ∼150 eV(@6 keV) という SIS の高いエネルギー分解能によって鉄輝線は 6.4 keV、 6.7 keV、 6.97 keV の 3 本に分離された (図 1.5)。後者 2 つは高階電離鉄イオンから放射される特性 X 線であり、これまで示唆されていた高温プラズマの存在の確定的証拠となった [24][31][32]。また 5 keV 以下の低エネルギー側にはシリコン、珪素、アルゴン、カルシウムの高階電離イオン輝線からの特性 X 線が検出された。これらの存在は $kT\ \sim\ 10$ keV の高温プラズマとは別の $kT \sim 1$ keV($\sim 10^7$ K) 程度のプラズマ成分の存在を示唆した [32]。

- 6.4 keV 中性鉄輝線 −X 線反射星雲の発見 −

6.4 keV 鉄輝線は中性鉄からの K_α 輝線であり、鉄が高階電離イオンとしてしか存在し得ない高温プラズマからの放射とは考えにくい。輝線強度の空間分布は、銀河面上を銀河中心に対しほぼ対称に分布している 6.7 keV 輝線とは対照的に、 6.4 keV 輝線は分子雲の分布によく対応していることを示した (図 1.6)。特に、巨大分子雲 Sgr B2 の位置と、 Radio Arc 領域と Sgr A complex との間に位置する”50 km s^{-1} cloud” と呼ばれる高密度分子雲の位置に非常に強いピークが見られる [65][29]。この結果から 6.4 keV 鉄輝線は、外部からの X 線で照射された冷たい分子雲中からの蛍光 X 線であると推測される。

実際に Sgr B2 分子雲および銀河中心に対して Sgr B2 分子雲と対称に位置している Sgr C 分子雲の X 線スペクトルは強い 6.4 keV の蛍光 X 線、そして 7.1 keV の鉄の吸収端が確認された (図 1.8b、図 1.9b)。イメージ解析の結果からは X 線フラックスのピークはそれぞれの分子雲の密度のピークに対し銀河中心方向にずれていることが分かった (図 1.8a、図 1.9a。

これらの事実は低温分子雲が銀河中心方向にある明るい X 線天体によって照射されて輝いていることを示唆しており、「X 線反射星雲」という新種の天体カテゴリーが提唱された [42][43]。一方で、銀河中心領域にはこれらの分子雲を照らすのに十分な明るさを持つ X 線源は存在しない。しかし仮に、現在は X 線で暗い銀河中心核 Sgr A*($< 10^{35}$ ergs s^{-1}) が過去は活発に活動をしており、 X 線反射星雲は中心核との光路差 (数百光年) に相当する過去の Sgr A* の活動を反射している、と考えると説明がつく [24][42][43]。

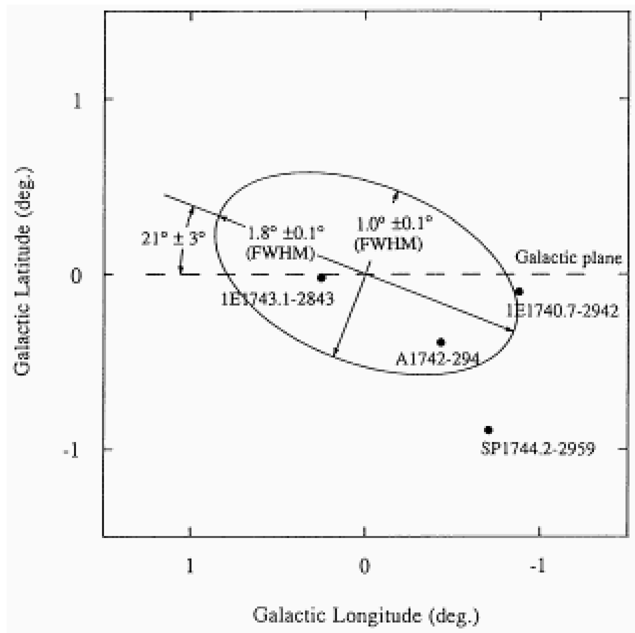


図 1.4: 「ぎんが」による高温プラズマの空間分布

イメージの中心は銀河中心、点線は銀河面を示す。

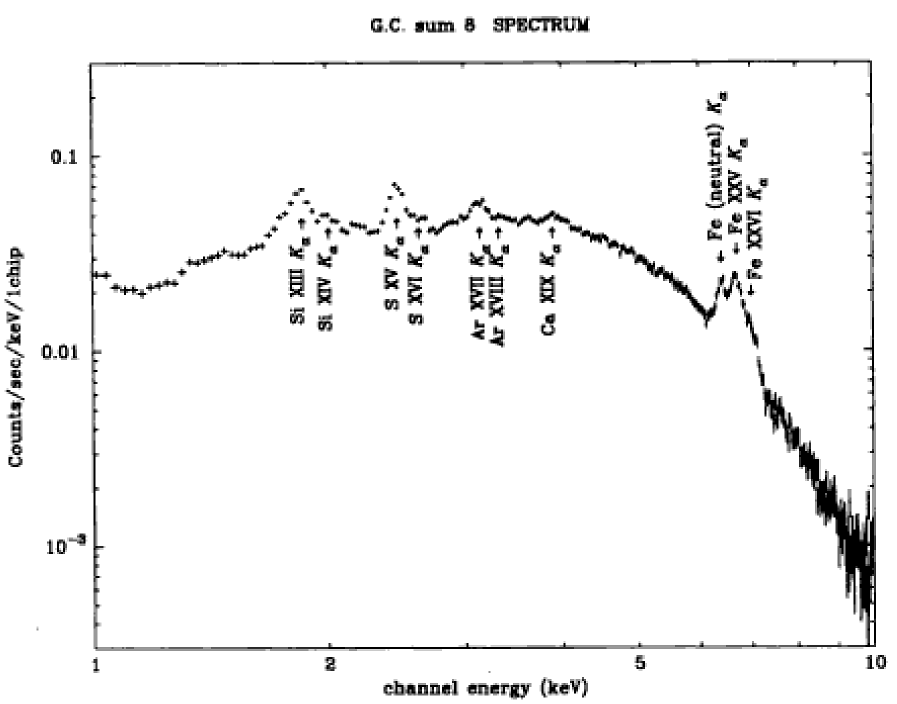


図 1.5: 「あすか」SIS で得られた銀河中心領域 $1^\circ \times 1^\circ$ の X 線スペクトル

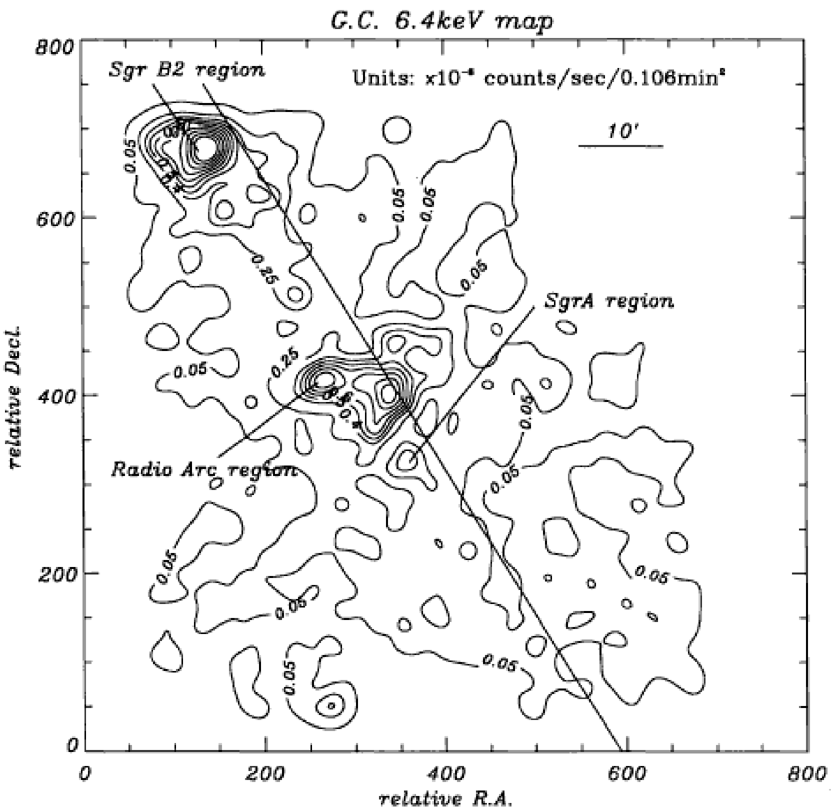


図 1.6: 「あすか」で得られた銀河中心領域の 6.4 keV 中性鉄輝線マップ

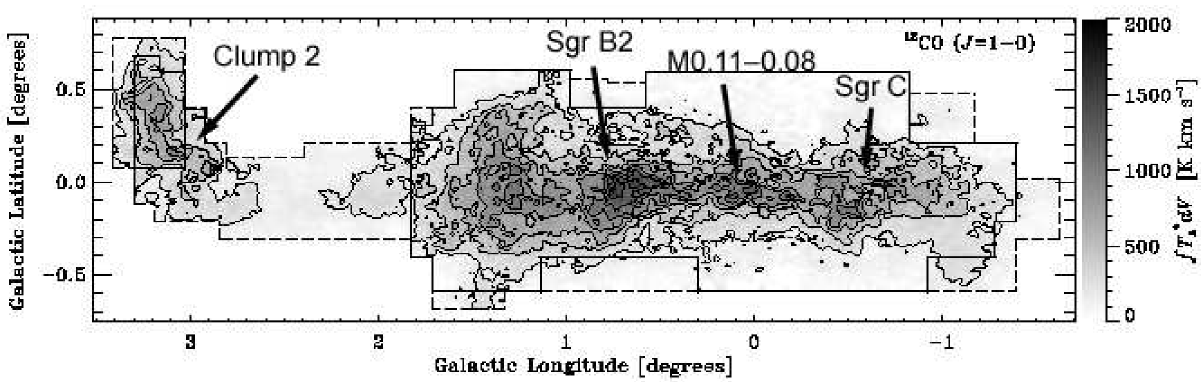
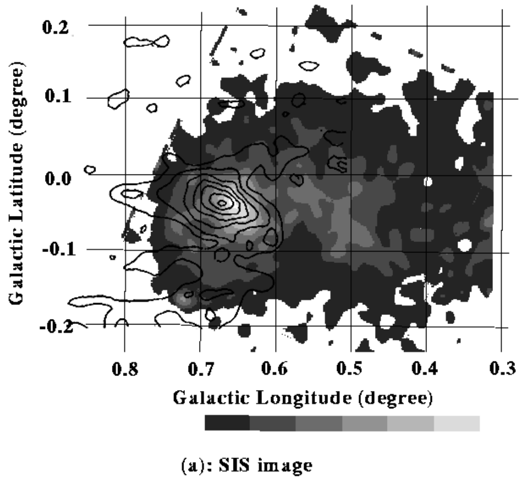
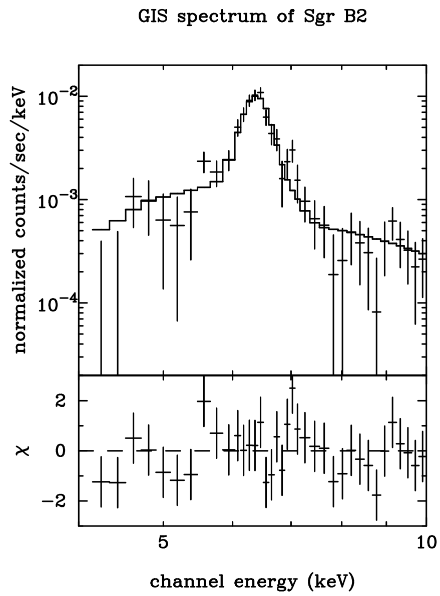


図 1.7: 電波観測による銀河中心領域の ^{12}CO J=1−0 輝線マップ

Oka et al. 1998[47] より引用。矢印で示した Sgr B2 分子雲と M0.11−0.08 の部分が図 1.6の 6.4 keV 輝線ピークの位置に対応している。

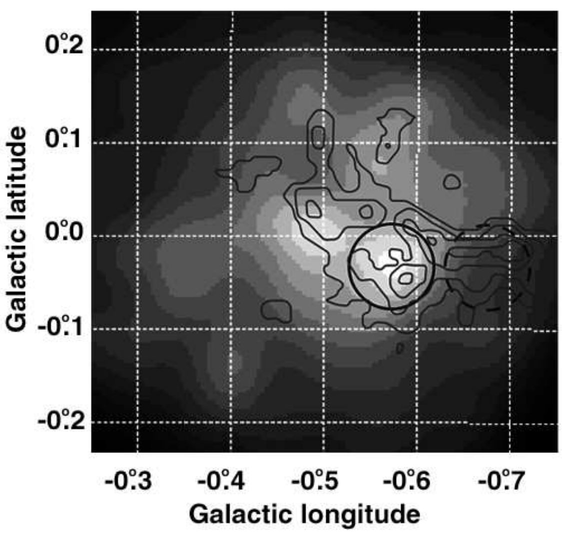


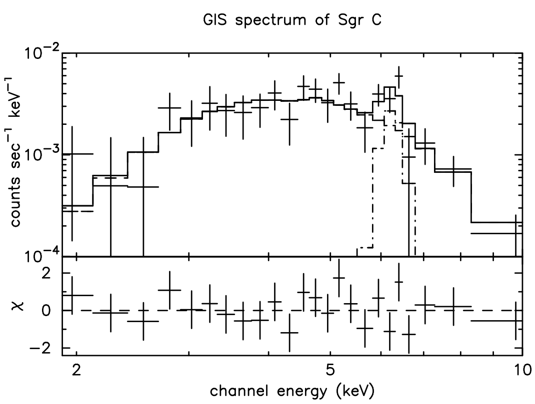
(a)X 線イメージ (SIS) と電波コンタア



(b)X 線スペクトル (GIS)

図 1.8: 「あすか」で得られた X 線反射星雲 Sgr B2 のイメージとスペクトル





(b)X 線スペクトル (GIS)

(a)X 線イメージ (GIS) と電波コンタア

図 1.9: 「あすか」で得られた X 線反射星雲 Sgr C のイメージとスペクトル

1.2.3 本研究の目的

我々に残された課題は以下の 3 つに大別される。

1. 銀河中心高温プラズマが持つ $\sim 10^{54}$ erg の熱的エネルギー供給源の究明

2. X 線反射星雲 (冷たい分子雲) を照らしている明るい X 線源の正体の特定

3. 銀河中心核の大質量ブラックホール Sgr A* の時間変動の検出

本研究では特に 1. に焦点を当てた。

高温プラズマの存在の持つ膨大なエネルギーはどこから供給されているのか、そしてこれだけ高温のプラズマを銀河中心に閉じ込めておく機構は何か。

1 つの可能性として銀河中心の過去の活動性起源が考えられる。銀河中心に存在する Sgr A* の X 線帯域のルミノシティーは、「あすか」の観測によれば $< 10^{35}$ ergs s^{-1} と上限が決まっている。これは数百万太陽質量を持つ大質量ブラックホールが持つと予測されるルミノシティーよりも 7 桁以上暗く (そのこと自体が大きな謎である [13])、プラズマのエネルギー供給源として考えるのは難しい。最近の「チャンドラ」の観測結果によると、Sgr A* のルミノシティーは $L_X \sim 2\times 10^{33}$ ergs s^{-1} という結果も出ている [2][3]。一方、「あすか」による X 線反射星雲の観測結果から、約 300 年前以前は現在の約 100 万倍明るかったという仮説が提唱されている [24][42]。このことから、我々銀河中心にもほかの Seyfert 型銀河の中心と同様、活動銀河核が存在していて、過去に起こしていた激しい高エネルギー現象の名残りが高温プラズマとなって見えている、と考えることが出来る。もしこのように銀河中心核の単一活動性起源であれば、数 100 pc のスケールの広い領域に分布している高温プラズマには温度勾配が生ずると考えられる。中心で生まれた高温プラズマが $kT = 10$ keV の音速 (v_s= 1600 km/s) で中心から拡散していくとすれば ∼100 pc 程度離れたところでは断熱冷却が効いてきて、銀河中心から離れるに従って輝線の強度比が変わってくるはずである [62]。

もう 1 つの可能性として考えられるのは多数の超新星爆発である。10^{51} erg もの大量のエネルギーを一瞬で解放する機構として超新星爆発は宇宙における最もポピュラーな高エネルギー現象である。また軽元素や鉄の強い輝線が現れる若い (<10000 才) 超新星残骸の典型的スペクトルは高温プラズマのスペクトルと類似している。もし超新星爆発起源だとすると、プラズマの総エネルギーを典型的な超新星爆発のエネルギーで割った 10^{54} erg $/10^{51}$ erg ~ 1000 発の爆発が必要となる。一方、プラズマのスケールを $kT = 10$ keV の音速 (v_s= 1600 km/s) で割った時間は約 5×10^4 年、これに対して放射冷却のタイムスケールは $\sim 10^9$ 年と求まる。従って実際の年齢としては前者が効くことになる [67]。すなわち、もし超新星爆発起源だとすると銀河中心 $\sim 1^\circ \times 1^\circ$ の領域では 50 年に 1 発の割合で爆発が起こっている計算になる。しかしこれに対応するような多数の若い超新星残骸は、これまでの銀河中心領域の観測では見つかっていない。

高温プラズマのエネルギー起源を全てコンシステントに説明することはこれまでの観測結果からは困難である。解決の鍵は、

1. 銀河中心に多数存在すると考えられる discrete な X 線天体を分解し、これらのコンタミを除去した「真」の diffuse 成分からの放射を取り出すこと

2. 高温プラズマが持つ輝線構造の場所による相違を明らかにするために統計の良い観測を行なうこと

であると考える。この 2 つを実現するためには、あすかの約 100 倍優れた空間分解能をもつ米国 X 線天文衛星「チャンドラ」が最適である。 1999 年秋から 2000 年夏にかけて、銀河中心領域の 3 つの視野において最長 100 ksec に及ぶ長時間高空間分解観測が行なわれた。本研究ではこれら 3 つの観測データの解析結果を、「あすか」の結果と交えて報告する。

第 2 章

X 線天文衛星

2.1 X 線天文衛星「あすか」

2.1.1 概観

日本の 4 番目の X 線天文衛星である「あすか」([61]) は、 1993 年 2 月 20 日に、遠地点高度約 620 km、近地点高度約 520 km、軌道傾斜角 31.1°、軌道周期約 96 分の略円軌道に打ち上げられた。「あすか」の概観を図 2.1に示す。

日本の X 線天文衛星としては初めて X 線反射望遠鏡 (X-ray Telescope: XRT) [57] を搭載している。 XRT は 4 台あり、その各々の焦点面に撮像と分光を同時にできる検出器を備えている。その内訳は、 2 台の位置検出型ガス蛍光比例計数管 (Gas Imaging Spectrometer: GIS)[46] と 2 台の X 線 CCD カメラ (Solid-state Imaging Spectrometer: SIS)[5] である。両検出器は若干エネルギー帯域が異なるが、両方を合わせて用いた場合、「あすか」で観測できる X 線エネルギー帯域は 0.5–10 keV である。 XRT、 SIS、 GIS の配置図を図 2.2に示す。

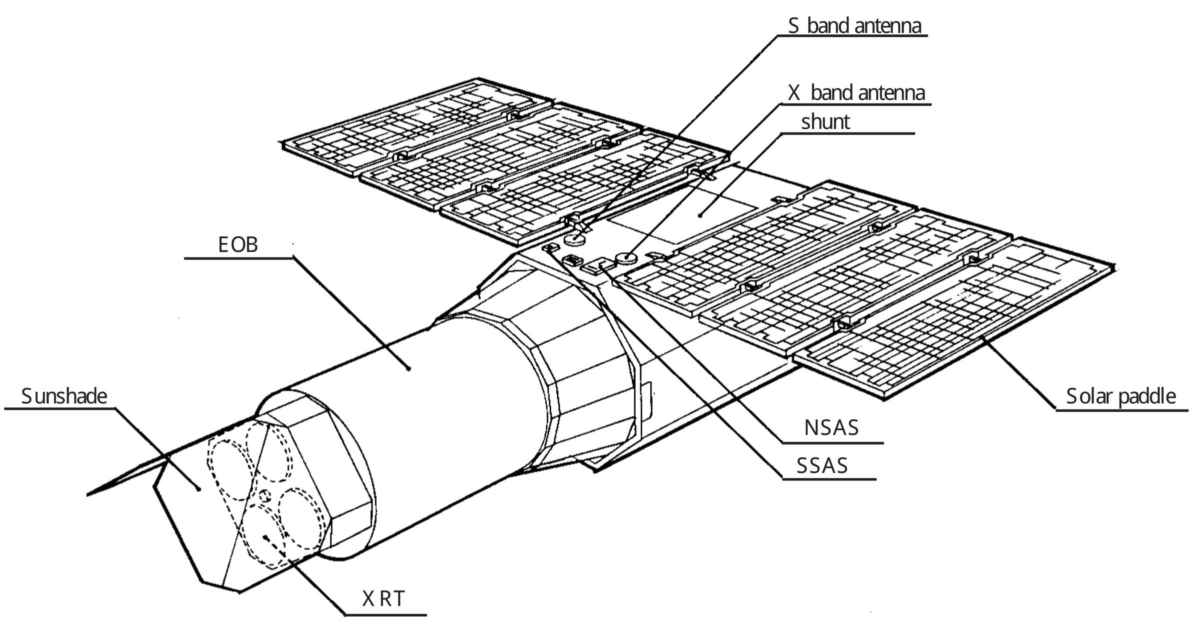


図 2.1: 「あすか」の概観

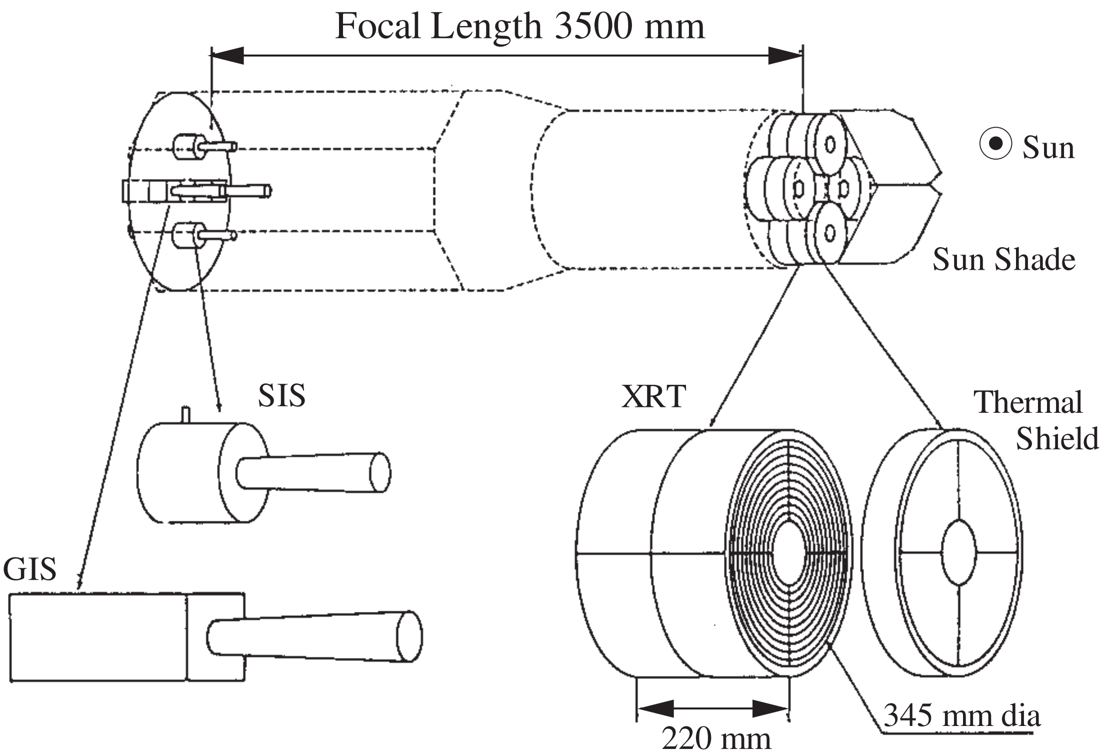
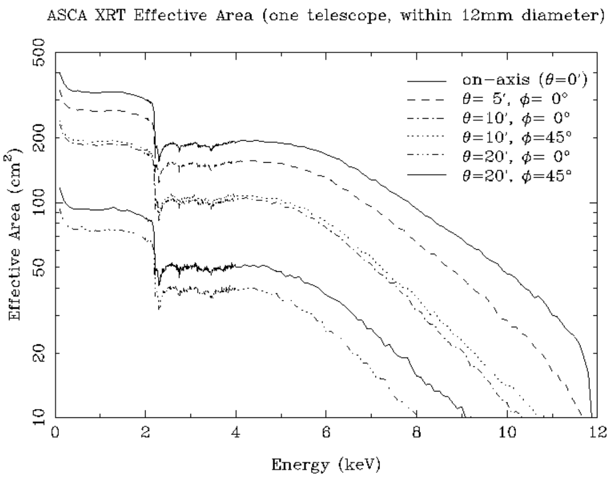


図 2.2: 「あすか」の X 線望遠鏡、検出器の配置図

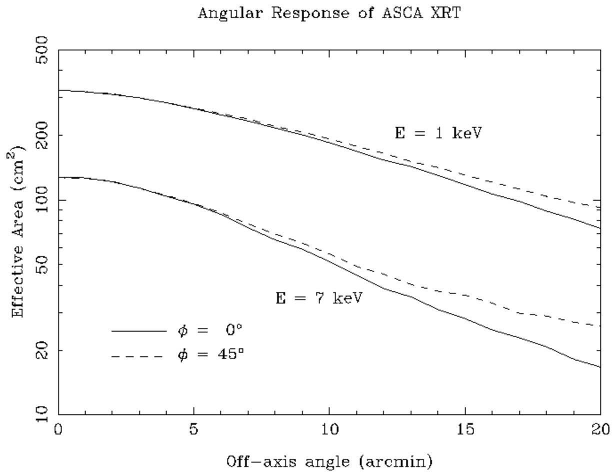
2.1.2 XRT (X-Ray Telescope)

X 線望遠鏡 (X-Ray Telescope; XRT) は、 10 keV 程度の硬 X 線帯域まで十分な感度を持つことを主眼として設計された。これによっての 4 keV 以上の帯域における撮像が世界で初めて可能になった。硬 X 線は星間吸収のよる断面積が小さいため (図 1.1)、濃いダストの奥深く埋もれた天体や、銀河中心の観測に最適である。さらにこの帯域には X 線天文学において重要な役割を果たす鉄の K- 特性 X 線 (6.4–7 keV) も含まれ、その意義は大きい。XRT の有効面積を図 2.1.2に示す。

X 線の金属に対する反射率は 1 に極めて近いため、数 keV の X 線に対して十分な反射率を得るには入射角が 1.0 度以下でなければならない。そのような反射光学系として、「ローサット (ROSAT)」などの従来の X 線天文衛星では、回転放物面と回転双曲面を組み合わせた 2 枚組の光学系である Wolter I 型光学系が採用されてきた。これらは高角分解能が達成されやすい反面、開口効率を上げるのが難しく、また重くなるという欠点がある。一般に、X 線のエネルギーが高くなるにつれ天体からの光子数も減るため、硬 X 線望遠鏡では大きな有効面積を持つことが特に重要な要素となる。この観点から「あすか」では、鏡面基板を極限まで薄くし、開口効率と有効面積を高めた多重薄板型斜入射望遠鏡が採用された。光学系としては、 Wolter I 型光学系を二段の円錐で近似したものが用いられている。この円錐近似と鏡面の凹凸に加え、特に鏡の支柱の精度の低さが主因となって、結像性能は必ずしもよくなく、角分解能は Half Power Diameter (HPD) で約 $3'$ である。また、 XRT が 4 分円を組み合わせて作られているために、像が 4 分円のつなぎ目で途切れてしまい、点源が蝶々型に広がって見えること (図 2.1.2)、視野中心から $0.5°$–$1.5°$ 離れたところに明るい X 線源があると正規の 2 回反射をせずに焦点面に達する迷光が視野に入ってきてしまう、などの問題点がある。



(a) 入射 X 線エネルギーに対する XRT の有効面積



(b)Off-Axis angle に対する XRT の有効面積

図 2.3: XRT の有効面積

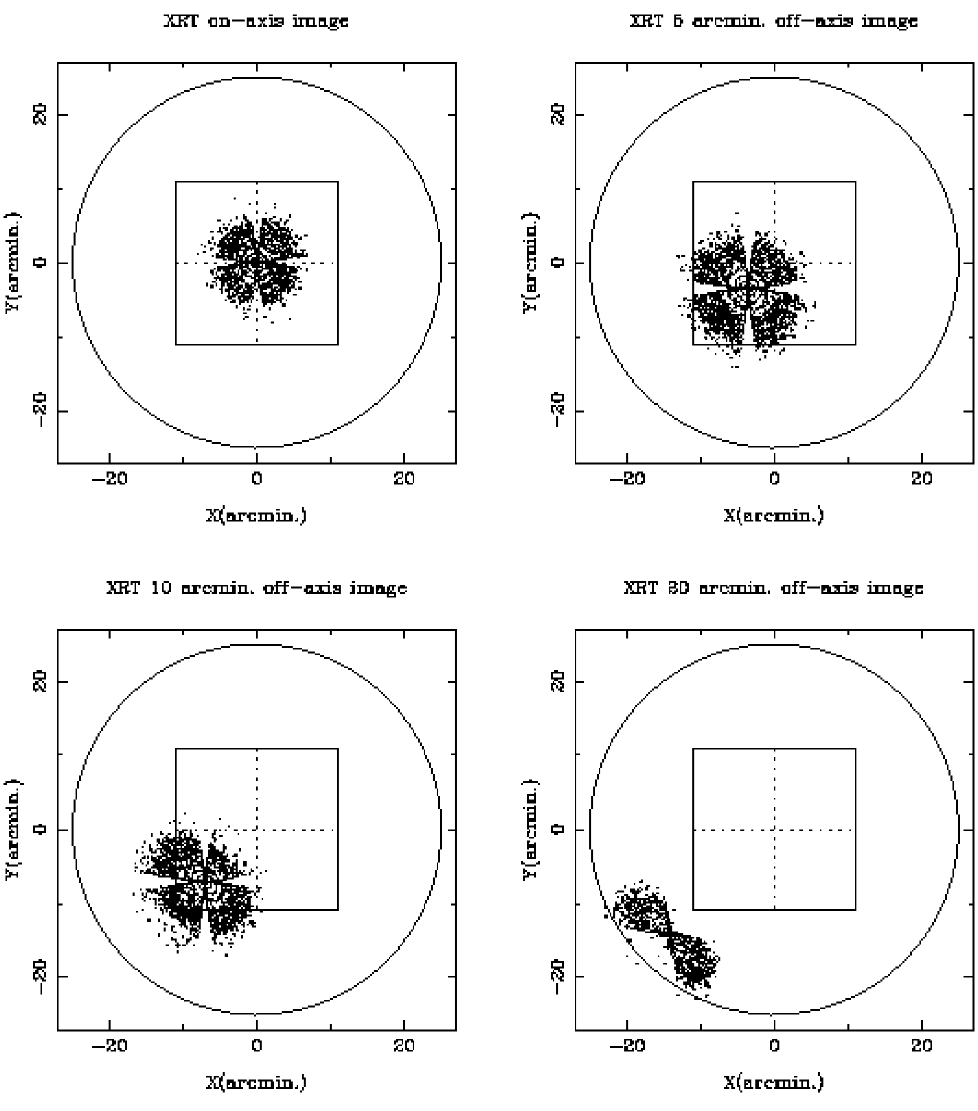


図 2.4: XRT の point spread function

2.1.3 GIS (Gas Imaging Spectrometer)

GIS(Gas Imaging Spectrometers) は、撮像型のガス蛍光比例計数管である。図 2.1.3に、GIS の構造と X 線検出原理を示す。

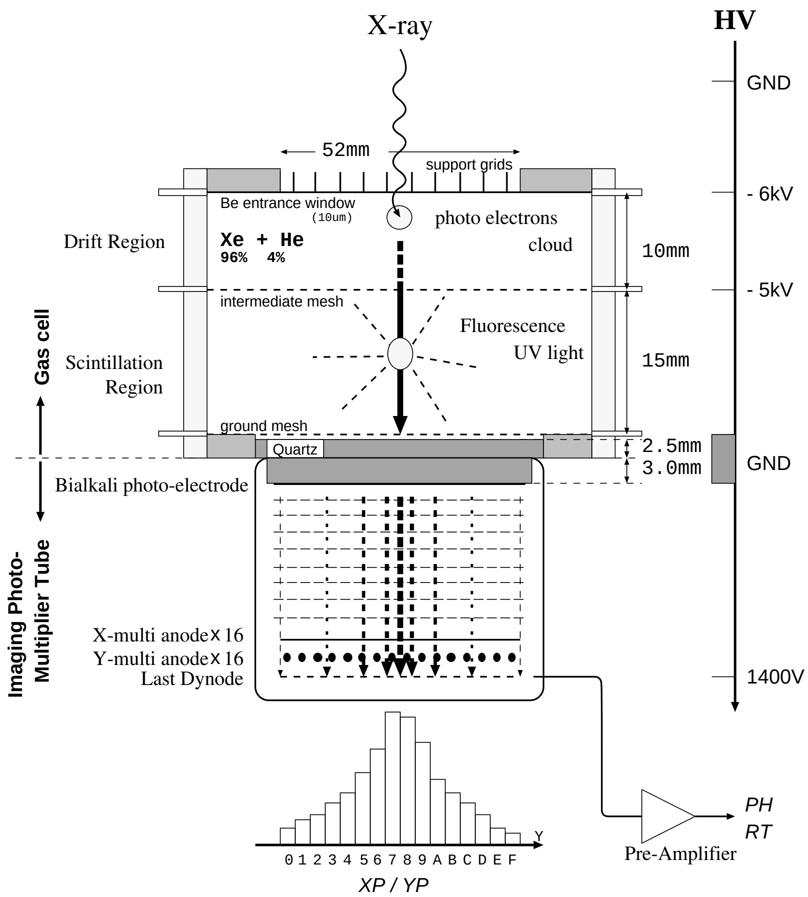


図 2.5: GIS の X 線検出原理

入射 X 線はドリフト領域で Xe ガスに光電吸収され、一次電子群を作る。一次電子群は発光しない程度の弱い平行電場により、位置情報を失わず発光領域までドリフトする。発光領域に入ると電子は強い平行電場によって加速されて、次々と Xe 原子に衝突し、これを励起させる。励起された Xe 原子は ~ 170 nm の紫外線を出し、基底状態に戻る。こうしてできた紫外線光子を位置検出型のフォトチューブで検出する。

GIS のような蛍光比例計数管は、通常の比例計数管と異なり、 2 次電子を生じさせないのが特徴である。比例計数管で発生する 2 次電子のゆらぎがないため、 1 次電子のゆらぎのみしか生じず、比例計数管に比べ、 $2 \sim 3$ 倍よいエネルギー分解能が得られる。

GIS の検出効率は、低エネルギー側では入射窓に使われている Be 膜による X 線の吸収に、高エネルギー側では XRT の有効面積の低下によって制限される。

SIS と比較した GIS の長所は、視野が広く (直径 $\sim 50'$)、時間分解能に優れており (最高 61μsec.)、高エネルギー側の検出効率が高いことである。一方、エネルギー分解能と空間分解能は SIS に及ばない。

2.1.4 SIS (Solidstate Imaging Spectrometer)

SIS (Solid-state Imaging Spectrometer) は、 X 線天文衛星に実際に使用されたものとしては世界初の X 線 CCD (Charge Coupled Device) である。図 2.1.4に SIS の配置図を示す。 2 つの SIS 検出器はそれぞれ 4 枚の CCD チップから構成され、それらは田の字型に貼り合わされ、有効面積 22mm 四方 (有効視野にして 22′ 角四方) を実現している。

SIS の検出効率は、低エネルギー側では遮光膜や電極構造による X 線の吸収、高エネルギー側では、空乏層の厚みが限界を決める。 GIS と比較した SIS の長所は、エネルギー分解能、空間分解能が優れていることである。

SIS の観測モードは、 Faint、 Bright、 Fast の 3 種のモードが用意されている[1]。また、読み出しは、全チップを順に読み出すモード (4-CCD モード) だけでなく、 1 つ、あるいは 2 つの CCD だけ読み出すモード (1, 2-CCD モード) がある。

Faint モードは、各イベントについてイベント中心の周辺 3×3 ピクセル全ての pixel level (と勿論 CCD 番号とイベントの 2 次元的位置) を地上に送出する。 3 種のモードの中で最も情報量が豊富で、電荷残像の補正などが可能になるため、最も質の高い解析が可能になる。

Bright モードは、各イベントについて、グレードと呼ばれるイベント中心の周辺 3 × 3 チップの電荷の広がりのパターンと、加算された pixel level、 CCD 内の 2 次元的位置を地上に送出する (図 2.1.4参照)。 Bright モードは、 Faint モードに比べ、情報の質が落ちるが、情報量が少ないため、衛星上の記憶容量も少なくてすむ、という利点がある。衛星上の記憶容量は厳しく制限されるため、 4-CCD モードについて、あるいは明るい天体についてしばしば用いられる。

Fast モードは、 CCD を一次元的に読み出すモードである。位置情報は厳しく制限されるが、時間分解能に優れ、またごく明るい天体でも観測可能となる。

図 2.1.4に SIS の non X-ray background を示す。

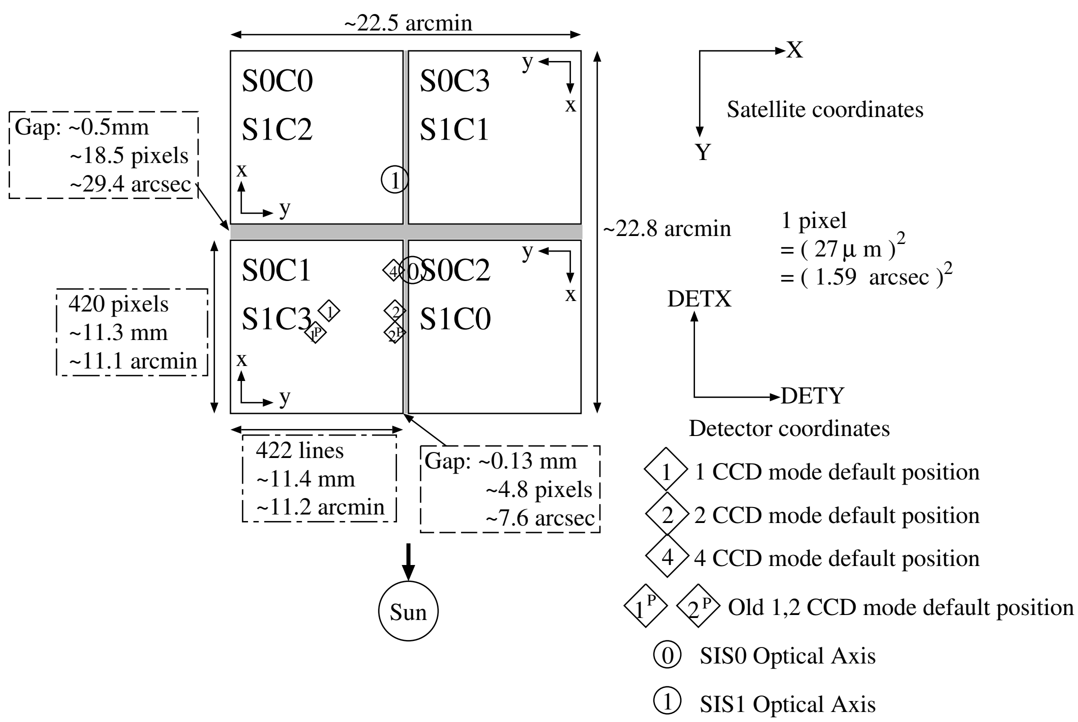


図 2.6: SIS CCD チップの配置図

[1]他にも Frame mode、 Dark Frame mode などの診断モードがあるが、通常の観測では用いられない。

[H]

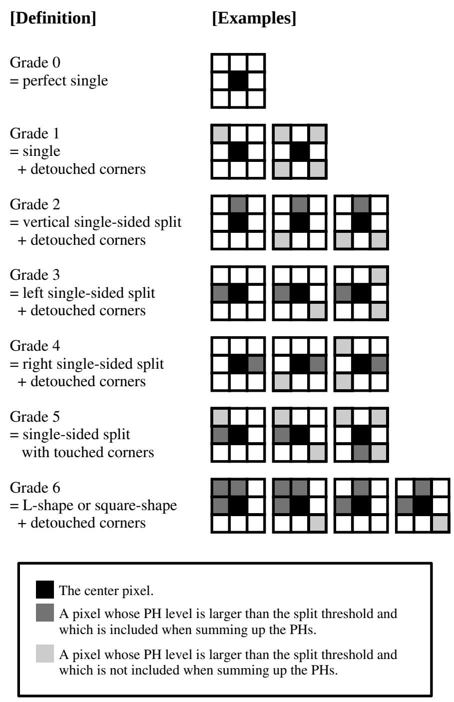
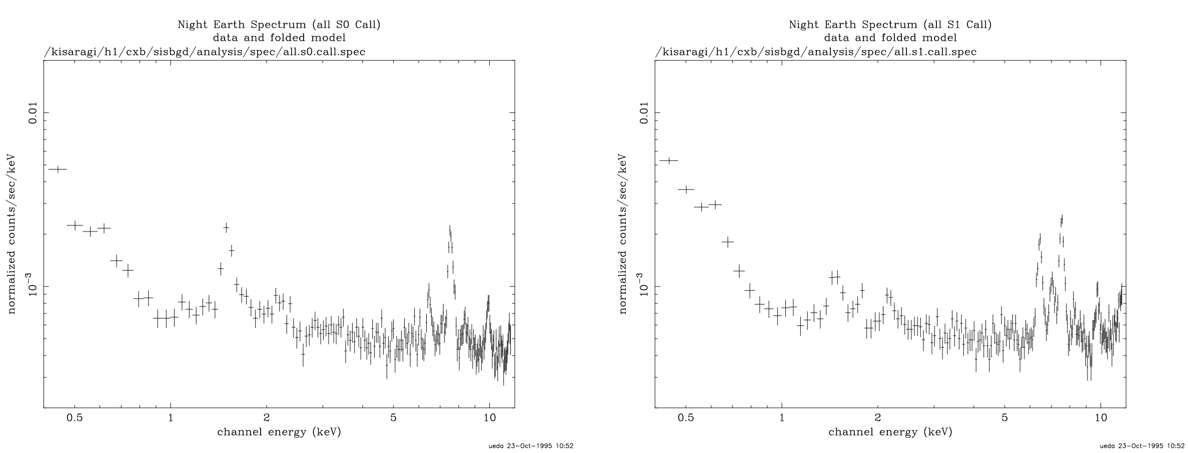


図 2.7: SIS グレードの定義



(a)SIS0 (b)SIS1

図 2.8: SIS の Non X-ray Background スペクトル

2.2 X 線天文衛星「チャンドラ」

2.2.1 概観

「チャンドラ」(Chandra X-ray Obsevatory; CXO)[2] は米国 NASA の X 線天文衛星であり、1999 年 7 月 23 日、遠地点高度 138800 km、近地点高度 10100 km の楕円軌道に打ち上げられた。その 63.5 時間という軌道周期のため 170 ksec 以上に及ぶ長時間連続観測が可能である。
「チャンドラ」の概観を図 2.9に示す。
「チャンドラ」は、X 線望遠鏡 (HRMA)、2 つの焦点面検出器 (ACIS, HRC) および 2 組の X 線グレーティング (HETG/LETG) から構成される。0.1−10 keV のエネルギー帯域で良い検出感度とエネルギー分解能を持つのに加えて、これまでの X 線天文衛星と比べ「チャンドラ」が圧倒的に優れている点はその極めて高い空間分解能である。0.5 秒角という空間分解能は、これまでの X 線天文衛星と比べも 1–2 桁以上優れている。

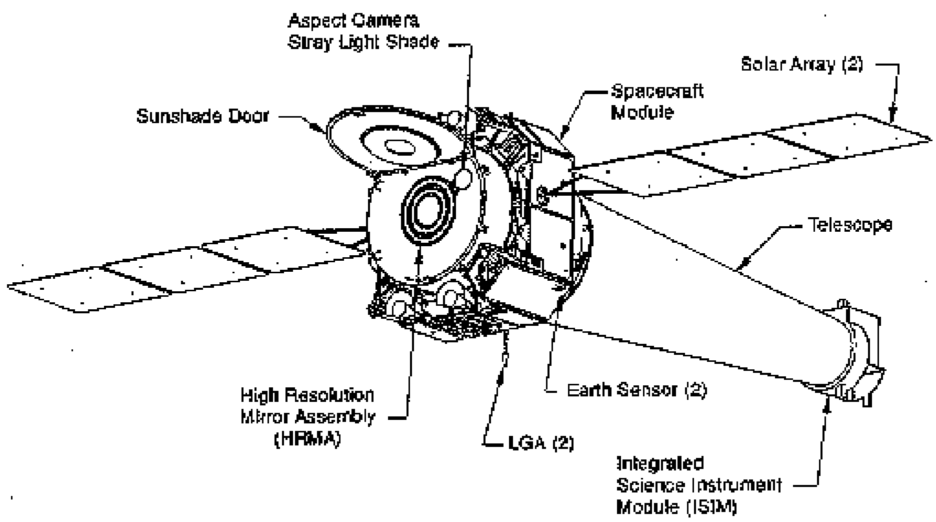


図 2.9: X 線天文衛星「チャンドラ」の概観

以下、データ解析で用いた ACIS を中心に、個々の instrument について述べる。

2.2.2 HRMA (High Resolution Mirror Assembly)

HRMA(High Resolution Mirror Assembly) の概観を図 2.10に示す。HRMA は、ネストされた鏡、アパーチャープレート、バッフル、内側 / 外側シリンダ、前置 / 後置コリメータ、洩れ込み防止カバー、洩れ込み監視モニタ、温度調整のためのハードウェアなどで構成される。
鏡は回転放物面 (paraboloid)- 回転双曲面 (hyperboloid) を組み合わせた Wolter-1 型を 4 組ネストされたもので、重量は約 1000 kg、一番外側の鏡の口径は 1.2 m である。焦点距離は 10 m。詳しい X 線光学については B. Aschenbach(1985) を参照。この 8 つの鏡は、クロムの層をイリジウムによってコーティングして作られている。

[2] この節の記述は Chandra Observatory Guide (http://asc.harvard.edu/udocs/docs/docs.html) を参照した

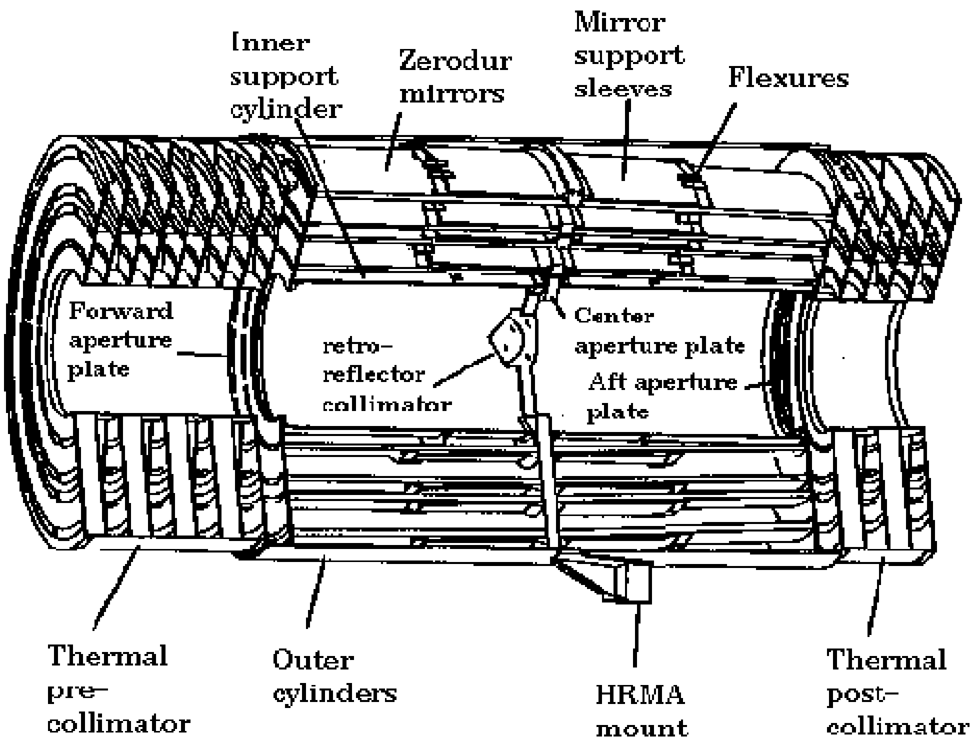
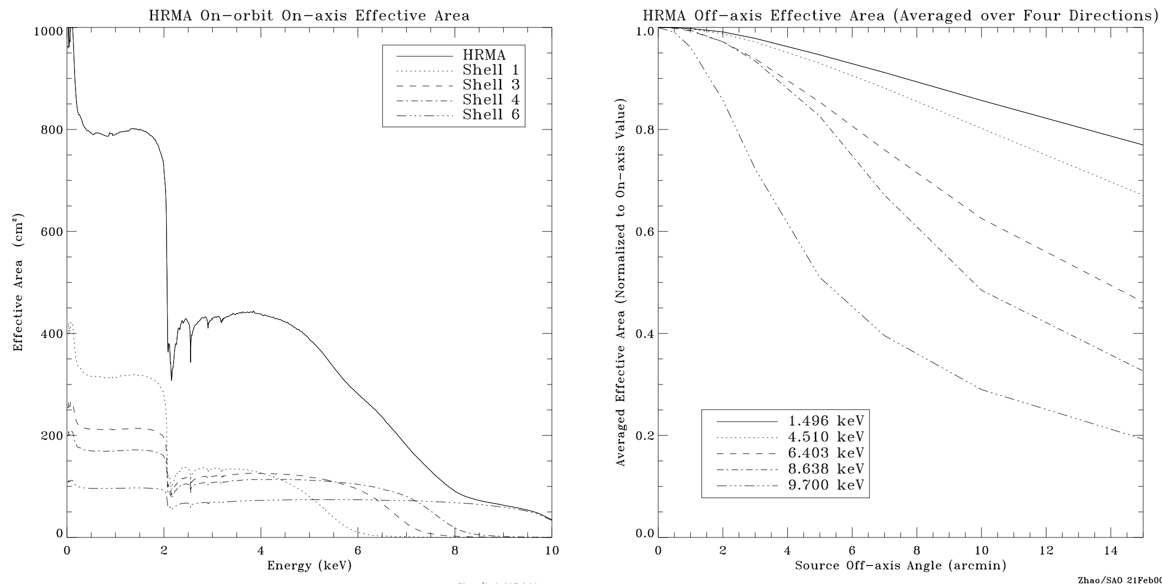


図 2.10: HRMA の概観

On-axis における HRMA の有効面積を図 2.11(a) に示す。 0.1-2 keV の低エネルギー側では約 800cm^2、 2keV 以上ではおおよそ 300cm^2 程度でエネルギーが高くなるにしたがって徐々に有効面積は減少し、 10 keV 以上で感度がほぼなくなる。
2 keV 付近の吸収端はイリジウムの M-edge である。
Off-Axis になるに従い有効面積がどのように変わるかを示したのが図 2.11(b) である。なお、プロットした値は方位角方向に積分した値を平均したものである。



(a)On-Axis における HRMA の有効面積　(b)Off-Axis angle と有効面積の関係

図 2.11: HRMA の有効面積
(a) 点線、破線で示しているのは各鏡ごとの有効面積であり、実線で表されたものはこれら 4 つの和になっている。(b) 縦軸はそれぞれの入射 X 線エネルギーにおける On-Axis の有効面積を 1 に規格化している。

HRMA の PSF(Point Spread Function) を図 2.12に示す。

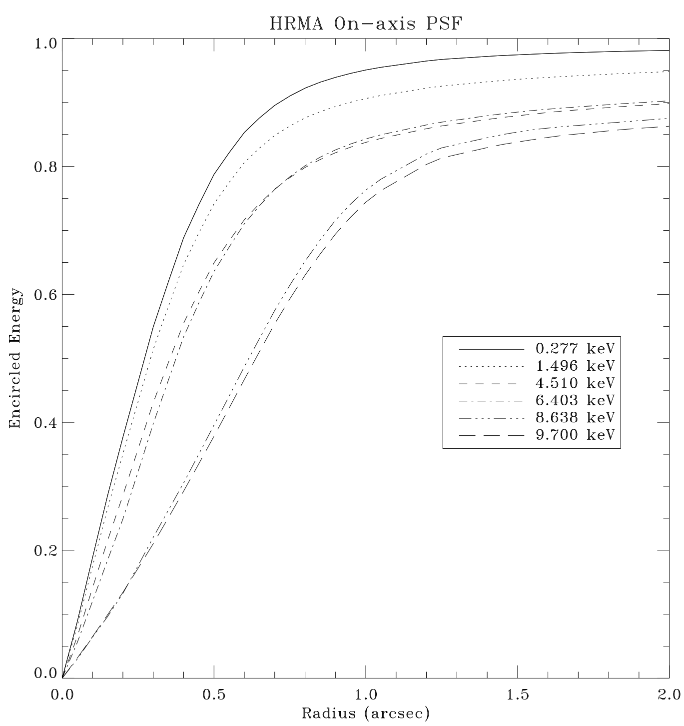


図 2.12: HRMA On-Axis の PSF

2.2.3 ACIS (Advanced CCD Imaging Spectrometer)

Pennsylvania State University と MIT Center for Space Research によって開発された ACIS (Advanced CCD Imaging Spectrometer) は ACIS-I, ACIS-S の 2 つの CCD array から構成される。レイアウトおよび基本性能をそれぞれ図 2.13および表 2.2.3に示す。
ACIS-I は 2x2 の正方形状に配置された前面照射型 (FI) の CCD array で撮像のために用いられる。一方、 ACIS-S は FI CCD ×4 と背面照射型 (BI) の CCD ×2 の合計 6 つの chip を一列に配置した array であり、撮像用に加え、 grating readout 用として用いられる。チップ全体で平均したエネルギー分解能は FI に比べ BI が若干優れている。また BI は FI よりも低エネルギー側まで感度を持つ。
「チャンドラ」衛星は、特に指定がない限り、観測の間絶えず dithering を行なっている。これは (1)ACIS CCD チップの gap に落ちた領域にも exposure を与えるため、そして (2)CCD の各ピクセル毎のレスポンスの違いをなますため、である。

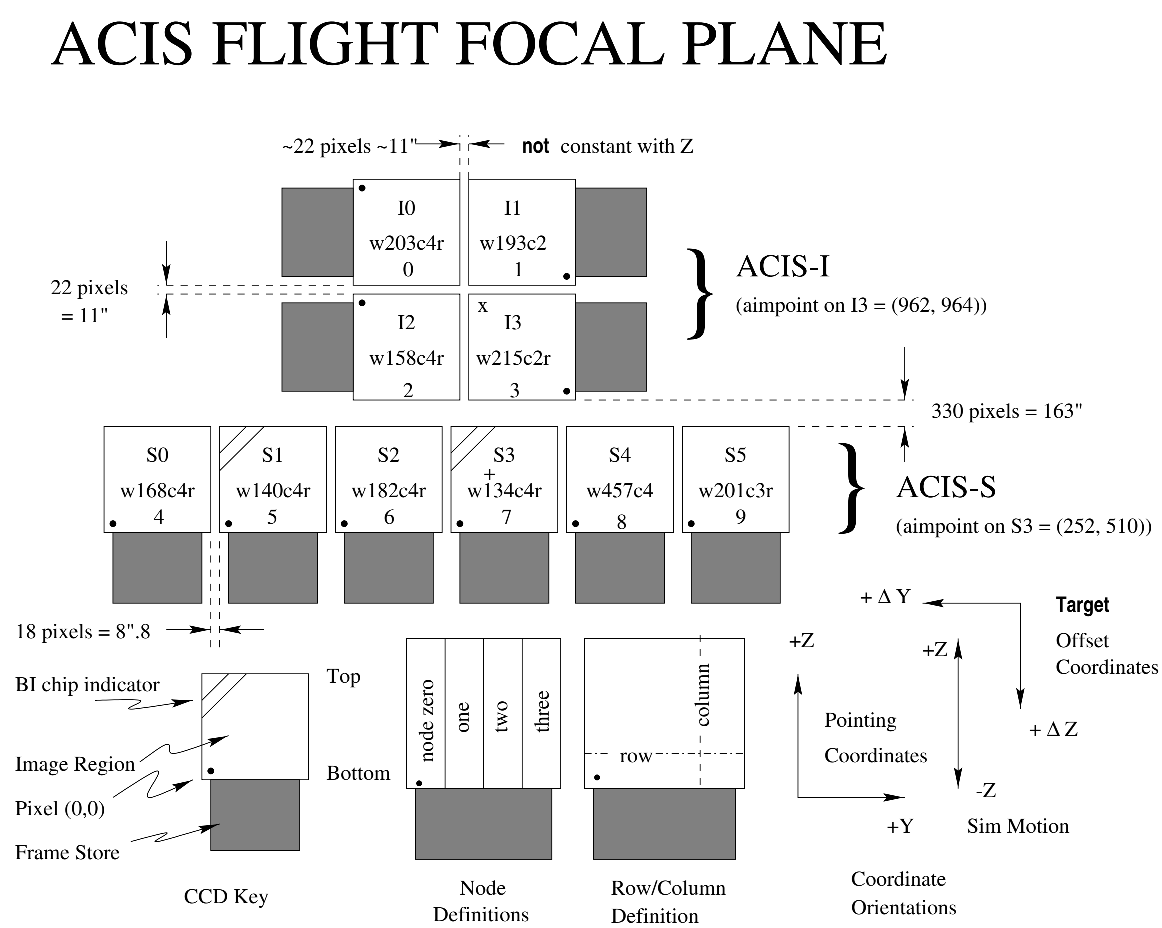


図 2.13: ACIS 検出面のレイアウト

- 空間分解能
  On-Axis における空間分解能は CCD のピクセルサイズ (∼0.492 arcsec) によって制限される。
  点源中心からの半径と、その半径内に含まれる入社 X 線エネルギー (encircled energy)

CCD フォーマット	1024 × 1024
ピクセルサイズ	24 μm (0.492 arcsec)
array サイズ (ACIS-I)	16.9 × 16.9 arcmin^2
array サイズ (ACIS-S)	8.3 × 50.6 arcmin^2
CTI	$\sim 2\times10^4$ (FI), $\sim 1\times10^5$ (BI)
Normal frame time	3.2 sec (full time)
検出限界 (0.4-6.0 keV)	4×10^{-15} ergs cm^2 s^{-1} in 10^4 sec

表 2.1: ACIS の基本的性能

の割合を表したグラフを図 2.14に示す。入射 X 線の 90% のエネルギーを含む半径は 1.49keV で約 4 ピクセル (2 arcsec)、 6.4keV では約 5 ピクセル (2.5 arcsec) に相当する。

Off-Axis になるに従って、 HRMA PSF の効果が優勢になってくる。 Off-Axis Angle と PSF との関係を示したのが図 2.15および図 2.16である。

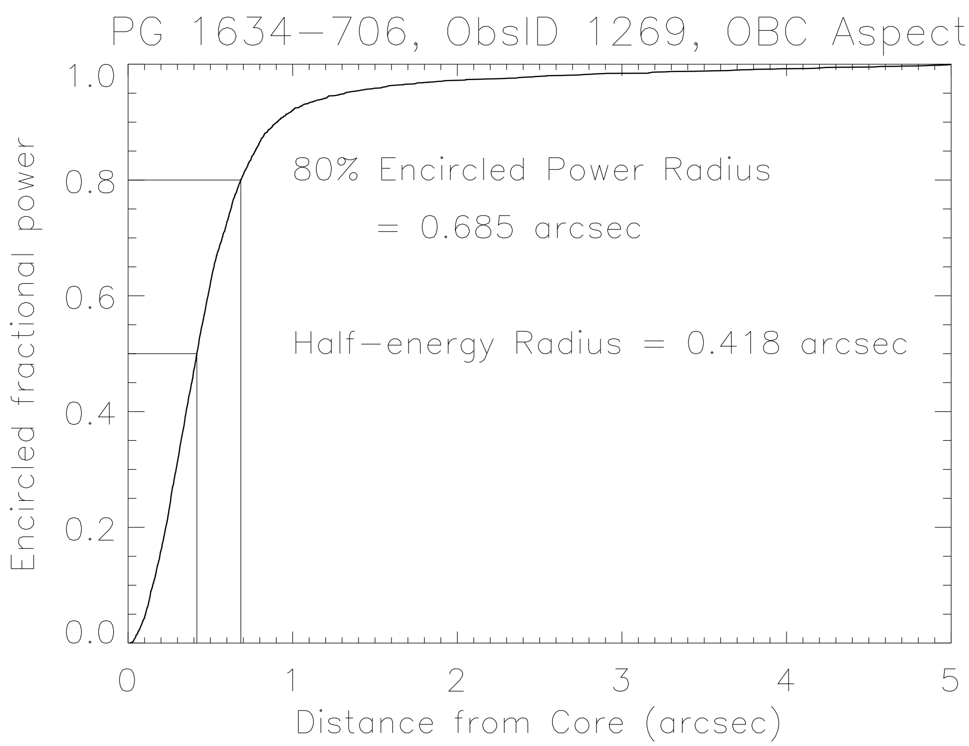


図 2.14: 半径とその半径における encircled energy との関係
データは点源 PG 1634-706 を用いた軌道キャリブレーションにより得たもの。

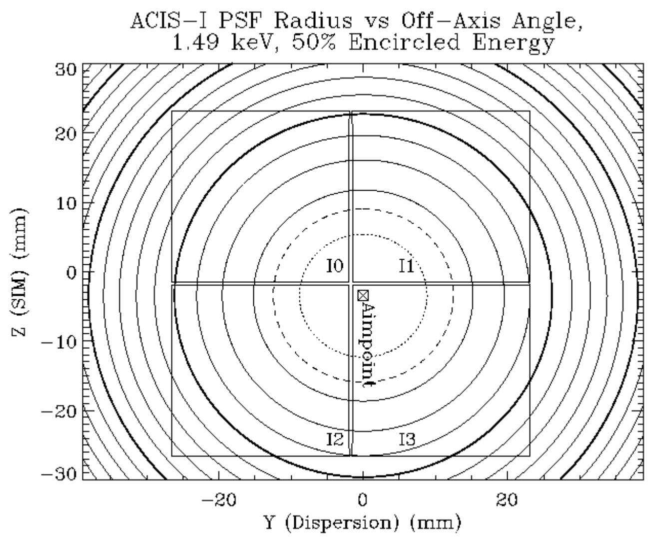


図 2.15: 入射 X 線 (1.49 keV) に対する ACIS-I の PSF 半径と Off-Axis Angle との関係

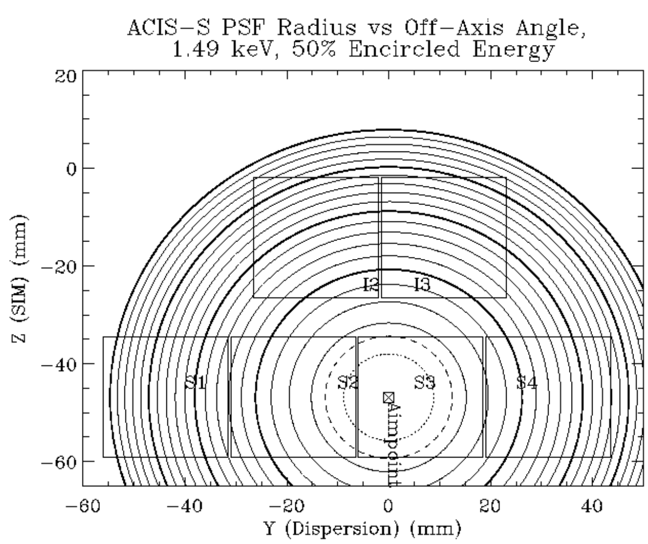


図 2.16: 入射 X 線 (1.49 keV) に対する ACIS-S の PSF 半径と Off-Axis Angle との関係

図 2.15、図 2.16共にコントアは各場所における 50% encircled energy radius を表しており、細い実線は 1 arcsec 刻み、太い実線は 5 arcsec 刻み、最も内側の点線、破線はそれぞれ 1 arcsec, 1.5 arcsec を示す。

- エネルギー分解能
  ACIS CCD のエネルギー分解能 (FWHM) のエネルギー依存性を図 2.17に示す。ただしここに示したのは衛星打ち上げ前の地上実験で得られた値であることに注意。打ち上げ後、軌道上に存在する radiation belt を衛星が通過する際に荷電粒子 (低エネルギー陽子) による損傷を受けたため、 FI CCD のエネルギー分解能は悪化した。図 2.18に示すように、 BI CCD は読みだし口の距離によって分解能はほとんど変わらない一方で、 FI CCD は読み出し口から遠くになればなるほど分解能が悪化していることが分かる。

  また、エネルギー分解能は CCD の冷却温度によっても大きく変わることに注意する必要がある。図 2.19に、 CCD 冷却温度とエネルギー分解能の関係を示す。読み出し口に近い領域では温度依存性は殆ど見られない一方で読み出し口から遠いピクセルでは温度が高くなるほど分解能が悪化する。 $-110\mathrm{C}^\circ$ の時では $-123\mathrm{C}^\circ$ の時のおよそ 2 倍程度悪化していることが分かる。

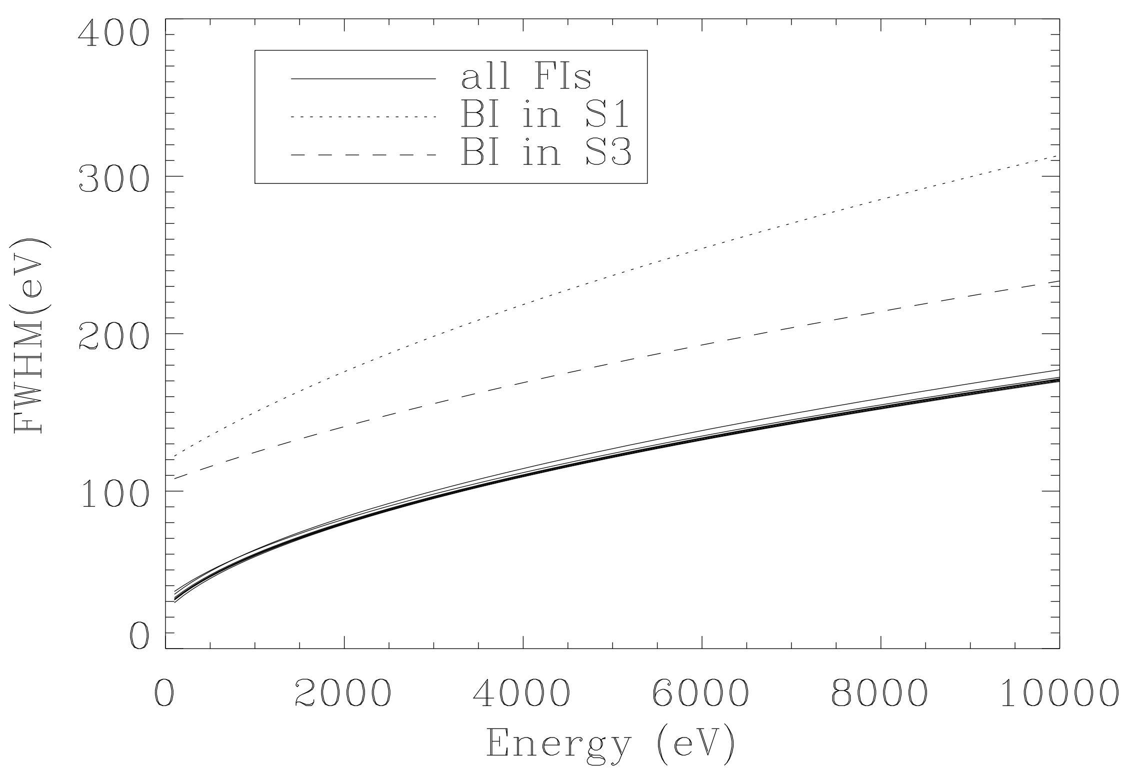


図 2.17: ACIS エネルギー分解能の入射エネルギー依存性 (地上実験)

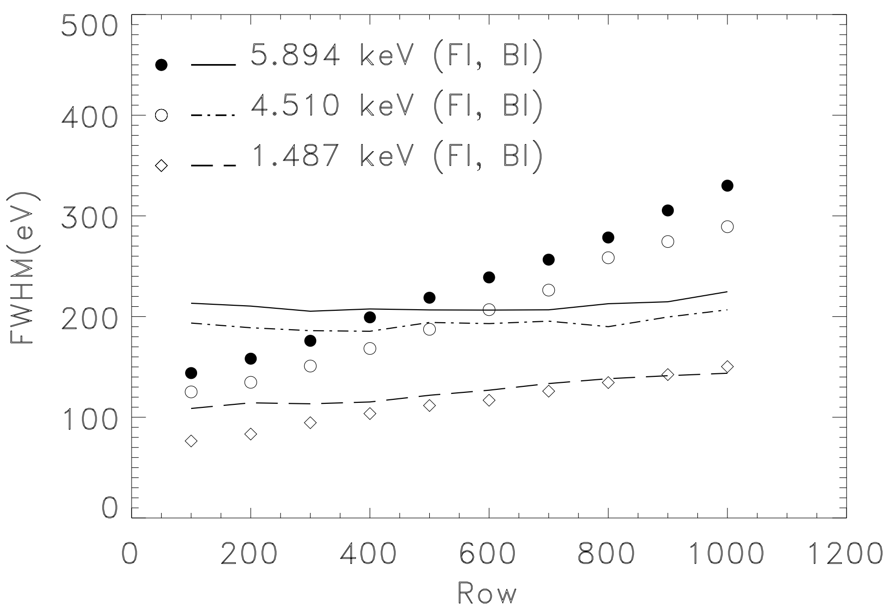


図 2.18: エネルギー分解能の読み出し口からの距離依存性
FI CCD の値は I3 チップ、 BI CCD の値は S3 チップのものである。冷却温度は摂氏 −120C°。ここでは row-dependent な gain の変化を考慮していないため、特に読み出し口から遠いピクセルではこれよりさらに 10−15% 分解能が悪くなる。

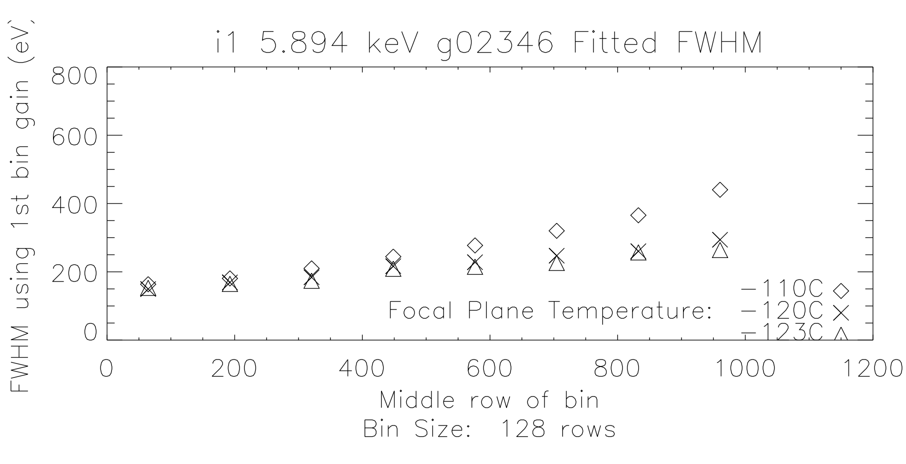


図 2.19: CCD 冷却温度によるエネルギー分解能の違い
データは ACIS−I1 チップにおける値。横軸は読み出し口からの pixel number、縦軸は 5.894 keV の入射 X 線に対するエネルギー分解能 (FWHM) を表す。

- 有効面積
  ACISの量子効率および有効面積のエネルギー依存性をそれぞれ図2.20、図2.21に示す。図2.20はCCDの量子効率にoptical filterの透過率をかけたもの、図2.21は図2.20にさらにHRMAの有効面積をかけたものである。

- background
  ACISのbackgroundは比較的ソフトなCXB (Cosmic X-ray Background) と、宇宙線粒子がinstrumentに当たって発生するハードなNXB (Non X-ray Background) とに大別される。
  このうち後者はグレード判定でASCA gradeの1,5,7に相当するイベントを落とすことにより、全NXBの$\sim$94%を除去することができる。NXBのスペクトルは、HRMA contamination coverを閉めたままACISのdoorを開けて測定することで取得できる。一方、blank-skyをを観測することによってCXBを含むTotal backgroundのスペクトルが取得できる。図2.22、図2.23にFI、BIそれぞれにおけるbackgroundスペクトルを示す。
  黒色で表されたスペクトルがNXBを、灰色と黒色のデータの差がCXBを示している。CXBの寄与は5 keV以上ではほとんど無視できることが分かる。また顕著に見られる輝線は望遠鏡に含まれる金属のラインであり、低エネルギーのものから順にAl K_α (1.49 keV)、Si K_α (1.74 keV)、Au M_α (2.12 keV)、Ni K_α (7.47 keV)、およびAu L_α (9.67 keV) である。

  backgroundのcount rateを表2.2に示す。

- 検出限界
  ACISの点源に対する検出限界は0.4−6.0 keVの帯域、10 ksecのexporsure timeで$\sim 4\times10^{-15}$ ergs cm^{-2} s^{-1}である (On-Axis)。検出限界はエネルギーの関数でありまた、CCDの種類 (FI/BI) にも依存する。図2.24に様々なモデルを仮定した点源の検出限界とexporsure timeとの関係を示す。

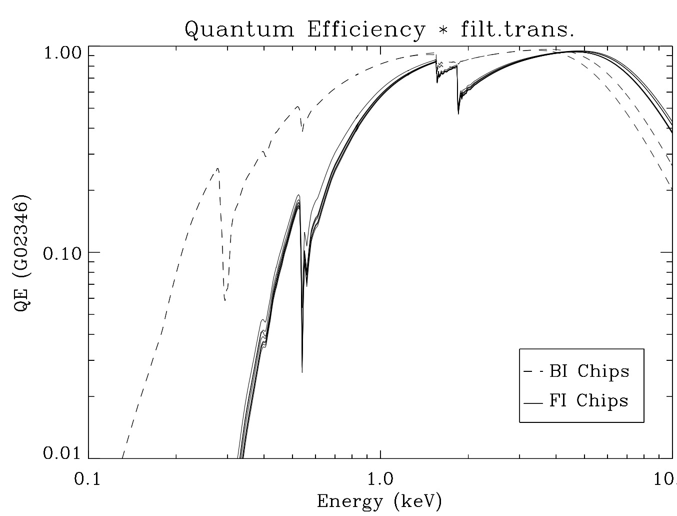


図2.20: ACISの量子効率

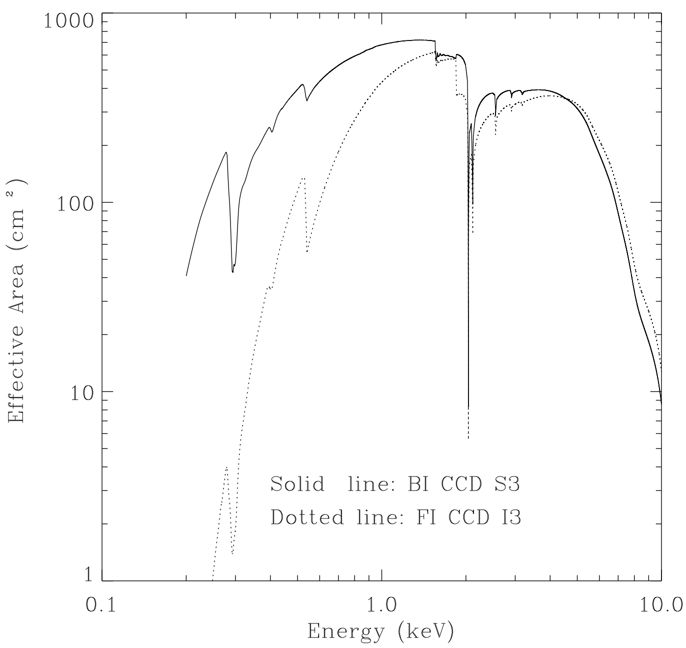


図 2.21: HRMA/ACIS の有効面積

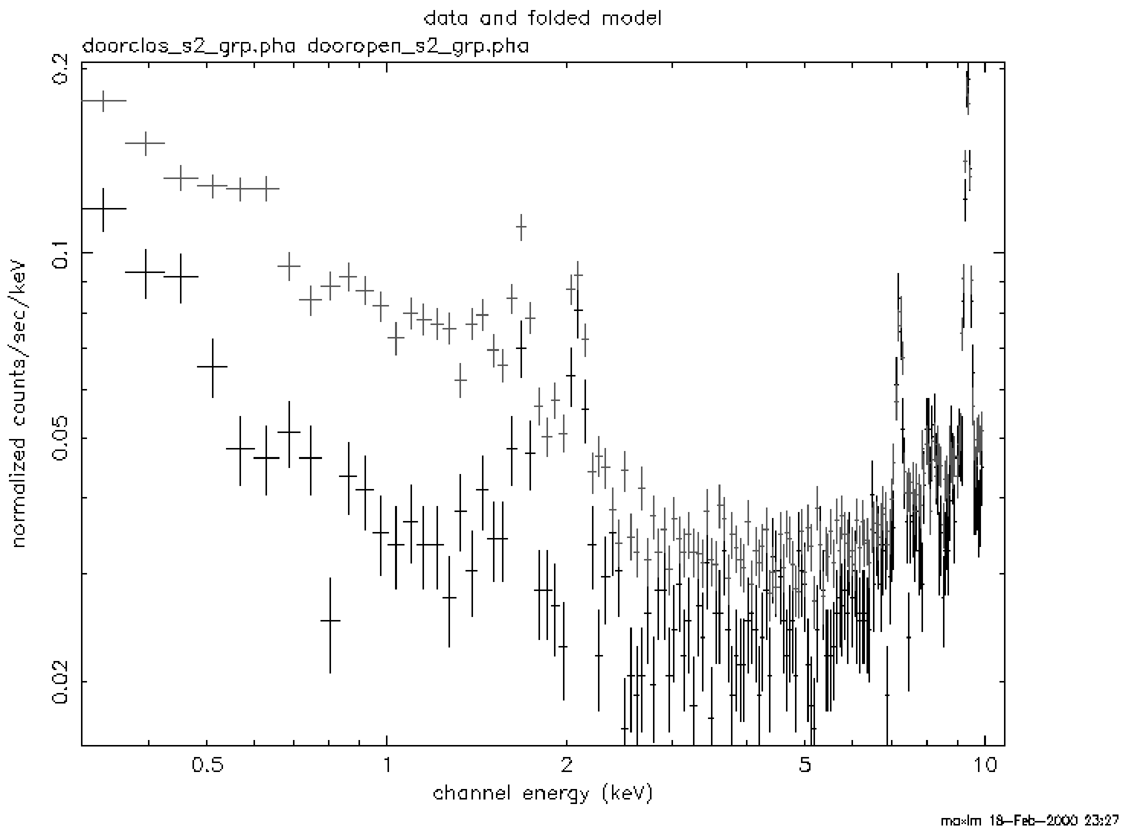


図 2.22: FI CCD (S2) の background スペクトル

黒:HRMA door を閉めて測定、 灰: HRMA door を開けて測定。いずれも flare filtering、grade selection (ASCA G02346) を行なった後のデータ。

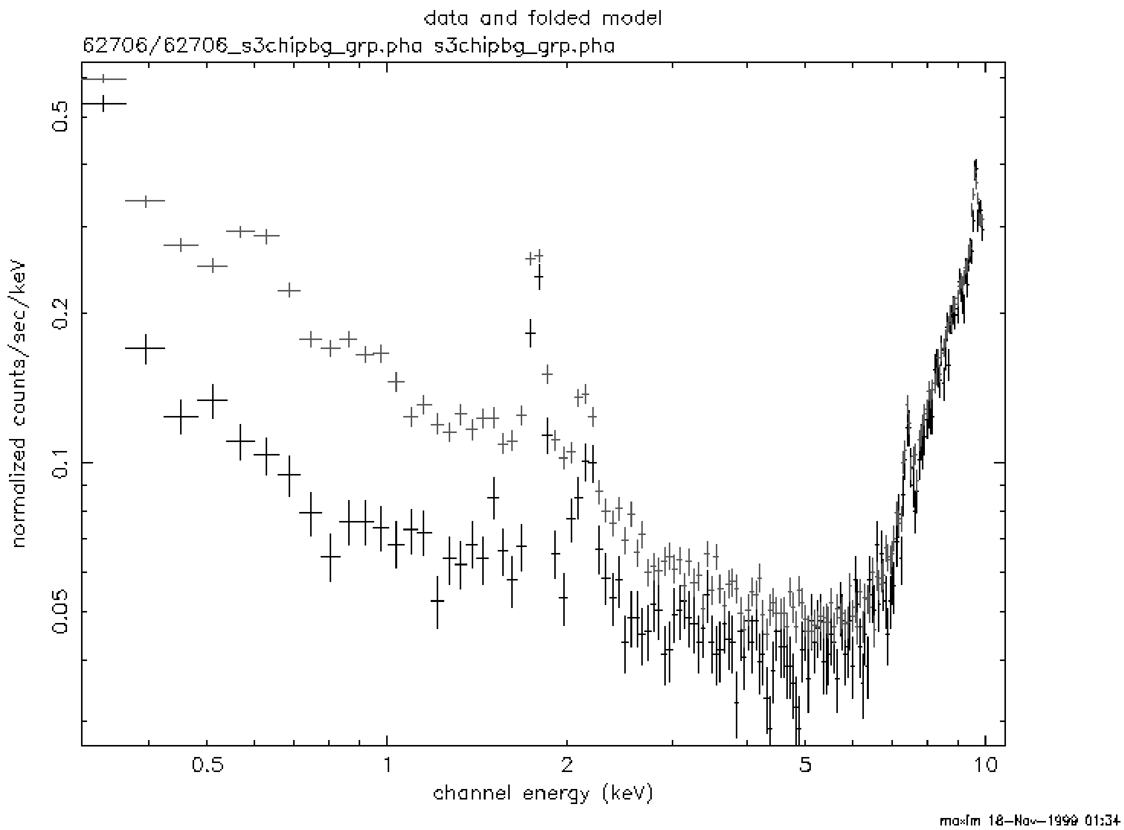


図 2.23: BI CCD (S3) の background スペクトル

黒:HRMA door を閉めて測定、 灰: HRMA door を開けて測定。いずれも flare filtering, grade selection(ASCA grade G02346) を行なった後のデータ。

Energy band (keV)	I0	I1	I2	I3	S2	S3	I0123 平均
0.3 - 10	0.27	0.28	0.27	0.28	0.29	0.74	0.27
0.5 - 2	0.06	0.06	0.07	0.06	0.07	0.14	0.06
0.5 - 7	0.16	0.16	0.16	0.17	0.17	0.32	0.16
5.0 - 10	0.14	0.14	0.13	0.14	0.14	0.42	0.14

表 2.2: ACIS background の count rate

単位は cts/sec/chip。 ACIS の位置を ACIS-I aimpoint に置いたときの値。いずれも flare filtering、 grade selection(ASCA grade G02346)、 bad pixel の除去を行なっている。温度は摂氏 -120C°。

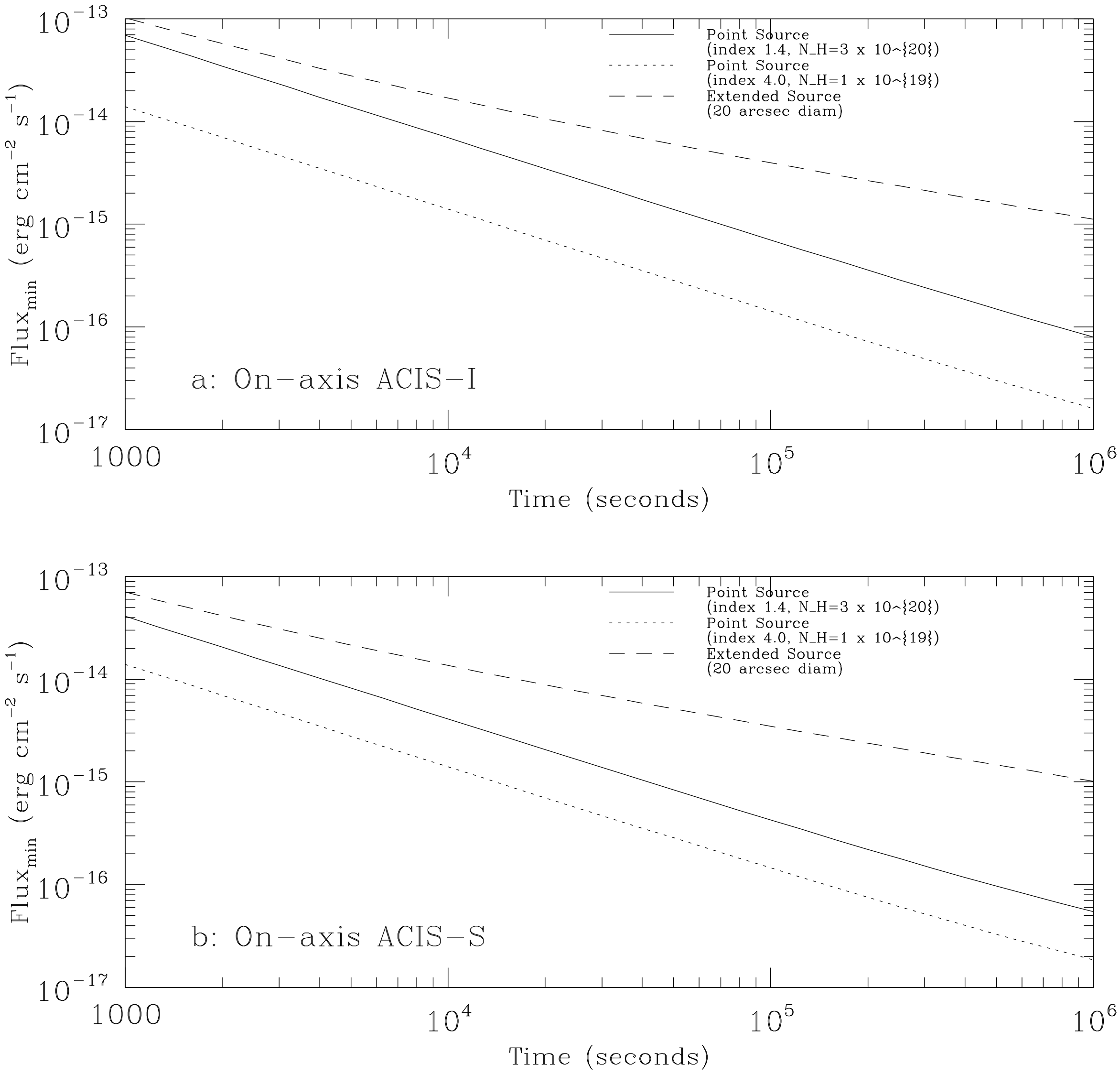


図 2.24: ACIS の検出限界 (2−10 keV) と exporsure time の関係

上段が ACIS−I チップ、下段が ACIS−S チップの関係。それぞれ次のモデルを仮定した X 線源に対する検出限界を示している。
直線: photon index=1.4、 N_H=3×10^{20} の点源
点線: photon index=4.0、 N_H=1×10^{19} の点源
破線: photon index=1.4、 N_H=3×10^{20} の広がった X 線源 (直径 20 秒角)
いずれも On-Axis における値であり、 flux detection criterion は 3σ。

2.2.4 HRC (High Resolution Camera)

HRC は撮像に適した HRC-I と、 LETG による分光の読み出し検出器としての HRC-S の 2 つの MCP (Microchannel Plate) で構成される (図 2.25)。
基本性能を表 2.3 に示す。 HRC-I は正方形の検出面を持ち、 $\sim 30' \times 30'$ の視野は「チャンドラ」搭載の検出器の中では最大である。また ACIS よりさらに低エネルギー側まで検出感度を持つ。エネルギー分解能はあまり良くないが、 16 μsec という優れた時間分解能を持つ。

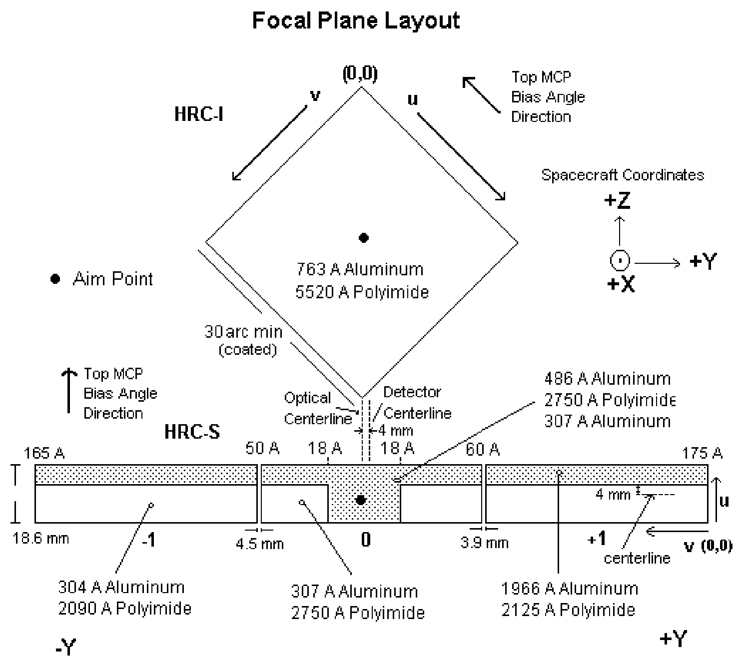


図 2.25: HRC のレイアウト

視野 (HRC-I)	30×30 arcmin^2
視野 (HRC-S)	6×99 arcmin^2
Energy range	0.08 - 10.0 keV
エネルギー分解能	$\delta E/E \sim 1$ @1 keV
有効面積 (On-Axis)	227 cm^2 @1 keV
時間分解能	16 μ sec
検出限界 *	9×10^{-16} ergs cm^{-2} s^{-1}

表 2.3: HRC の基本性能

* 検出限界は α=1.4 power law, N$_H$ = 3×10^{20} cm^{-2} を仮定した場合の値

2.2.5 HETG/LETG (High/Low Energy Transmission Grating)

HETG は HRMA と同時に用いられるグレーティングであり、中程度のエネルギー X 線用 (0.4−5.0 keV) の MEG と高エネルギー X 線用の HEG(0.8−10.0 keV) の 2 つからなる。ACIS-S を検出器として使用するように設計されており、 E/δE が 1000 @1 keV(HEG)、660 @0.826 keV(MEG) ときわめて高いエネルギー分解能がその特徴である。
一方 LETG のエネルギー帯域は 70−7290 eV であり、検出器としては、低エネルギー側で量子効率が優れている HRC-S が主に用いられるように設計されている。エネルギー分解能は 0.07 - 0.15 keV の帯域で E/δE $>$ 1000 の性能を持つが、高エネルギー側に行くにつれ分解能は落ちる。

第 3 章

観測記録

3.1 「あすか」による観測記録

Sgr B2 領域の「あすか」による観測は PV、 AO−2 の合計 2 回行なわれた。詳細を 3.1に示す。いずれの観測も SIS01、 GIS23 の 4 つの検出器を用いて行なっている。

ターゲット名	Seq.No	視野中心 (Galactic)	観測開始時間	観測時間 (ksec)	PI
GC(0.37,-0.37)	60011000	(0.534, -0.076)	1993-10-01T21:16:27	17.508	Koyama
Sgr B	52006000	(0.586, -0.043)	1994-09-22T03:53:38	79.134	Maeda

表 3.1: 「あすか」による観測記録

3.2 「チャンドラ」による観測記録

「チャンドラ」による Sgr B2 領域の観測については我々は、 AO-1 期に 100 ksec の長時間観測を獲得した (PI: 小山)。実際の観測は 2000 年 3 月 31 日 −4 月 1 日にわたって行なわれた。使用検出器は ACIS である。観測機器の詳細については 3 章を参照。また、アーカイブデータとして用いたのは、 Radio Arc 領域の長時間観測データ (PI: Yusef-Zadeh)、 Sgr A* 領域の長時間観測データ (PI: Garmire)、および GC Survey データである。詳細を 3.2に示す。いずれの観測も検出器は ACIS を用いている。

ターゲット名	ObsID	視野中心 (Galactic)	観測開始時間	観測時間 (ksec)	PI
Sgr A*	242	(359.9385, -0.0468)	1999-09-21T02:43:00	46.512	Garmire
Sgr B2	944	(0.5945, -0.0245)	2000-03-29T09:44:36	99.894	Koyama
GC Arc	945	(0.1354, -0.0989)	2000-07-07T19:05:19	49.376	Yusef-Zadeh

表 3.2: 「チャンドラ」による観測記録

3.2.1 Exporsure Map

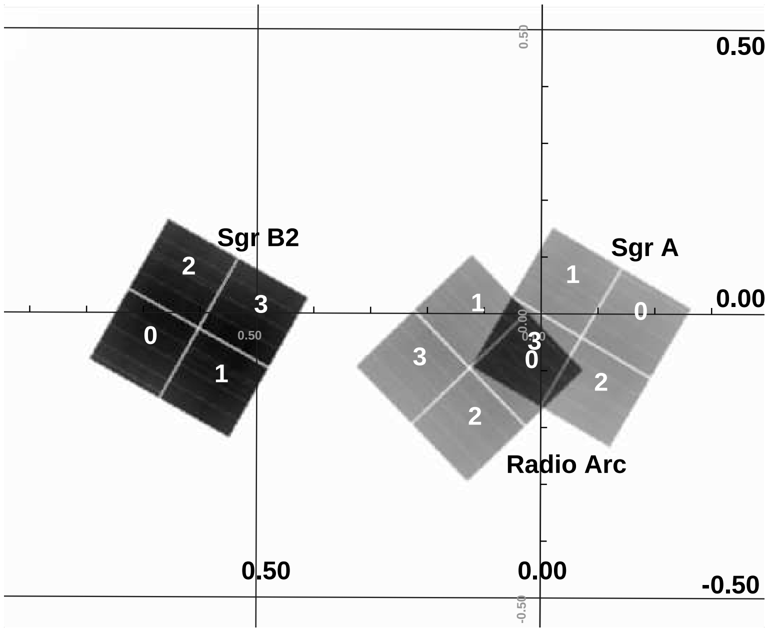


図 3.1: 「チャンドラ」銀河中心領域長時間観測の exporsure map
図左から右に順に Sgr B2 領域、 Radio Arc 領域、 Sgr A 領域の exporsure map。

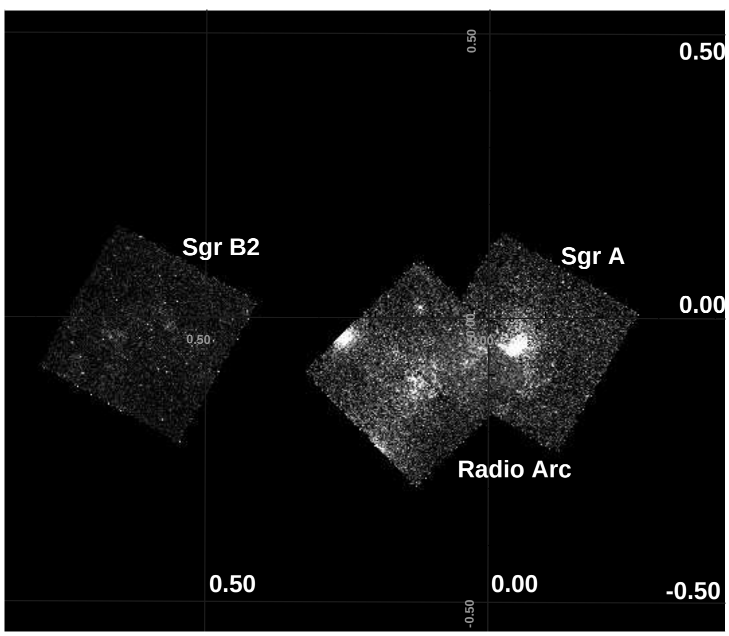


図 3.2: 「チャンドラ」銀河中心領域長時間観測のモザイクイメージ
エネルギーバンドは 3–8 keV、 exporsure 補正済み。

第 4 章

結果および考察 1: 銀河中心 diffuse 成分の局所的構造

4.1 銀河中心領域のクランプ状鉄輝線構造

「あすか」の約 100 倍優れた「チャンドラ」の高空間分解能による銀河中心領域の観測によって、多くのクランプ状 diffuse 構造の存在が明らかになった。そのほとんどは過去の観測では見つからっておらず、「チャンドラ」の観測によって初めて発見されたものである。それぞれの領域で、 2−6 keV バンドのイメージと鉄輝線バンド (6−7 keV) のイメージを示す (図 4.1、 4.2、 4.3、 4.4、 4.5および 4.6)。

- Sgr B2 領域
  鉄輝線バンドで明るく輝いている diffuseX 線成分である X 線反射星雲 Sgr B2 は 2−6 keV の帯域では暗くてほとんど見えない。 G0.560−0.018 もやはり鉄輝線で非常に明るい (詳細は次節)。 Sgr B2 の東側 (図では左側) にやはり鉄輝線で明るい 2 本のアーム状構造が見える。 Sgr B2 の西側から G0.560−0.018 にかけて延びる構造も見える。

- Radio Arc 領域
  視野中心付近から右下 (銀河中心方向) にかけて鉄輝線のクランプ状構造が集中している。この領域は電波観測で特徴的な "Arched filaments" の位置に対応しており (図 1.2)、 X 線でも non-thermal filament も見られる (例えば図 4.3中央のフィラメント構造)。

- Sgr A 領域
  中央の明るい diffuseX 線は、銀河の運動学的中心の位置に対応する Sgr A である。鉄輝線バンドでも明るい。 Radio Arc 領域と重なっている視野左上方向にクランプ状構造が見られる。

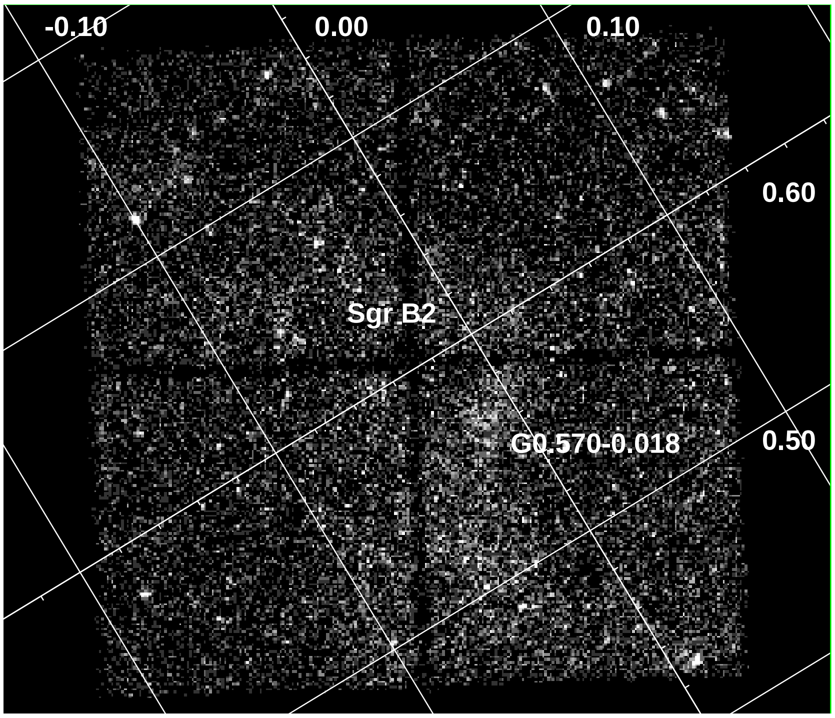


図 4.1: SgrB2 領域 2−6 keV イメージ

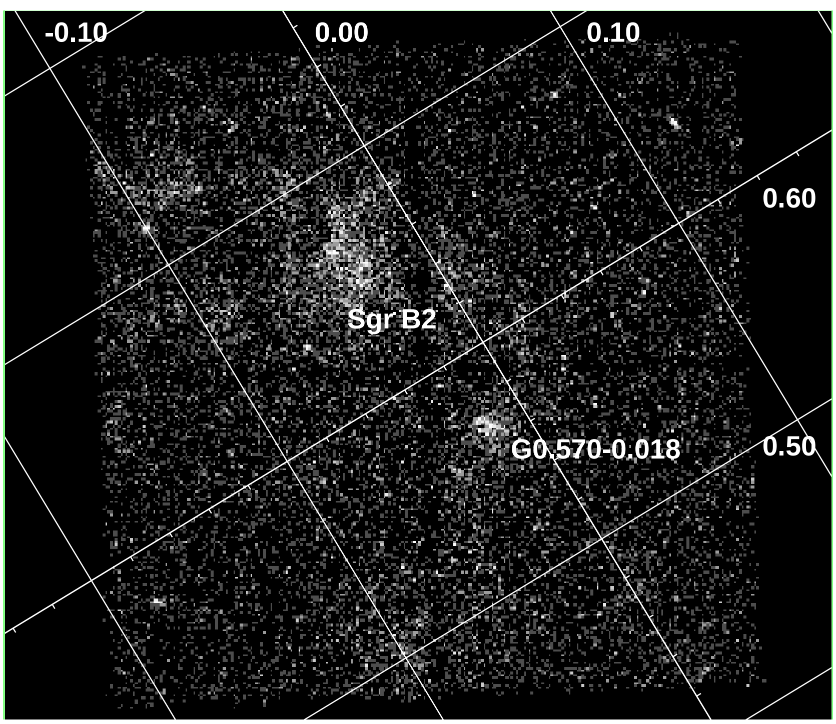


図 4.2: SgrB2 領域 鉄輝線バンド (6−7 keV) イメージ

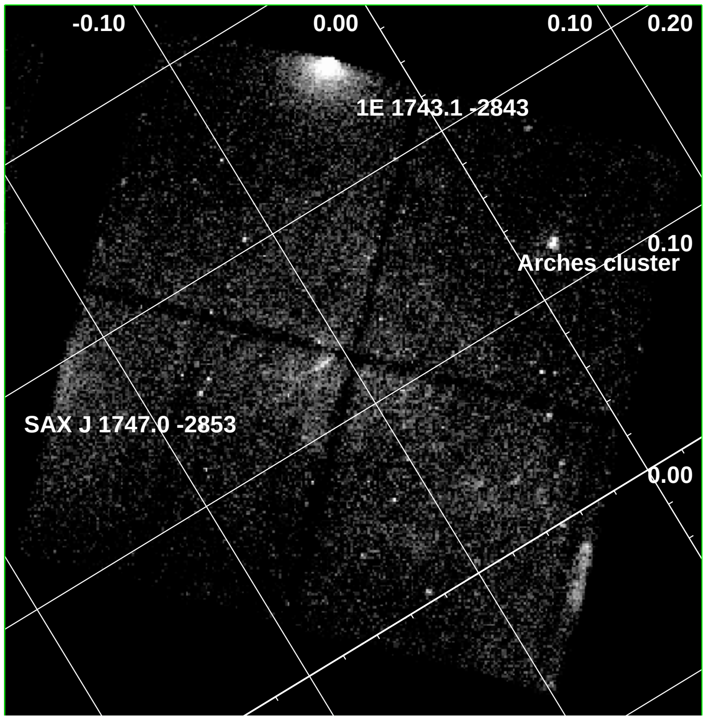


図 4.3: Radio Arc 領域 2−6 keV イメージ

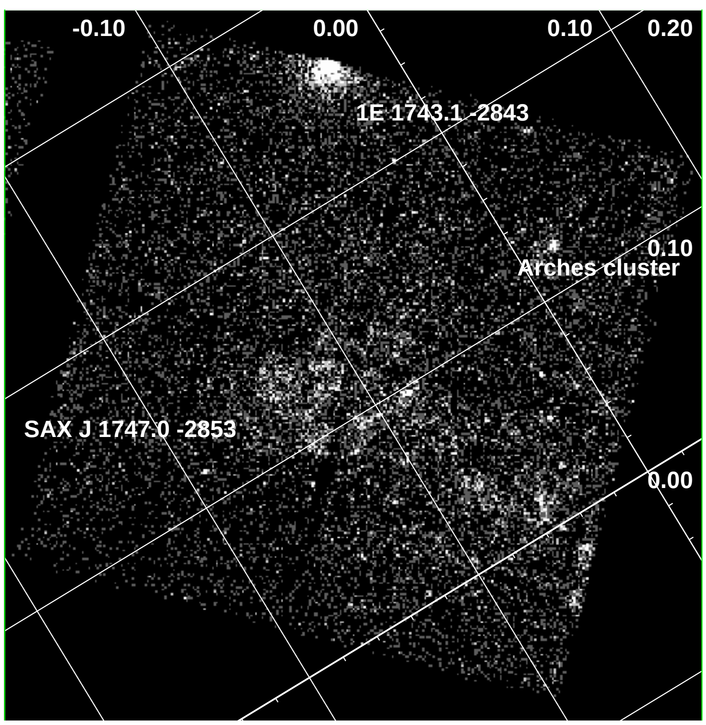


図 4.4: Radio Arc 領域 鉄輝線バンド (6−7 keV) イメージ

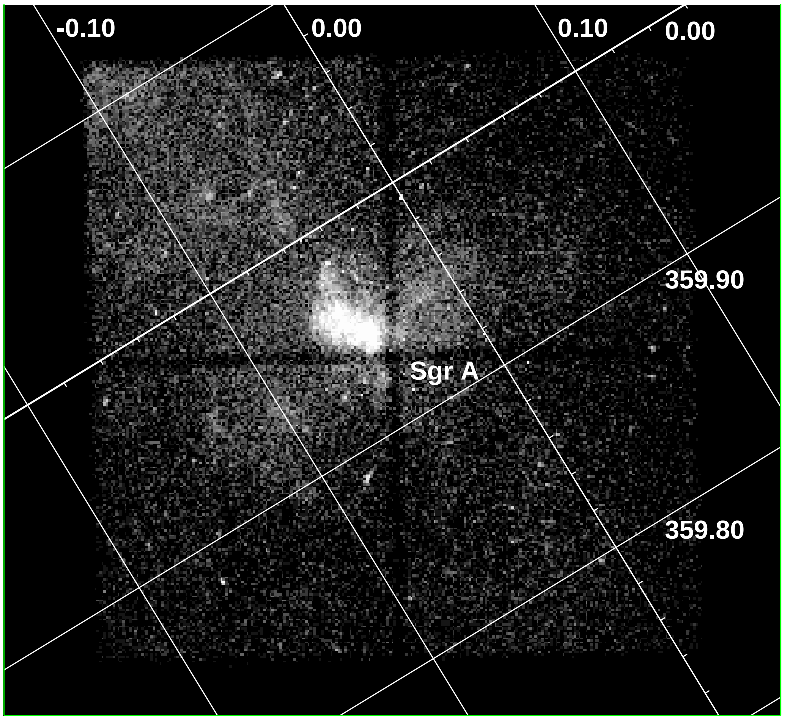


図 4.5: Sgr A 領域 2−6 keV イメージ

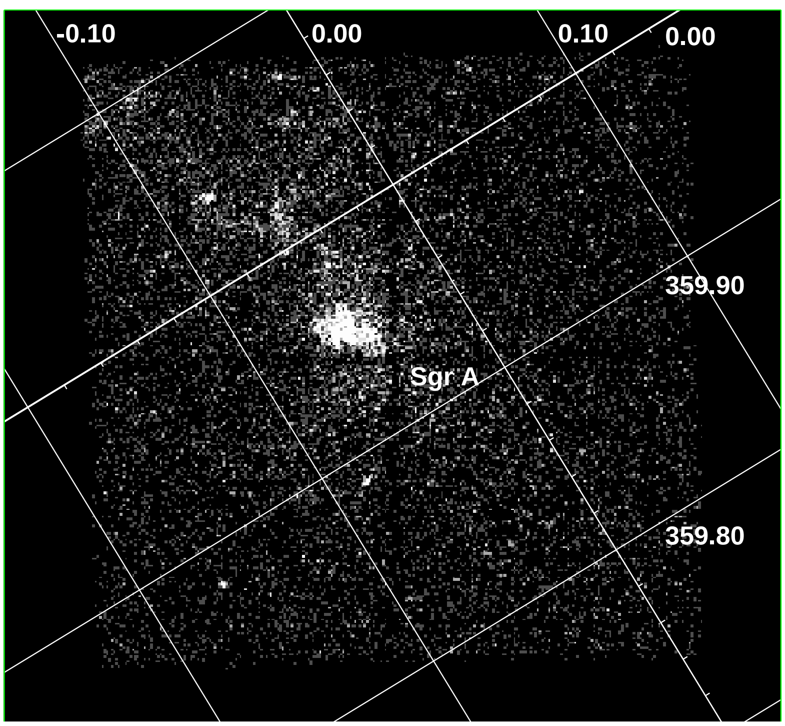


図 4.6: Sgr A 領域 鉄輝線バンド (6−7 keV) イメージ

4.2 G0.570−0.018

クランプ状鉄輝線構造が多く見つかった中で私は特に、Sgr B2 分子雲から約 7 分角離れたところに位置し、強い鉄輝線を放射している天体 G0.570−0.018 に注目し、過去の「あすか」による観測結果も利用して詳細解析を行なった。

4.2.1 「あすか」による観測結果

図 4.7は ASCA GIS による Sgr B2 領域の鉄輝線バンドイメージである。中心からやや左上にある最も明るい拡がった X 線源が、Sgr B2 分子雲としてよく知られている低温巨大分子雲である。これについては後の章で述べる。
Sgr B2 分子雲から約 7 分角離れた場所、ほぼ視野中心に見える X 線源が、この「あすか」の観測によって初めて検出された天体 G0.570−0.018 である。ただし、GIS の持つ空間分解能の限界 ($\sim 3'$) から、この天体が点源なのか、あるいは拡がった X 線源なのかを区別することは不可能であった。

GIS で得られた G0.570−0.018 の X 線スペクトルを図 4.8に示す。SIS の視野では G0.570−0.018 は CCD チップの溝に落ちていたため、SIS のデータは使用できなかった。X 線スペクトルは熱制動放射と鉄輝線のガウシアンでよく再現された。ベストフィットパラメータを表 4.1に示す。

スペクトルは銀河中心領域特有の低エネルギー側の大きな吸収と、極めて強い鉄輝線という特徴を持つことが分かる。10^{23} H cm^{-2} の吸収量は、この天体がちょうど銀河中心の距離に位置していることを示唆する。また、等価幅が数 keV にもおよぶ非常に強い鉄輝線をもつことから、この天体の正体は超新星残骸か、あるいは降着型白色わい星である激変星 (Cataclysmic Valiables; CVs)[19][63] である可能性が考えられた。しかし「あすか」では空間分解能の限界および統計の不足から、これ以上の判別は不可能であった。

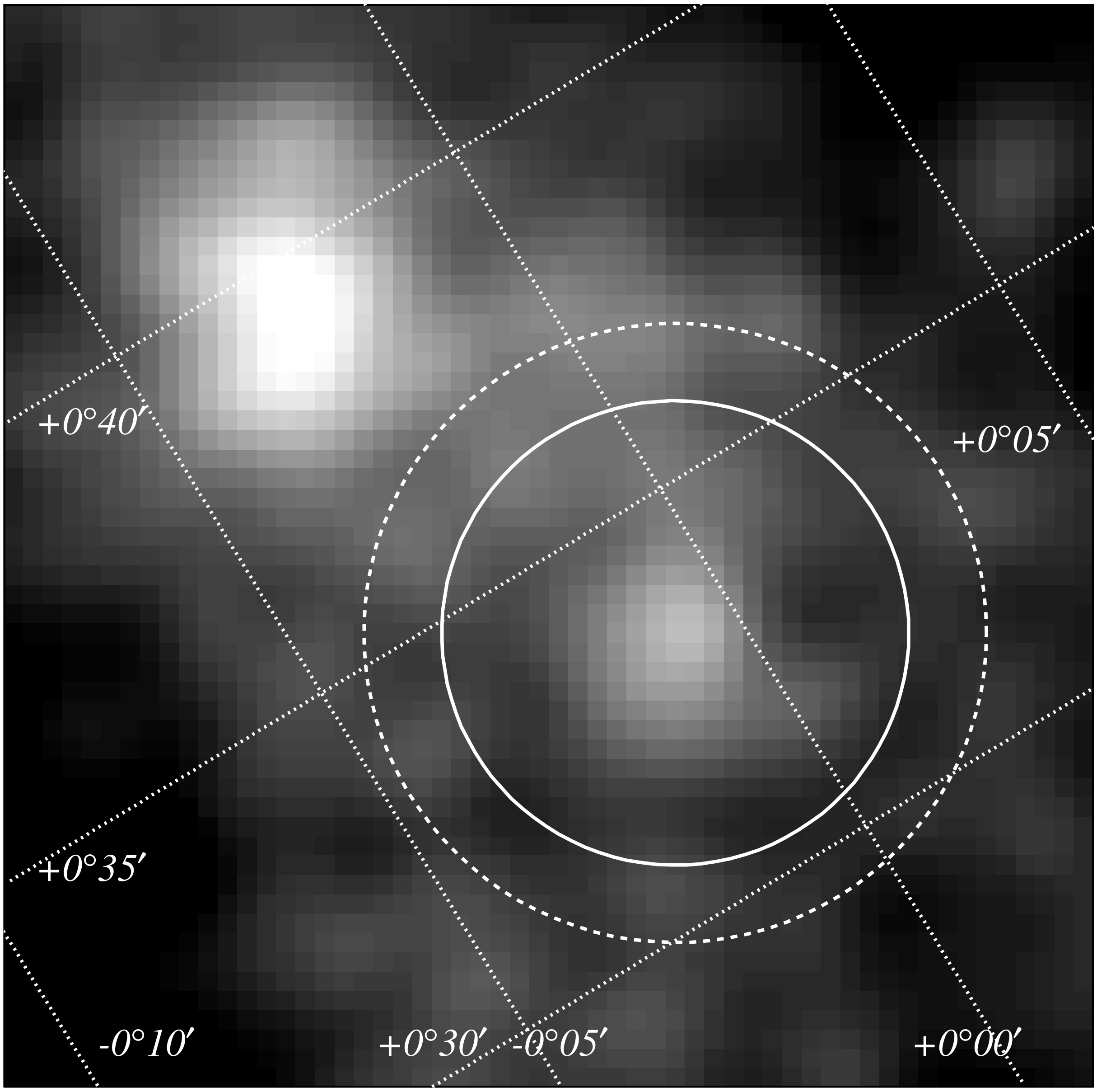


図 4.7: 「あすか」GIS による G0.570−0.018 のイメージ
エネルギー帯域は 6−7keV、鉄輝線バンドに対応している。左上の明るい天体が X 線反射星雲である Sgr B2 分子雲 [42]、視野中心やや右下に位置する X 線源が G0.570−0.018 である (円の中心)。実線の円 ($r = 3'$) の内側が X 線スペクトルの source 領域、破線の円と実線の円とで囲まれたトーラス ($3' < r < 4'$) が background 領域を表す。

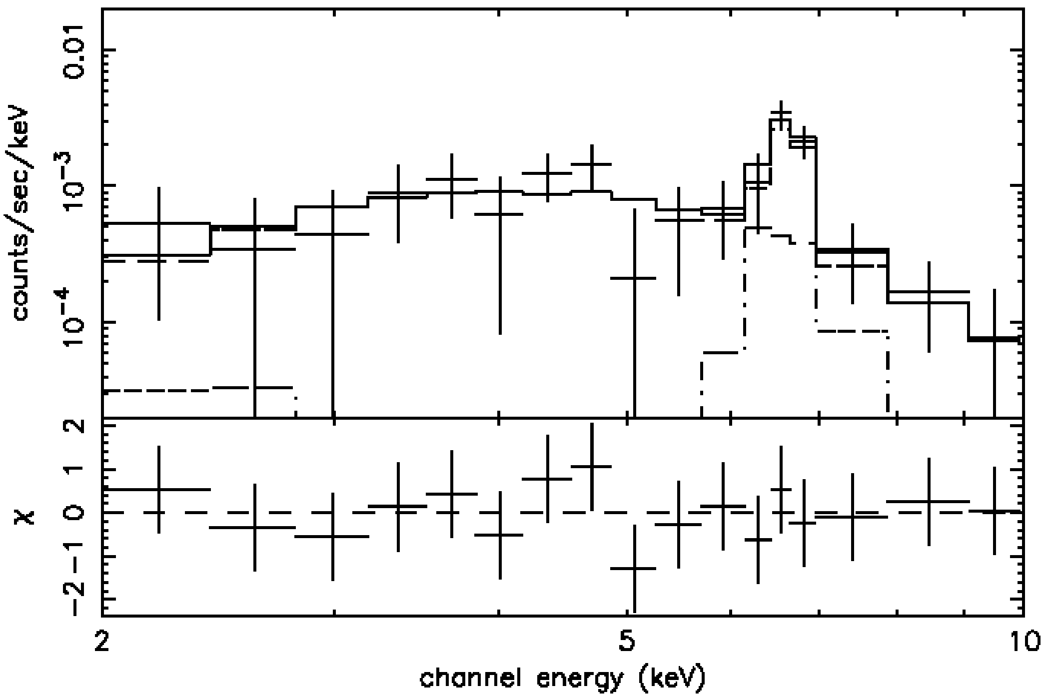


図 4.8: 「あすか」GIS による G0.570−0.018 の X 線スペクトル

component	parameter	unit	value
continuum	kT	[keV]	13.6(>1.3)
	flux(2−10 keV)	[10^{-13}ergs cm^{-2}s^{-1}]	4.7(3.3−5.1)
Iron line	E_c	[keV]	6.60(6.51−6.72)
	equivalent width	[keV]	3.7
	flux(2−10 keV)	[10^{-13}ergs cm^{-2}s^{-1}]	2.6(1.8−3.4)
total	N_H	[10^{22}H cm^{-2}]	8.1(2.8−26.9)
	L_X(2−10 keV)	[10^{33}ergs s^{-1}]	9(7−12)
	reduced χ^2(d.o.f)		0.533(12)

表 4.1: 「あすか」GIS で得られた G0.570−0.018 の X 線スペクトルの best fit parameters

kT はプラズマの温度、 E_c はガウシアンの中心エネルギー、 N_H は水素原子の柱密度を表す。 L_X は吸収を戻した値。

4.2.2 「チャンドラ」による観測結果

- X 線イメージ
  2000 年 3 月に行なわれた SgrB2 領域の長時間観測で検出された G0.570−0.018 の X 線イメージを図 4.9に示す。 $\simeq$ 0.5 秒角という ACIS の空間分解能によって、この天体が拡がった X 線放射であることが明らかになっただけでなく、非常に小さな殻状構造を持っていることが分かった。殻状構造の中心から radial profile を取ってみると (図 4.10)、中心から $\sim$ 10 秒角のところに X 線カウントのピークが現れていることがわかる。

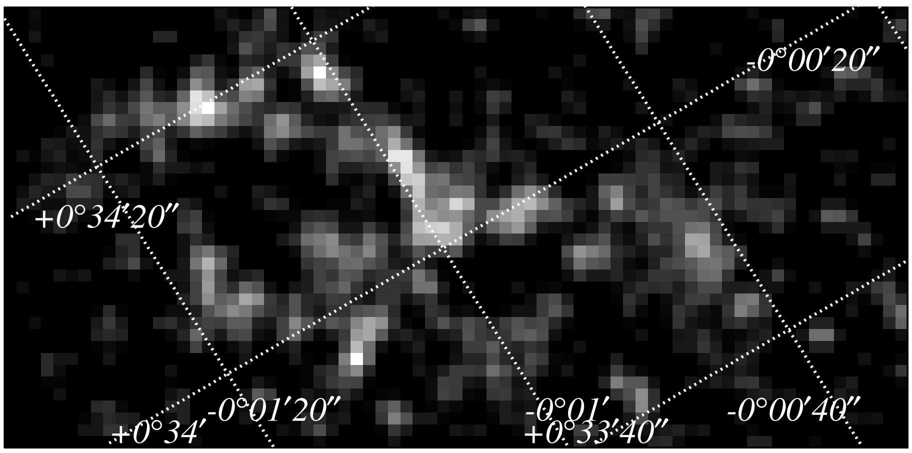


図 4.9: 「チャンドラ」ACIS による G0.570−0.018 の X 線イメージ
エネルギーバンドは 4−7keV、中心やや左側に殻状構造が見える。

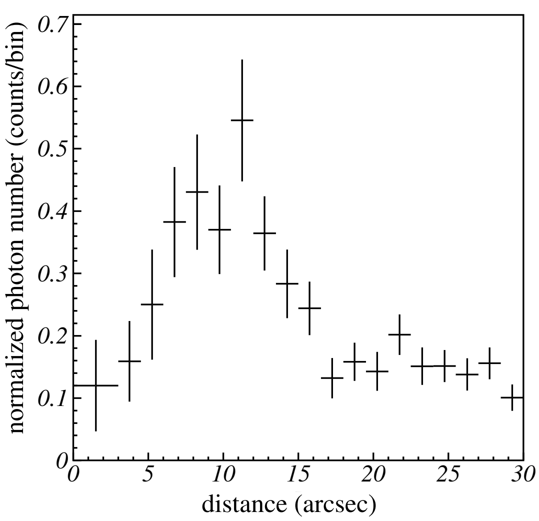


図 4.10: 「チャンドラ」ACIS による G0.570−0.018 の radial profile
図 4.9の殻状構造の中心からとった radial profile。

- X 線スペクトル解析
「チャンドラ」で得られた X 線スペクトルを 4.11に、ベストフィットパラメータを 4.2に示す。フィッティングは「あすか」で用いたものと同じモデルで行なっている。 $\sim 10^{23}$ H cm^{-2} の吸収量、高温 ($kT > 3$keV) の連続成分そして等価幅 ~ 4 keV という強い輝線成分で再現されるスペクトルの結果は「あすか」で得られたものとコンシステントであり、また「あすか」の結果に比べて厳しい制限がつけられた。

  空間的に拡がった形状、そして強い鉄輝線放射と高温の連続成分から考えると、G0.570−0.018 は過去に殻状構造の中心付近で起こった超新星の残骸であると推察される。
$\sim 1\times\ 10^{34}$ erg s^{-1} という X 線ルミノシティーも超新星残骸として典型的な値の範囲にある。

- NEI モデルによる同時フィッティング
ここで気付くのは、連続成分の温度と輝線のエネルギー中心の関係である。輝線成分は明らかに鉄原子から放射された K_α 輝線を表している。電離平衡状態にある $kT\ >3$ keV の高温プラズマ中においては、鉄原子は高階電離状態にあり、ヘリウム状鉄イオンあるいは水素状鉄イオンからの K_α 輝線からの放射が dominant になる。それぞれの輝線のエネルギーは 6.7 keV、 6.97 keV に対応し、したがって鉄原子からの輝線を 1 本の gaussian でフィッティングすると 6.7 keV 付近かそれ以上に中心エネルギーが決まると考えられる。しかし、「あすか」と「チャンドラ」の結果から、エラーで重なる輝線のエネルギー中心は 6.51−6.53 keV と低めに出る。すなわち鉄原子の電離が十分に進んでいない電離非平衡の状態にある可能性が大きい。これは若い超新星残骸に良く見られる現象である。

  そこで NEI(non-equilibrium ionization) モデルによる X 線スペクトルのフィッティングを行なった。衝突による電離平衡のタイムスケールは、プラズマ中の電子密度 n_e とプラズマの年齢 t_{age} で決まる。 NEI モデルは、

$$\tau \equiv \int_{t_0}^{t_{age}} n_e dt$$

  で定義されるプラズマパラメータ τ [s cm^{-3}] によって電離非平衡度を再現する [34][7]。$\tau \simeq 10^{12}-\ 10^{13}$ s cm^{-3} でプラズマは CIE(collisional ionization equilibrium) に達する [20]。

  図 4.12にフィッティングの X 線スペクトルを、表 4.3にベストフィットパラメータをそれぞれ示す。スペクトルから求まる観測量により制限をつけるため、両方のスペクトルを同時フィットした。 reduced χ^2 の値は 1.06 と、スペクトルは NEI モデルで良く再現された。さらに $\tau\ =\ 1.7\ \times\ 10^{10}$ s cm^{-3} という値は衝突平衡に達する値より 2−3 桁低い。すなわちプラズマは電離非平衡状態にあることを示唆している。また、metal abundance は太陽組成よりも有意に高い値を示した。プラズマの温度はベストフィットで 6.1 keV と決まったが、エラーは依然として大きい。プラズマの emission measure($\equiv n^2V$ [cm^{-3}]) は、 NEI モデルの normalization から 8.1×10^{56} cm^{-3} と求まった。

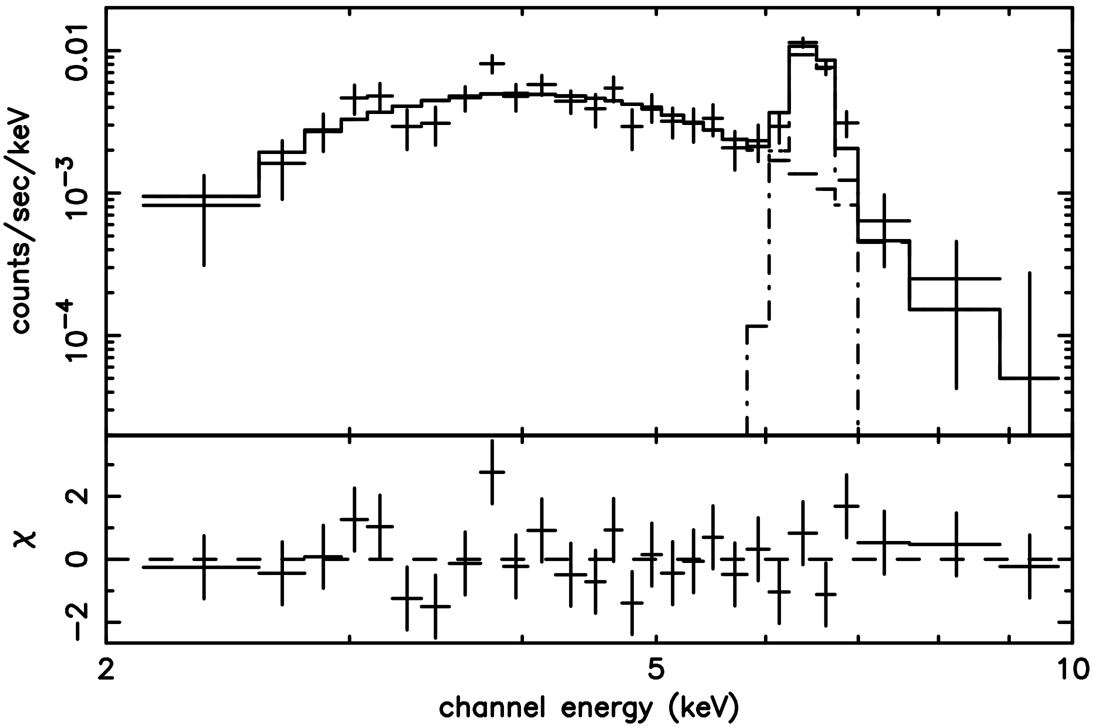


図 4.11: 「チャンドラ」ACIS による G0.570−0.018 の X 線スペクトル

component	parameter	unit	value
continuum	kT	[keV]	4.8(>3.4)
	flux(2−10 keV)	[10^{-13}ergs cm^{-2}s^{-1}]	5.0(4.6−5.4)
Iron line	E_c	[keV]	6.50(6.47−6.53)
	equivalent width	[keV]	4.1
	flux(2−10 keV)	[10^{-13}ergs cm^{-2}s^{-1}]	3.2(2.8−3.5)
total	N_H	[10^{22}H cm^{-2}]	11.9(7.7−15.3)
	L_X(2−10 keV)	[10^{33}ergs s^{-1}]	13(11−13)
	reduced χ^2(d.o.f)		1.19(22)

表 4.2: 「チャンドラ」ACIS-I で得られた G0.570−0.018 の X 線スペクトルの best fit parameters

kT はプラズマの温度、 E_c はガウシアンの中心エネルギー、 N_H は水素原子の柱密度を表す。 L_X は吸収を戻した値。エラーは 90% 信頼区間を表す。

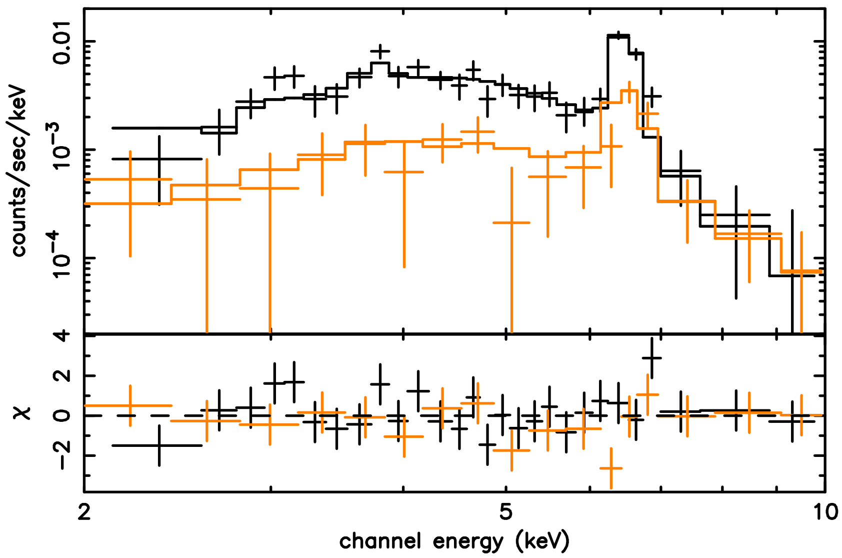


図 4.12: 「あすか」GIS と「チャンドラ」ACIS によって得られた G0.570−0.018 の同時フィットスペクトル

「あすか」GIS で得られたデータ (灰色十字) と「チャンドラ」ACIS で得られたデータ (黒色十字) を同一モデルでフィッティングを行なった結果。実線がそれぞれの色に対応する検出器のレスポンスをかけたモデルを表している。

component	parameter	unit	value
NEI	kT	[keV]	6.1(3.1−25.8)
	τ	[10^{10} s^{-2} cm^{-3}]	1.7(1.3−2.7)
	metal abundance	[solar]	4.5($>$ 1.6)
	flux(2−10 keV)	[10^{-13}ergs cm^{-2}s^{-1}]	8.2(7.7−8.7)
wabs	N_H	[10^{22}H cm^{-2}]	13.9(10.7−17.2)
total	L_X(2−10 keV)	[10^{33}ergs s^{-1}]	13(11−14)
	reduced χ^2(d.o.f)		1.03(40)

表 4.3: 「あすか」GIS と「チャンドラ」ACIS によって得られた G0.570−0.018 の同時フィットによる best fit parameters

kT はプラズマの電子温度、 τ は電離非平衡パラメータを表す。 metal abundance は solar abundance に対する値。 solar abundance の値は (Anders & Grevesse 1989[1]) を用いた。 N_H は水素原子の柱密度を表す。 L_X は吸収を戻した値。エラーは 90% 信頼区間を表す。

4.2.3 考察 1 – 断熱膨張段階 –

G0.570−0.018 の殻状構造の半径は 10″、スペクトルの吸収量から G0.570−0.018 は銀河中心に存在していると考えられるので、この半径は ∼ 0.4 pc に相当する。もしこれが超新

星残骸のシェルであるとすれば、極めて小さい半径であり、従って極めて若い超新星残骸である可能性が高い。

Cas A(G111.7−2.1)、 Tycho(G120.1−1.4)、 Keplar(G4.5−6.8) など、 X 線で明るく輝いている 1000 才以下の若い超新星残骸のほとんどは断熱膨張のフェイズにあり、熱制動放射による X 線を放射する。

そこでまず G0.570−0.018 が断熱膨張段階にあると仮定して、物理量を見積もってみる。断熱膨張段階にある超新星残骸の衝撃波は、 Sedov-Taylor 解と呼ばれる点源爆発の相似解で記述できることが知られている。 Ostriker et al. (1988) によると、衝撃波の半径 R [pc]、電子温度 kT [keV] はそれぞれ次のような関係式で書ける [50]。

$$R = 5.0 \times (\frac{E}{10^{51}\mathrm{ergs}})^{1/5}(\frac{n_a}{1\mathrm{cm}^{-3}})^{-1/5}(\frac{t_s}{10^3\mathrm{years}})^{2/5}$$

$$kT = 4.5 \times (\frac{E}{10^{51}\mathrm{ergs}})^{2/5}(\frac{n_a}{1\mathrm{cm}^{-3}})^{-2/5}(\frac{t_s}{10^3\mathrm{years}})^{-6/5}$$

ここで E、 n_a、 t_s はそれぞれ超新星爆発のエネルギー [ergs]、周囲の星間物質の密度 [cm^{-3}]、プラズマの年齢 [year] である。さらに、 Rankine-Hugoniot の関係からプラズマの emission measure は

$$n^2V = (4n_a)^2 4\pi R^2(\frac{R}{12})$$

で表される。観測から求まった量として、 $R = 0.4$ pc、 $kT = 6.1$ keV、 n^2V =8.1 × 10^{56} cm^{-3} を代入すると、 E =3.5× 10^{48} ergs、 $n_a = 5.1$ cm^{-3}、 $t_s = 70$ yr と求まる。 E が典型的な超新星爆発のエネルギー (∼10^{51} erg) よりも 2− 3 桁ほど小さい値でしかない。これは爆発のエネルギーの大部分がまだ熱エネルギーに変換されていないことを意味する。さらに n_a の値から、衝撃波が掃き集めた星間物質の質量は

$$\frac{4}{3}\pi n_a m_H R^3 \simeq 0.03 M_\odot$$

と計算される。通常の超新星爆発の衝撃波が断熱膨張段階に達するのは掃き集めた星間物質の質量が ejecta の質量 ($>$ 1 M$_\odot$) と同程度になった後であり、これは質量の大部分が熱的プラズマとして見えていないことを意味する。

これらの結果は G0.570−0.018 が、断熱膨張段階に達する以前の自由膨張段階にあることを示唆する。

4.2.4 考察 2 – 自由膨張段階 –

一般に超新星爆発の直後においては、放出された ejecta の密度 n_{ejecta} は周囲の星間物質の密度 n_{ISM} に比べてずっと高いため ejecta はほぼ等速で自由膨張していく。このフェイズを自由膨張段階と呼ぶ。自由膨張段階にある超新星 (残骸) として現在唯一、 X 線帯域で観測されているものとして、 1987 年 2 月に大マゼラン雲で超新星爆発を起こした SN 1987A がある。「チャンドラ」の最新の観測によると、 SN 1987A も X 線の殻状構造を持っており [6]、 G0.570−0.018 の持つ殻状構造と非常に良く似ていることが分かる。

G0.570−0.018 の殻状部分の物理量を観測量から導くと以下のようになる。 radial profile から求めた G0.570−0.018 の殻状構造の厚さは ∼ 6″(0.2 pc)、よって殻状構造の体積 V

は 1.2×10^{55} cm^3 であり、 G0.570−0.018 の X 線放射全体の約 67% は殻部分が担っていると考えて良い。殻部分の emission measure は従って n^2V =5.5×10^{56} cm^{-3}、さらに NEI パラメータは $nt = 1.7 \times 10^{10}$ s cm−3 であるからプラズマの密度 (n [cm^{-3}]) および年齢 (t [yr]) はそれぞれ 6.7 cm^{-3}、 80 yr と求まる。

4.2.5 極めて若い超新星残骸 –SN 1987A との比較 –

表 4.4に、 G0.570−0.018 と SN 1987A のパラメータの比較を示したものを示す。 X 線のシェル半径と年齢がどちらも 3–6 倍となっているところが興味深い。これは SN 1987A が等速で自由膨張すれば 60–80 年後、ちょうど現在の G0.570−0.018 の姿になるという可能性を示唆している。すなわち G0.570−0.018 は $v = R/t \simeq 4900$ km s^{-1} の速度で自由膨張をしている “未来の SN 1987A” の姿を示していると考えられる。

ただし G0.570−0.018 と SN 1987A は必ずしも全てにおいて類似しているわけではない。まず、図 4.9を見ると分かるように G0.570−0.018 には殻状構造に加えて (図の上では中心付近から右側にかけて延びている)tail 状構造が見られる。爆発直後の高密度の星風の何らかの不安定性が成長し、 ejecta と衝突することによって熱化された結果、このような構造が見えていると考えられるが、本観測からは詳細は分からない。

また、 G0.570−0.018 はこれまでの電波観測では有意な検出は報告されていない ([47][48][65][30][36] [37] 他)。殻状超新星残骸は通常、熱的な X 線放射の他に電波の非熱的放射を伴っている。一般に、プラズマからの X 線の熱的放射はプラズマの電子密度 n の 2 乗に比例し、非熱的放射は磁場強度 B の 2 乗に比例する。磁場は通常、周囲の物質に凍結しているとすれば、殻状超新星残骸から観測される X 線フラックスと電波フラックスの比はほぼ一定である。典型的な若い殻状超新星残骸の X 線と電波のフラックス比から、 G0.570−0.018 の電波フラックスは、 $\sim 10^{-12}$ erg cm^{-2} s^{-1} の X 線フラックスに対して 0.1–1 Jy (@ 1 GHz) と見積もられる。銀河中心領域における電波の background レベルは ∼ 0.1–0.5 Jy と高く、 G0.570−0.018 は background に埋もれてしまっている可能性が高い。

SN 1987A から観測される電波フラックスは現在 ∼ 40 mJy (@ 4.7 GHz) であるが、 6 年に 2 倍のペースで増光している [6]。このペースが続くとすれば約 60 年後 ∼ 0.8 Jy となり、先ほど見積もった G0.570−0.018 の値とコンパラになる。

	distance [kpc]	radius of an X-ray shell[pc]	t [yr]
G0.570−0.018	8.5	0.4	80
SN 1987A	50	0.12	13

表 4.4: G0.570−0.018 と SN 1987A との諸量の比較
SN 1987A の値は Burrows et al. 2000[6] より引用。

第 5 章

結果および考察 2: 銀河中心 diffuse 成分の大局的構造

銀河中心領域からの X 線放射は一般に低エネルギー側ほど強い星間吸収を受け、特に 2 keV 以下の軟 X 線帯域では 10^{-2} 以下に減光されてしまうため観測は非常に困難である。 2 keV 以上に感度を持つ「ぎんが」、さらに、すぐれたエネルギー分解能と 2−10keV の帯域における撮像を世界で初めて実現した「あすか」によって、銀河中心領域の X 線観測は飛躍的に進展した。特に銀河中心高温プラズマの発見は最も画期的な成果の一つである。しかし、高温プラズマ成分からの X 線に対する点源の寄与の定量的評価、銀河中心高温プラズマの詳細分布の解明は空間分解能の限界から「あすか」では不可能であった。また、高温プラズマの温度は ~ 10 keV と見積もられてはいるもののどの程度の幅で決まっているか、など正確な値は得られていない。
これらの銀河中心高温プラズマの大局的性質を調べるため、以下に示すような系統的な解析を行なった。

1. 0.5 秒角という「チャンドラ」の高空間分解能によって銀河中心からの X 線放射を、点源からの X 線 /diffuse 成分からの X 線に空間的に分離し、それぞれのスペクトル解析を行う。

2. 点源について $LogN - LogS$ 関係を作成し、点源の diffuse 成分への寄与の上限を見積もる。

3. 残った diffuse 成分について鉄の輝線診断を行う。各ラインの強度、等価幅の空間分布、さらにそれらの相関をとることにより、高温プラズマ成分の温度、空間分布を調べる。

本章では以上の系統的解析の結果を報告する。

5.1 銀河中心からの X 線放射に対する点源の寄与

5.1.1 X 線点源と diffuseX 線成分の分離

「チャンドラ」の $\simeq 0.5''$ という高空間分解能を利用して、銀河中心領域の 3 つの観測において、 X 線放射を X 線点源と diffuseX 線成分とに分離した。点源探査には *CIAO* の *wavdetect*[1] を用いた。 wavelet scale は 1、 $\sqrt{2}$、 2、 $2\sqrt{2}$、 4、 $4\sqrt{2}$、 8、 $8\sqrt{2}$、 16 で行い、有意度 99.99999% ($1-10^{6}$) 以上のものを点源と判定した。その結果、エネルギー帯域は 2−10 keV で、 SgrB2 領域、 Radio Arc 領域、 SgrA 領域からそれぞれ 261 個、 168 個、 198 個の X

[1] http://asc.harvard.edu/udocs/docs/swdocs/detect/html を参照

線点源を検出したそれぞれの視野における検出した点源の位置を図 5.1、 5.2および 5.3に示す。円の半径はそれぞれの位置における点源の PSF-HPD の 2 倍の大きさを示す。

それぞれの視野を chip0−3 の 4 つの部分に等分割したのち、それぞれの部分について X 線点源の足し合わせたスペクトルおよび検出した点源を全て取り除いた diffuse 成分のスペクトルを作った (図 5.4、 5.5、および 5.6)。

なお、点源足し合わせの X 線スペクトルのバックグラウンドとして、同じ観測データの同じ chip の diffuse 成分を差し引いた。一方、 diffuse 成分の X 線スペクトルのバックグラウンドは、アーカイブデータとなっている blanksky(OBSID=957) の同じ chip-ID のデータから点源を取り除いたものを差し引いた。 diffuse 成分のスペクトルで、 7keV 以上の高エネルギー側でエラーが大きくなっているのは、この帯域における NXB(Non X-ray Background) のレベルが高いためである。どの領域も、点源の足し合わせからの放射に比べ diffuse 成分からの X 線が約 1 桁以上卓越していることが分かる。また、 diffuse と同様に点源からも強い鉄輝線が出ている領域があることが分かる。

5.1.2 X 線スペクトルフィッティング

点源、 diffuse それぞれについて、モデルフィッティングを行ない、 2−10 keV 帯域における X 線フラックスを求め、定量的に評価する。 diffuse 成分のスペクトルには 2 温度の thin thermal plasma モデルに蛍光鉄輝線を表す 6.4 keV の gaussian を足し合わせたモデルを用いてそれぞれフィッティングを行なった。

点源の足し合わせのスペクトルには現象論的モデルとして power-law ＋ gaussian モデルを用いた。今回検出された点源のうち殆んどは X 線で初めて検出されたものであり、どのような放射機構を持った星がどの程度存在するかということが分からないのためである。gaussian モデルは鉄輝線を表す。様々な電離状態からの輝線が混ざっていると考えられるが、統計の不足とエネルギー分解能の限界からこれらを分解することは不可能であるため、中心エネルギーと σ を共に free parameter として fitting によって求める。この結果により、それぞれの領域における鉄の電離度を推定できる。 power-law モデルには物理的意味はないが、連続成分についてはここでは flux を求めることを目的としているので特に問題はない。

一方で diffuse X 線成分のスペクトルには 2 成分の thin thermal plasma + gaussian モデルを用いた。銀河中心のプラズマは ∼ 10 keV の単一の高温成分のみではなく、 multi-temperature component から構成されていることが過去の観測より示唆されている [31][32][62]。今回の観測を見ても diffuse 成分のスペクトルからは (図 5.4、 5.5、 5.6)、高階電離の Fe イオンからの輝線に加えて、 Si、 S、 Ar、 Ca の高階電離イオンからの輝線が出ていることが分かる。もし ∼ 10 keV の高温成分のみが存在するのであれば、 Si 等の軽元素は外核電子をすべてひきはがされた状態にあるはずであり、従って輝線 X 線は観測されないはずである。前者は ∼ 10 keV の高温成分を、後者は ∼ 1 keV の比較的低温な成分の存在を示している。 thin thermal plasma モデルとしては Raymond-Smith モデルを用いた [51]。 hot diffuse gas からの X 線放射を model 化したものである。温度 (kT)、軽元素の abundance を free parameter にした。

点源、 diffuseX 線成分双方の fitting model には星間物質による吸収がかかるが、 wabs モデルを用いた [40]。 cosmic abundance の星間ガスによる光電吸収を再現する。

結果を表 5.1、 5.2、 5.3、 5.4、 5.5、および 5.6に示す。

5.1.3 フラックスの定量的評価

スペクトル解析の結果から、 diffuseX 線成分に対する X 線点源のフラックス比の平均値はそれぞれの視野で、 11% (Sgr B2)、 5% (Radio Arc)、 5% (Sgr A) となっていることが分かる。ただし 3 つの観測ではそれぞれ exporsure time が違うので、点源に対する検出限界が異なる。 Sgr B2 領域の 100 ksec の exporsure に対して、残り 2 つの領域の exporsure は ∼ 50 ksec と約半分である。図 2.24によると、 exporsure time が 2 倍になると ACIS の点源に対する検出限界は ∼1/2 に下がることが分かる。よって今回の観測結果から、 Sgr B2 領域で特に diffuse に対する点源の比率が高いとはいえない。いずれにせよ、どの領域についても、 X 線放射の約 9 割程度は diffuseX 線放射が担っているといえる。

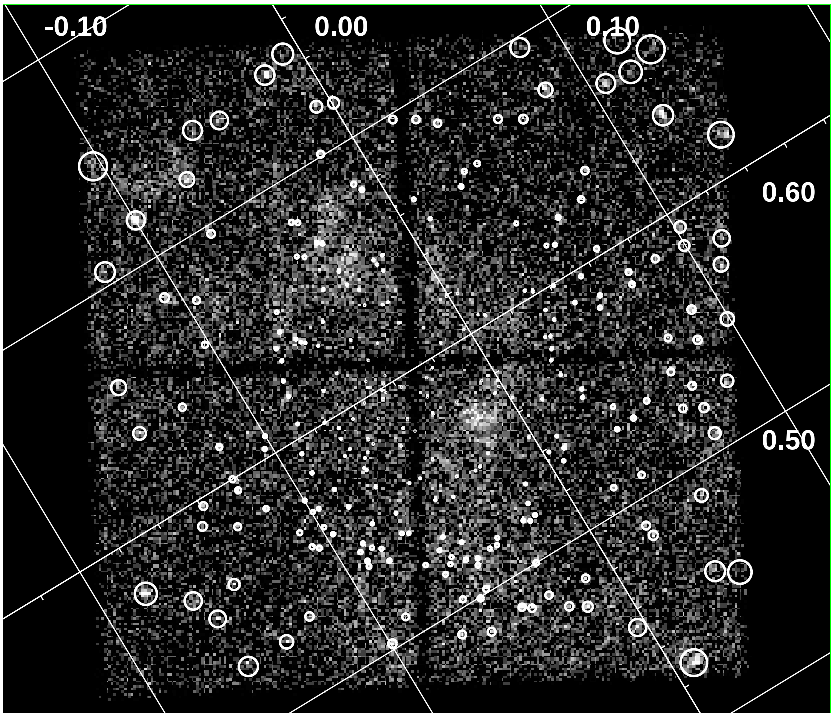


図 5.1: Sgr B2 領域で検出された点源

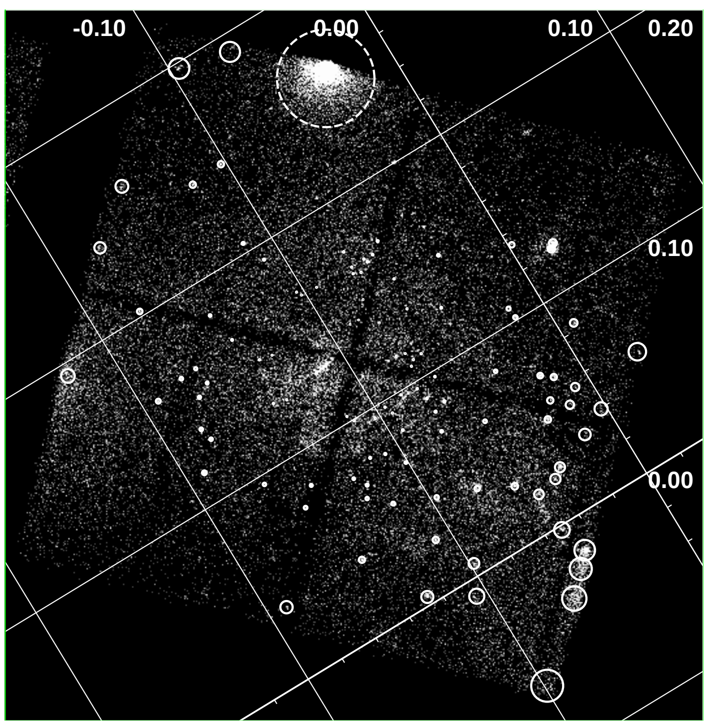


図 5.2: Radio Arc 領域で検出された点源

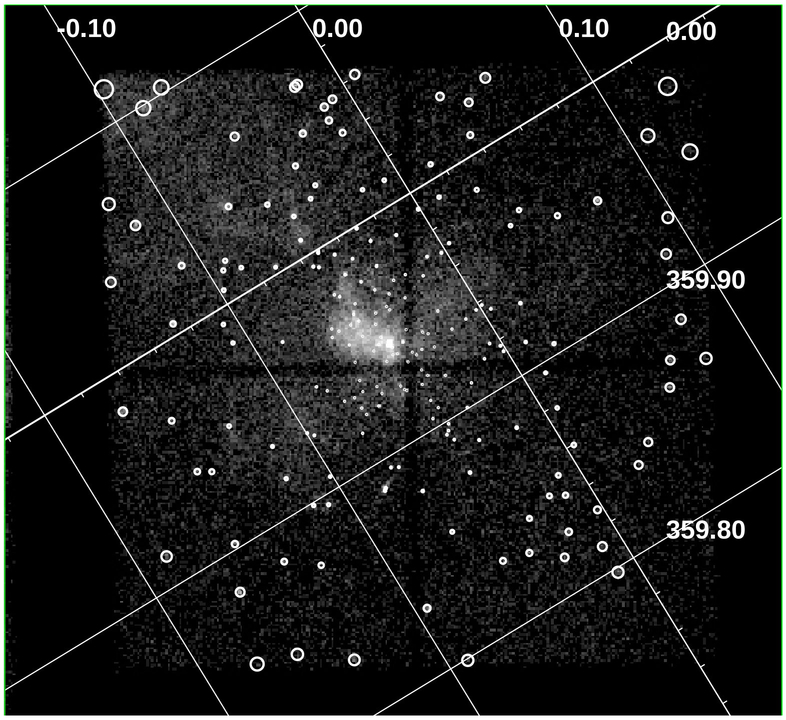
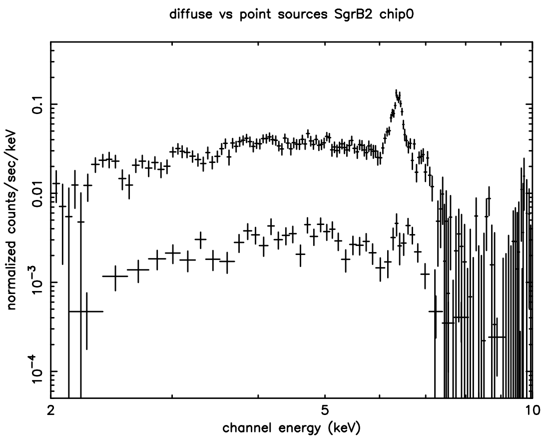
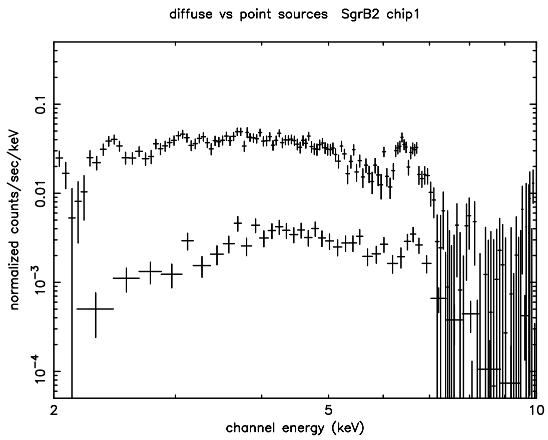


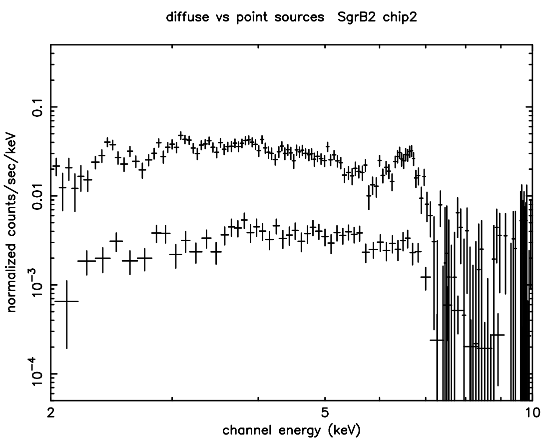
図 5.3: Sgr A 領域で検出された点源



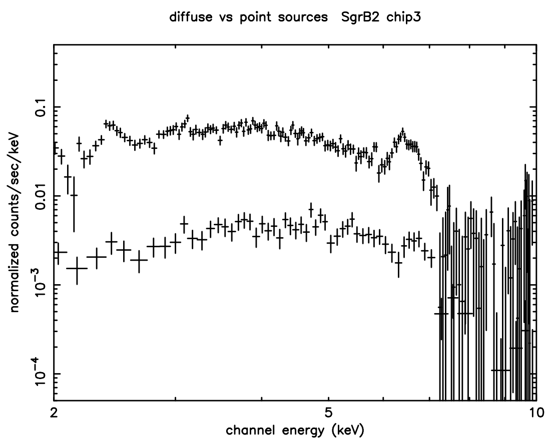
(a)Sgr B2 chip0



(b)Sgr B2 chip1



(c)Sgr B2 chip2



(d)Sgr B2 chip3

図 5.4: Sgr B2 領域の diffuse と点源の X 線スペクトル

各チップにおいて、上のデータ点が diffuse 成分からの放射、下のデータ点が点源からの放射の重ね合わせのスペクトルを示している。エラーは 1σ。

model	parameter	chip0	chip1	chip2	chip3
power-law	photon index	0.42(0.36−0.49)	0.92(0.87−0.98)	0.44(0.39−0.50)	0.65(0.60−0.70)
	flux	7.03	7.24	8.84	9.16
gaussian	center E (keV)	6.63(6.55−6.70)	6.68(6.62−6.76)	6.58(6.44−6.70)	6.76(6.68−6.85)
	σ (keV)	0.18(0.36−0.49)	0.12(0.06−0.21)	0.23(0.15−0.38)	0.17(0.11−0.25)
	flux	1.15	0.74	0.88	0.85
wabs	N_H (H cm^{-2})	6.8(5.5−8.0)	10.6(9.2−11.8)	4.5(3.6−5.4)	5.3(4.5−6.1)
total	flux	8.18	7.99	9.72	10.0
	red. χ^2(dof)	1.356(40)	0.852(34)	0.930(50)	1.058(52)

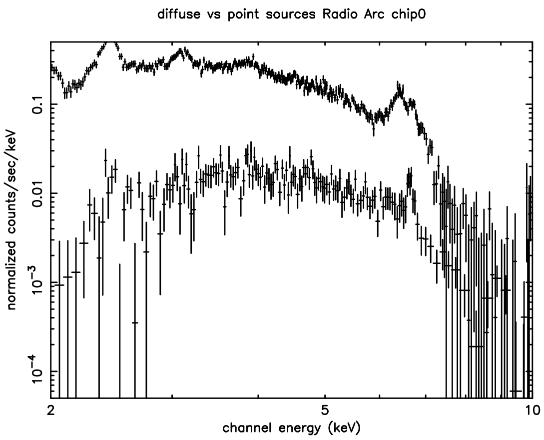
表 5.1: Sgr B2 領域 点源足し合わせの X 線スペクトルに対する bestfit parameter

flux はいずれも 2−10keV の値で単位は 10^{-13} ergs s^{-1} cm^{-2} $chip^{-1}$。 1 chip のサイズは $8.5' \times 8.5'$。
エラーはいずれも 90% 信頼区間をあらわす。

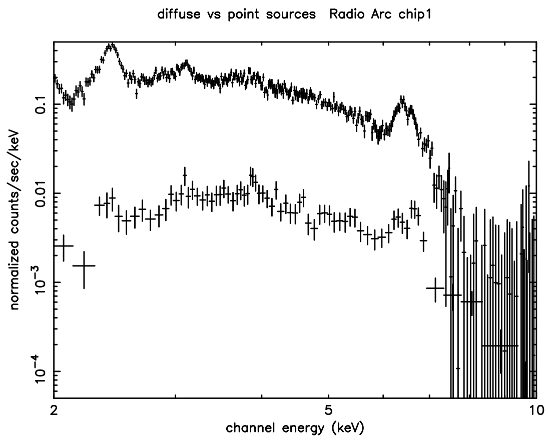
model	parameter	chip0	chip1	chip2	chip3
raymond 1	kT (keV)	14(12−18)	8.4(9.4−9.8)	8.5(7.3−9.9)	9.0(7.9−10.5)
	abundance	0.90(0.66−1.23)	0.86(0.68−1.10)	1.32(1.06−1.67)	0.82(0.67−1.01)
	flux	93.1	55.9	49.4	76.3
raymond 2	kT (keV)	0.3(0.22−0.28)	0.46(0.37−0.56)	0.82(0.66−0.99)	0.46(0.41−0.49)
	abundance	4.81(>0.07)	1.24(>0.25)	5>(−)	1.03(>0.38)
	flux	4.43	3.04	4.28	6.78
gaussian	flux	17.9	4.25	3.26	5.83
wabs	N_H (H cm^{-2})	22.2(21.9−22.5)	9.6(9.4−9.8)	8.7(8.5−8.9)	11.2(11.0−11.3)
total	flux	115	63.2	56.9	89.0
	red. χ^2(dof)	1.698(151)	1.086(142)	1.091(135)	1.218(166)

表 5.2: Sgr B2 領域 diffuse 成分 X 線スペクトルに対する bestfit parameter

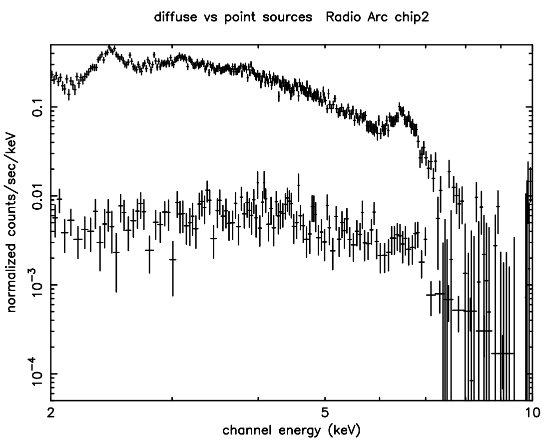
フラックスはいずれも 2−10keV の値で単位は 10^{-13} ergs s^{-1} cm^{-2} $chip^{-1}$。
abundance は太陽系近傍の元素組成に対する軽元素 (C、 N、 O、 Ne、 Mg、 Si、 S、 Ca、 Fe、 Ni) の存在比。
gaussian は、中性鉄原子の Kα 輝線を表しているので中心エネルギーは 6.4 keV、 σ は 0 に固定している。
エラーはいずれも 90% 信頼区間をあらわす。



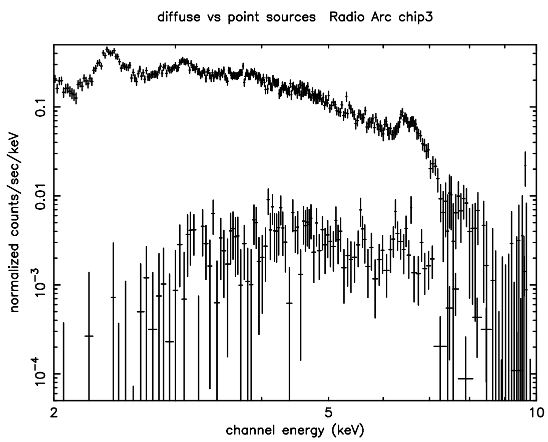
(a)Radio Arc chip0



(b)Radio Arc chip1



(c)Radio Arc chip2



(d)Radio Arc chip3

図 5.5: Radio Arc 領域の diffuse と点源の X 線スペクトル

各チップにおいて、上のデータ点が diffuse 成分からの放射、下のデータ点が点源からの放射の重ね合わせのスペクトルを示している。エラーは 1σ。

model	parameter	chip0	chip1	chip2	chip3
power-law	photon index	1.28(1.24−1.32)	2.30(2.25−2.36)	0.62(0.58−0.67)	1.72(1.62−1.82)
	flux	27.4	8.80	9.62	5.7
gaussian	center E (keV)	6.66(6.63−6.69)	6.59(6.51−6.71)	6.64(6.50−6.78)	6.42(6.34−6.59)
	σ (keV)	0.03(<0.08)	0.21(0.05−0.28)	0.20(0.10−0.35)	0.14(0.07−0.30)
	flux	1.93	1.73	0.65	0.70
wabs	N_H (H cm^{-2})	9.0(8.2−9.8)	8.2(7.6−8.9)	1.4(0.8−2.0)	18.6(15.8−22.1)
total	flux	29.3	10.5	10.3	6.42
	red. χ^2(dof)	1.086(151)	1.063(150)	0.923(120)	1.100(52)

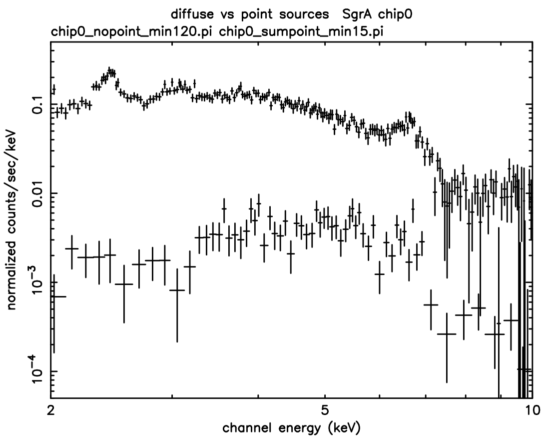
表 5.3: Radio Arc 領域 点源足し合わせの X 線スペクトルに対する bestfit parameter

flux はいずれも 2−10keV の値で単位は 10^{-13} ergs s^{-1} cm^{-2} $chip^{-1}$。 1 chip のサイズは
$8.5' \times 8.5'$。
エラーはいずれも 90% 信頼区間をあらわす。

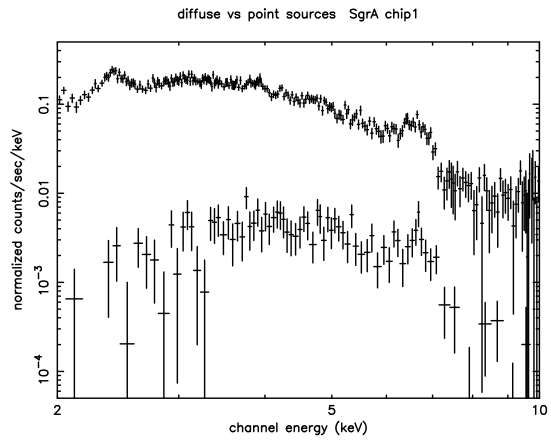
model	parameter	chip0	chip1	chip2	chip3
raymond 1	kT (keV)	8.6(7.9−9.2)	8.8(8.0−9.7)	7.0(6.4−7.7)	7.5(6.9−8.3)
	abundance	0.68(0.60−0.76)	0.56(0.48−0.65)	0.40(0.34−0.46)	0.37(0.31−0.43)
	flux	234	162	180	188
raymond 2	kT (keV)	0.94(0.92−0.97)	0.67(0.64−0.71)	0.79(0.77−0.81)	0.74(0.72−0.76)
	abundance	>3.03(−)	>3.31(−)	0.30(0.25−0.36)	0.84(0.65−1.10)
	flux	65.5	41.3	76.1	55.9
gaussian	flux	15.2	11.1	8.89	6.97
wabs	N_H (H cm^{-2})	6.7(6.7−6.8)	7.3(7.3−7.4)	7.5(7.4−7.5)	7.3(7.2−7.3)
total	flux	315	214	265	251
	red. χ^2(dof)	1.253(413)	1.295(404)	1.336(407)	1.176(397)

表 5.4: Radio Arc 領域 diffuse 成分の X 線スペクトルに対する bestfit parameter

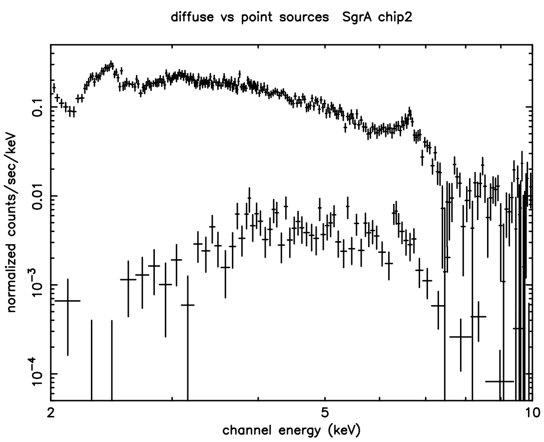
フラックスはいずれも 2−10keV の値で単位は 10^{-13} ergs s^{-1} cm^{-2} $chip^{-1}$。 1 chip のサイズは
$8.5' \times 8.5'$。
abundance は太陽系近傍の元素組成に対する軽元素 (C、N、O、Ne、Mg、Si、S、Ca、Fe、Ni) の存在比。
gaussian は、中性鉄原子の Kα 輝線を表しているので中心エネルギーは 6.4 keV、σ は 0 に固定している。
エラーはいずれも 90% 信頼区間をあらわす。



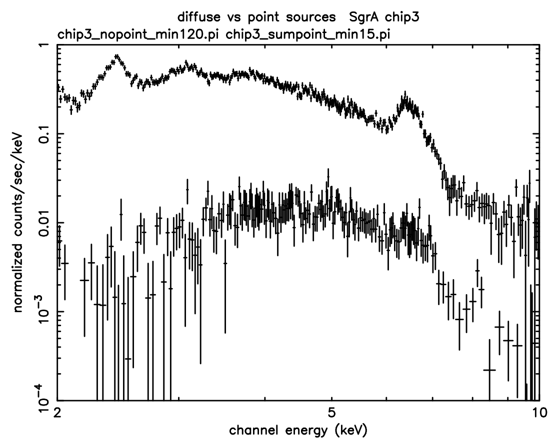
(a)Sgr A chip0



(b)Sgr A chip1



(c)Sgr A chip2



(d)Sgr A chip3

図 5.6: Sgr A 領域の diffuse と点源の X 線スペクトル

各チップにおいて、上のデータ点が diffuse 成分からの放射、下のデータ点が点源からの放射の重ね合わせのスペクトルを示している。エラーは 1σ。

model	parameter	chip0	chip1	chip2	chip3
power-law	photon index	0.75(0.69−0.84)	1.84(1.77−1.94)	1.15(1.08−1.23)	1.51(1.46−1.55)
	flux	8.43	7.08	8.79	24.3
gaussian	center E (keV)	6.56(6.41−6.79)	6.70(6.61−6.86)	6.46(6.40−6.59)	6.65(6.52−6.78)
	σ (keV)	0.10(<0.41)	0.11(<0.32)	<0.18(−)	0.14(0.05−0.29)
	flux	0.47	1.05	0.74	1.57
wabs	N_H (H cm^{-2})	10.0(8.1−11.8)	14.2(12.3−16.1)	15.6(13.6−18.0)	14.1(12.9−15.2)
total	flux	8.90	8.37	9.53	25.8
	red. χ^2(dof)	1.507(58)	0.900(71)	1.209(61)	0.909(185)

表 5.5: Sgr A 領域 点源足し合わせの X 線スペクトルに対する bestfit parameter

flux はいずれも 2−10keV の値で単位は 10^{-13} ergs s^{-1} cm^{-2} chip^{-1}。 1 chip のサイズは 8.5$'$× 8.5$'$。
エラーはいずれも 90% 信頼区間をあらわす。

model	parameter	chip0	chip1	chip2	chip3
raymond 1	kT (keV)	12.8(10.9−14.7)	11.5(10.2−13.6)	11.8(10.5−14.2)	13.1(11.3−15.1)
	abundance	1.5(1.2−1.8)	1.3(1.1−1.6)	1.2(1.0−1.5)	1.0(0.9−1.2)
	flux	163	174	190	384
raymond 2	kT (keV)	0.48(0.46−0.51)	0.71(0.66−0.73)	0.65(0.62−0.69)	0.90(0.87−0.91)
	abundance	2.6>(−)	0.63(0.41−1.01)	1.7(1.0−4.3)	4.4>
	flux	20.3	31.1	38.8	117
gaussian	flux	6.54	6.06	6.75	39.3
wabs	N_H (H cm^{-2})	8.3(8.2−8.4)	7.5(7.5−7.6)	8.5(8.4−8.5)	8.7(8.7−8.8)
total	flux	190	211	235	540
	red. χ^2(dof)	1.565(198)	1.250(233)	1.452(246)	1.640(350)

表 5.6: Sgr A 領域 diffuse 成分の X 線スペクトルに対する bestfit parameter

フラックスはいずれも 2−10keV の値で単位は 10^{-13} ergs s^{-1} cm^{-2} chip^{-1}。 1 chip のサイズは 8.5$'$× 8.5$'$。
abundance は太陽系近傍の元素組成に対する軽元素 (C、 N、 O、 Ne、 Mg、 Si、 S、 Ca、 Fe および Ni) の存在比。
gaussian は、中性鉄原子の Kα 輝線を表しているので中心エネルギーは 6.4 keV、 σ は 0 に固定している。
エラーはいずれも 90% 信頼区間をあらわす。

5.2 X 線点源の $\log N$–$\log S$ 関係

5.2.1 系外天体の $\log N$–$\log S$ 関係

$\log N$–$\log S$ 関係とは横軸にフラックス (S [ergs cm^{-2} s^{-1}])、縦軸に、S 以上のフラックスを持つ点源の個数 N $(> S)$[個] をとったものでありどの明るさの点源がどのように分布しているのかを示す良い指標となる。系外 X 線天体の $\log N$–$\log S$ 関係は「あすか」衛星によって $> 7 \times 10^{-14}$ ergs cm^{-2} s^{-1} の範囲で冪が $\simeq 1.5$ (2−10 keV) と求まっている ([66])。この 1.5 という冪は、フラックスが距離の -2 乗に比例する一方で、天体の個数は距離の 3 乗に比例することを意味しており、全ての明るさの系外天体がユークリッド空間上に等方分布していると考えると説明がつく。

近年の「チャンドラ」の extragalactic 観測によると、$> 2.5 \times 10^{-15}$ ergs cm^{-2} s^{-1} の検出限界で、2-10 keV の hard XRB (X-Ray Background) のうち少なくとも 75% が AGN (Active Galactic Nuclei; 活動銀河核) を主とする系外天体の足し合わせで説明できることが明らかになってきた ([45])。$\log N$–$\log S$ の冪は 1.0 ± 0.2 ($2\times10^{-15} < S < 5 \times 10^{-14}$ [15])、1.05 ± 0.35 ($2.5\times10^{-15} < S < 2.0\times10^{-14}$[45]) と、1 に近い値をとることが分かってきた。

さらに、近年の「チャンドラ」による Galactic Ridge の長時間観測の結果、2−10 keV のハードな X 線放射のうち $\sim$10% は点源からの放射に分解できることが判明し、またこれらの点源の $\log N$–$\log S$ 関係が系外天体のそれと一致することから、Galactic Ridge に存在するハードな X 線点源の殆んどは background AGN であると結論づけられた ([8])。

5.2.2 Sgr B2 領域で検出された X 線点源の $\log N$–$\log S$ 関係

「チャンドラ」による銀河中心領域の観測の中でも最も長時間の観測を行なった Sgr B2 領域のデータを用いて、検出された点源から $LogN - LogS$ 関係を導いた。グラフを作成するに当たって行なった手続きは以下の通りである。

1. wavdetect で検出された 261 個の点源について、PSF (Point Spread Function) の HPD (Half Power Diameter) の 6 倍の直径をとった領域が視野の端あるいはチップの溝にかかるものは解析に用いなかった。これは個々の点源のフラックスを正確に見積もるためである。

2. 1. の基準で残った 220 個のそれぞれの点源について、ソース領域を点源の中心から PSF-HPD の 2 倍の直径内、バックグラウンド領域を PSF-HPD の 6 倍の直径内としてスペクトルを作成。

3. wabs (power-law (Γ=2; fixed) + gaussian (6.4keV; $\sigma = 0$) + gaussian (6.7 keV; σ =0))
   のモデルでフィットし、ベストフィットの状態で吸収の値をゼロに戻したフラックス (2−10 keV) を求める。この値が個々の天体の持つ真の X 線放射量を表している。

得られた $\log N$–$\log S$ 関係を図 5.7に示す。

5.2.3 銀河中心領域と系外との比較

系外天体の $\log N$–$\log S$ 関係と比較するため、求めたデータ点で作られた $\log N$–$\log S$ 関係を、 power-law モデルでフィッティングを行なった。その際、より信頼できるデータのみをフィッティングに採り入れるためにデータの範囲は次のようにして選んだ。
まず下限は ACIS の検出限界によって決まる。 $\log N$–$\log S$ に用いた 220 個の点源について、吸収を戻した後のフラックスは戻す前のフラックスに比べて、平均して 2−3 倍大きい値となっていた。これは、銀河中心の大きな柱密度 $N_H \sim 10^{23}$ H cm^{-2} の星間物質による吸収によって、高銀緯領域の観測よりも検出限界は 2−3 倍悪くなることを意味している。 ACIS の extra-galactic における検出限界として Mushozky et al. 2000 [45] の 2.5×10^{-15} ergs cm^{-2} s^{-1} を用いると (2−10keV; SSA13 field[28] の 100 ksec exporsure)、 Sgr B2 領域の点源の検出限界は $\sim 7\times 10^{-15}$ ergs cm^{-2} s^{-1} 程度と考えられる。実際に図?? を見ると、$S <\sim 7\times 10^{-15}$ ergs cm^{-2} s^{-1} の範囲でデータ点がへたってきているのが分かる。
一方「あすか」による観測で求まった extra-galactic $\log N$–$\log S$ を外挿した線と「チャンドラ」による extra-galactic の $\log N$–$\log S$ とは $S = 2 \times 10^{-14}$ ergs cm^{-2} s^{-1} で交わっており、 $\log N$–$\log S$ はここで折れ曲がりが見られる [45]。この値をフィッティングに用いるデータの上限とした。

フィッティングの結果、 $\log N$–$\log S$ 関係は

$$N(>S) = 650 \times (\frac{S}{2 \times 10^{-14}})^{-0.96}$$

と求まった (best fit value)。この冪は、「チャンドラ」による extra-galactic の観測から得られた 1 という値とほぼ一致しているが、 normalization は 5 倍以上大きくなった。すなわち銀河中心領域、少なくとも Sgr B2 領域においては検出された 2−10 keV のハードな X 線点源のうち約 8 割は系内天体であり、 background AGN などの系外天体の寄与は 2 割程度にすぎないことを示している。ほとんどのハードな X 線点源が background AGN からの放射である Galactic Redge の結果とは極めて対照的である [8]。

また、フィッティングの結果を S の大きくなる方向に外挿していくと $S \sim(5-6)\times10^{-15}$ ergs cm^{-2} s^{-1} でわずかに折れ曲がりが見られることが分かる (図 5.7)。折れ曲がりの位置も extra-galactic とは異なっている可能性がある。

これらの結果から、 Sgr B2 領域の $\log N$–$\log S$ は系外天体の空間分布を反映しているわけではなく、銀河中心領域に存在する星の光度関数を表していると考えられる。

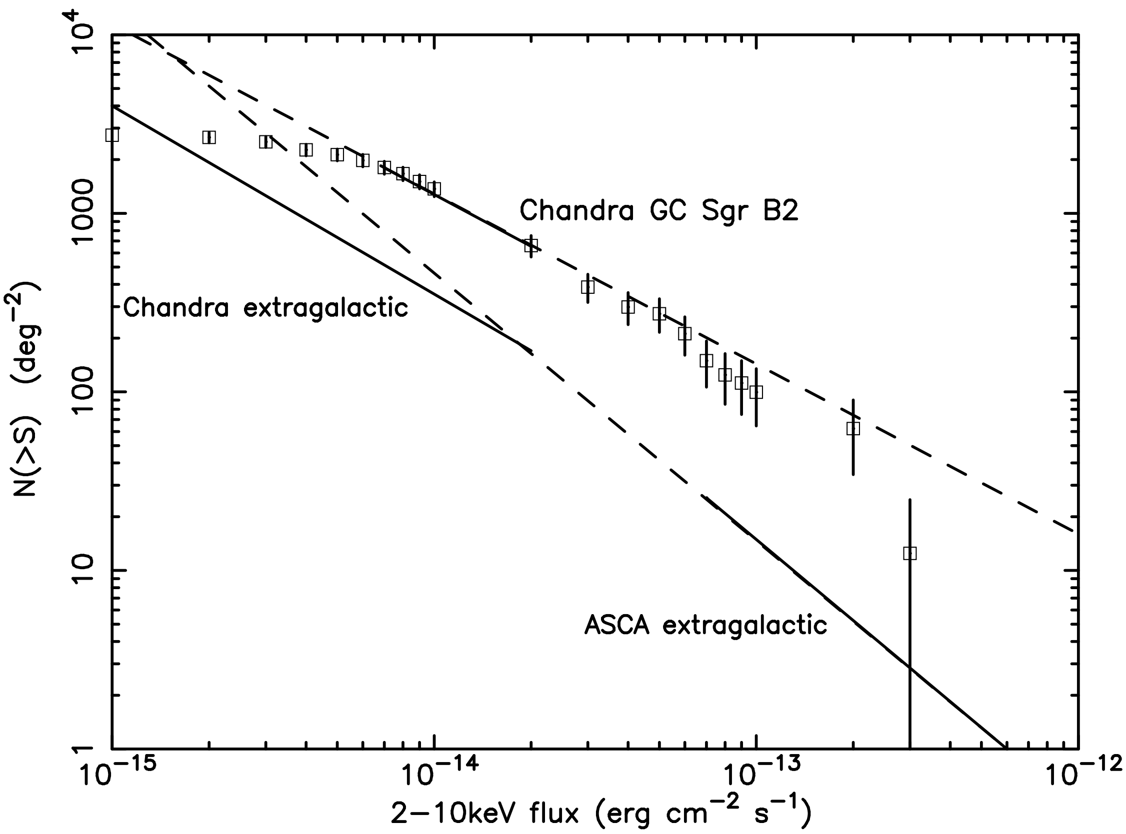


図 5.7: 系外天体の $\log N$–$\log S$ 関係との比較

Chandra extragalactic の値は Muchozky et al. 2001 [45] より、 ASCA extragalactic の値は Ueda et al. 1999[66] よりそれぞれ抜粋。実線は観測データのフィッティングから求めた値、破線はその外挿値。エラーは 1σ。

5.3 diffuse 成分からの X 線放射

「チャンドラ」の高空間分解観測によって点源のコンタミを取り除いて抽出した、「真」の diffuse 成分の性質を調べる。具体的には

- 高温プラズマ成分の温度分布の評価
- 中性鉄輝線と分子雲分布の相関
- 高温プラズマ成分の銀河面に対する空間分布

の 3 点である。これらを調べるため、鉄の輝線診断を行なった。

5.3.1 鉄の輝線診断

- 連続成分と輝線成分
  X 線のスペクトルは、連続成分と元素の輝線成分とに分けられる。連続成分は一般に、熱的成分と非熱的成分など複数の放射モデルの足し合わせとしてしか観測されない。例えば、連続成分が熱的成分と非熱的成分の双方を含んでいる場合、 thin thremal plasma モデルでフィッティングして温度を決めようとすると、非熱的成分のハードテイルのコンタミによって実際よりも高い温度が出てしまう可能性がある。実際に「チャンドラ」による Radio Arc 領域の観測結果からは、輝線構造をもたない非熱的放射からなるフィラメント状、クランプ状構造が新たに見つかりつつある [4]。また、連続成分の正確な吸収量を見積もる際には、多くの分子雲が存在している銀河中心領域では covering factor を考慮しなければならない。加えて、少なくとも 2 成分の熱的成分が存在することは明らかになっているが、それぞれの成分について covering factor の違いを考慮することは困難である。

  以上の理由から、不定要素の大きい連続成分とは独立な情報を持つ輝線成分について解析を行なった。

- 6.7 keV、 6.97 keV – 高温プラズマの温度測定 –
  モデルに依存せず高温プラズマ成分の温度を決定する方法として、鉄輝線の強度比の利用が考えられる。電離平衡を仮定すれば、一般に温度と原子の電離度は正の一価関数で表せる。例えばある原子 A について、低温環境下 (kT << [A の第一イオン化エネルギー]) ではその元素の殆どは中性原子として存在するが、温度が高くなるにつれ外殻電子が次第にはぎとられて高階電離イオンの存在比率が高くなる。すなわち各元素についてそれぞれの電離状態にあるイオンの存在比率は温度によって決まっている。

  電子温度 $> 10^7$ K の高温のプラズマ中では鉄原子は 26 個持っている電子のほとんどをはぎとられ、ヘリウム状イオン (電子を 2 つだけ持つ) や水素状イオン (電子を 1 つだけ持つ) といった高階電離イオンとして存在している。鉄の電離状態によって特性 X 線のエネルギーは異なっており、中性鉄原子の Kα 輝線のエネルギーである 6.4 keV に対してヘリウム状鉄イオン、水素状イオンの Kα 輝線はそれぞれ 6.7 keV、 6.97 keV に現れる。ヘリウム状鉄イオンからの輝線と水素状鉄イオンからの輝線からの強度比をとることでこれらの鉄が存在している高温プラズマ中の温度を決定することが出来る。

  この方法の長所は「輝線強度」というモデルに左右されない純粋な観測量から温度が決まる点である。さらに鉄の輝線はアバンダンスが大きくまた $>$ 6 keV の硬 X 線帯

域に輝線が現れるため、星間吸収をほとんど受けることなく良い統計で観測することが可能である。

- 6.4 keV 分子雲の空間分布
  冷たい分子雲による蛍光で出ていると考えられる中性鉄輝線の強度は、反射物質の密度や鉄のアバンダンスを反映する。すなわち場所ごとの絶対強度の違いは分子雲の空間分布を反映するはずである (図 5.8)。

5.3.2 輝線のスペクトルフィッティング

各視野の各チップの diffuse 成分について、スペクトルを 4.0−8.0 keV のエネルギーバンドで切り、連続成分を power-law モデル、輝線成分を中心エネルギーをそれぞれ 6.4 keV、6.7 keV、 6.97 keV に固定した 3 本の gaussian でフィッティングを行い、それぞれの輝線の絶対強度 (フラックス) および連続成分に対する等価幅を導いた。 6.7 keV のヘリウム状鉄イオンからの K_α 輝線は正確には 6.63 keV、 6.67 keV、 6.70 keV の triplet から成るが、これらの分離は「チャンドラ」のエネルギー分解能 (>100 eV @6 keV)、図 2.17参照) では困難であり、また $T \sim 10^8$ K では 6.63 keV・ 6.67 keV の輝線強度はいずれも 6.70 keV の 30% 以下となるので [38]、フィッティングには代表として 6.70 keV を用いた。

フィッティングに用いた narrow-band の X 線スペクトルを図 5.9、図 5.10、図 5.11に、bestfit parameter を表 5.7、表 5.8、表 5.9に示す。いずれの領域からも 3 本の鉄輝線が出ている。しかし領域によって輝線の絶対強度、等価幅の大きさは大きく異なっていることが良く分かる。

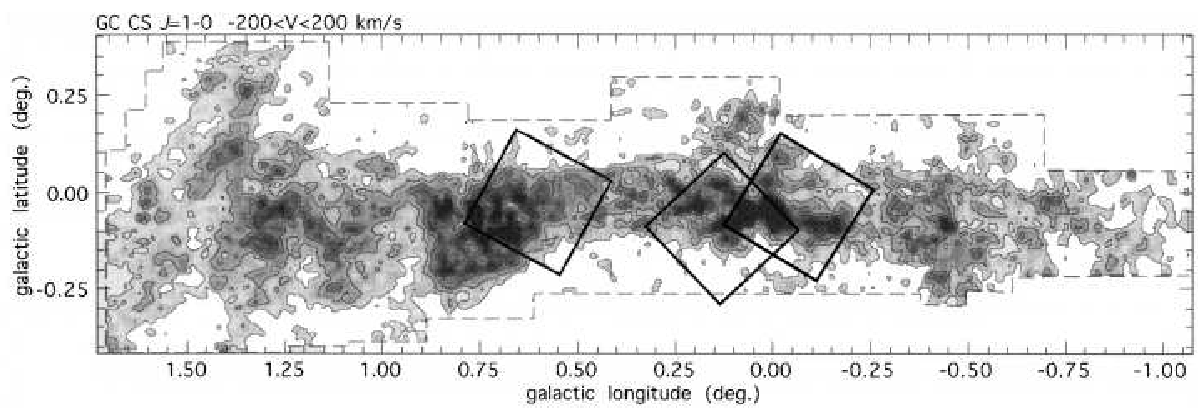
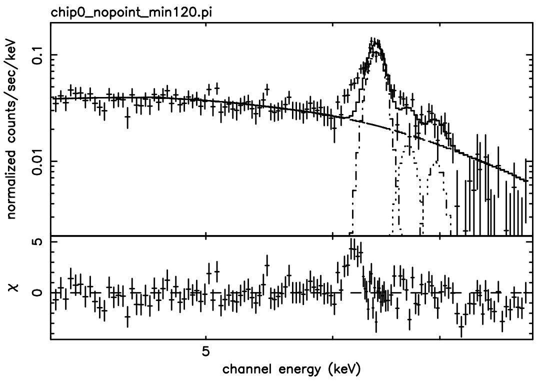
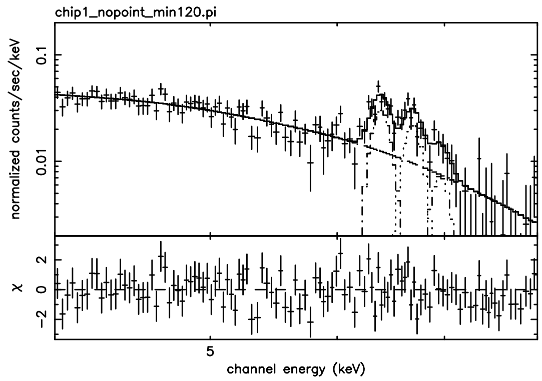


図 5.8: 銀河中心領域の分子雲の空間分布

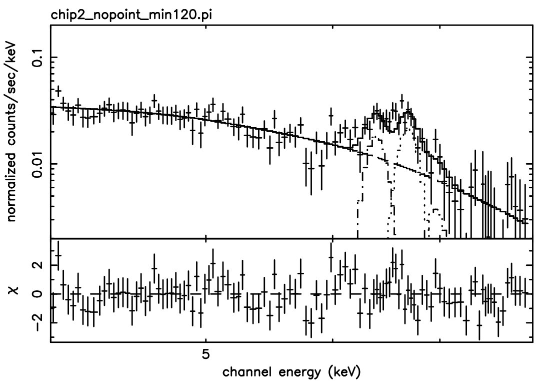
コントアは電波観測によって得られた CS $J = 1{-}0$ の輝線強度マップ。この輝線は $\sim 10^4 \mathrm{cm}^{-3}$ の分子雲のよいトレーサとなる (Tsuboi et al. 1999 より抜粋)。 3 つの正方形はそれぞれ左から順に Sgr B2、 Radio Arc、 Sgr A の各領域の FOV を示す。



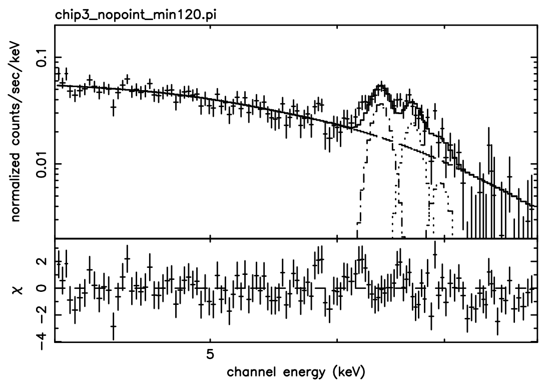
(a)Sgr B2 chip0



(b)Sgr B2 chip1



(c)Sgr B2 chip2



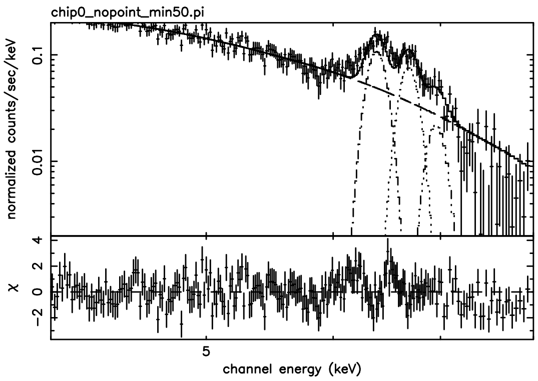
(d)Sgr B2 chip3

図 5.9: Sgr B2 領域 鉄輝線バンドの X 線スペクトル

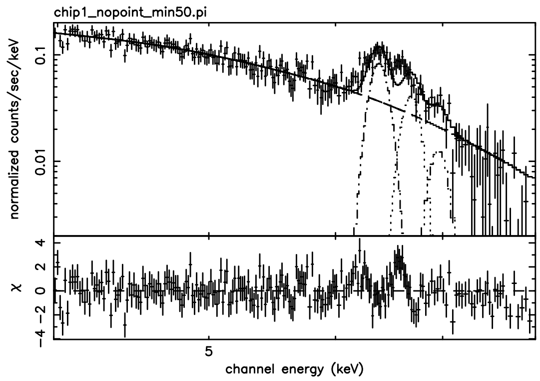
parameter	chip0	chip1	chip2	chip3
photon index	-0.56(-0.78−-0.51)	0.90(0.82−0.99)	0.58(0.32−0.71)	0.65(0.55−0.83)
6.4keV flux	6.96(6.60−7.33)	1.68(1.44−1.91)	1.13(0.90−1.36)	2.23(1.97−2.48)
equivalent width	1000(950−1050)	520(440−590)	350(280−420)	460(400−510)
6.7keV flux	1.24(0.88−1.61)	1.63(1.34−1.92)	1.78(1.47−2.10)	1.96(1.64−2.28)
equivalent width	170(120−220)	500(410−590)	540(450−640)	400(330−460)
6.97keV flux	1.17(0.71−1.62)	0.75(0.40−1.09)	0.41(0.04−0.78)	0.72(0.34−1.11)
equivalent width	150(89−200)	230(120−340)	120(13−230)	140(67−220)
red.χ^2(d.o.f)	1.867(128)	1.076(108)	1.118(102)	1.206(119)

表 5.7: Sgr B2 領域 鉄輝線の bestfit parameter

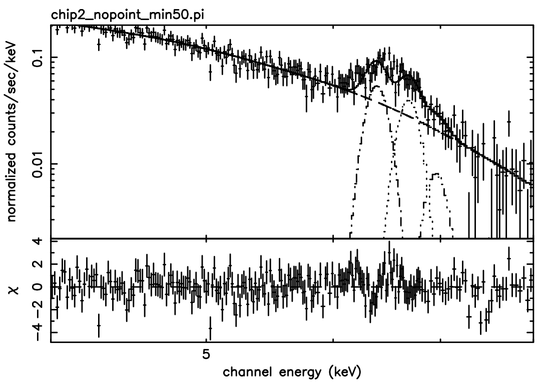
flux の単位は 10^{-12} ergs cm^{-2} s^{-1} ACIS-I^{-1}、 equivalent width の単位は eV。
エラーはいずれも 90% 信頼区間を表す。



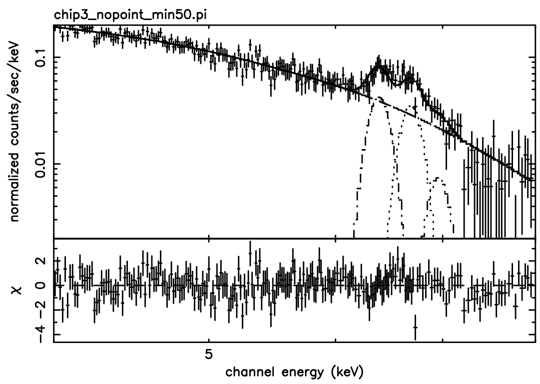
(a)Radio Arc chip0



(b)Radio Arc chip1



(c)Radio Arc chip2



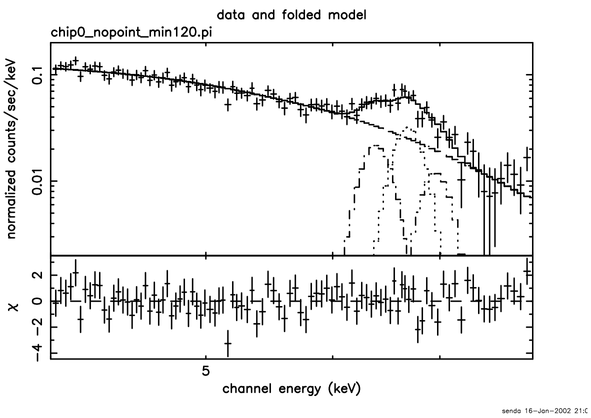
(d)Radio Arc chip3

図 5.10: Radio Arc 領域 鉄輝線バンドの X 線スペクトル

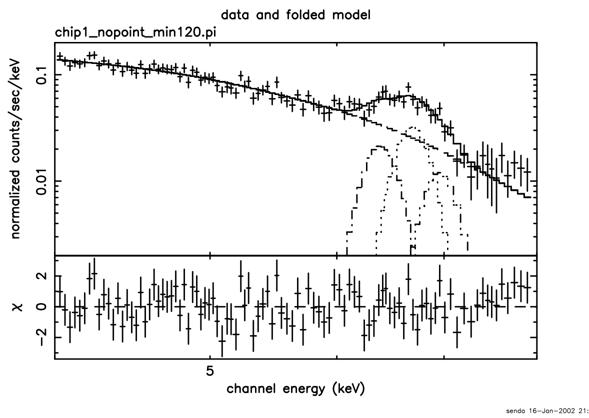
parameter	chip0	chip1	chip2	chip3
photon index	1.62(1.57−1.68)	1.43(1.37−1.50)	2.00(1.94−2.08)	1.70(1.64−1.78)
6.4keV flux	6.12(5.66−6.58)	4.38(3.99−4.77)	3.55(3.19−4.04)	2.81(2.41−3.22)
equivalent width	450(420−480)	460(420−500)	330(300−380)	250(220−290)
6.7keV flux	5.76(5.21−6.32)	2.87(2.44−3.30)	3.47(3.02−4.06)	3.10(2.61−3.59)
equivalent width	440(400−480)	310(260−350)	340(300−400)	290(240−330)
6.97keV flux	2.22(1.64−2.79)	1.18(0.70−1.66)	0.95(0.31−1.44)	0.88(0.32−1.43)
equivalent width	170(130−220)	130(77−180)	97(32−150)	84(31−140)
red.χ^2(d.o.f)	1.155(227)	1.277(213)	1.216(220)	0.929(212)

表 5.8: Radio Arc 領域 鉄輝線の bestfit parameter

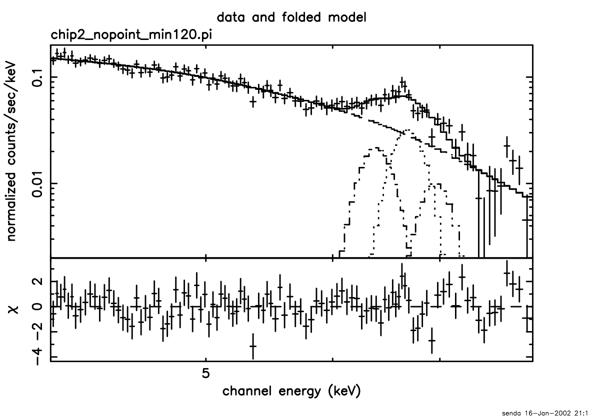
flux の単位は 10^{-12} ergs cm^{-2} s^{-1} ACIS-I^{-1}、 equivalent width の単位は eV。
エラーはいずれも 90% 信頼区間を表す。



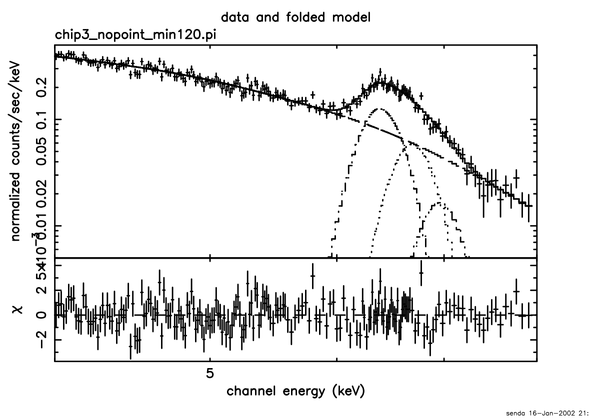
(a)Sgr A chip0



(b)Sgr A chip1



(c)Sgr A chip2



(d)Sgr A chip3

図 5.11: Sgr A 領域 鉄輝線バンドの X 線スペクトル

parameter	chip0	chip1	chip2	chip3
photon index	0.86(0.71−0.99)	1.16(1.07−1.22)	1.10(1.00−1.18)	1.58(1.48−1.68)
6.4keV flux	2.23(1.73−2.71)	2.27(1.66−2.76)	2.39(1.85−2.94)	15.6(14.7−16.6)
equivalent width	230(180−280)	230(170−280)	210(160−260)	690(640−730)
6.7keV flux	4.21(3.50−4.93)	4.60(3.64−5.27)	4.65(3.85−5.491)	9.60(8.19−10.3)
equivalent width	440(360−510)	470(370−540)	420(340−490)	430(370−460)
6.97keV flux	1.82(1.04−2.60)	2.27(1.28−3.03)	2.01(1.13−2.86)	3.59(1.90−4.53)
equivalent width	180(110−270)	230(130−310)	180(100−260)	170(87−210)
red.χ^2(d.o.f)	1.017(92)	1.153(93)	1.221(98)	1.198(183)

表 5.9: Sgr A 領域 鉄輝線の bestfit parameter

flux の単位は 10^{-12} ergs cm^{-2} s^{-1} ACIS-I^{-1}、 equivalent width の単位は eV。
エラーはいずれも 90% 信頼区間を表す。

- Sgr B2 領域
  chip0 に見られる非常に強い 6.4 keV の中性鉄輝線は Sgr B2 分子雲から出る蛍光 X 線からの寄与が大きいと考えられる [42][44]。

  また中性鉄輝線の低エネルギー側にテイル状の excess が残っている。高密度の分子雲中では水素原子や分子による Compton 散乱が効いてくることが知られている [59]。分子雲中の中性鉄原子によって吸収された照射 X 線が一度蛍光 X 線として放射された後、再度同じ分子雲中の水素原子で Compton 散乱されたものが見えている可能性があるが、一方で CTI によって低エネルギー側に電荷損失が起きている可能性もあり定量的な評価が必要である。

- Radio Arc 領域
  全 chip で 6.4 keV の強度が強い。 Sgr B2 領域と同じく分子雲の密度が濃い領域であるためと考えられる。 6.4 keV と 6.7 keV の輝線の間に存在する excess が見られる。特に chip1、 chip2 に関しては明らかなピークが見える。

- Sgr A 領域
  他の 2 領域に比べて明らかにエネルギー分解能が悪いのは CCD 冷却温度が T=-110 度の時にこの観測が行なわれたためである。図 2.18から評価すると、 6 keV 帯域付近におけるエネルギー分解能は他の 2 領域の観測 (T=-120 度) に比べて最大で 1.5 倍程度悪化していることが分かる。

  この効果に加え、特に chip3 については読み出し口から最も遠い視野中心付近に鉄輝線で明るい領域が集中しているためにさらにレスポンスが広がっている。従って 6 keV 帯域付近では FWHM $>$ 400 eV(図 2.18) 程度まで大きくなってしまい、 6.7 keV と 6.4 keV や、 6.97 keV と 6.7 keV の分離が困難になると考えられる。これまでの観測では chip3 の場所に位置する Sgr A comlex は 6.7 keV が強く、 6.4 keV の放射は弱い領域という結果が出ており (例えば図 1.6)、図 5.11(d) の強い 6.4 keV 中性鉄輝線はあまり信用できない。

5.3.3 輝線強度、等価幅の相関

次に 3 本の輝線の局所的な相関関係を見るため、それぞれの領域の 3 つの輝線のフラックスと等価幅について強度の相関をグラフにした (図 5.12、図 5.13、図 5.14、図 5.15、図 5.16および図 5.17)。さらに大局的な相関関係を見るために Sgr B2、 Radio Arc、 Sgr A の各領域で得られた相関を一つのグラフにまとめて表示したものが図 5.18および図 5.19である。

5.3.4 He-like 鉄イオン (6.7 keV) と H-like 鉄イオン (6.97 keV) との相関

まず、どちらも高温プラズマ起源であると考えられる、 He-like 鉄イオンと H-like 鉄イオンの輝線の関係を調べた。図 5.18(c) を見ると、観測結果は冪 $\sim$1 の直線上に分布している、つまり比例していることが分かる。このことは He-like 鉄イオンと H-like 鉄イオンの存在比が一定であることを意味しており、高温プラズマの温度は $\sim$ 100 pc のスケールの中ではほぼ一定温度を保ったまま分布していることを示している。一方で輝線の絶対強度は Sgr B2、 Radio Arc、 Sgr A の順に大きくなっている。すなわち銀河面上では銀河面に近いほどプラズマの密度が高くなっているか、もしくは鉄のアバンダンスが大きくなっていることを示唆している。

5.3.5 中性鉄原子 (6.4 keV) と He-like 鉄イオン (6.7 keV) との相関

図 5.18(b)、図 5.19(b) を見る限り、絶対強度、等価幅ともに大きなスケールでは特に相関は見られない。しかし Sgr B2 領域に注目してみると、フラックスに関しては 6.4 keV の輝線強度の相違に対する 6.7 keV の輝線強度はほぼ一定 (図 5.12(b)) であるのに対して、連続成分に対する等価幅は反相関を示していることが分かる (図 5.13(b))。等価幅は (輝線成分の強度):(連続成分の強度) の比を表している。すなわち観測結果は中性鉄輝線が強いところほど連続成分の強度が強くなっていることを示している。

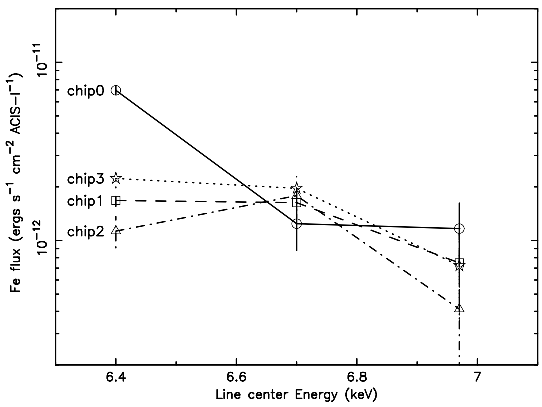
等価幅の関係を良く見てみると chip0 の場所から出ている極めて強い 6.4 keV の輝線の影響が大きいことに気づく。 chip0 の場所にはちょうど低温巨大分子雲 Sgr B2 が存在しており、 6.4 keV 輝線の最も強いところがこの Sgr B2 分子雲の位置に一致している。強い中性鉄輝線の起源は、外部からの X 線によって照射された低温分子雲から出た蛍光 X 線であると理解されており、 X 線反射星雲として近年知られるようになった [42][44]。
このように、もし低温分子雲が外部の X 線から照らされているとすれば、蛍光 X 線成分と同時に Thomson 散乱成分が存在するはずである。 Thomson 散乱は弾性散乱過程なので入射光子のエネルギースペクトルは形を変えないままで連続成分として観測される。従って、低温分子雲などの散乱物質が多量に存在する領域では 6.4 keV の蛍光 X 線の強度の増加すると共に連続成分が増加することになる。このように考えると観測結果を矛盾なく説明できる。また逆に 6.4 keV と 6.7 keV の等価幅の関係は、低温分子雲からの X 線放射は外部からの照射によるものであるとする X 線反射星雲モデルの正しさを裏付けていることになる。

銀河中心近傍で Sgr B2 分子雲と同じく 6.4 keV が強い領域として良く知られている Radio Arc 領域においては 6.4 keV と 6.7 keV の絶対強度の関係は場所によってばらついており (図 5.14(b))、また等価幅は (図 5.15(b))6.4 keV の変化に対して 6.7 keV はほぼ一定である。等価幅の結果は、 6.4 keV 輝線の強度が増加しても連続 X 線成分は特に増加しないことを意味しており、これは Radio Arc 領域では 6.4 keV の起源が照射された低温分子雲だけでは説明しきれない可能性を示唆している。

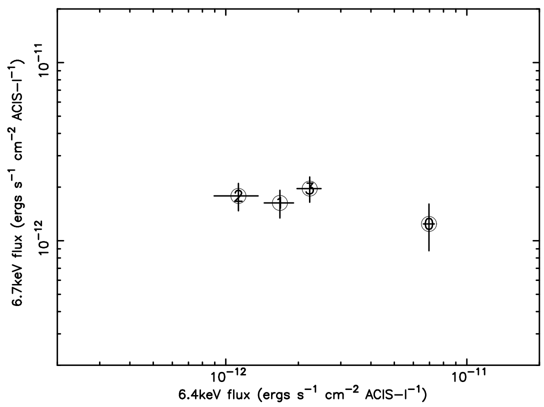
5.3.6 中性鉄原子 (6.4 keV) と H-like 鉄イオン (6.97 keV) との相関

低温分子雲からの蛍光と考えられる中性鉄原子の Kα 輝線と高温のプラズマ成分からの H-like 鉄イオン Kα 輝線の強度に直接の関係があるとは考えにくいが、図 5.18(d) を見ると絶対強度に正の相関が見られる。原因として中性鉄原子からの Kβ 輝線の洩れ込みが考えられる。中性鉄の Kβ 輝線は中心エネルギー 7.06 keV であり、 6.97 keV とのエネルギー差は 90 eV、よって ACIS のエネルギー分解能 $>$200 eV によって分解するのは難しい。中性鉄の Kβ 輝線の Kα 輝線に対する強度比は 13.5% であるから、特に 6.4 keV の強い領域 (Sgr B2 chip0、 Radio Arc chip0、 Sgr A chip3) については Kβ 輝線の洩れこみを補正して 6.97 keV の値を考える必要がある。

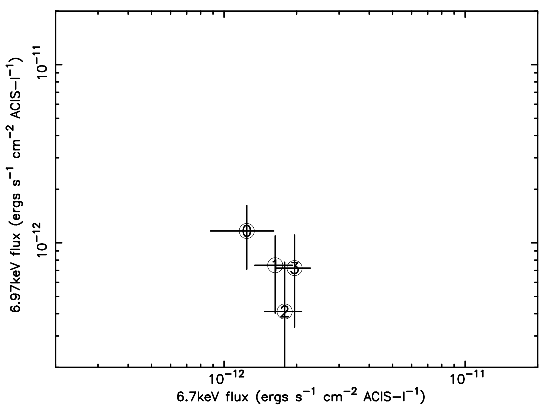
6.4 keV の絶対強度から計算される 7.06 keV のフラックスのすべてが、観測された 6.97 keV のフラックスに洩れ込んでいると考えると真の 6.97 keV からの放射の絶対強度の下限が与えられる。この補正を上記 3 つの領域について行なったところ、 6.97 keV のフラックスはそれぞれ 2.3×10^{-13} erg cm^{-2} s^{-1} (Sgr B2 chip0) 、 1.4×10^{-12} erg cm^{-2} s^{-1} (Sgr B2 chip0) 、 1.5×10^{-12} erg cm^{-2} s^{-1} (Sgr B2 chip0) と計算される。これらを再び図 5.18(d) にプロットし直すと 6.4 keV と 6.97 keV の間に正の相関は特になさそうである。



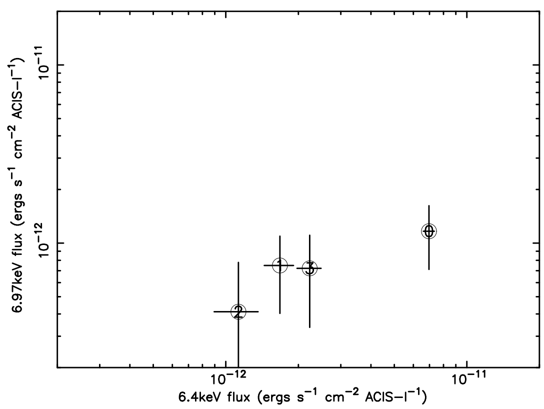
(a) 鉄輝線フラックスの分布



(b)6.4 keV と 6.7 keV との相関

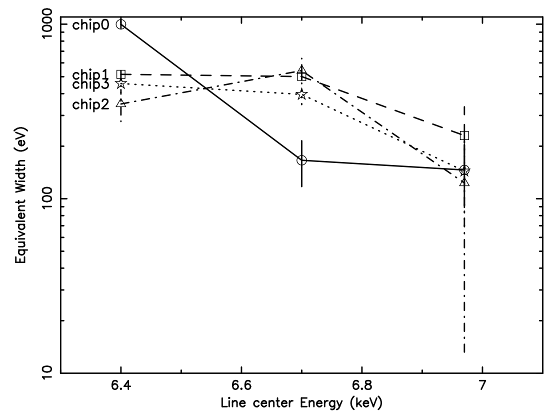


(c)6.7 keV と 6.97 keV との相関

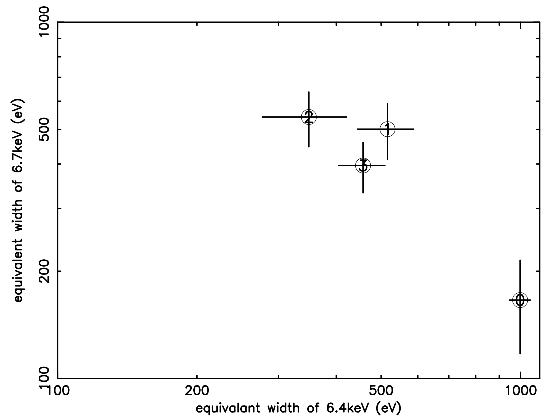


(d)6.4 keV と 6.97 keV との相関

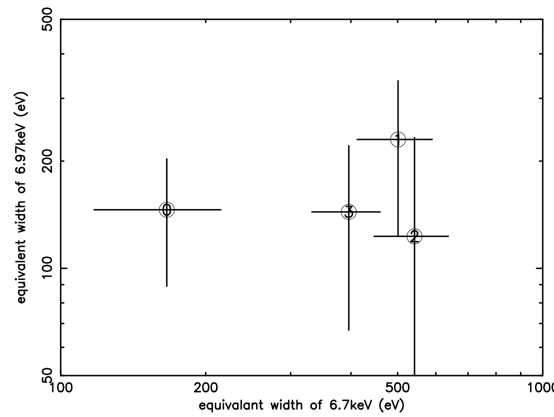
図 5.12: Sgr B2 領域の鉄輝線フラックスの分布と相関
番号は chip-ID を示す。エラーは 1σ。



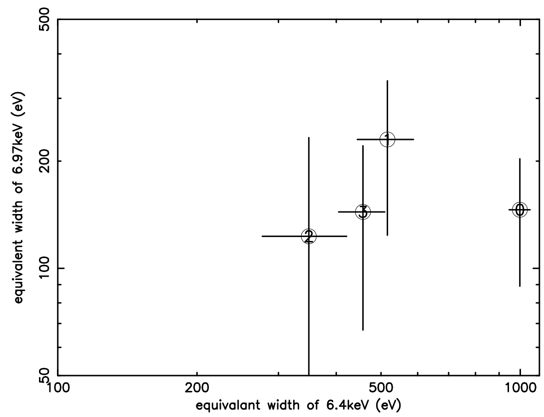
(a) 鉄輝線等価幅の分布



(b)6.4 keV と 6.7 keV との相関



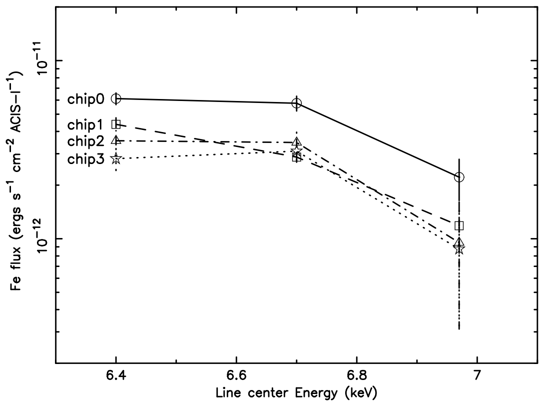
(c)6.7 keV と 6.97 keV との相関



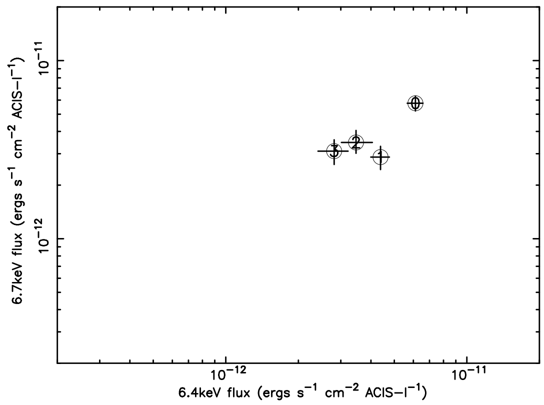
(d)6.4 keV と 6.97 keV との相関

図 5.13: Sgr B2 領域の鉄輝線等価幅の分布と相関

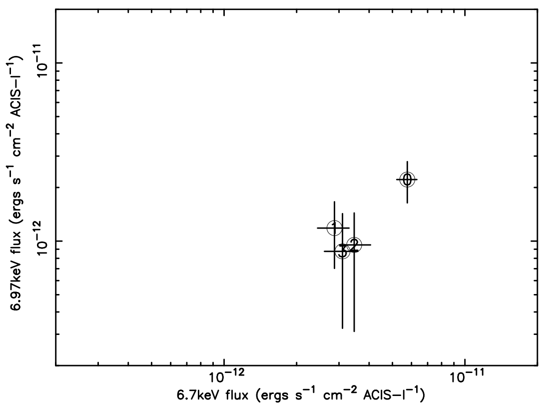
番号は chip-ID を示す。エラーは 1σ。



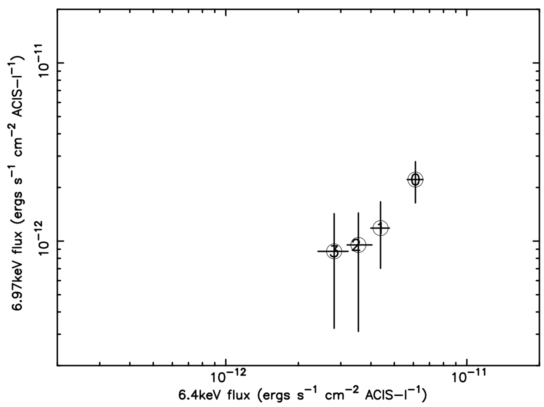
(a) 鉄輝線フラックスの分布



(b)6.4 keV と 6.7 keV との相関

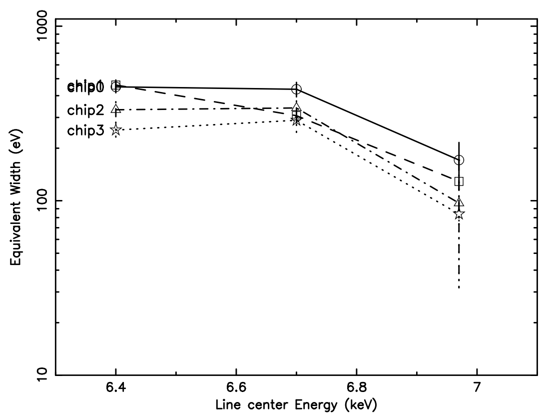


(c)6.7 keV と 6.97 keV との相関

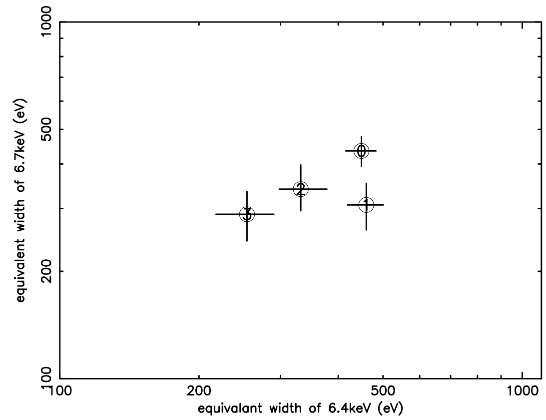


(d)6.4 keV と 6.97 keV との相関

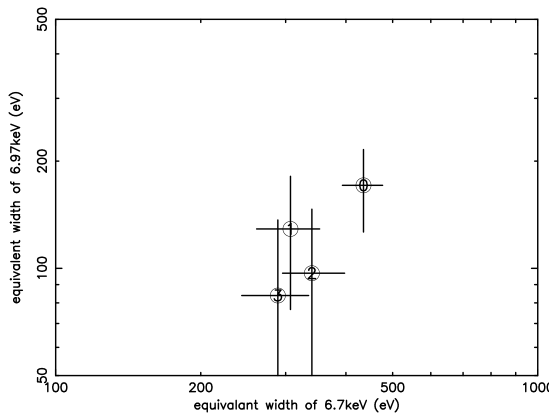
図 5.14: Radio Arc 領域の鉄輝線フラックスの分布と相関
番号は chip-ID を示す。エラーは 1σ。



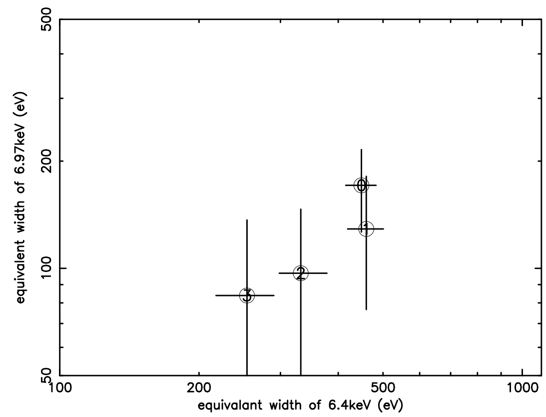
(a) 鉄輝線等価幅の分布



(b)6.4 keV と 6.7 keV との相関

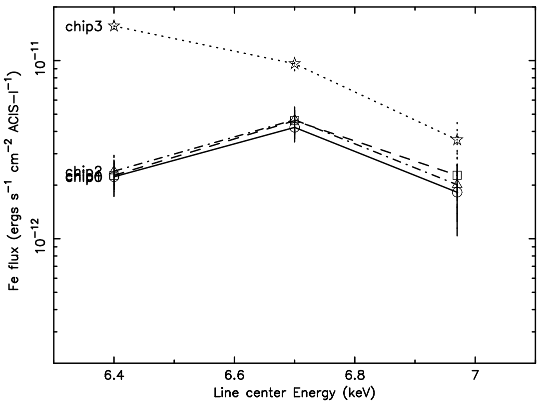


(c)6.7 keV と 6.97 keV との相関

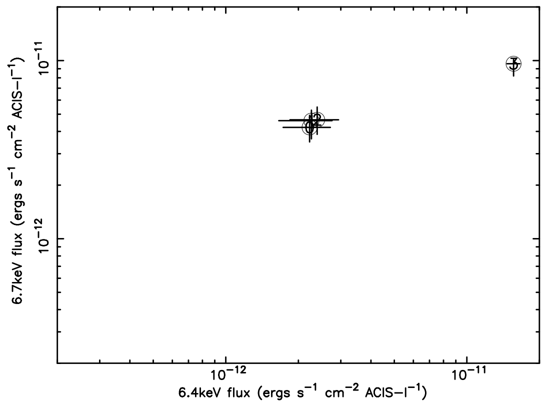


(d)6.4 keV と 6.97 keV との相関

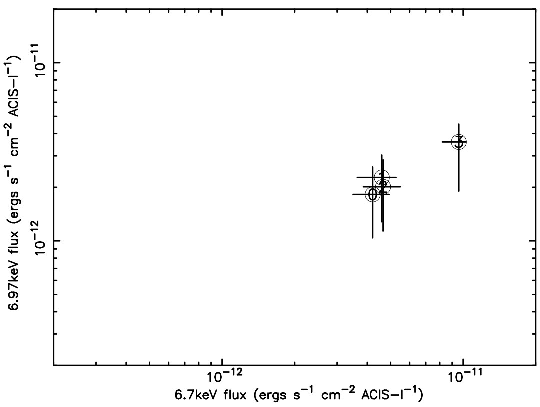
図 5.15: Radio Arc 領域の鉄輝線等価幅の分布と相関
番号は chip-ID を示す。エラーは 1σ。



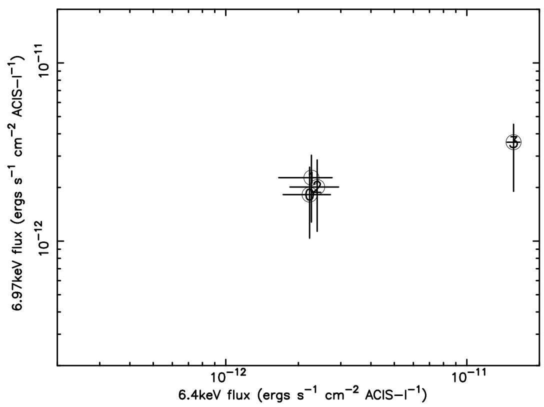
(a) 鉄輝線フラックスの分布



(b)6.4 keV と 6.7 keV との相関



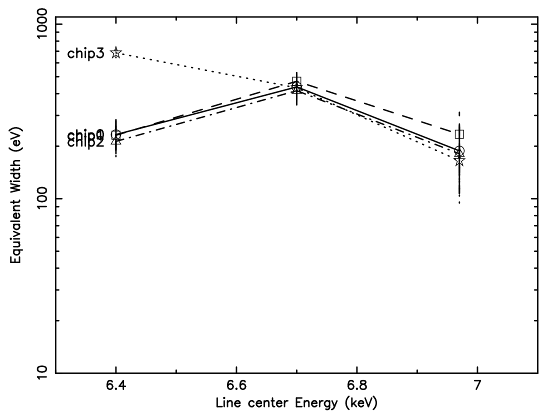
(c)6.7 keV と 6.97 keV との相関



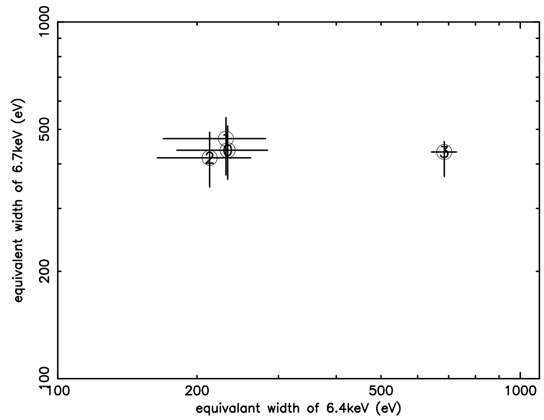
(d)6.4 keV と 6.97 keV との相関

図 5.16: Sgr A 領域の鉄輝線フラックスの分布と相関

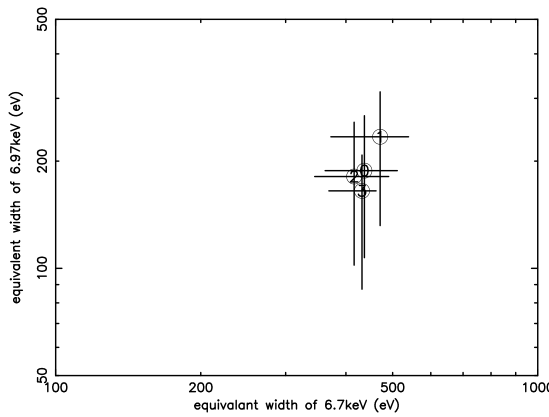
番号は chip-ID を示す。エラーは 1σ。



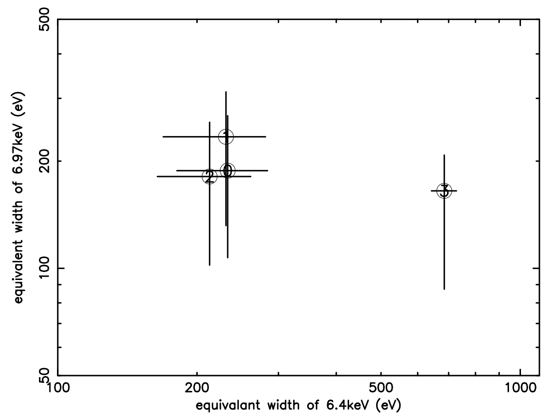
(a) 鉄輝線等価幅の分布



(b)6.4 keV と 6.7 keV との相関



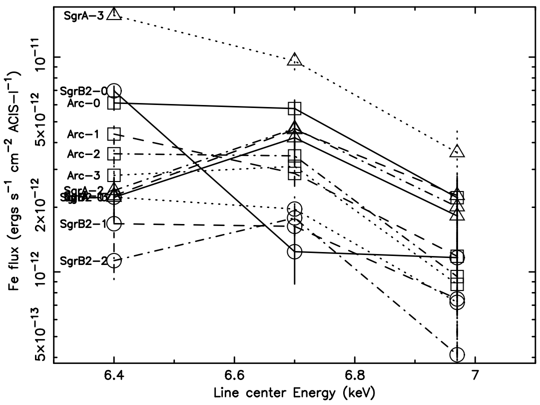
(c)6.7 keV と 6.97 keV との相関



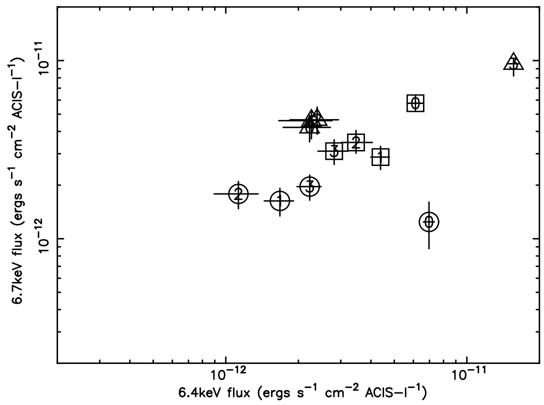
(d)6.4 keV と 6.97 keV との相関

図 5.17: Sgr A 領域の鉄輝線等価幅の分布と相関

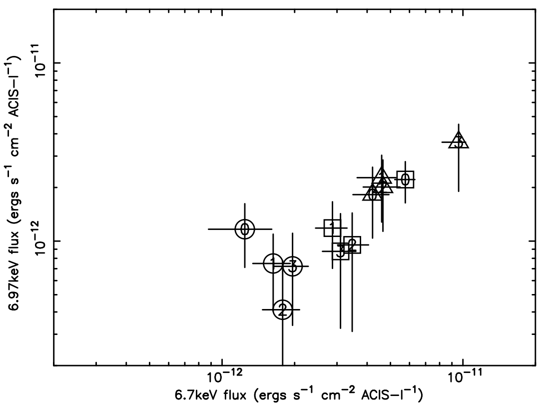
番号は chip-ID を示す。エラーは 1σ。



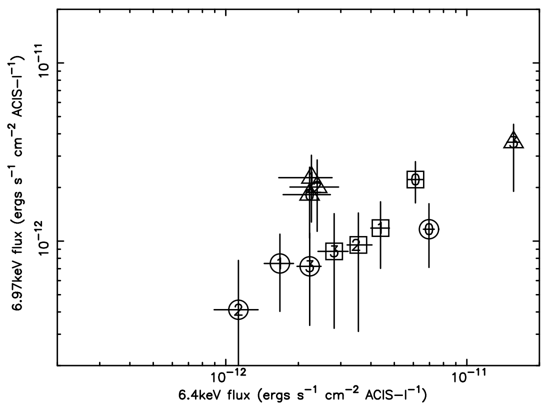
(a) 鉄輝線フラックスの分布



(b)6.4 keV と 6.7 keV との相関

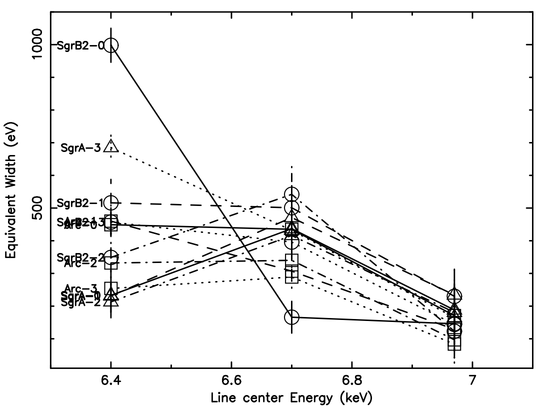


(c)6.7 keV と 6.97 keV との相関

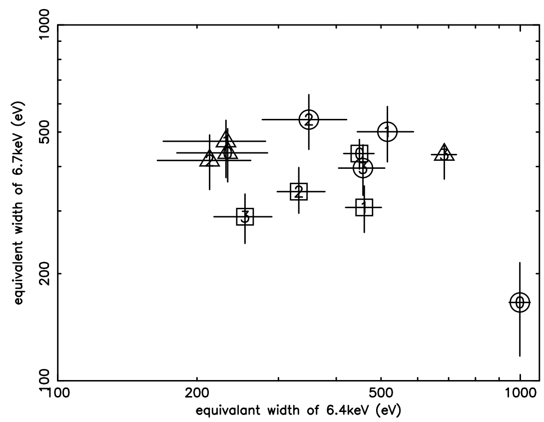


(d)6.4 keV と 6.97 keV との相関

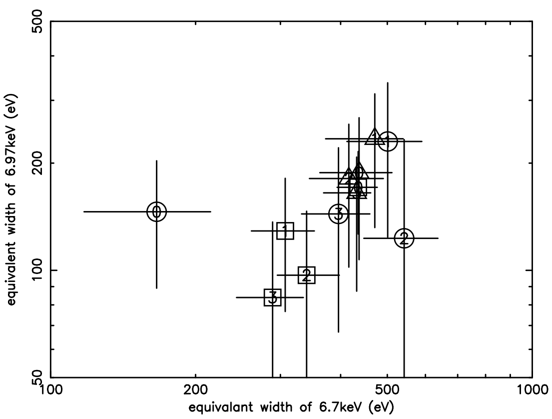
図 5.18: Sgr B2、 Radio Arc、 Sgr A 3 つ領域の鉄輝線フラックスの分布と相関 ○印は Sgr B2 領域、□印は Radio Arc 領域、△印は Sgr A 領域のデータを表す。番号は chip-ID。エラーは 1σ。



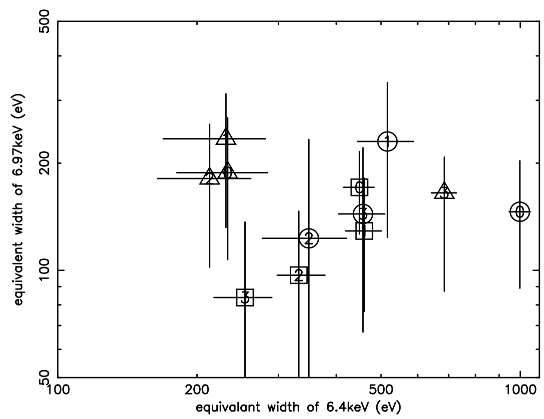
(a) 鉄輝線等価幅の分布



(b)6.4 keV と 6.7 keV との相関



(c)6.7 keV と 6.97 keV との相関



(d)6.4 keV と 6.97 keV との相関

図 5.19: Sgr B2、 Radio Arc、 Sgr A 3 つの領域の鉄輝線等価幅の分布と相関
○印は Sgr B2 領域、□印は Radio Arc 領域、△印は Sgr A 領域のデータを表す。番号は chip-ID。エラーは 1σ。

第 6 章

議論

6.1　銀河中心領域の X 線点源

6.1.1　diffuse X 線成分への点源の寄与

X 線点源と diffuse X 線とを空間的に分離し、スペクトル解析から diffuse X 線成分に対する X 線点源のフラックス比を見積もった結果、どの領域でも 7 $\times 10^{-15}$ ergs cm^{-2} s^{-1} の検出限界で高々 10% 程度しか寄与しないことが分かった。

また Sgr B2 領域の点源から求めた $\log N$–$\log S$ の結果から、検出された X 線点源の約 8 割は galactic source であることが明らかになった。

一方で Sgr B2 領域の観測における点源の検出限界である 7 $\times 10^{-15}$ ergs cm^{-2} s^{-1} は、ちょうど銀河中心付近に位置している天体に対しては L_X(2−10 keV)∼ 7 $\times 10^{31}$ erg s^{-1} のルミノシティーに相当する ($N_H = 10^{23}$ H cm^{-2}、 photon index=2 を仮定)。

これまで diffuseX 線放射の起源の説明するシナリオの一つとして、激変星 (Cataclysmic Valiables; CVs) からの放射の重ね合わせとする説がこれまで提唱されてきた [32]。 CVs の正体は白色わい星連星系であり、 10−40 keV におよぶ高温の連続成分と高階電離鉄イオンからの K_α 輝線を放射する [19]。このスペクトルは銀河中心の高温プラズマから得られるものと酷似している。 CV の典型的な X 線ルミノシティーは 10^{31}−10^{32} erg s^{-1}、これは「あすか」の検出限界より約 1 桁暗い値である。従ってこれまでの観測からは CV の重ね合わせという説は完全に棄却することは出来なかった。

しかし今回の「チャンドラ」の観測結果から、 7 $\times 10^{31}$ erg s^{-1} 以上の点源の重ね合わせでは diffuse X 線の 1 割程度にしか満たないことが分かった。また、図 5.7の $\log N$–$\log S$ 関係を外挿して $S = 1\times\ 10^{-15}$ ergs cm^{-2} s^{-1} (L_X =10^{31} ergs s^{-1} に相当) 以上の点源の寄与を見積もると diffuse X 線フラックスの ∼14% 程度となった。すなわちもし $\log N$–$\log S$ の冪が急激に変わることがなければ、「チャンドラ」で分解できていない暗い CV からの寄与を含めても diffuse X 線を説明するには到底足りないことが分かる。

さらに $\log N$–$\log S$ 関係の冪を、現在観測されている X 線源の中で最も暗い部類に属する褐色わい星のルミノシティー (10^{27} ergs s^{-1}[17]) に対応するフラックスまで外挿し、現在考えられ得る最も暗い X 線点源からの寄与を全て見積もってみたが、結果は diffuse X 線の 20−30% 程度にしかならない。この見積もりはあくまでも $\log N$–$\log S$ の冪が ~ 1 のままということを仮定した上の結果に過ぎず、実際には銀河中心付近における X 線帯域の光度関数はまだよく分かっていない。

6.1.2 点源からの鉄輝線

点源の足し合わせのスペクトルからは鉄輝線が見られる。輝線強度、ガウシアンの中心エネルギーは領域によって異なる。特に中心エネルギーに注目してみると、ほとんどの領域では 6.7 keV 付近にエネルギーが決まっている。すなわち He-likeK_α 輝線の放射が主であると考えられ、これらはおそらく CV からの放射の重ね合わせであると推測される。

一方で明らかに 6.7 keV より低いエネルギーの輝線が支配的になっている領域もある。Radio Arc chip3 (図 5.5(d)、表 5.3) や、 Sgr A chip2 (図 5.5(c)、表 5.5) では 6.4 keV の中性鉄の K_α 輝線が見られる。点源から出る中性鉄輝線としては、中心の X 線源によって照らされた周囲の高密度星間ガスからの蛍光が考えられる。

最近の「チャンドラ」の観測結果によると、実際に Sgr B2 分子雲の中の HII 領域に対応する場所に X 線点源が検出され、これらの天体は等価幅が 100 eV 以上の強い中性鉄の K_α 輝線を放射していることが明らかになった。 X 線点源は YSO(Young Stellar Object) と考えられ、鉄輝線は中心の YSO によって照らされた周囲の超高密度 (10^7–10^8 cm^{-3}) の星間ガスから蛍光として放射されていると考えられる [60]。

星間ガスの一様分布を仮定すると、蛍光鉄輝線の等価幅 ($E.W.$ [eV]) は星間物質の鉄の太陽近傍に対する組成比 (Z_{Fe})、水素柱密度を ($N_{\rm H}$) の関数として次のように書ける [18];

$$E.W. \sim 100 Z_{\rm Fe}(\frac{N_H}{10^{23}\ {\rm Hcm}^2})[{\rm eV}]$$

よって一般には極めて高密度 ($>10^7$ cm^{-3}) な分子雲中でない限り、 $\sim$100 eV もの等価幅を持つ 6.4 keV 鉄輝線を周囲の星間ガスからの蛍光のみで説明することは難しい。

6.2 高温プラズマ成分の温度決定

プラズマの輝線診断から、特に相関が見られた鉄の He-like K_α(6.7 keV) と H-like K_α(6.97 keV) は同じ高温プラズマ起源の輝線放射と考えられる。

プラズマの電離平衡を仮定すると、輝線の強度比からプラズマの温度を求めることが出来る [38]。図 6.1に He-like K_α と H-like K_α の輝線強度比のグラフに温度と輝線強度比の関係を重ねて描いたものを示す。 $10^{7.8}$ K (5.4 keV) – $10^{8.2}$ K (13.7 keV) の範囲に収まることが分かる。さらに、中性鉄 K_α(6.4 keV) と H-like K_α(6.97 keV) との相関関係から、中性鉄 K_β(7.06 keV) の洩れこみを補正したデータをプロットすると (図 6.1の星印) $10^{7.8}$ K (5.4 keV) – $10^{8.0}$ K (8.6 keV) の範囲に収まり、温度の一様性にさらに厳しい制限が付けられる。電離非平衡の可能性を考えると、この結果は高温プラズマ成分の温度の下限値を与えることになる。

また、中心 (Sgr A 領域) から周辺 (Sgr B2 領域) にかけて、輝線の強度比が変化している様子は見られない。この結果は、プラズマの温度が 100 pc のスケールで一定であることを示している。

もし高温プラズマの起源が過去の銀河中心核の激しい活動性によるものであるとすれば、断熱膨張によって中心から離れるほどプラズマの温度は下がるはずであり、温度の一様性を説明するのは難しい。

ただし以上の議論は電離平衡を仮定しており、プラズマが電離非平衡の場合は別の考察が必要となる。

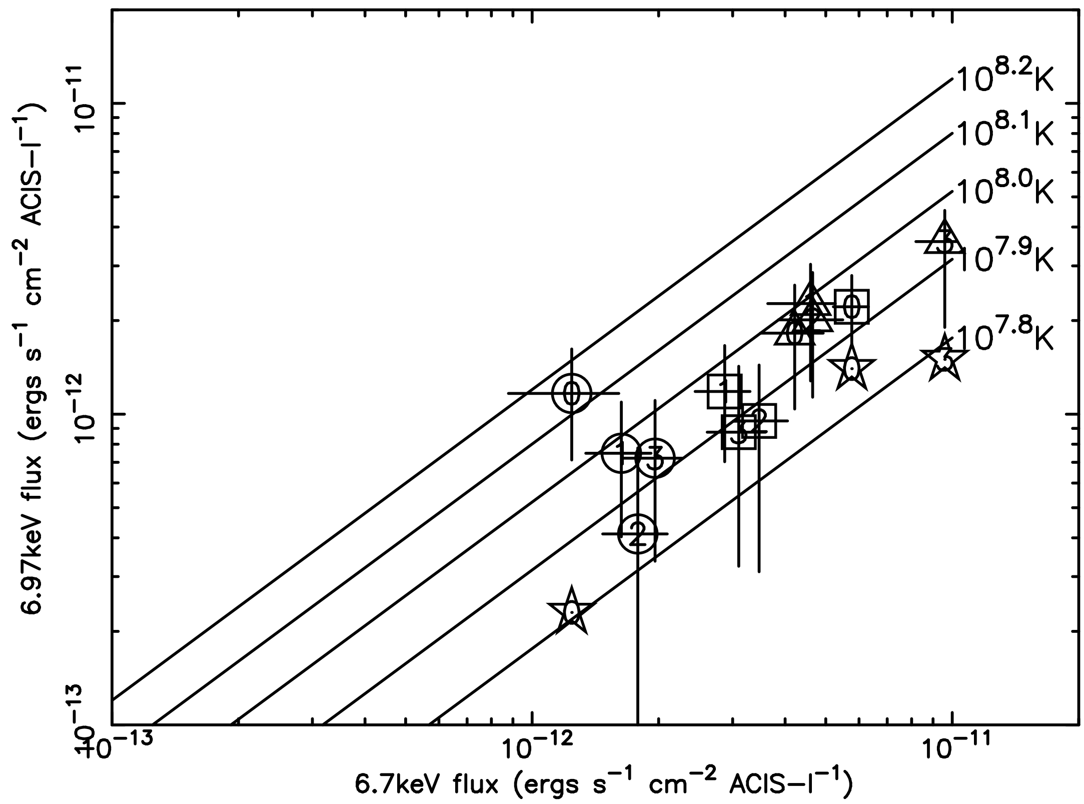


図 6.1: 鉄輝線強度比から求めた diffuse X 線成分の温度分布
○印は Sgr B2 領域、□印は Radio Arc 領域、△印は Sgr A 領域のデータを表す。番号は chip-ID。☆印は Sgr B2 chip0、 Radio Arc chio0、 Sgr A chip3 のデータについて 6.97 keV への 7.06 keV の洩れこみを補正した値を示している。エラーは 1σ。

6.3 diffuse X 線成分のクランプ状構造

6.3.1 若い超新星残骸

今回の観測で発見された G0.570−0.018 は、極めて若い超新星残骸である可能性が高いことが分かった。 Sgr B2 領域の G0.570−0.017 に加え、 Sgr A 領域では新たに 2 つの超新星残骸が現在見つかっている。 Sgr A complex の東側に隣接する Sgr A East (Maeda et al. 2001[33])、 Sgr A から約 4 分角南に位置する G359.92−0.09 (Murakami, H. in prep.) はいずれも $\sim 10^4$ 才の若い超新星残骸であることが分かっている。これら 3 つの超新星残骸はいずれも今回行なわれた 3 つの銀河中心領域の長時間観測 ($\geq$ 50 ksec) によって発見されたものである。これら 3 つの視野の総観測面積は 800 arcmin^2、 $1.8°\times\ 1.0°$ の範囲に拡がる高温プラズマが覆う面積の $\sim$ 16% に相当する。長時間観測が行なわれていない $\sim$ 84% の領域にも同じ割合で超新星爆発が起こっていたとすると $1.8°\times\ 1.0°$ の領域に 10000 才以下の超新星残骸は $\sim$ 20 個存在する計算になる。さらに超新星爆発の rate は一定であったと仮定すれば、過去 50000 年に銀河中心領域で起きた超新星爆発は $\sim$100 発程度という計算になる。すなわち現在観測された超新星残骸の個数からは高温プラズマの持つ総エネルギーの

$\sim 10\%$ 程度しか説明が出来ない。

一方で、 G0.570−0.018 の観測量から見積もられた ∼80 才という年齢は、高温プラズマの起源が超新星爆発起源ならば 50 年当たり 1 発の割合で超新星爆発が起こっている、というシナリオによく合致する。また、超新星爆発起源説の最大の問題点としてこれまで温度の問題があった。若い超新星残骸から放射される連続成分の温度は高いものでも ~ 2 keV 程度で、 10 keV という高温プラズマの温度を説明するのは困難であった。しかし今回発見された新たな超新星残骸の温度は ~ 6 keV (G0.570−0.018)、 ~ 11 keV (G359.92−0.09) と高い温度を持つ傾向が見られる。ただし、統計の不足から依然としてエラーが大きく、今後の詳細な観測が必要である。

最近の電波観測でも銀河中心領域における新たな超新星残骸の発見を示唆する報告がなされている。 $\sim 0.5''$、の殻状構造をもつ G359.87+0.18 (Yusef-Zadeh et al. 1998 [72]) は、∼10 才程度の極めて若い超新星残骸の可能性があるといわれている。また、 Radio Arc 付近に発見された ~ 5 pc の殻状構造は、 3×10^5 yr 以内に起こった多数回の超新星爆発が有力な原因と考えられている (Oka et al. 2001[49])。今後の観測によってさらに新しい超新星残骸が発見される可能性は大きい。

6.3.2 非熱的成分

今回の「チャンドラ」の観測によって、多くの non-thermal filament が特に Sgr A 領域から Radio Arc 領域の間にわたって発見された [25][4]。 non-thermal filament はいずれも輝線成分を持たず連続成分のみのスペクトルを示している。こうした filament 構造の存在は「チャンドラ」の空間分解能によって初めて分解されたものであり、 diffuse X 線スペクトルの連続成分にハードテイルのコンタミとして寄与している可能性がある。表 5.2、 5.4、 5.6に示すように、 diffuse X 線の連続成分を熱的な放射とみなしてフィッティングすると場所によっては 10 keV 以上の温度が出てしまうが、一方で、輝線診断から計算される温度はどの領域でも 5−8 keV 程度である (図 6.1)。もちろん電離非平衡の効果によって、輝線診断で計算した温度は実際の電子温度より低く出ている可能性もあるが、 non-thermal filament 成分からのハードテイルの寄与が連続成分の温度を高く見せている可能性も考えられる。高温プラズマの真の温度を決定するには、 1) 電離非平衡度を考慮した輝線診断、および 2) 非熱的成分のコンタミを取り除いた diffuse X 線の連続成分に対するフィッティングが必要である。

第 7 章

まとめ

米国 X 線天文衛星「チャンドラ」を用いて、銀河中心領域の 3 つの視野における長時間観測を行なった。主な成果は以下の通りであった。

1. 多くのクランプ状 X 線 diffuse 構造を新たに発見した。とくに鉄輝線で明るい G0.570−0.018 の詳細解析を行なったところ、 $\sim$ 80yr の極めて若い超新星残骸である可能性の高いことが分かった。 G0.570−0.018 の持つ 80 才という年齢や、 $\sim$ 6 keV という通常の超新星残骸よりも高い温度は、銀河中心高温プラズマが 50 年に 1 発の超新星爆発起源であるという説を支持する一方で、現在見つかっている超新星残骸の数では高温プラズマの総エネルギーの約 1 割程度しか説明できない、など依然として問題は多い。

2. 銀河中心領域からの X 線放射を X 線点源からの放射と diffuse 成分とに初めて分離した。 X 線点源の diffuse 成分に対するフラックスの寄与は約 10% 程度 (2−10 keV) であり、 diffuse 成分がほとんどの X 線フラックスを担っていることを明らかにした。この結果により、銀河中心高温プラズマが、 CV を初めとする 10^{31}–10^{32} erg s^{-1} の明るい X 線源の足し合わせである、という説を棄却した。

3. Sgr B2 領域で検出した 220 個の X 線点源について 7×10^{-15} ergs cm^{-2} s^{-1} の検出限界で $\log N$–$\log S$ 関係を作成した。銀河中心領域の点源分布には系外天体は 2 割程度しか寄与せず、 8 割が銀河系内に存在する天体であることが明らかになった。これは Galactic Redge と極めて対照的な結果である。

4. 点源を除去した diffuse 成分に対して鉄の輝線診断を行ない、 6.7 keV と 6.97 keV の強度比から高温プラズマの温度を決定した。電離平衡を仮定すると、 $10^{7.8}$ K (5.4 keV) − $10^{8.2}$ K (13.7 keV) の間に決まり、さらに補正を施すと $10^{7.8}$ K (5.4 keV) − $10^{8.0}$ K (8.6 keV) の範囲に収まることが分かった。また、場所による輝線強度比の違いは見られなかったことから、高温プラズマは $\sim$ 100 pc のスケールで一様な温度で分布していると考えられ、高温プラズマが銀河中心単一起源だと考えるのは難しい。ただし電離非平衡な状態にあるとすれば別の考察が必要である。

参考文献

[1] Anders, E. & Grevesse, N. 1989, Geochim. Cosmochim. Acta, 53, 197

[2] Baganoff, F. K. et al. 2001a, ApJ, submitted, (astro-ph/0102151)

[3] Baganoff, F. K. et al. 2001b, Nature, 413, 45

[4] Bamba, A., Koyama, K., Murakami, H., Senda, A., Takagi, S.& Yokogawa, J. 2002, in prep.

[5] Burke, B., E., Mountain, R., W., Daniels, P., J. & Dolat, V., S. 1994, IEEE, Trans. Nuc. Sci., 41, 375

[6] Burrows, D. N. et al. 2000, ApJ, 543, L149

[7] Borkowski, K., Lyerly, W., J. & Reymolds, S. 2001, ApJ, 548, 820

[8] Ebisawa, K., Maeda, Y., Kaneda, H. & Yamauchi, S. 2001, Science, 293, 163

[9] Eckart, A. & Genzel, R. 1996, Nature, 383, 415

[10] Eckart, A. & Genzel, R. 1997, Nature, 284, 576

[11] Genzel, R., Hollenbach, D. & Townes, C., H. 1994, Rep. Prog. Phys, 57, 217

[12] Genzel, R., Eckart, A., Ott, T. & Eisenhauer, 1997, Mon. Not. R. Astron. Soc., 291, 219

[13] Genzel, R. 1998, Nature, 391, 17

[14] Ghez, A., M., Klein, B., L., Morris, M. & Becklin, E., E. 1998, ApJ, 509, 678

[15] Giacconi, R. et al. 2001, ApJ, 551, 624

[16] Hayashida, N. et al. 1999, Astroparticle Physics, 303, 311

[17] Imanishi, K., Tsujimoto, M. & Koyama, K. 2001, ApJ, 563, 561

[18] Inoue, H. 1985, Space Sci. Rev., 40, 317

[19] Ishida, M. 1992, Ph.D. thesis, University of Tokyo

[20] Ito, H. 1979, PASJ, 31, 541

[21] Kawai, et al. 1988, ApJ, 330, 130

[22] Koyama, K. 1989, PASJ, 41, 665

[23] Koyama, K. 1992, Baifukan, New cosmos series, 2

[24] Koyama, K., Maeda, Y., Sonobe, T., Takeshima, T., Tanaka, Y., & Yamauchi, S. 1996, PASJ, 48, 249

[25] Koyama, K. 2001, ASP Conf. Ser. 251, in press (astro-ph/0108109)

[26] Lacy, J., H. & Achtermann, J., M. ApJ, 380, L71

[27] Lang, C., C., Morris, M. & Echevarria, L. 1998, ApJ., 526, 727

[28] Lilly, S., J., Cowie, L., L. & Gardner, J., P. 1991, ApJ, 369, 79

[29] Lindqvist, M., Sandqvist, A., Winnberg, A., Johansson, L., E., B. & Nyman, L., A., 1995, A&A Suppl., 113, 257

[30] Lis, D. C., & Carlstrom, J. E. 1994, ApJ, 424, 189

[31] 前田 良知, 修士論文 (京都大学 1995)

[32] 前田 良知, 博士論文 (京都大学 1998)

[33] Maeda, Y. et al. ApJ, in press (astro-ph/0102183)

[34] Masai, K. 1984, Ap&SS, 98, 367

[35] Masai, K. 1994, ApJ, 437, 770

[36] Mehlinger, M., Yusef-Zadeh, F., Palmer, P. & Goss, W. M. 1992, ApJ, 401, 168

[37] Mehlinger, M., Palmer, P., Goss, W. M. & Yusef-Zadeh, F. 1993, ApJ, 412, 384

[38] Mewe, R., Gronenschild, E. H. B. M. & van den Oord, G. H. J. 1985, A&A Suppl, 62, 197

[39] Morris, M. & Serabyn, E. Ann. Rev. Astron. Astrophys., 34, 645

[40] Morrison, R. & McCammon, D. 1983, ApJ, 270, 119

[41] 村上 弘志, 博士論文 (京都大学 2002)

[42] Murakami, H., Koyama, K., Sakano, M. & Tsujimoto, M. 2000, ApJ., 534, 283

[43] Murakami, H., Koyama, K., Tsujimoto, M., Maeda, Y. & Sakano, M. 2001, ApJ, 550, 297

[44] Murakami, H., Koyama, K. & Maeda, Y. 2001, ApJ, 558, 687

[45] Mushotzky, R., F., Cowie, L., L., Barger, A., J., & Arnaud, K., A. 2000, Nature, 404, 459

[46] Ohashi, T., Ebisawa, K., Fukazawa, Y., Hiyoshi, K., Horii, M., Ikebe, Y., Ikeda, H., Inoue, H. et al. 1996, PASJ, 48, 157

[47] Oka, T., Hasegawa, T., Sato, F., Tsuboi, M. & Miyazaki, A. 1998, ApJ Suppl., 118, 455

[48] Oka, T., Hasegawa, T., Hayashi, M., Handa, T. & Sakamoto, S. 1998, ApJ, 493, 730

[49] Oka, T., Hasegawa, T., Sato, F., Tsuboi, M. & Miyazaki, A. 2001, PASJ, 53, 779

[50] Ostriker, J. P., & McKee, C. F., 1988, Rev. Mod. Phys., 60, 1

[51] Raymond, J. C. & Smith, B., W. 1977, ApJ Suppl, 35, 419

[52] Ryter, C. E. 1996, Astrophys. and Space Sci., 236, 285

[53] 坂野 正明, 修士論文 (京都大学 1997)

[54] 坂野 正明, 博士論文 (京都大学 2000)

[55] Seiradakis, J. H., Reich, W., Weilebinski, R., Lasenby, A. N. & Yusef-Zadeh, F. 1989, A&AS, 81, 291

[56] Senda, A., Murakami, H. & Koyama, K. 2002, ApJ, in press (astro-ph/0110011)

[57] Serlemitsos, P. J., Jolota, L., Soong, Y., Kunieda, H., Tawara, H., Tsusaka, Y., Suzuki, H., Sakima, Y. et al. 1995, PASJ, 47, 105

[58] Skinner, G., K., et al. 1987, Nature, 330, 544

[59] Sunyaev, R., A., & Churazov, E. M. 1996, Astronomy Letters, 22, 648

[60] Takagi, S., Murakami, H. & Koyama, K. 2001, ApJ, submitted

[61] Tanaka, Y., Inoue, H. & Holt, S. S. 1994, PASJ, 46, L37

[62] Tanaka, Y., Koyama, K., Maeda, Y. & Sonobe, T. 2000, PASJ, 52, L25

[63] Terada, Y., et al. 1999, PASJ, 51, 39

[64] Townsley, L. K., Broos, P. S., Garmire, G. P. & Neusek, J. A. 2000, ApJ, 534, 139

[65] Tsuboi, M., Handa, T. & Ukita, N. ApJ Suppl., 120, 1

[66] Ueda, Y., et al. 1999, ApJ, 518, 656

[67] Yamauchi, S., Kawada, M., Koyama, K., Kunieda, H. & Tawara, Y. 1990, ApJ., 365, 532

[68] von Ballmoos, P., Dihel, R. & Schonfilder, V. 1987, ApJ, 318, 654

[69] Watson, M., G., Willingale, R., Grindlay, J., E. & Herts, P. ApJ, 250, 141

[70] Weisskopf, M. C., O'dell, S. L. & Speybroeck, L. P. 1996, Proc. SPIE, 2805, 2

[71] Yusef-Zadeh, F. & Morris, M. 1987, ApJ, 320, 545

[72] Yusef-Zadeh, F., Cotton, W., D. & Reynolds, S., P. 1998, ApJ, 498, L55

謝辞

多くの方々の御指導、御協力を得て、本修士論文をまとめることができました。ここに深く感謝したいと思います。

指導教官である小山勝二教授には、研究を進める上での指導、助言を頂いただけでなく、物の見方、宇宙物理学の面白さ、研究者としての姿勢に至るまで、本当にたくさんのことを学びました。
鶴助教授の鋭い物理的な視点や、率直なアドバイスは研究を進める上で大変参考になりました。また、そもそも私がX線天文学の研究を志そうと思ったのは、4回生になって間もない頃、鶴さんが話してくれたX線天文学の話に、わくわくするような強い魅力を感じたからに他なりません。

4回生の頃から特にお世話になっている村上弘志さんには、銀河中心の魅力を教えて頂いただけでなく、データの見方や解析の方法、論文の書き方に至るまで、研究のあらゆる面においてはかり知れない助力を頂きました。研究に煮詰まり、幾度となくくじけそうになりながらも、本論文をなんとか形にすることが出来たのは、最後まで暖かい目で見守って頂いた村上さんのおかげです。
またX線における銀河中心領域の研究のパイオニアである岩手大学の山内茂雄助教授には、解析に関する具体的なアドバイスをいくつか頂くことができました。同じく銀河中心領域の先駆者である前田良知さん、坂野正明さんには様々なテーマを与えて下さったり、また、京都に来訪された折には「チャンドラ」の解析結果について示唆に富んだアドバイスを頂くことが出来ました。同室の横川さんには、特に超新星残骸、パルサーの基本からソフトウェアの基本的な使い方に至るまで、こまごまとした私の質問にもきちんと答えて下さって、大変勉強になりました。プレゼンテーションの機会があるたびに目にするパルサーラッシュの右肩上がりの曲線には常に興奮させられました。同じく同室の辻本さんには、特に計算機について多くのことを教えて頂きました。また辻本さんの常にアグレッシブで前向きな研究姿勢は僕にとって学ぶべきところが大きかったです。今西さんには、特に研究が行き詰まったときなど、親身になって相談に乗って頂いたり、アドバイスを頂いたり、発想の乏しい私に様々なアイデアを提案して下さいました。馬場さんには、右も左も分らないM1の頃の私に、基本的な研究の進め方や、超新星残骸の理論などを教えて頂きました。また、Radio Arc領域のデータ解析にも協力して頂きました。河野さんにはやはり右も左も分らないM1の頃の私に、解析ソフトの使い方を1から丁寧に教えて頂きました。また計算機についても多くのことを教えて頂きました。同僚の植野君は、実験でうまくいくたびに、その興奮をいつも僕に伝えてくれて実験の内容を分かりやすく説明してくれました。いつも前向きに努力をしている植野君の研究姿勢にはいつも励まされる思いがしました。また、解析についての議論にもたびたび相手になってもらいました。高木君には、logN-logSのグラフ作成や、銀河中心の点源解析に協力してもらいました。また、忙しい中たびたび私の議論の相手になってもらいました。

ガンマ線・赤外線グループの方たちの話はX線以外の幅広い知識を得る上で、たいへん

参考になりました。谷森達教授、岩室史英さん、窪秀利さん、田沢雄二さんには、コロキウムを通じてX線とは異なる視点から御指導頂きました。特に谷森達教授は、未熟な私に、データの正しい見方、扱い方を教えて下さいました。

最後になりましたが、「あすか」、「チャンドラ」の製作、打ち上げ、運用、データ解析ソフトの開発等に関わったすべての方々に感謝します。

千田 篤史