

X線天文衛星「すざく」、および「*Chandra*」による  
銀河中心拡散X線の空間分布と  
中性鉄輝線天体のスペクトル解析

瀧川 庸二郎

京都大学院 理学研究科 物理学第二教室 宇宙線研究室

2007年1月31日



# 概要

我々の銀河中心 (GC) 領域は広がった X 線放射 (GCDX) で満たされている。そのスペクトルの特徴は、6.4 keV, 6.7 keV と 6.9 keV の中性、高階電離した鉄の  $K\alpha$  輝線である。Koyama et al. (2007c) は高階電離した鉄輝線は高温プラズマによること、power-law で表わされる非熱的成分が存在することも報告している。一方、6.4 keV 輝線は中性鉄が外部 X 線照射源に照らされて放射する、光電離が起源と考えられているが、高エネルギー粒子の衝突でも同様な議論ができ、起源は明らかになっていない。これら輝線に関する放射が GC 領域では絡み合い、それら起源が同じなのか、分解できていない X 線星がどれくらい寄与しているかはまだよくわかっていない。「すざく」は 2005 年に打ち上げられた日本で 5 番目の X 線天文衛星である。搭載する X 線 CCD カメラ (XIS) の特徴は、高いエネルギー分解能、低バックグラウンド、硬 X 線に対する大有効面積で、広がった天体の観測に向いている。本修士論文では GCDX の空間分布と中性鉄輝線天体のスペクトル解析の結果を報告する。

本研究の目的は、GCDX のスペクトルと強度分布を調べ、輝線とそれらに関する連続成分を分離することでその起源を探ることである。GC の 2 視野観測 (0.6 度  $\times$  0.3 度) を 32 分割し、各領域での輝線、連続成分の強度の相関を調べた。6.4 keV、6.7 keV 輝線単独では 5-10 keV バンドの連続成分の強度によい比例関係はない。一方、6.7 keV 輝線と 6.4 keV 輝線を 1 : 0.49 の割合で混合したものは連続成分と良い比例性を示すことを発見した。これから現象論的に、この領域の 6.7 keV : 6.4 keV 輝線強度に付随する連続成分強度は 2 : 1 に分割できる。これらの結果と Koyama et al. (2007) を用い、連続成分を希薄な高温プラズマ、X 線星の重ね合わせ、6.4 keV 輝線放射に付随する成分に分解した。

また GC 領域にある最も明るい中性鉄輝線天体のスペクトル解析を行った。この時最大のバックグラウンドとなるのは、GCDX である。上記結果を用いてこれを見積もると、この天体の 6.4 keV の等価幅は  $\sim 1$  keV となり、光電離であることを支持する。また、2002 年の Chandra のデータを用い、2002-2005 年の各輝線の時間変化を調べると、6.7 keV 輝線強度は一定であるのに対し、6.4 keV 輝線強度は有意に小さくなることがわかった。時間変動が見えた天体は数光年の大きさであり、これが数年の時間間隔で変動するには光速で情報を伝える必要がある。これらの特徴から、この天体は外部 X 線照射源による光電離が起源と考えられる。

# 目次

<b>第 1 章</b>	<b>概観及び観測目的</b>	<b>1</b>
1.1	我々の銀河中心	1
1.2	銀河中心拡散 X 線放射 (GCDX)	2
1.2.1	「てんま」、「ぎんが」と「あすか」衛星での観測	2
1.2.2	高階電離した Fe 輝線 (6.7 keV、6.97 keV 輝線) の起源	2
1.2.3	中性 Fe 輝線 (6.4 keV 輝線) の起源	5
<b>第 2 章</b>	<b>X 線天文衛星</b>	<b>7</b>
2.1	X 線天文衛星「すざく」	7
2.1.1	概観	7
2.1.2	X 線望遠鏡 XRT (X-Ray Telescope)	8
2.1.3	X 線 CCD カメラ XIS(X-ray Imaging Spectrometer)	12
2.1.4	硬 X 線検出器 HXD (Hard X-ray Detector)	16
2.2	X 線天文衛星「 <i>Chandra</i> 」	18
2.2.1	概観	18
2.2.2	X 線望遠鏡 HRMA (High Resolution Mirror Assembly)	19
2.2.3	X 線 CCD カメラ ACIS (Advanced CCD Imaging Spectrometer)	21
<b>第 3 章</b>	<b>観測記録</b>	<b>27</b>
3.1	「すざく」による銀河中心の観測と一次元データ処理	27
3.2	<i>Chandra</i> による銀河中心の観測と一次元データ処理	27
<b>第 4 章</b>	<b>銀河中心領域の解析およびその結果</b>	<b>29</b>
4.1	すざく XIS による銀河中心拡散 X 線の空間分布	29
4.1.1	銀河中心拡散 X 線のスペクトル、および空間分布	29
4.1.2	低温プラズマ (kT $\sim$ 1 keV) の寄与の評価	34
4.2	銀河中心近傍における拡がった放射の空間分布	34
4.3	すざく XIS による銀河中心近傍の中性鉄輝線天体のスペクトル	40
4.4	すざく XIS と <i>Chandra</i> ACIS による銀河中心近傍の中性鉄輝線天体の時間解析	43
<b>第 5 章</b>	<b>議論</b>	<b>49</b>
5.1	銀河中心拡散 X 線放射の混合比	49
5.2	高温プラズマの起源	50
5.3	6.4 keV 放射とクランプ構造の起源	51
<b>第 6 章</b>	<b>まとめ</b>	<b>53</b>

付 録 A	57
A.1 32 分割した GCDX のスペクトルとベストフィットパラメータ . . . . .	57
A.2 6.7 keV 輝線+6.4 keV 輝線と連続成分強度の相関関係 . . . . .	62

# 目次

1.1	赤外 (10 $\mu\text{m}$ ) から硬 X 線 (0.1 nm) までの星間物質による散乱・吸収反応断面積	1
1.2	銀河中心で観測される分子雲の空間分布	2
1.3	「あすか」でみた銀河中心からのスペクトルと 6.4 keV バンドイメージ	3
1.4	銀河中心で観測される点源	4
1.5	<i>Chandra</i> で観測された点源のスペクトル	4
1.6	GC のスペクトル (5-10 keV)	4
1.7	「すざく」による 6.7 keV 輝線強度と <i>Chandra</i> による点源の 4-7 keV での強度の分布の違い	4
1.8	Sgr B2 の X 線スペクトル	5
1.9	Sgr B2 の X 線 (グレースケール) と分子雲 (コントラスト) のイメージ	5
1.10	Sgr B2 の 6.4 keV 輝線のイメージ	6
2.1	「すざく」概観図	7
2.2	「すざく」の軌道	8
2.3	XRT 外観	8
2.4	Wolter I 型光学系	9
2.5	正規の斜入射光路と非正規の入射光路	9
2.6	プレコリメータ外観	10
2.7	シミュレーションによる視野中心から 20 分離れた点源の迷光イメージ (プレコリメータ無しとプレコリメータ有り)。	10
2.8	「すざく」で観測した点源 (SS Cyg) のイメージ。Point spread function。Encircled energy function。	11
2.9	カニ星雲を用いて実測した XRT の vignetting 曲線	11
2.10	XIS 外観	12
2.11	表面照射型 (FI) X 線 CCD による X 線の検出原理	13
2.12	XIS の読みだしシステム。	14
2.13	電荷転送非効率	14
2.14	「すざく」の NXB のスペクトル。	15
2.15	HXD 外観と HXD の構造	16
2.16	<i>Chandra</i> 外観	18
2.17	HRMA の構造	19
2.18	On-Axis における HRMA の有効面積	20
2.19	HRMA の vignetting 曲線	21
2.20	ACIS Focal plane の外観	22
2.21	ACIS Focal plane の構造	22
2.22	半径とその半径における Encircled energy との関係	24

2.23	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。	24
2.24	ACIS エネルギー分解能の入射エネルギー依存性 (地上実験)	25
2.25	CTI 補正を行う前と行った後の ACIS エネルギー分解能の位置依存性	25
2.26	バックグラウンドのスペクトル	26
4.1	field 1 と 2 の Narrow band image	30
4.2	field 1 と 2 のスペクトル	32
4.3	field 1 と 2 の 1.9–11.5 keV のスペクトル	32
4.4	region 1 と 2 のスペクトル	36
4.5	5–10 keV 連続成分強度と 6.4 keV 輝線強度、6.7 keV 輝線強度の相関	38
4.6	$\chi^2$ 分布。	39
4.7	6.7 keV + 0.49×6.4 keV 輝線強度と 5–10 keV 連続成分強度の相関	39
4.8	$E_{6.4}$ と $E_{6.7}$ の相関	40
4.9	$\Gamma$ と $F_{6.4}/F_{6.7}$ の相関	40
4.10	source 1, 2 と background スペクトル	41
4.11	source 1 と 2 のスペクトル	43
4.12	2002 年 <i>Chandra</i> の 6–7 keV バンドのイメージと 2005 年すざくの 6.4 keV Narrow band Image	44
4.13	2005 年「すざく」の 5–8 keV のフィット結果	46
4.14	2002 年 <i>Chandra</i> の 5–8 keV のフィット結果	46
4.15	強度の時間変動	48
5.1	6.7 keV 輝線と 6.9 keV 輝線強度の相関	50
5.2	6.97 keV 輝線に対する 6.7 keV 輝線強度比とプラズマの電離温度の関係。	50
5.3	連続成分強度 $L_{5-10}$ の成分分解	51
A.1	XIS を 16 分割した時の各領域に対する ID	57
A.2	16 分割したスペクトル時の各スペクトル (1)	58
A.3	16 分割したスペクトル時の各スペクトル (2)	59
A.4	16 分割したスペクトル時の各スペクトル (3)	60
A.5	6.7 keV+ 定数 ×6.4 keV 輝線強度と 5–10 keV 連続成分強度の相関 (1)	62
A.6	6.7 keV+ 定数 ×6.4 keV 輝線強度と 5–10 keV 連続成分強度の相関 (2)	63

# 表 目 次

2.1	「すざく」 XRT の性能 . . . . .	11
2.2	HXD の性能 . . . . .	17
2.3	ACIS の基本的性能 . . . . .	23
3.1	「すざく」による銀河中心の観測記録 . . . . .	27
3.2	<i>Chandra</i> による銀河中心の観測記録 . . . . .	28
4.1	field 1 と 2 のベストフィットパラメータ . . . . .	33
4.2	field 1 と 2 の 1.9–11.5 keV のフィッティング結果 . . . . .	35
4.3	region 1 と 2 のベストフィットパラメータ . . . . .	37
4.4	source 1, 2 と background のベストフィットパラメータ . . . . .	42
4.5	バックグラウンドモデルを用いた source 1 と 2 のベストフィットパラメータ . . . . .	44
4.6	「すざく」と <i>Chandra</i> の 5–8 keV バンドのベストフィットパラメータ . . . . .	47
A.1	field 1 と 2 を現象論的にフィットした時のベストフィットパラメーター (1) . . . . .	61
A.2	定数とそのデータを直線フィットした時の $\chi^2$ の値。 . . . . .	62





# 第1章 概観及び観測目的

## 1.1 我々の銀河中心

我々の銀河(天の川銀河)の中心(Galactic center: GC)は地球から最も近い( $\sim 8$  kpc)距離にある渦状銀河の中心である。それゆえ他の銀河中心でも起こっているだろう多様な活動現象を詳細に観測できる最高のサンプルである。しかし、銀河面円盤の星間ガス、塵の影響でGC領域で発せられた光は星間吸収を強く受ける(Ryter 1996)。このため星間吸収の少ない電波、赤外線、X、 $\gamma$ 線等が主な観測手段となる。

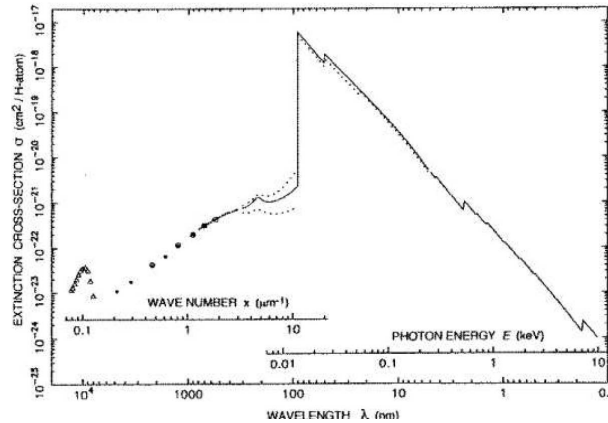


図 1.1: 赤外( $10 \mu\text{m}$ )から硬X線( $0.1 \text{ nm}$ )までの星間物質による散乱・吸収反応断面積

赤外線の観測では星の固有運動を調べることで、GCには巨大ブラックホール Sgr A\*が存在し、その質量は  $3.7 \times 10^6 M_{\odot}$  になることが明らかとなった(Ghez et al. 2005)。

電波の連続波では強磁場フィラメントやシェル構造などが観測されている。銀経 $\sim 0.3^{\circ}$ ほど離れたところには銀河面を垂直に横切る峰があり、Radio Arcと呼ばれている。そこでは磁場( $\sim 1 \text{ mG}$ )と高エネルギー電子によるシンクロトロン放射が観測されている。Sgr A 領域には Sgr A East と呼ばれるシェル状の超新星残骸(SNR)が存在し、X線ではシェル内部を満たすように放射が観測され、波長により構造が異なる Mixed Morphology SNR と呼ばれている。CO 分子輝線の観測では銀河面に沿って巨大な分子雲が見つけれられている(図 1.2, Oka et al. 1998)。銀径およそ  $0.6^{\circ}$  位置する Sgr B2 領域には超巨大分子雲( $6 \times 10^6 M_{\odot}$ )が存在し、この領域は現在も星形成が活発な領域である。

特に高エネルギー現象が見られるのはX、 $\gamma$ 線である。X線では、超新星残骸(SNR)、X線連星、若い星団、巨大ブラックホールなどが観測されている。TeV $\gamma$ 線放射は初めてSgr A 領域から検出され(Tsutiya et al. 2004)、銀河中心の巨大分子雲上に広がった放射が観測された等、超高エネルギー粒子( $>10^{11} \text{ eV}$ )の存在が明らかにされた(Aharonian et al. 2006)。

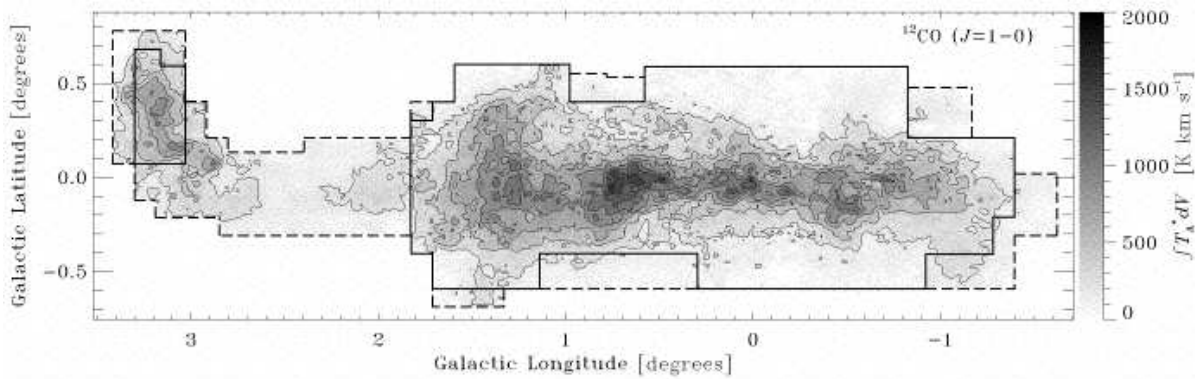


図 1.2: 銀河中心で観測される分子雲空間分布

## 1.2 銀河中心拡散 X 線放射 (GCDX)

### 1.2.1 「てんま」、「ぎんが」と「あすか」衛星での観測

X 線で見られる GC 領域の最も特徴的な構造は「てんま」によって発見された  $\sim 6.7$  keV 輝線放射である。「ぎんが」によってこの高階電離した Fe からの輝線は、銀河中心に強いピークを持ち、銀径  $\times$  銀緯でおよそ  $2^\circ \times 1^\circ$  にひろがることがわかった。そのスペクトルは  $kT \sim 10$  keV ( $\sim 10^8$  K) の高温プラズマからの放射で説明され、ここから熱的なエネルギーが  $10^{53-54}$  erg と見積もられる。このような超高温プラズマは重力では束縛しきれず、冷却時間 ( $\sim 10^9$  年) よりも早く、力学的なタイムスケール ( $\sim 10^5$  年) で系外へと散逸してしまう。このエネルギーを超新星で供給しようとする、100-1000 個/10 万年が必要となる (Koyama et al. 1989, Yamauchi et al. 1990)。

「あすか」では 6.7 keV 付近の輝線を 3 本の鉄輝線に分離した。6.4, 6.7, 6.9 keV にエネルギー中心値を持つ FeI  $K\alpha$ 、FeXXV  $K\alpha$ 、FeXXVI  $K\alpha$  輝線である。さらに、5 keV 以下の低エネルギー側には Si, S, Ar, Ca の高階電離輝線も検出し、GCDX は多温度のプラズマであることが示唆された (Koyama et al. 1996, Tanaka et al. 2000)。

6.4 keV 輝線の分布を見てみると Sgr B2 領域や Radio Arc の周辺にある巨大分子雲上からクランプ状の構造が発見された。中性鉄輝線天体の発見である。これに対して、構造がなくもっと広く分布する成分も存在している (Koyama et al. 1996)。図 1.3 は「あすか」で見た GC 領域のスペクトルと 6.4 keV 輝線イメージである。

### 1.2.2 高階電離した Fe 輝線 (6.7 keV、6.97 keV 輝線) の起源

高温プラズマによるエネルギーはあまりにも莫大になるため、荷電交換説が唱えられた (Tanaka et al. 1999)。これは、銀河系内に飛び交う裸の Fe 原子核が中性ガスから電子を捕獲し、FeXXVI  $K\alpha$ 、FeXXV  $K\alpha$  となることで高階電離した Fe からの放射を説明する説である。しかし、すぎくにより Fe 輝線の詳細な解析が行われ、FeXXV  $K\alpha$  のエネルギー中心値は  $6680 \pm 1$  eV と決められ、荷電交換で期待されるエネルギー  $6666 \pm 5$  eV よりも衝突電離平衡プラズマで期待されるエネルギー  $6680 - 6685$  eV に近いことなどから Fe の高階電離輝線は高温プラズマによることを観測的に明らかにした。さらに、FeXXV  $K\alpha$ 、FeXXVI  $K\alpha$ 、FeXXV  $K\beta$  輝線の強度比を比較する事でそのプラズマの温度は 5-7 keV とわかり、プラズマの温度を正確に見積もることで非熱的成分の存在も明らかにした (図 1.2.2, Koyama et al. 2007c)。

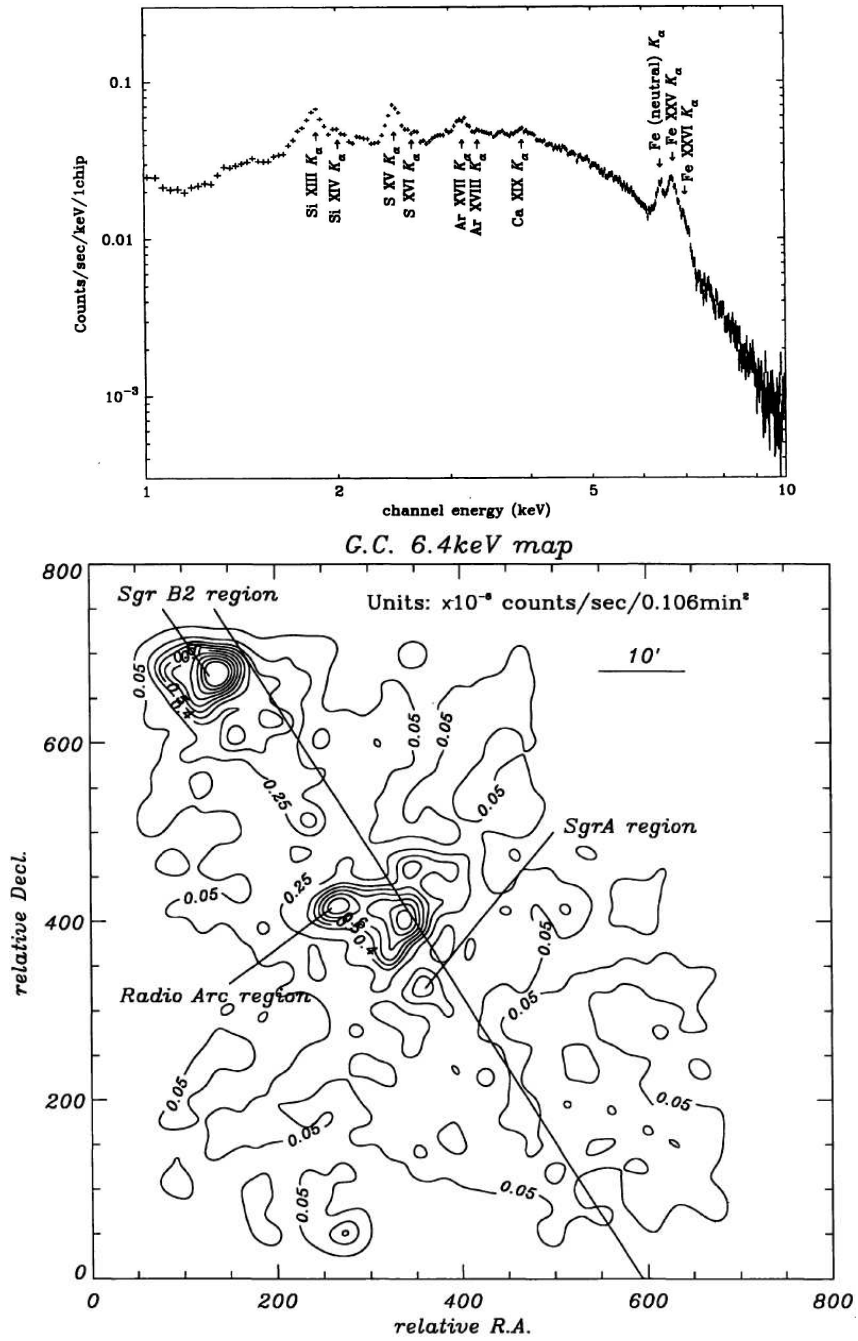


図 1.3: 「あすか」でみた銀河中心からのスペクトル (上) と 6.4 keV バンドイメージ (下)

後に残った解決すべきことは、高温プラズマは真に広がった放射か、分解できていない X 線星 (点源) の重ね合わせであるかである。空間分解能が 0.5 秒と優れた衛星 *Chandra* により、Sgr A\* 中心  $17' \times 17'$  の領域で 590 ksec の深い観測が行われた。その結果、(2–8 keV で  $3 \times 10^{-15}$  ergs cm $^{-2}$  s $^{-1}$  以上の光度を持つもので) 2357 個もの点源が見つかった。しかし点源の広がった放射に対する寄与は  $\sim 10\%$  でしかなかった (Muno et al. 2004b)。

Koyama et al. (2007c) では GC 領域、 $0.6^\circ \times 0.3^\circ$  で高階電離した 6.7 keV 輝線と点源の強度分布を調べた。Sgr A\* を中心に、輝線強度は空間的に非対称でなだらかに減少するのに対し、X 線星 (点源) の強度は対称的に、急激に減少する事を示した。その分布の違いから 6.7 keV 輝線放射の大部分は真に広がった放射であると主張した。



図 1.4: 銀河中心で観測される点源。中心に広がる天体は SNR である Sgr A East。小さな点一つ一つが X 線星を示す。

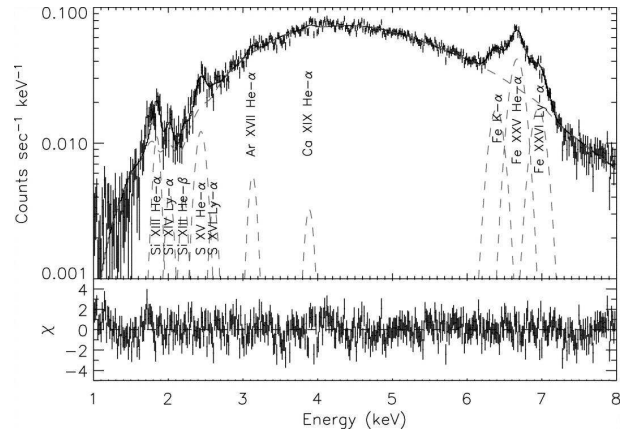


図 1.5: *Chandra* で観測された点源のスペクトル。硬い冪  $\sim 0.9$  を持つ

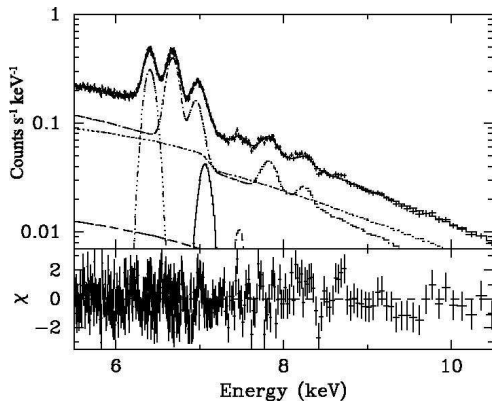


図 1.6: GC のスペクトル (5–10 keV)。6.4, 7.1, 7.5 keV あたりに中性の輝線があり、6.7, 6.9 keV に強い放射を持つ高温プラズマと非熱的放射でよく表される。

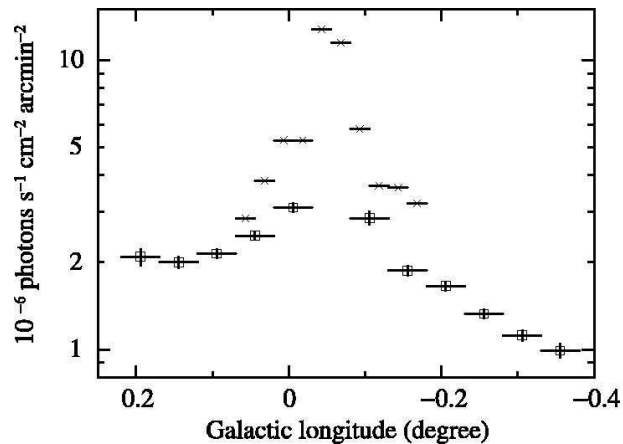


図 1.7: 「すざく」による 6.7 keV 輝線強度 6.9 keV に強い放射を持つ高温プラズマと非熱的放射でよく表される。図 1.7: 「すざく」による 6.7 keV 輝線強度 6.9 keV に強い放射を持つ高温プラズマと非熱的放射でよく表される。四角) と *Chandra* による点源の 4–7 keV バンドでの強度 (十字) の分布の違い

一方、Revnivtsev らは 3–20 keV の X 線強度と星から出る  $3.5\mu\text{m}$  近赤外線放射の相

関を調べる事で、それらの分布の間に非常に良い相関を示した。さらに、Sgr A\*から銀径負の方向に  $2' - 4'$  離れた領域での観測と  $\log N - \log S$  関係を用いたシミュレーションを行った結果、点源 (2–10 keV バンドで光度  $> 10^{31}$  erg  $s^{-1}$ ) の広がった放射に対する割合は少なくとも 40%あるとした。さらに太陽系近傍の X 線星の光度関数と比較し、光度  $< 10^{31}$  erg  $s^{-1}$  の点源まで観測すれば広がった放射の 100%を点源で説明できる可能性も示した (Revnivtsev et al. 2006, 2007)。

このように高温プラズマからの 6.7 keV 輝線放射の起源については、(大部分が) 真に広がった放射か、全て点源であるのかは現在議論中である。

### 1.2.3 中性 Fe 輝線 (6.4 keV 輝線) の起源

6.4 keV 放射の起源については現在主に 2つの説がある。6.4 keV 輝線を出すために、中性 Fe 原子を高エネルギー光子または、電子で衝突するかである。観測されるスペクトルは、光子起源の場合、Fe 原子の光電離で 6.4 keV の特性 X 線を出し、H 原子などのトムソン散乱による連続成分が観測される。一方、電子起源は Fe 原子の衝突電離による特性 X 線、制動放射による連続成分である。そのスペクトルの一番の違いは 6.4 keV 輝線の等価幅である。ターゲットの元素組成比が太陽組成である場合、光電離と衝突電離でそれぞれおよそ、1 keV、0.3 keV (Tatischeff et al. 2003) となる。

「あすか」で観測された Sgr B2 のスペクトルの特徴は、強い 6.4 keV 輝線の等価幅 (2 keV) と Fe の深い吸収端 (7.1 keV) を持つことである。これから、分子雲が外部照射源により照らされ光電離し輝線を放射する、X 線反射星雲モデル (XRN モデル) が提唱された。さらにこの輝線強度を十分説明しうる照射源は GC 領域に存在せず、Sgr A\*が過去、現在より  $10^6$  倍明るく、その頃に照射された X 線が現在反射されて観測されていると考えられた (Murakami et al. 2000)。Chandra の追観測からは Sgr B2 の XRN は、分子雲上で GC 方向に X 線で凸型をし、GC 方向から照射されていることがわかった (Murakami et al. 2001b)。さらに、Sgr A\*に対して Sgr B2 の反対側に位置する Sgr C 分子雲上からも  $\sim 1$  keV の強い 6.4 keV の等価幅と GC 方向の X 線の強度ピークがずれを発見した (Murakami et al. 2001a)。これら観測結果は、照射源として Sgr A\*が過去明るかったことを支持する。

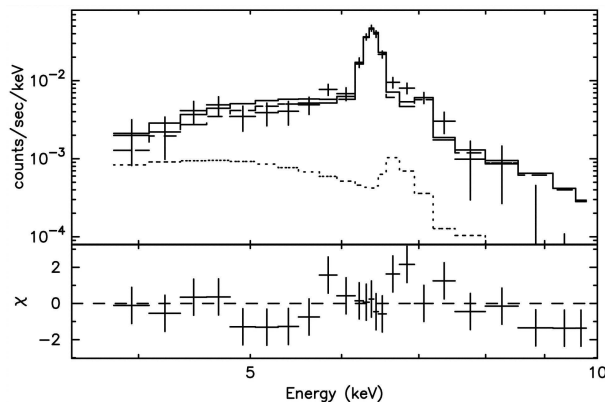


図 1.8: Sgr B2 の X 線スペクトル

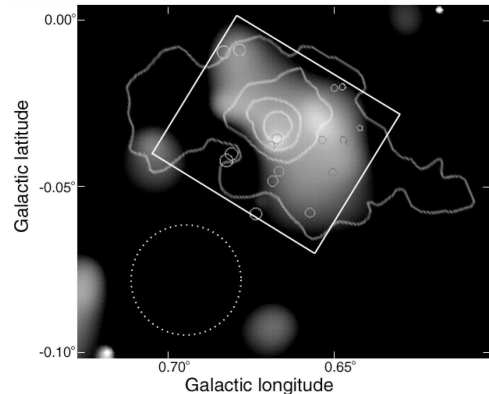


図 1.9: Sgr B2 の X 線 (グレースケール) と分子雲 (コントア) のイメージ

最近の研究では、Sgr B2 は 1994–2005 年にかけて 6.4 keV 輝線強度が弱くなっている

ことを発見した (Koyama et al. 2008、Imui et al. 2008)。また *Chandra* による Radio Arc と Sgr A\* の間にある分子雲の観測でも 2002 年から 2004, 5 年で中性鉄輝線天体の形状と強度が変化していることも報告している (Muno et al. 2007)。これらは分子雲中で情報が光速で伝わった直接的な証拠である。

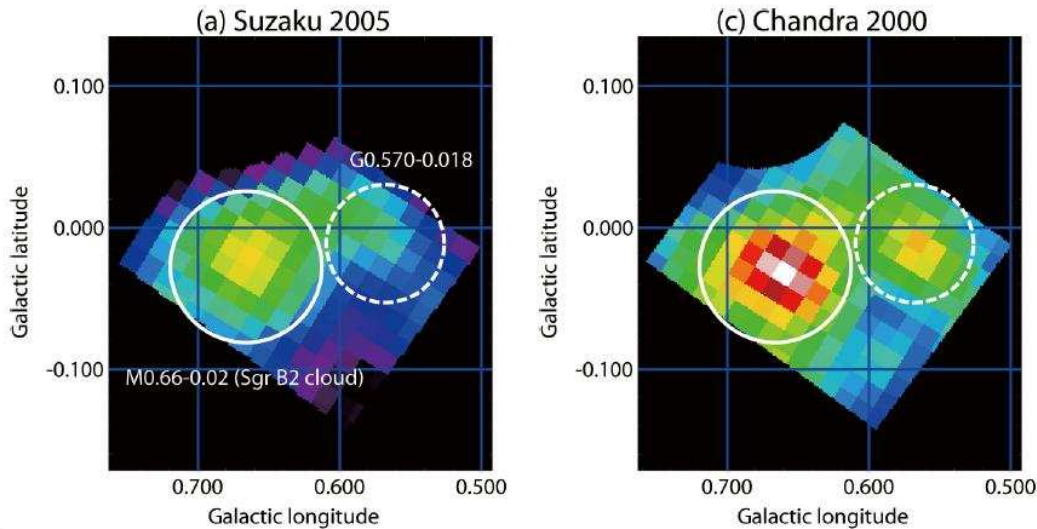


図 1.10: Sgr B2 の 6.4 keV 輝線イメージ。左:「すざく」2005 年の観測。右: *Chandra* の 2000 年の観測。実線、点線の丸で囲まれた領域が 2000 年から 2005 年の観測にかけて暗くなっていることがわかる。イメージ上で色が白い方が放射強度が強いことを表す

一方電子起源の衝突源は、GC 領域から X 線で非熱的フィラメント構造が観測されており、衝突源となる高エネルギー電子の存在はすでに見つかっている。

Yusef-Zadeh et al.(2002) では Radio Arc 領域のクランプ構造についてよく研究されている。Radio Arc の非熱的電波フィラメントの側には一般的な温度よりも高い ( $>70$  K) 分子雲が観測されている。これは、非熱的電波フィラメントと分子雲との相互作用の結果を示唆し (Oka et al. 2001)、分子雲上には 6.4 keV 放射が観測されている。観測されたスペクトルは、分子雲中の Fe の組成比が太陽組成の 2 倍であれば電子起源で期待されるもので説明でき、さらに、この 6.4 keV 放射は分子雲上で Sgr A\* とは反対方向にピークを持つことより Sgr A\* が照射源であることと矛盾すると主張した。

## 第2章 X線天文衛星

### 2.1 X線天文衛星「すざく」

#### 2.1.1 概観

「すざく」(ASTRO-E2)は「はくちょう」「てんま」「ぎんが」「あすか」に続く、日本の5番目のX線天文衛星である(図2.1)。2005年7月10日にJAXAのM-V-6号によって打ち上げられた。全長6.5m(軌道上で鏡筒展開後)、幅5.4m(太陽パネル展開後)、重量1680kgで日本の科学衛星としてはこれまでにない大型衛星である。モーメントムホイールアセンブリと磁気トルカによって、太陽電池パネルが太陽から30度以内の方向を常に向くように姿勢を制御されている。観測機器は太陽電池パネルの軸に垂直に向けられているので、観測可能な範囲は太陽から60～120度の角度範囲に限定される。

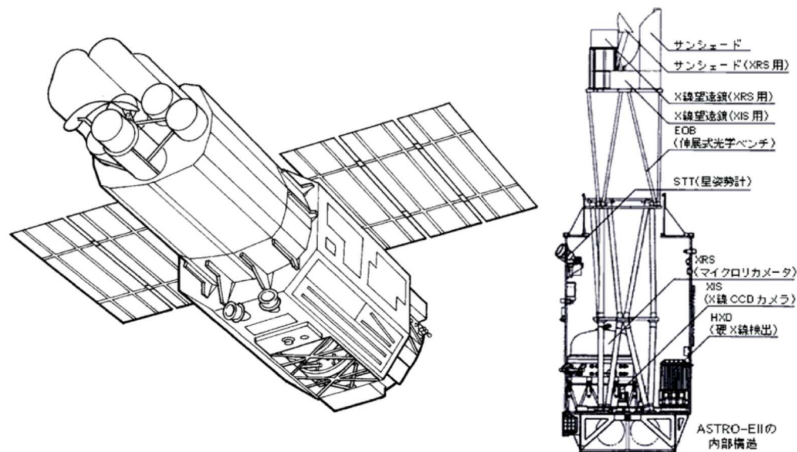


図 2.1: 「すざく」概観図。左: 下から見上げた鏡筒展開後の「すざく」。右: 側面から見た「すざく」の内部構造と各検出器の位置。

「すざく」の軌道は高度約550km、軌道傾斜角31度、軌道周期96分の略円軌道である(図2.2)。1日に地球を15周するが、地上局(鹿児島・内之浦)と通信できるのはそのうち5回の約10分間だけであり、その10分間のうちに観測データの地上転送、コマンドの送信等が行われる。欧米のX線天文衛星ChandraやXMM-Newtonの高高度楕円軌道に比べると、「すざく」の低高度略円軌道は、バックグラウンドが低く時間的に安定しているという利点がある。一方で、殆どの天体が軌道周期の約1/3の間地没してしまい、観測効率はあまり良くない。

「すざく」はX線反射望遠鏡XRTを5台備え、その焦点面検出器として4台のX線CCDカメラXISと1台の高精度X線分光装置XRSが置かれている。また、これらに加



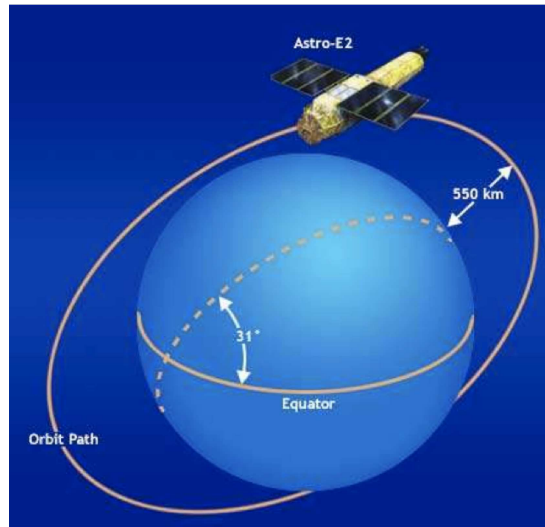


図 2.2: 「すざく」の軌道。高度約 550km、軌道傾斜角 31 度、軌道周期 96 分の略円軌道である。

え、硬 X 線検出器 HXD が 1 台搭載されている。「すざく」は一つの天体をこれら 6 台の検出器で同時に観測し、0.2~数百 keV に渡る広帯域 X 線スペクトルを取得することができる。XRS は 2005 年 8 月 8 日、冷媒である液体ヘリウムが全て気化してしまい、以後の観測に使用することができなくなった。以下、XRS を除く XRT、XIS、HXD について述べる。

### 2.1.2 X 線望遠鏡 XRT (X-Ray Telescope)

「すざく」搭載の XRT(図 2.3) は「あすか」搭載の X 線望遠鏡を改良した薄板多重 X 線望遠鏡 5 台からなり、焦点に XIS を置くもの (XRT-I) が 4 台、XRS を置くもの (XRT-S) が 1 台ある。



図 2.3: XRT 外観

X線に対する物質の屈折率は、1よりも小さいために屈折レンズで集光することはできない。そこでX線望遠鏡は斜入射角が十分小さければ(0.5–1.0度)X線が全反射することを利用して集光を行う。XRTはアルミ薄板にレプリカ法で鏡面を形成した極薄のレプリカミラーを光軸光に対する開口効率を最大にするように多数配置した構造を持つ。光学系としては回転双曲面と回転放物面からなる Wolter I型を円錐2段で近似して用いている(図2.4)。

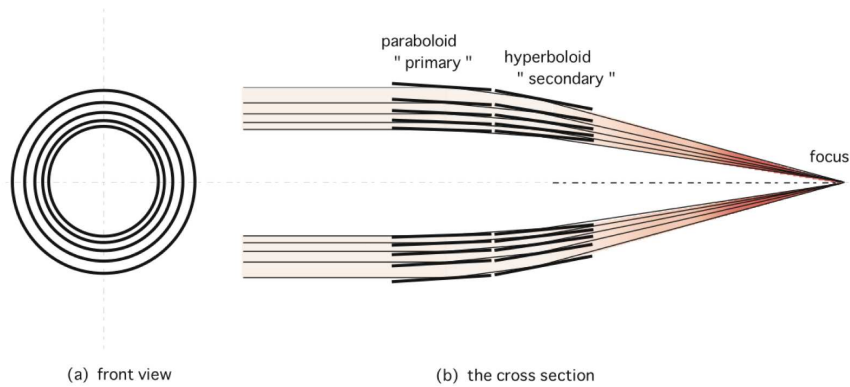


図 2.4: Wolter I型光学系

薄板多重型X線望遠鏡は、*Chandra*のX線望遠鏡HRMAのような基板を直接研磨する方式に比べ結像性能では劣るが、小型軽量でかつ開口率が高い、という特徴を持つ。XRTは特に $>11$  keVの硬X線領域で現行の*XMM-Newton*や*Chandra*を凌ぐ有効面積を有する。しかし一方で、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や、視野中心から $\sim 20' - 70'$ 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(図2.5)などの問題点がある。

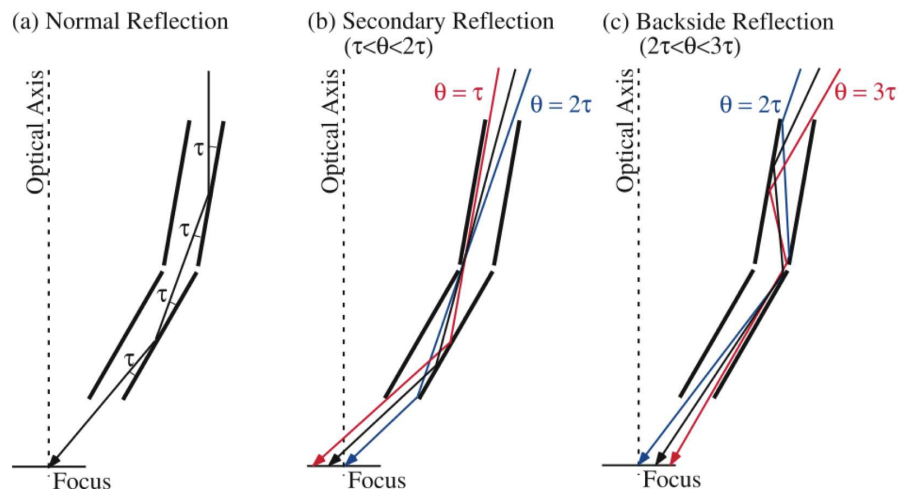


図 2.5: 正規の斜入射光路(左)と非正規の入射光路(中、右)。

XRTでは望遠鏡前にプレコリメータ(図2.6)を搭載することで多重薄板型X線望遠鏡の問題であった迷光を約1桁減少させた(図2.7)。また、レプリカ法の導入により鏡面形状精

度が向上し、「あすか」に比べ約2倍優れた角分解能(HPD $\sim$ 2分)を達成した。HPD(Half Power Diameter)とは点状光源の光量の50%が含まれるような円の直径であり、結像性能を表す標準的な指標である。XRTの点源に対する輝度分布を中心からの半径の関数で表したもの(Point Spread Function: PSF)、および、PSFを積分し点源を中心とする円の内部に含まれる光量の割合を半径の関数で表したもの(Encircled Energy Function: EEF)を図2.8に示す。

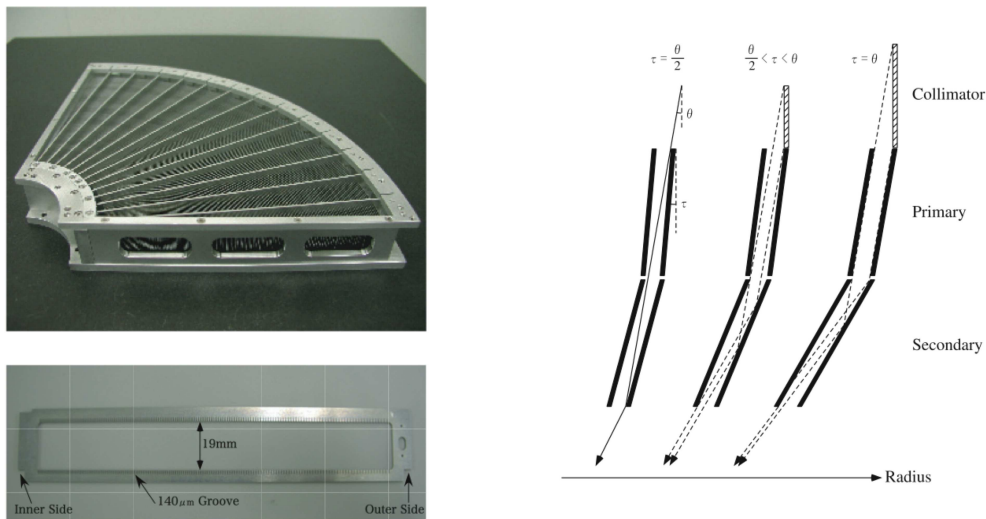


図 2.6: プレコリメータ外観(左)。プレコリメータによって非正規の入射を低減できる(右)。

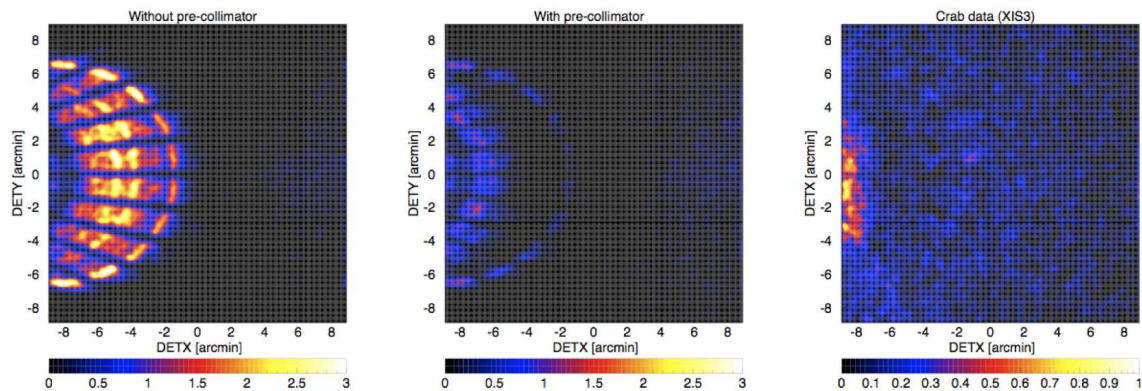


図 2.7: シミュレーションによる視野中心から20分離れた点源の迷光イメージ(左:プレコリメータ無し 中:プレコリメータ有り)。および視野中心から20分離れたカニ星雲の「すざく」による実測イメージ(右)。

X線源が視野中心からずれるに従ってXRTの有効面積は低くなる。視野中心からずれた位置から入射されたX線は入射角が大きいためである。この効果のことをヴィグネットティング(vignetting)と呼ぶ。図2.9にXRTのvignetting曲線を示す。

XRTの性能を表2.1にまとめた。

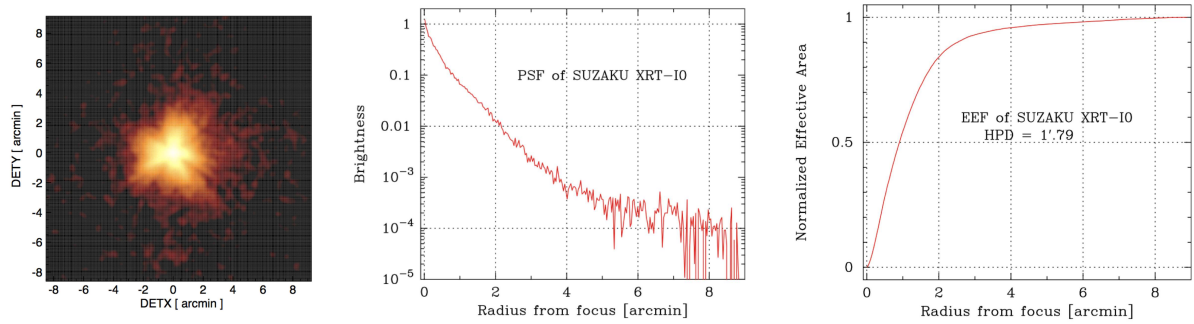


図 2.8: 「すざく」で観測した点源 (SS Cyg) のイメージ (左)。Point spread function(中)。Encircled energy function(右)。

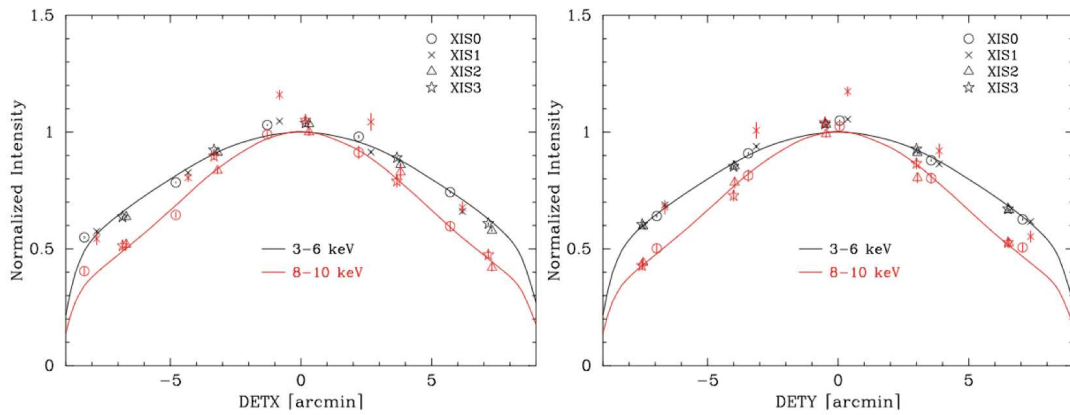


図 2.9: カニ星雲を用いて実測した XRT の vignetting 曲線。検出器の 2 方向 (左、右)、および、3-6keV(黒)と 8-10keV(赤)について示してある。

表 2.1: 「すざく」 XRT の性能

台数	4
反射材	Au
直径	399mm
鏡面数 †	1400
焦点面距離	4.75m
重量 †	19.5 kg
斜入射角	0.18-0.60°
視野@1keV/7keV	19'/19'
有効面積 †@1.5keV/7keV	450cm <sup>2</sup> /250cm <sup>2</sup>
角度分解能 (HPD)	2.0'

†: 1 台当たり

### 2.1.3 X線 CCD カメラ XIS(X-ray Imaging Spectrometer)

「すざく」は4台のX線 CCD カメラ (X-ray Imaging Spectrometer : XIS) を搭載している (図 2.10)。X線 CCD に X線光子が入射すると、空乏層で光電吸収され、X線のエ



図 2.10: XIS 外観

ネルギーに比例した数の電子が生成する。この電子を電極部に集め、電子数に相当する電気信号として計測し、入射 X線のエネルギーを決めることができる (図 2.11)。また、可視光に比べ、X線光子数は少ないため、どの画素にいつ X線が到達したかという入射位置と到達時間も決めることができる。各 CCD カメラはそれぞれ  $1024 \times 1024$  画素からなり、同一の  $18' \times 18'$  の視野を持っている。

4台の CCD カメラのうち、XIS1 だけ裏面照射型 (Back-Illuminated : BI) であり、残りの3台は表面照射型 (Front-Illuminated : FI) である。裏面照射とは表面照射型 (図 2.11) とは逆側 (電極がない方) から X線を入射させるタイプで、電極による吸収がないため低エネルギー側で検出効率が高いが、空乏層がうすいため高エネルギー ( $>4$  keV) 側では検出効率が BI より劣る。XIS1 は FI とエネルギー分解能がほぼ等しく、これまで *Chandra* や *XMM-Newton* に搭載された BI CCD よりエネルギー分解能がよい。

同じ CCD カメラである *ASCA/SIS* に比べ以下のような改良点が加えられており、性能としては飛躍的に向上している。

- 空乏層厚が  $30 \mu\text{m}$  から  $70 \mu\text{m}$  に増加したため、高エネルギー側 ( $\geq 7\text{keV}$ ) での検出効率が約 2 倍向上した。
- 動作温度を  $-60^\circ$  から  $-90^\circ$  に下げることにより暗電流を大幅に押えた。
- SIS で特に問題になった打ち上げ後の放射線損傷による性能劣化に対応するための対策として、軌道上較正線源 ( $^{55}\text{Fe}$ ) を設ける (Segment A と D の上隅に照射されている)、また電荷注入端子を備えていて、人工的に電荷を注入することでコラム毎の CTI をモニタする、といった対策がなされた。

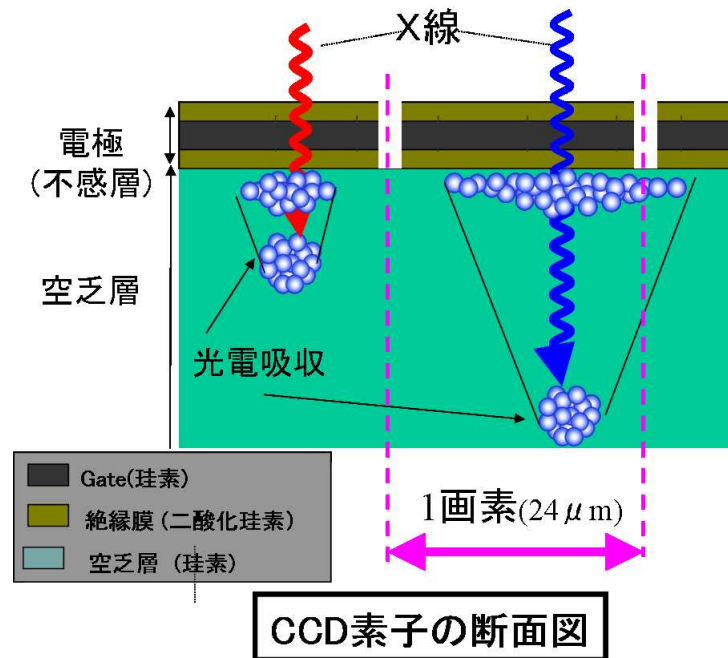


図 2.11: 表面照射型 (FI)X 線 CCD による X 線の検出原理

- SIS ではメモリー制限のため、ダークフレームメモリーを画素毎に持つことが出来なかった。そこで XIS では十分なメモリーを持ちダークアップデートロジックの改良を行い、光洩れなどによる予想外のダークレベルの変動に対処できるようにした。
- SIS では 4 枚の素子を合わせて 1 センサーにしたため、すき間ができてしまい観測上の不都合が生じていた。XIS は 1 センサー 1 素子で構成されるのでこのようなすき間は存在しない (図 2.12)。

XIS は宇宙線による放射線損傷で打ち上げ直後から徐々に性能が劣化する。劣化のタイムスケールはおおよそ数ヶ月である。中でも電荷転送効率 (Charge Transfer Efficiency: CTE) の悪化がもっとも影響が大きい。CCD のあるピクセルで生じた電荷は読みだし口まで順次となりのピクセルに電荷を転送する (クロック)。しかし、一般にこの転送は完全ではなく 1 回転送するたびに少しずつ電荷を失う。1 回転送するたびに失う電荷の割合を電荷転送非効率 (Charge Transfer Inefficiency : CTI) と呼ぶ<sup>1</sup>。転送回数が多いほどこぼれる電荷が多いので読みだし口から遠ざかるほど輝線の中心エネルギーはみかけ上低くなる (図 2.13)。これは CTE が分かれば補正することができる。しかし、電荷がこぼれ落ちるのは確率過程なので、転送回数に従ってラインが太くなる (エネルギー分解能が悪化する) ことは補正できない。

### XIS バックグラウンド

X 線のバックグラウンドとして大きく二種類に分類できる。宇宙背景 X 線放射 (Cosmic X-ray Background : CXB) と非 X 線バックグラウンド (Non X-ray Background : NXB) である。

<sup>1</sup>CTI= 1-CTE

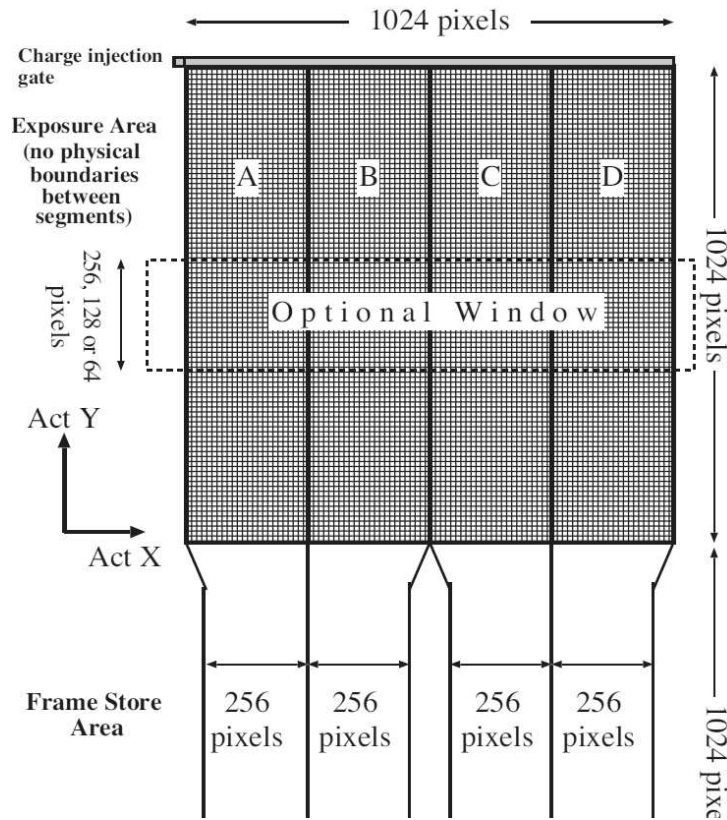


図 2.12: XIS の読みだしシステム。

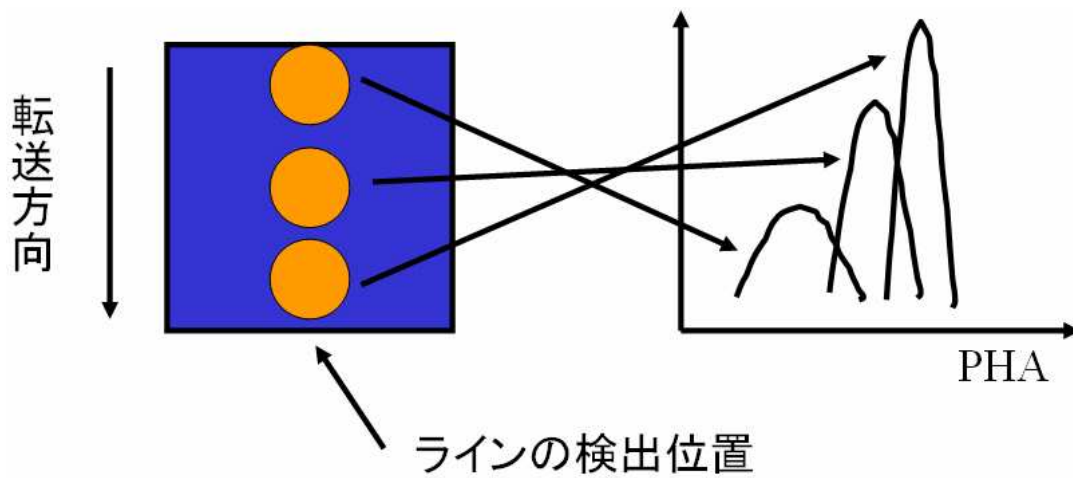


図 2.13: 電荷転送非効率

CXBは系外起源と銀河系起源に分けられる。系外起源のCXBは、全天から一様に来るX線放射で活動銀河核によるものが大半である。そのスペクトルは冪型がであり、2–10 keVで優勢的となる。1 keV以下では銀河系起源のLocal Hot Bubbleなどの影響でCXBに方向依存性が出て来る。すざくで特に目立った構造のない北極域(Blank sky)を観測した1.5–12 keVのフィット結果からCXBは以下の式で表される。ここで冪の値はIshisaki 1997での値、1.486を仮定している。

$$\text{CXB} = 8.75 (\pm 0.31) \times (E/1\text{keV})^{-1.486} \text{ photons cm}^{-2} \text{ s}^{-1} \text{ keV}^{-1} \text{ str}^{-1} \quad (2.1)$$

NXBは宇宙線(荷電粒子)で引き起こされるバックグラウンドをさす。荷電粒子が直接検出器と相互作用したり、衛星を構成する物質と相互作用した結果生じたX線が検出されることで発生する。検出器と相互作用して出る輝線(Ni K $\alpha$ 輝線等、図2.14)があるため、検出器上でも位置依存性がある。

すざくは低高度のために地磁気を守られ、他の衛星より荷電粒子によるバックグラウンドは小さい。すざくの軌道はヴァン・アレン帯よりも低い、南大西洋上の地磁気異常地帯(South Atlantic Anomaly : SAA)ではその放射線帯が300 kmまで下がって来ており、ここを通過する時は観測を中断しなければならないほど荷電粒子の影響が大きくなる。NXBのデータは衛星が太陽の照射していない地球の方向を見ている時(Night Earth : NTE)を観測することで測定できる。

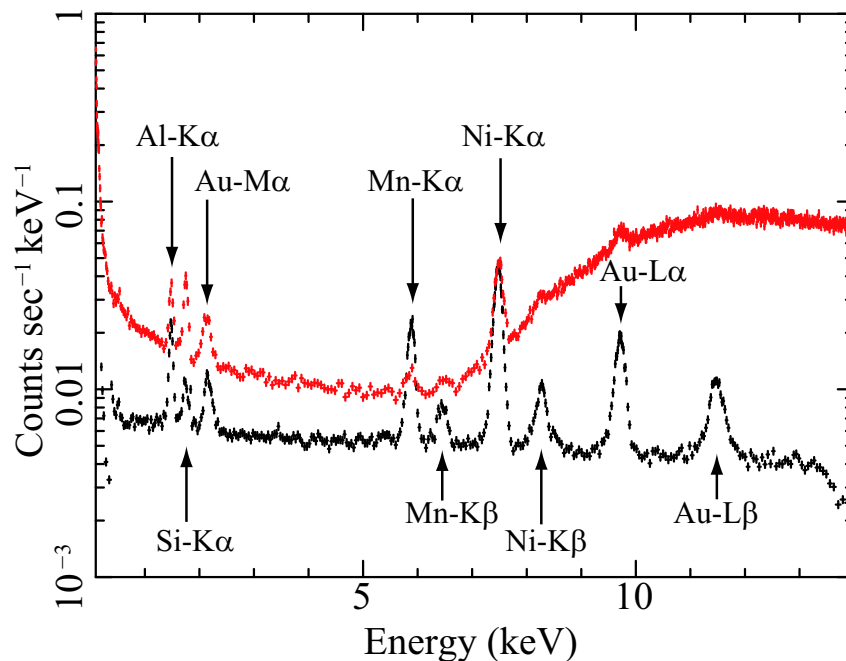


図 2.14: 「すざく」のNXBのスペクトル。黒はFI3台を足して平均したもの、赤はBI。

地磁気の強さは軌道により異なるので、NXBも軌道によって異なる強度を持つことになる。それゆえ、天体を観測する度にNXB強度は異なり、NXBのデータをバックグラウンドとして用いる際には補正する必要がある。地磁気による宇宙線をシールドする指標をCut Off Rigidity(COR)と呼ぶ。CORとは「鉛直方向から来た粒子が地表に到達するのに必要な最小の運動量」である。NTE観測中の衛星の高度分布が、天体観測中の衛星の高度分布と同じになるようにデータに重みをかけ補正する。この補正によるNXBのスペクトルの違いは1–7 keV, 5–12 keVで5, 3.5%程度である(Tawa et al. 2008)。本修士論文の解析で用いるNTEのデータは全て、上記の補正を行ったものを使用する。



### 2.1.4 硬X線検出器 HXD (Hard X-ray Detector)

HXD (Hard X-ray Detector) (図 2.15) は、井戸型複眼フォスウィッチ結晶シンチレータを基本としてさらに Si PIN フォトダイオードを組み合わせることで、X線反射鏡を用いない非イメージング検出器として 10–600keV という広帯域硬X線観測を行う。最大の特徴は、超低バックグラウンドを実現することで過去のいかなる宇宙X線装置より高い検出感度を有している点である。

HXD の光軸は XIS の光軸に対して 3.5 分ずれている。天体の中心を XIS の光軸に合わせる姿勢を XIS nominal position、HXD の光軸に合わせる姿勢を HXD nominal position と呼ぶ。

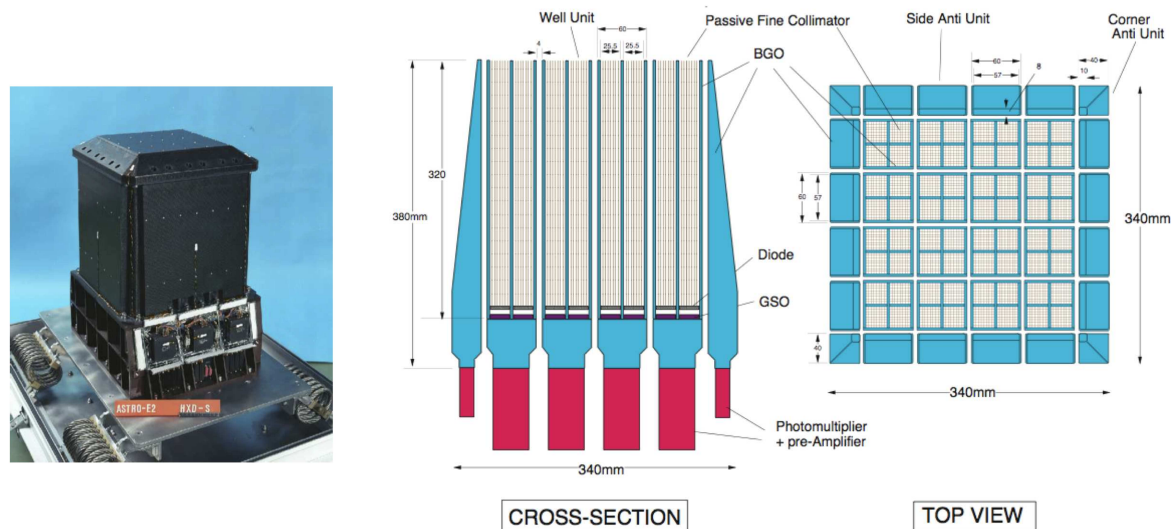


図 2.15: HXD 外観 (左)。HXD の構造 (右)。

#### Well 検出器ユニット

観測対象天体からの X 線は 4×4 のマトリックス状に配置された 16 ユニットの Well 検出器により検出される。1 本の Well 検出器は重量約 4.63 kg で、 $4.6^\circ \times 4.6^\circ$  (FWHM) の視野を覆う。

Well 検出器は BGO 結晶によって放射線アクティブシールドされていて、この BGO 結晶はボトム部と 4 分割の断面をもつ細長い井戸部からなる。井戸のそれぞれの底には 2 mm 厚のシリコン PIN フォトダイオードと 5 mm 厚の GSO 結晶シンチレータが上下に重なっており、前者で 10–60 keV の X 線を検出し、前者を透過するような高エネルギー X 線は GSO により検出される。また井戸部にはファインコリメータが挿入されており低エネルギー ( $<100$  keV) での視野は  $0.56^\circ \times 0.56^\circ$  (FWHM) に絞られている。

以上の構造によりバックグラウンド (ガンマ線、荷電粒子) や視野外からの X 線は BGO によって効率良く除去され、PIN、GSO のバックグラウンドは非常に低くなる。

#### Anti 検出器ユニット

Anti 検出器は平均 2.6 cm 厚の BGO 結晶シンチレータとフォトチューブを組み合わせた検出器で、Well 検出器のアクティブシールドとして 20 ユニットの周りを囲んでいる。

1ユニットの有効面積は $1200\text{ cm}^2$ にもなり、1 MeVでも $600\text{ cm}^2$ である。このため Anti 検出器は非常に優れたガンマ線バースト検出器 (Wide-band All-sky Monitor, WAM) となり、 $\sim 5^\circ$ の精度でバースト源の1次元の位置を決定できる。またトランジェント天体のモニターとしても利用できるが、全方向からの放射線に感度を持つため非常にバックグラウンドが高い。

HXD の性能を表 2.2 にまとめた。

表 2.2: HXD の性能

HXD	
視野	$4.5^\circ \times 4.5^\circ$ ( $>100\text{ keV}$ ) $34' \times 34'$ ( $<100\text{ keV}$ )
有感エネルギー帯域	10 – 600 keV PIN 10 – 70 keV GSO 40 – 600 keV
エネルギー分解能	PIN 4.0 keV (FWHM) GSO $7.6/\sqrt{E}\text{ MeV } \%$ (FWHM)
有効面積	$\sim 160\text{ cm}^2@20\text{ keV}$ , $\sim 260\text{ cm}^2@100\text{ keV}$
時間分解能	$61\ \mu\text{s}$
HXD-WAM	
視野	$2\pi$ (non-pointing)
有感エネルギー帯域	50 keV – 5 MeV
有効面積	$800\text{ cm}^2 @100\text{ keV}$ / $400\text{ cm}^2 @1\text{ MeV}$
時間分解能	31.25 ms for GRB, 1 s for All-Sky-Monitor

## 2.2 X線天文衛星「Chandra」

### 2.2.1 概観

*Chandra* (Chandra X-ray observatory; CXO) は *Einstein* に続く米国 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 48 時間以上の長時間連続観測が可能であり、観測効率もよい。*Chandra* の外観を図 2.16 に示す。

*Chandra* は、X 線望遠鏡 (HRMA)、2 つの焦点面検出器 (ACIS, HRC) および前面にある 2 組の分光器 (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 *Chandra* 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。

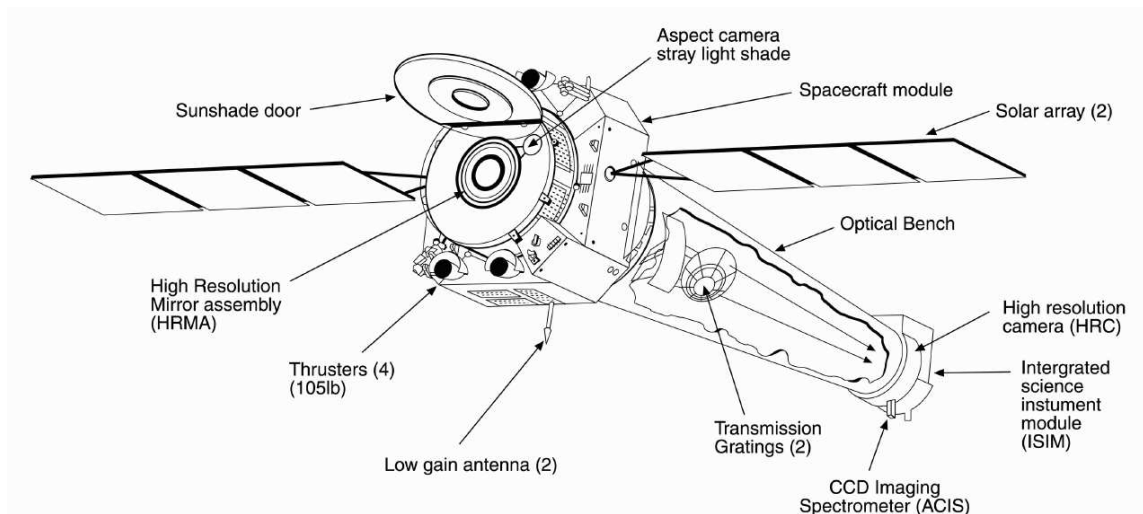


図 2.16: *Chandra* 外観

以下、データ解析で用いた HRMA と ACIS について述べる。

### 2.2.2 X線望遠鏡 HRMA (High Resolution Mirror Assembly)

HRMA(High Resolution Mirror Assembly)の概観を図2.17に示す。HRMAは、ネストされた鏡、アパーチャプレート、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。

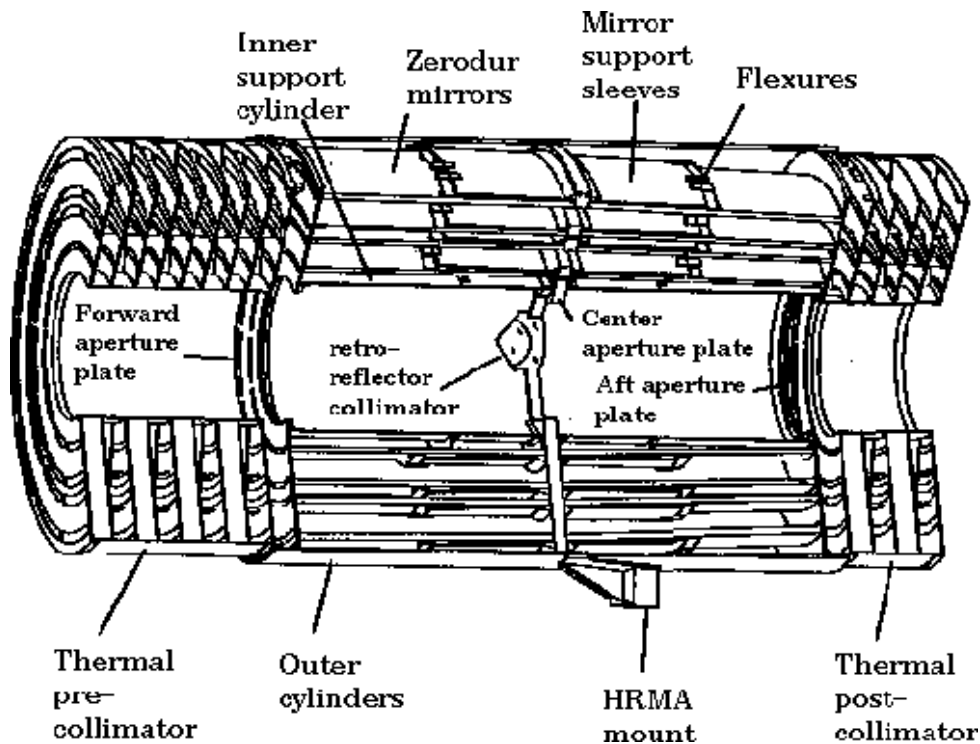


図 2.17: HRMA の構造

On-axis(視野中心)における HRMA の有効面積を図 2.18 に示す。0.1-2 keV の低エネルギー側では約 800 cm<sup>2</sup>、2 keV 以上ではおおよそ 300 cm<sup>2</sup> 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 吸収端である。

HRMA の vignetting function を図 2.19 に示す。

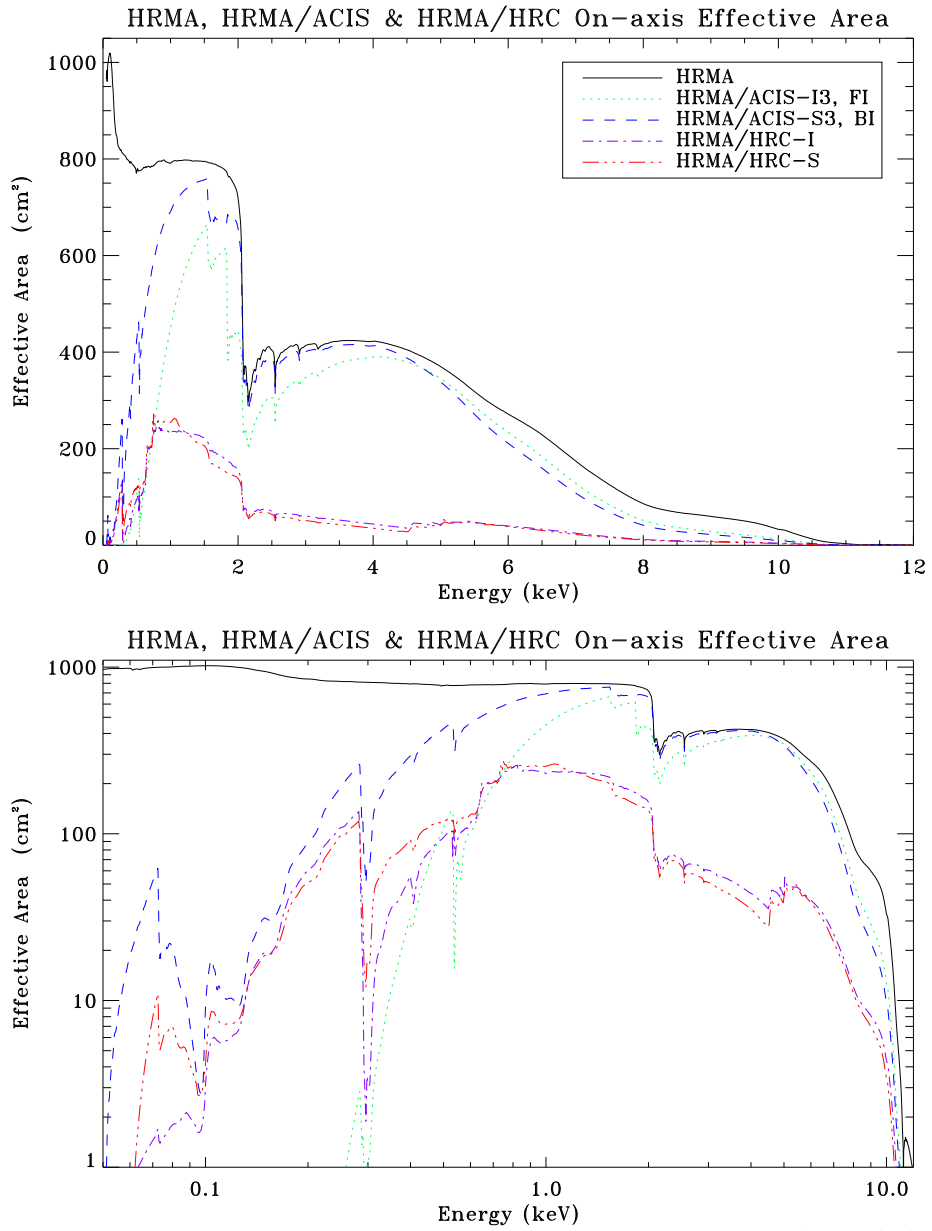


図 2.18: On-Axis における HRMA の有効面積

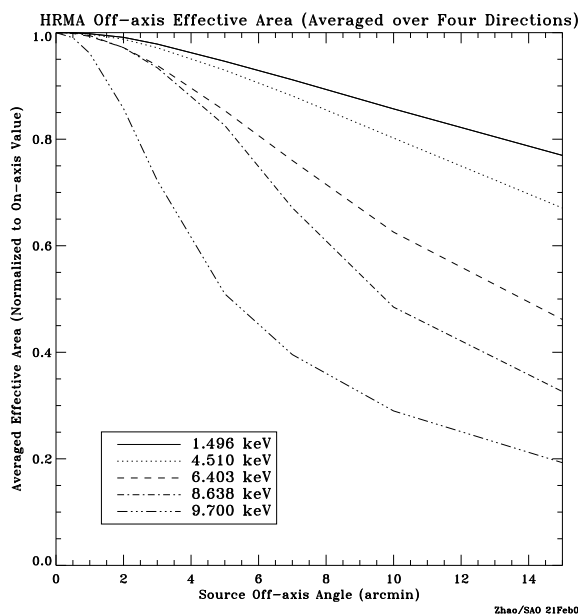


図 2.19: HRMA の vignetting 曲線

### 2.2.3 X線 CCD カメラ 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) (図 2.20<sup>2</sup>) 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 2.20 および表 2.2.3 に示す。

ACIS-I は  $2 \times 2$  の正方形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  $\times 4$  と背面照射型 (BI) の CCD  $\times 2$  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。

Chandra は、特に指定がない限り、観測の間絶えず dithering を行っている。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 1 ピクセルよりも角度分解能が良いため、CCD 1 ピクセルの中の構造によるレスポンスの違いをなますため、である。

#### 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 ( $\sim 0.492$  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射 X 線エネルギー (Encircled energy) の割合を表したグラフを図 2.22 に示す。入射 X 線の 90% のエネルギーを含む半径は 1.49 keV で約 4 ピクセル (2 arcsec)、6.4 keV 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

<sup>2</sup>[http://acis.mit.edu/acis/syseng/pict\\_gallery/pictures.html](http://acis.mit.edu/acis/syseng/pict_gallery/pictures.html)

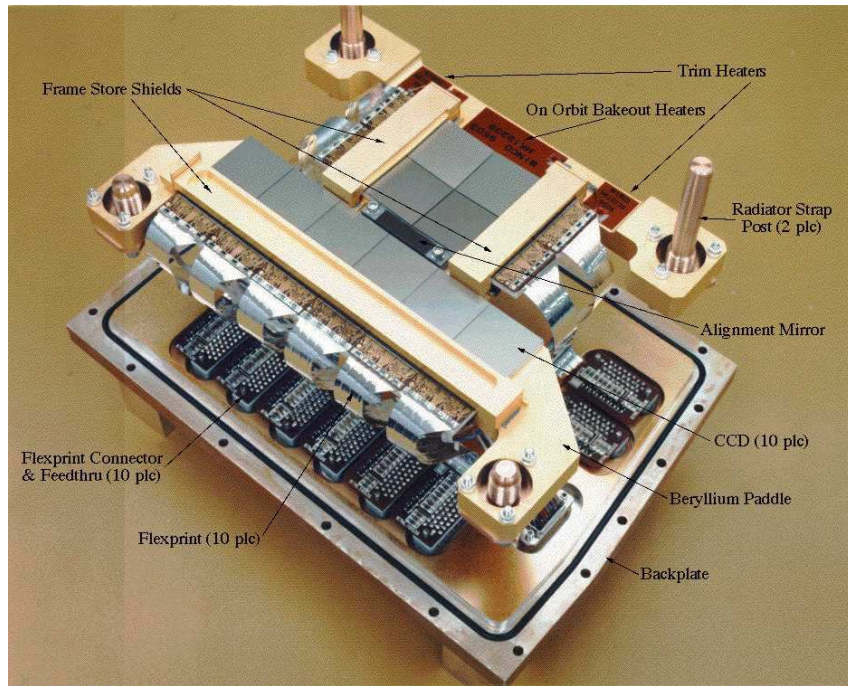


図 2.20: ACIS Focal plane の外観

## ACIS FLIGHT FOCAL PLANE

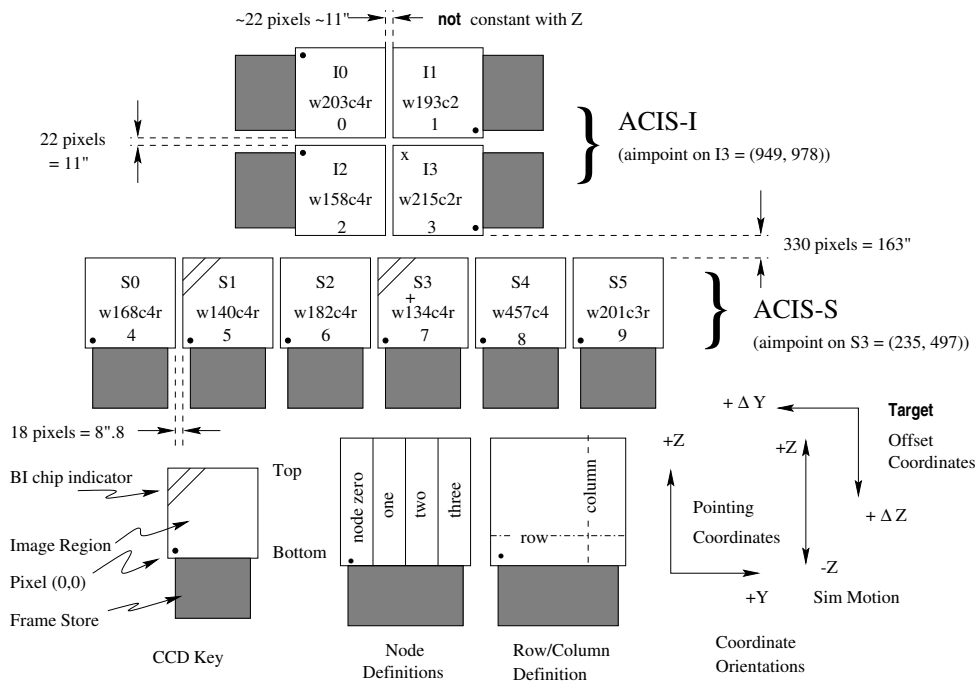


図 2.21: ACIS Focal plane の構造

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

表 2.3: ACIS の基本的性能

と PSF との関係を示したのが図 2.23 である。

### 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 2.24 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。

さらに CCD が年々放射線損傷を受けるために、CTI 補正を行っているが、図 2.25 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状態は完全に補正されていない。

### ASIS バックグラウンド

ACIS のバックグラウンドは比較的 soft な CXB と、hard な NXB に分けられる。グレード判定で「あすか」のグレードの 1、5、7 に相当するものを落とすことで、ほとんどの NXB は除去できる。除去した後の NXB と CXB の寄与は、2 keV 以下では同程度、それ以上のエネルギーで NXB が優勢的になる。このバックグラウンドは、予期せずカウントレートが 100 倍にも到達するバックグラウンドフレアが軌道上で起きている。この影響は、BI CCD の方が FI CCD によりも大きい。このフレアは ACIS のライトカーブを見れば簡単に見分けが付き、定常状態のバックグラウンドのカウントレートが 1.2 倍を越した時間帯のデータを取り除き、バックグラウンドのデータとして使用する。図 2.26 は定常状態のバックグラウンドのスペクトルである。



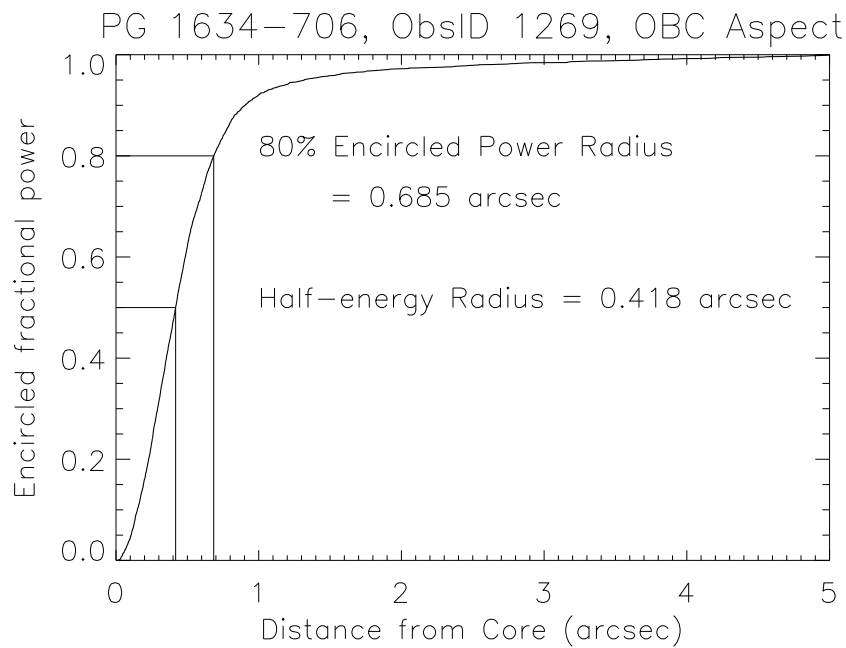


図 2.22: 半径とその半径における Encircled energy との関係。データは点源 PG 1634-706 を用いた軌道キャリブレーションにより得たもの。

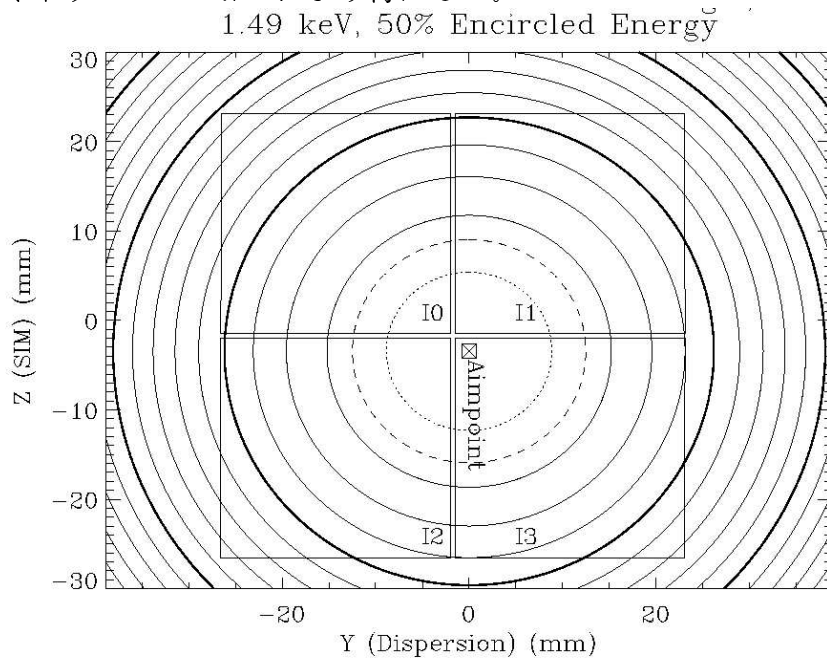


図 2.23: 入射 X 線 (1.49 keV) に対する ACIS-I の PSF 半径と Off-Axis Angle との関係。

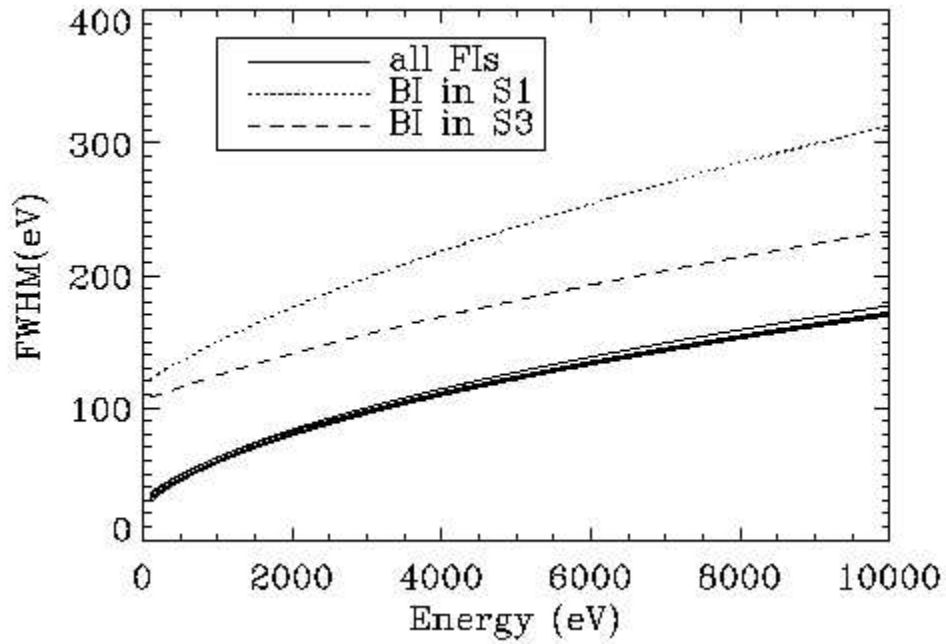


図 2.24: ACIS エネルギー分解能の入射エネルギー依存性 (地上実験)

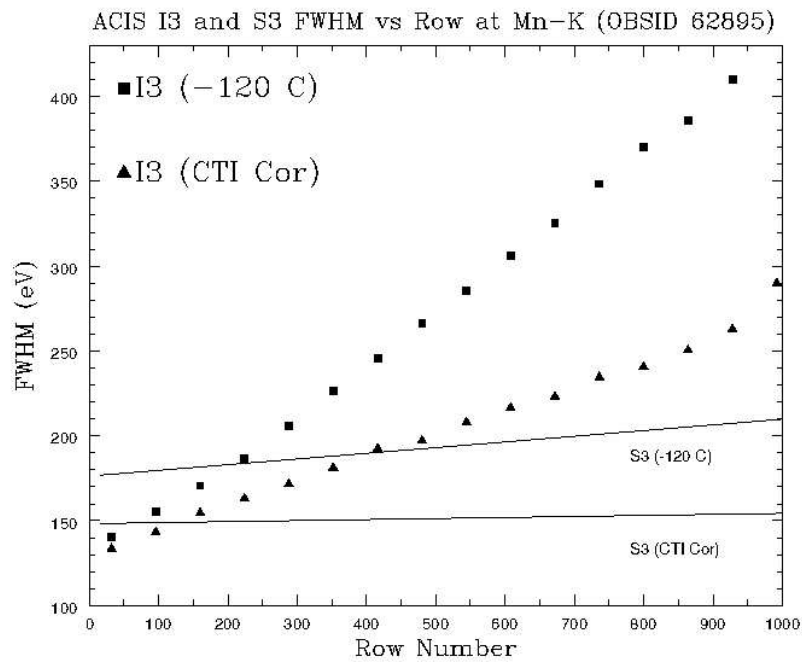


図 2.25: CTI 補正を行う前と行った後の ACIS エネルギー分解能の位置依存性

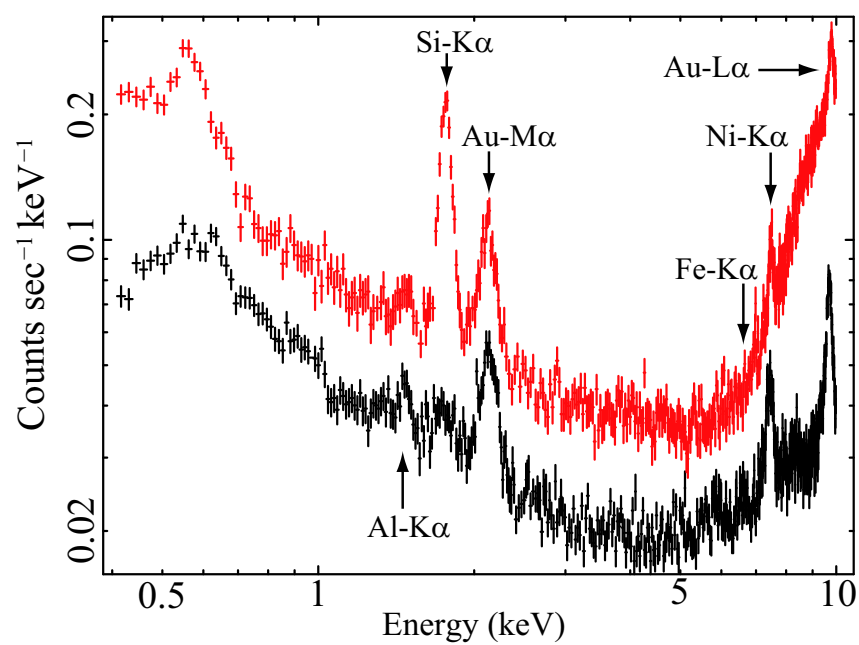


図 2.26: バックグラウンドのスペクトル。黒は FI(chip I3)、赤は BI(chip S3)。

## 第3章 観測記録

### 3.1 「すぎく」による銀河中心の観測と一次元データ処理

「すぎく」による銀河中心領域のうち、Sgr A を含む領域の観測は PV phase において合計 4 回行われた。詳細を 3.1 に示す。このすべての観測において XIS はクロッキングモードはノーマル、エディットモードは  $3 \times 3$  または  $5 \times 5$  で行われた。elevation angle<sup>1</sup>が  $5^\circ$  以下の時間帯や SAA (2.1.3 参照) 通過中および通過後 256 秒間のデータは以下の解析で用いていない。銀河中心領域は XIS の視野全体にわたって 2.45、6.4、6.7 keV の強い輝線 (そ

表 3.1: 「すぎく」による銀河中心の観測記録

Target name	Seq. No.	Pointing direction		Observation	Effective Exposure	
		$\alpha$ (J2000)	$\delta$ (J2000)		FI(ks)	BI(ks)
GC_SRC1	100027010	17 <sup>h</sup> 46 <sup>m</sup> 03 <sup>s</sup>	-28°55'32"	2005-09-23	48.6	48.3
GC_SRC2	100027020	17 <sup>h</sup> 45 <sup>m</sup> 13 <sup>s</sup>	-29°10'16"	2005-09-24	40.0	46.6
GC_SRC2	100037010	17 <sup>h</sup> 45 <sup>m</sup> 13 <sup>s</sup>	-29°10'16"	2005-09-29	47.6	47.7
GC_SRC1	100037040	17 <sup>h</sup> 46 <sup>m</sup> 03 <sup>s</sup>	-28°55'32"	2005-09-30	47.1	47.1

れぞれ SXV  $K\alpha$ , FeI  $K\alpha$ , FeXXV  $K\alpha$  輝線) が観測されるので独自に XIS のキャリブレーションが行える。ACTY 方向を 4 分割し、それぞれで観測された各輝線エネルギー中心値を合わすようにして CTI の補正を行う。その後、ACTX 方向に 4 分割、各セグメント毎のエネルギー中心値を合わせゲインの補正が行える。最後に較正線源  $^{55}\text{Fe}$  のエネルギー中心値で絶対ゲインを合わし、各 CCD 間でチューニングをした。その結果、較正線源の理論値 5895.1 eV に対して XIS4 台で観測した平均値は 5896.3 eV と 1.2 eV のずれがあるにすぎない。こうすることで XIS の特徴を活かせる。これは Koyama et al. (2007c) で使用しているデータと同一で、詳細は Koyama et al. (2007c) の Appendix を参照。

### 3.2 *Chandra* による銀河中心の観測と一次元データ処理

*Chandra* は 1999 年に打ち上げられて以来、何度も銀河中心領域の観測を行ってきた。今回、使用するデータは既にアーカイブとなっていて、2002 年に行われた合計 9 回の観測である (表 3.2)。これらの観測は Sgr A\*, ( $\alpha$ (J2000),  $\delta$ (J2000))=(17<sup>h</sup>45<sup>m</sup>40<sup>s</sup>, -29°00'28"), をおよそ視野中心とし ACIS-I での観測で、合計 500 ksec 以上の観測時間になる。各観測

<sup>1</sup>衛星から見た、天体と地球のふちがなす角

データを *Chandra* Interaction Analysis of Observations Software (CIAO version 3.4<sup>2</sup>) とキャリブレーションデータベース (CALDB version 3.4.0<sup>3</sup>) を使い、バッドピクセル、宇宙線、バックグラウンドフレアを取り除くため、プロセスし直した。

表 3.2: *Chandra* による銀河中心の観測記録

ObsID	Seq. No.	Observation Start	Exposure ks
2943	600280	2002-05-22 22:58:11	38.5
2951	600288	2002-02-19 14:26:28	12.5
2952	600289	2002-03-23 12:24:00	12.0
2953	600290	2002-04-19 10:37:57	12.0
2954	600291	2002-05-07 09:24:03	12.6
3392	600280	2002-05-25 15:14:59	168.9
3393	600280	2002-05-28 05:33:40	160.1
3663	600280	2002-05-24 11:49:10	38.5
3665	600280	2002-06-03 01:23:33	91.1

<sup>2</sup><http://cxc.harvard.edu/ciao/>

<sup>3</sup><http://cxc.harvard.edu/caldb/>

## 第4章 銀河中心領域の解析およびその結果

### 4.1 すざく XISによる銀河中心拡散 X線の空間分布

#### 4.1.1 銀河中心拡散 X線のスペクトル、および空間分布

エネルギー分解能が良く、高い感度と大きな有効面積を持つ「すざく」の強みは、各原子輝線を分離し、それに対する輝線のイメージ (Narrow band image) が作れることである。銀河中心領域に見られる特徴的な輝線は S, Fe の K 殻輝線 (それぞれ 2.45 keV, 6.4 keV, 6.7 keV にエネルギー中心値を持つ SXV K $\alpha$ , FeXXV K $\alpha$ , FeXXVI K $\alpha$  輝線) である。この輝線の空間分布を見るために、2.45 keV, 6.4 keV と 6.7 keV 輝線の Narrow band image を作った (図 4.1)。

銀河中心拡散 X線 (GCDX) は 2 温度のプラズマで表現される (Muno et al. 2004a)。1 つは soft 成分で、kT $\sim$  0.8 keV のプラズマ成分。もう 1 つは Koyama et al. (2007c) で明らかとなった hard 成分、kT = 6.5 keV の高温プラズマである。2.45 keV 輝線はこの soft 成分から優勢的に出るものである。図 4.1(a) より、この輝線分布は field 1 と 2 で大きく異なることがわかる。この soft 成分は星間物質と大質量星からの星風や超新星爆発の衝撃波により作られると考えられているが (Park et al. 2004, Muno et al. 2004a)、その起源はまだ明らかになっていない。本修士論文では、5 keV 以上のスペクトルに注目している。今後は 5 keV 以上を GCDX と呼び、イメージ、スペクトル解析を行う。

図 4.1(b) と (c) より、6.7 keV 輝線の強度は系統的に Sgr A\* 東側の領域 (field 1) で西側 (field 2) よりも大きいことがわかる。これは 6.4 keV のイメージを見るとより明らかになり、(銀径, 銀緯)=(0.03, -0.07), (0.12, -0.12) 付近にはクランプ構造を見てとれる (source 1 と 2)。

まず始めに、field 1 と 2 の各スペクトルを見る。図 4.1 の中央の SNR、Sgr A East と (銀径, 銀緯)=(0.1, 0.0) 付近にある星団 Arches を抜く field 1 と 2 全面のスペクトルを使用した。バックグラウンドは COR で重み付けをした NXB で、Ni K $\alpha$  輝線等検出器上での位置依存性を避けるため観測データと同じ位置からとったものを用い (章 2.1.3)、GCDX が優勢的になる 5.0–11.5 keV バンドの FI3 台足した (FIs) スペクトルを式 4.1 の現象論的モデルでフィットした。その結果が図 4.2、表 4.1 である。なおこの章におけるすべてのスペクトル解析は XSPEC 11.3.2ag<sup>1</sup> を用い、特に断りが無い限りエラーは 90% 信頼区間で評価する。また、太陽組成比として Anders&Grevesee(1989) の値を用いた。

$$vphabs \times (\text{power-law} + \text{Gaussians1} + \text{Gaussians2}) + vphabs \times \text{CXB} \quad (4.1)$$

ここで星間吸収を表しているモデル vphabs は星間物質中の重元素組成比をパラメーターとしてふれるモデルである。前半の項は GCDX を表す。Koyama et al. (2007c) で明ら

<sup>1</sup><http://xspec.gsfc.nasa.gov/>

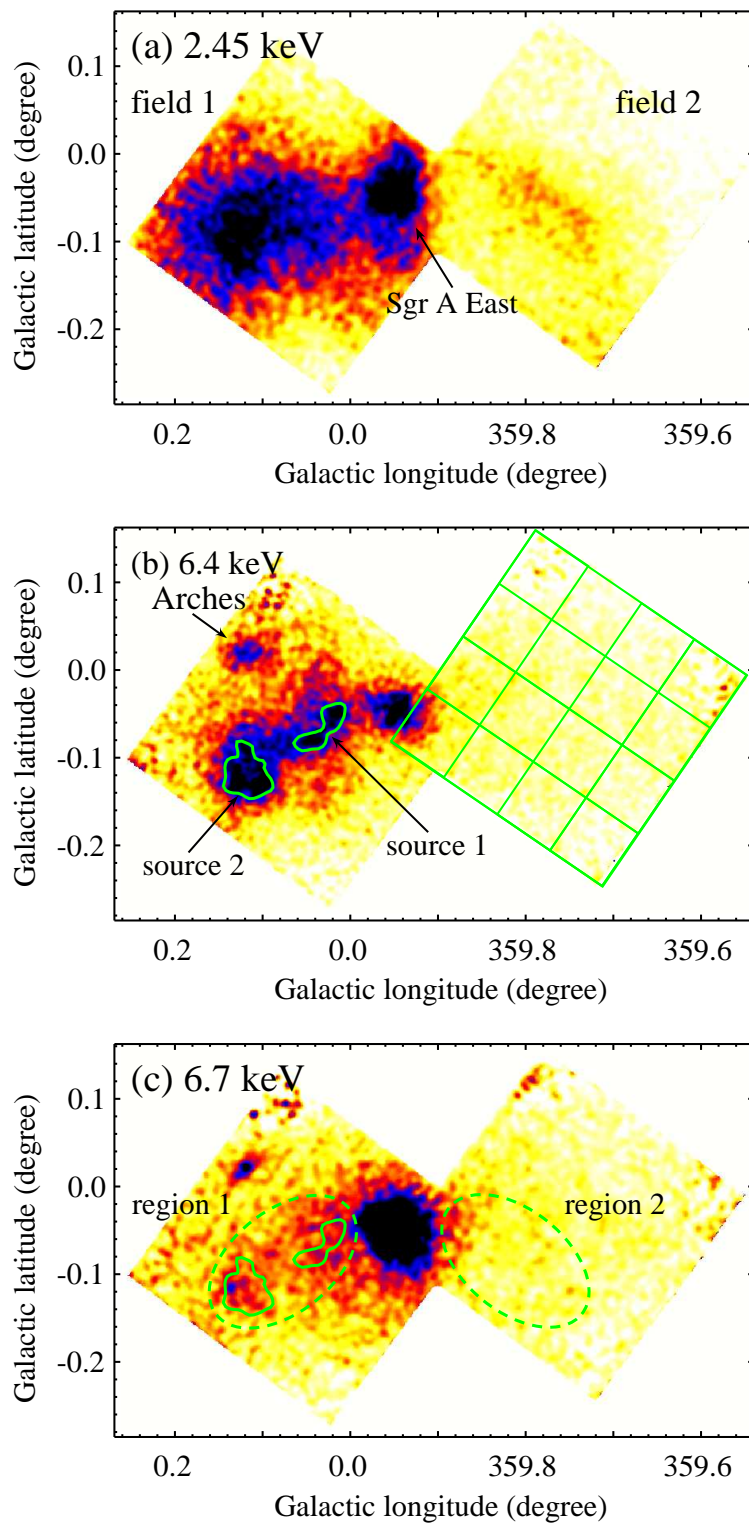


図 4.1: field 1 と 2 の Narrow band image。 (a):2.45 keV。 (b):6.4 keV。 (c):6.7 keV。 (b) の格子は XIS の 16 分割を表す (章 4.2 参照)。色が濃い (黒い) 方が放射強度が強いことを表す。

かになったように、熱的プラズマに加え、非熱的放射が検出されているので (章 1.2.2 図 1.6)、二つの成分をまとめて一つの power-law モデルで連続成分を表す。後半はバックグラウンドなる CXB(章 2.1.3 式 2.1) の寄与を示す。銀河中心までの星間吸収  $N_{\text{H}}$  を決めるには、5 keV 以下のスペクトルの情報が必要となる。よってここでは典型的な銀河中心までの吸収量  $N_{\text{H}}=6 \times 10^{22} \text{ cm}^{-2}$ 、元素組成比は太陽組成を仮定し、Fe の組成比  $Z_{\text{Fe}}$  だけをフリーパラメータとした。 $Z_{\text{Fe}}$  をフリーパラメータとしたのは、明らかに Fe の吸収端 (7.1 keV) がスペクトル中に見られるためである。CXB は系外からの X 線寄与なので、星間吸収  $N_{\text{H}}$  は銀河中心までの値の 2 倍 ( $12 \times 10^{22} \text{ cm}^{-2}$ ) に固定し、 $Z_{\text{Fe}}$  は前半の項の組成比と同じ値とした。Gaussians1、2 はそれぞれ中性原子、高階電離した原子からの 10 本の輝線放射を表す。最も明るいものは FeI  $K\alpha$ 、FeXXV  $K\alpha$ 、FeXXVI  $K\alpha$  と FeI  $K\beta$  輝線の 6.4 keV、6.7 keV、6.97 keV と 7.06 keV 輝線である。FeI  $K\beta$  輝線は FeXXVI  $K\alpha$  輝線とエネルギー中心が近く分離が困難なことから、そのエネルギー中心値、幅、Normalization は FeI  $K\alpha$  輝線の 1.103、1.103、0.11 に固定した。他の弱い輝線のエネルギー中心値は、NiI  $K\alpha$ 、NiXXVII  $K\alpha$ 、FeXXV  $K\beta$ 、FeXXVI  $K\beta$ 、FeXXV  $K\gamma$ 、FeXXVI  $K\gamma$  輝線の 7.47、7.81、7.88、8.25、8.29、8.70 keV である。



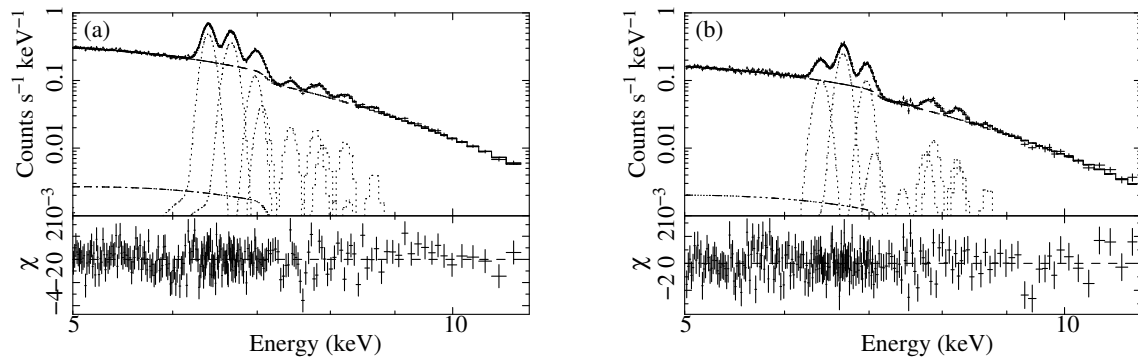


図 4.2: field 1(a) と 2(b) のスペクトル。点線は輝線放射、破線は power-law。鎖線は CXB を表す。

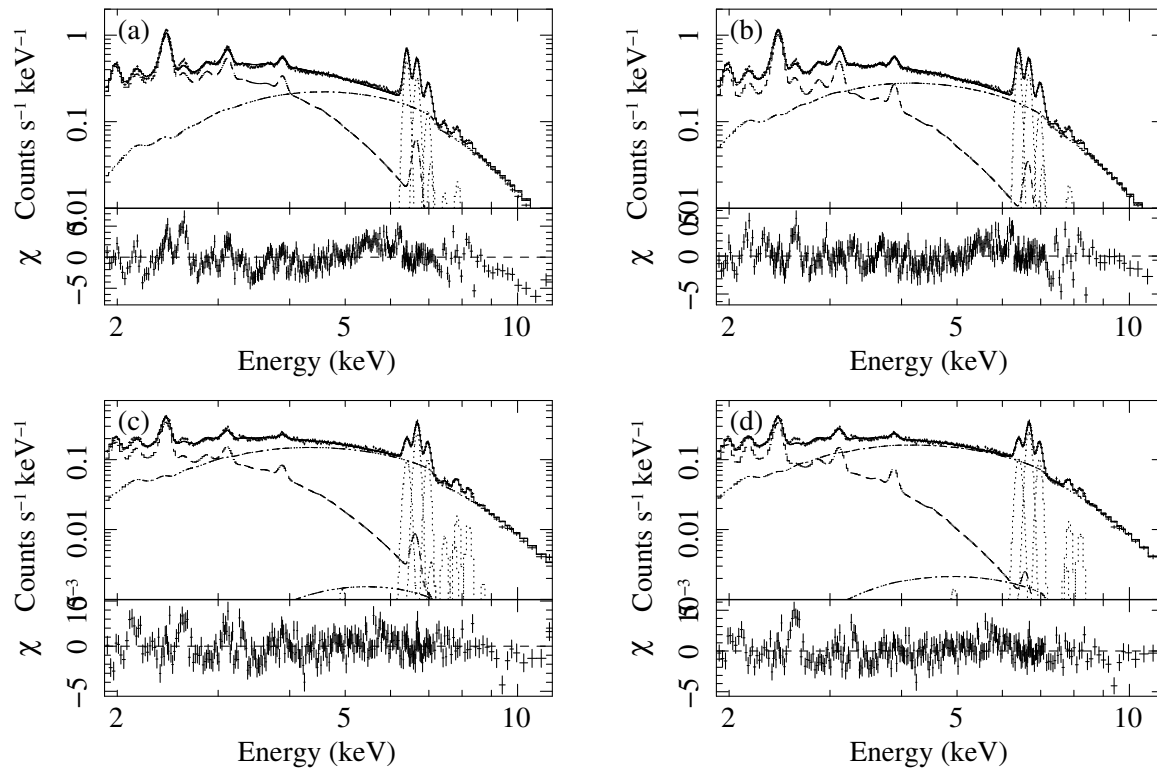


図 4.3: field 1 と 2 の 1.9–11.5 keV のスペクトル。field 1 のスペクトルで低温プラズマの重元素組成 (S, Si, Ar, Cr) を (a) 太陽組成比に假定、(b) フリーパラメータにする。field 2 のスペクトルで低温プラズマの重元素組成 (Si, S, Ar, Ca) を (c) 太陽組成比に假定、(d) フリーパラメータにする。点線は輝線放射、破線は plasma 成分、鎖線は power-law を表す。

表 4.1: field 1 と 2 のベストフィットパラメータ

		field 1	field 2			
Absorption		(solar)	(solar)			
$Z_{\text{Fe}}^a$		$3.7^{+0.2}_{-0.2}$	$2.9^{+0.2}_{-0.2}$			
Power-law						
$\Gamma$		$1.85^{+0.01}_{-0.01}$	$1.76^{+0.01}_{-0.01}$			
Flux (5-10 keV) <sup>b</sup>		$6.26^{+0.03}_{-0.03}$	$3.21^{+0.02}_{-0.02}$			
Emission Lines Identification	Energy (eV)	Width (eV)	Flux (photons cm <sup>-2</sup> s <sup>-1</sup> )	Energy (eV)	Width (eV)	Flux (photons cm <sup>-2</sup> s <sup>-1</sup> )
FeI K $\alpha$	$6407.3^{+1.2}_{-1.1}$	4.8(<12.5)	$5.85^{+0.07}_{-0.09} \times 10^{-4}$	$6417.3^{+3.6}_{-3.9}$	$31.0^{+6.4}_{-9.2}$	$1.30^{+0.04}_{-0.06} \times 10^{-4}$
FeI K $\beta^c$	7067.2	5.3	$6.43 \times 10^{-5}$	7078.3	34.2	$1.43 \times 10^{-5}$
FeXXV K $\alpha$	$6677.7^{+1.3}_{-1.7}$	$27.5^{+2.6}_{-4.7}$	$5.11^{+0.08}_{-0.09} \times 10^{-4}$	$6681.7^{+2.2}_{-1.4}$	$15.3^{+6.1}_{-7.0}$	$3.20^{+0.07}_{-0.06} \times 10^{-4}$
FeXXV K $\beta$	$7904.0^d$	27.5 (fixed) <sup>e</sup>	$3.63^{+0.68}_{-0.84} \times 10^{-5}$	$7879.4^e$	15.3 (fixed) <sup>e</sup>	$3.56^{+0.58}_{-0.55} \times 10^{-5}$
FeXXV K $\gamma$	$8274.5^f$	27.5 (fixed) <sup>e</sup>	$0.67 (<1.65) \times 10^{-5}$	$8264.4^f$	15.3 (fixed) <sup>e</sup>	$1.83^{+0.79}_{-0.50} \times 10^{-5}$
FeXXVI K $\alpha$	$6977.7^{+2.5}_{-3.8}$	0.5(<16.9)	$1.70^{+0.07}_{-0.06} \times 10^{-4}$	$6968.6^{+2.4}_{-4.8}$	11.1 (<26.1)	$1.39^{+0.05}_{-0.06} \times 10^{-4}$
FeXXVI K $\beta$	$8230.5^{+16.9}_{-19.5}$	27.5 (fixed) <sup>e</sup>	$4.68^{+0.96}_{-0.66} \times 10^{-5}$	$8220.3^{+21.3}_{-16.2}$	15.3 (fixed) <sup>e</sup>	$2.27^{+0.72}_{-0.52} \times 10^{-5}$
FeXXVI K $\gamma$	$8669.8^{+32.4}_{-51.8}$	0 (fixed)	$1.98^{+0.87}_{-0.72} \times 10^{-8}$	$8694.4^{+67.8}_{-59.0}$	0 (fixed)	$1.13^{+0.62}_{-0.60} \times 10^{-5}$
NiI K $\alpha$	$7448.4^{+12.3}_{-11.0}$	0(<20.3)	$4.87^{+0.77}_{-0.70} \times 10^{-5}$	$7448.4^g$	0 (fixed)	$0.56 (<1.11) \times 10^{-5}$
NiXXVII K $\alpha$	$7794.0^{+12.1}_{-11.2}$	27.5 (fixed) <sup>e</sup>	$5.65^{+0.70}_{-0.81} \times 10^{-5}$	$7769.4^{+23.2}_{-9.1}$	15.3 (fixed) <sup>e</sup>	$2.32^{+0.50}_{-0.60} \times 10^{-5}$

エラーは 90%信頼区間を表す

a 銀河中心までの星間吸収  $N_{\text{H}}=6 \times 10^{22}$  cm<sup>-2</sup> に固定した時の太陽組成に対する比

b 単位は  $10^{-11}$  ergs cm<sup>-2</sup> s<sup>-1</sup>。吸収を補正した power-law の 5-10 keV バンドでの強度

c FeI K $\alpha$  の Energy、Width、Flux の 1.103、1.103、0.11 倍に固定

d NiXXVII K $\alpha$  のエネルギー中心値+110 eV に固定

e FeXXV K $\alpha$  の幅に固定

f FeXXVI K $\beta$  のエネルギー中心値+44 eV に固定

g field 1 の NiI K $\alpha$  のエネルギー中心値に固定

### 4.1.2 低温プラズマ ( $kT \sim 1$ keV) の寄与の評価

Koyama et al. (2007c) より 5 keV 以上のスペクトルは中性輝線、高温プラズマと power-law で表せることがわかっている。一方、5 keV 以下のスペクトルでは、soft 成分が優勢的であることは前述した。本修士論文では、5 keV 以上のバンドを解析に使用するが、この成分を考慮すると結果がどの程度変わるか評価しておく必要がある。評価方法は以下のとおりである。

1. field 1 と 2 のスペクトルをそれぞれ 5.0–11.5 keV バンドで現象論的にフィットする (章 4.1.1)。
2. 1. で用いたモデルに soft 成分を表すプラズマモデル ( $kT \sim 1$  keV) を加え、field 1 と 2 のスペクトルをそれぞれ 1.9–11.5 keV バンドでフィットする。
3. 1. と 2. で求めた 6.7 keV (FeXXV  $K\alpha$ ) 輝線強度を比較し、field 1 と 2 における低温プラズマの寄与を評価する。

1. におけるフィットは前章で行っているのので、2. から始める。1. で用いたデータの 1.9–11.5 keV バンドを、式 4.1 にプラズマモデルを加えたモデル (式 4.2) でフィットした。

$$\text{vphabs} \times (\text{vapec} + \text{power-law} + \text{Gaussians1} + \text{Gaussians2}) + \text{vphabs} \times \text{CXB} \quad (4.2)$$

ここで、モデル vapec は重元素組成をパラメータとして持つ光学的に薄い、熱的な電離平衡プラズマモデルで、低温プラズマ ( $kT \sim 1$  keV) を表す。銀河中心までの星間吸収量  $N_H$  を典型的な値、 $6 \times 10^{22} \text{ cm}^{-2}$  にし、S と Fe を除く重元素組成は太陽組成比を仮定した。低温プラズマで表される成分の元素組成はよくわかっていないため、ここでは太陽組成比に仮定、組成比をフリーパラメータとする二つのパターンで評価した。しかし、低温プラズマの Fe の組成比については現状のデータからは決めることができないので太陽組成比を仮定した。さらに低温プラズマからの輝線 (SiXIII  $K\beta$ 、SXVI  $K\alpha$  等) のエネルギー中心が vapec では合わなかったため、全体のゲインを調整しエネルギーをシフトさせた。原因として、XIS のエネルギーゲインのキャリブレーションの不定性、soft 成分以外にも成分が必要等考えられる。ここでは低温プラズマの 6.7 keV 輝線に対する寄与が知りたいだけなのでこのモデルのままフィットする。この結果が図 4.3、表 4.2 である。まだ図 4.3 には残差が残っているが吸収の  $N_H$  や  $Z_{\text{Si}}$  等のパラメータをフリーパラメータとしても 6.7 keV 輝線強度に大きく影響することはないのでここでは無視する。

表 4.1、4.2 から field 1 で低温プラズマが 6.7 keV 輝線強度に及ぼす影響は、低温プラズマの元素組成を太陽組成比に仮定した時で  $\sim 10\%$  ある。低温プラズマの Si, S, Ar, Ca の元素組成をフリーパラメータとした時では、 $\sim 6\%$  の影響を及ぼす。一方、field 2 では低温プラズマの重元素組成がどうであれ 6.7 keV 輝線強度に有意な差は見られず、ここから低温プラズマの影響は無視できる。これより 6.7 keV 輝線強度の不定性は field 1 と 2 で最大  $10\%$  程度であるので、以後の解析では低温プラズマの寄与は無視し、5.0–11.5 keV バンドで FI3 台足した FIs と BI スペクトル解析を行う。

## 4.2 銀河中心近傍における拡がった放射の空間分布

章 4.1.1 では、GCDX のイメージ、全体のスペクトルを見た。ここではもっと定量的に見る。Koyama et al. (2007c) では field 1 と 2 を合わせた GC のスペクトルフィットの結果が

表 4.2: field 1 と 2 の 1.9–11.5 keV のフィッティング結果

	Unit	field 1		field 2	
Abundances <sup>a</sup>		solar	free	solar	free
Absorption		vphabs			
$Z_S^b$	solar	3.2	2.0	3.3	2.0
$Z_{Fe}^b$	solar	2.6	1.8	1.6	1.9
Thin Thermal Plasma		vapec			
kT	keV	0.99	0.99	0.92	0.74
Norm. <sup>c</sup>	$10^{-14}/(4\pi D^2)\int n_e n_H dV$	0.769	0.412	0.222	0.260
$Z_{Si}^d$	solar	1 (fixed)	1.3	1 (fixed)	2.0
$Z_S^d$	solar	1 (fixed)	1.7	1 (fixed)	1.3
$Z_{Ar}^d$	solar	1 (fixed)	2.0	1 (fixed)	1.8
$Z_{Ca}^d$	solar	1 (fixed)	1.9	1 (fixed)	2.2
Emission Line		FeXXV $K\alpha$			
Flux	$10^{-4}\text{photons s}^{-1}\text{ cm}^{-2}$	4.58	4.81	3.20	3.26

エラーは 90%信頼区間を表す

a 低温プラズマの重元素組成を太陽組成に仮定 (solar)、またはフリーパラメータ (free) とした

b 銀河中心までの星間吸収  $N_H=6 \times 10^{22}\text{cm}^{-2}$  に固定した時の太陽組成に対する比

c  $D$ 、 $n_e$  と  $n_H$  はそれぞれ、プラズマまでの距離 (cm)、電子密度 ( $\text{cm}^{-3}$ ) と水素密度 ( $\text{cm}^{-3}$ )

d 太陽組成に対する比

ら 6.7 keV 輝線は  $kT=6.5$  keV の高温プラズマからの輝線で、6.7 keV 輝線強度と点源の強度を比較し、真に広がった成分であるとした。しかし、Yuasa et al. (2007) や Revnivtsev et al. (2007) では点源で GCDX は説明できる可能性を指摘した。これらを検証するため点源は対称性に分布することに注目し (図 1.7)、Sgr A\* に対し対称な領域をとりスペクトルの解析を行う。

図 4.1 にある点線で示された楕円領域 (region1 と 2) は銀河中心 Sgr A\* 中心にとったものである。章 4.1.1 と同様、この領域のスペクトルの 5.0–11.5 keV バンドを用い、バックグラウンドとなる NXB を引き、式 4.1 の現象論的モデルでフィットした (図 4.4、表 4.3)。

表 4.3 から、東側 (region 1)、西側 (region 2) の連続成分 (5–10 keV) の強度はそれぞれ  $2.76 \pm 0.02$ 、 $1.32 \pm 0.02 \times 10^{-13}$  ergs  $\text{cm}^{-2}$   $\text{s}^{-1}$  arcmin $^{-2}$  となる。特に、東側の 6.4 keV 輝線強度は西側の  $\sim 6$  倍にもなる。他の輝線強度も東側のほうで系統的に強く、スペクトルの形も異なる。これらの非対称性は点源よりも真に広がった放射であると考えられる。

6.4 keV 輝線も 6.7 keV 輝線も起源がなんであれ連続成分がともなうと考えられる。これらは 6.7 keV 輝線の強度は高温プラズマ、6.4 keV 輝線強度は中性鉄からの放射、連続成分の強度は高温プラズマと中性鉄の寄与の重ね合わせで観測される。これらの成分の分離と強度の位置依存性を見ることを目的に、各視野を 16 分割してそのスペクトルの解析を行う。この時、較正線源と明るい既知天体、Sgr A East と Arches、を除く各スペクトルから上記と同じ手続きをとり、式 4.1 でフィットした。較正線源が大きく存在し、視野の隅となるため有効面積が小さくなり、統計が少なくなる計 8 個の領域は解析に用いなかった。この時使用した 24 個のスペクトルとそのパラメータはを付録 A.1 にまとめておく (図 A.4、表 A.1)。

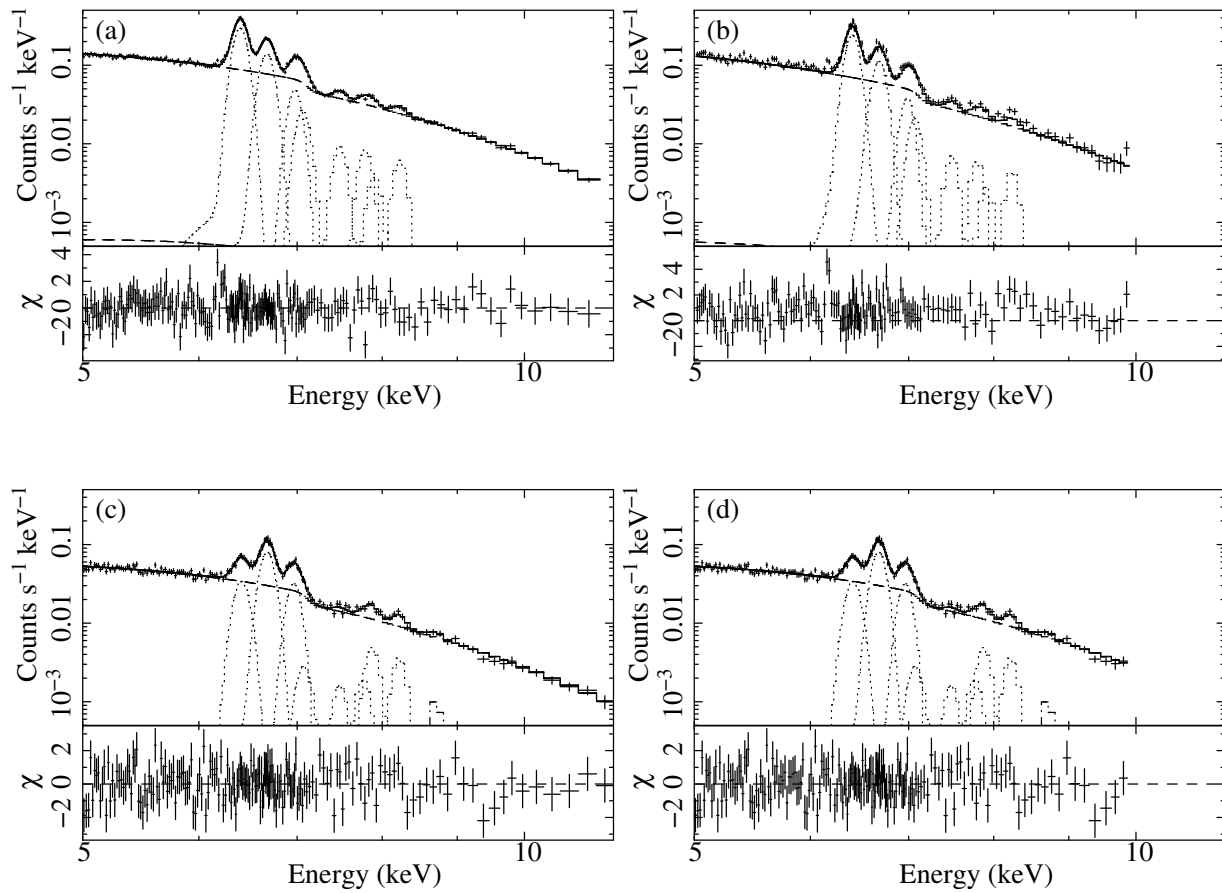


図 4.4: region 1 と 2 のスペクトル。(a) と (b) は region 1 の FIs と BI。(c) と (d) は region 2 の FIs と BI。

表 4.3: region 1 と 2 のベストフィットパラメータ

	region1		region2	
Absorption				
$Z_{\text{Fe}}^a$	$3.3^{+0.2}_{-0.2}$		$3.7^{+0.3}_{-0.4}$	
Power-law				
$\Gamma$	$1.91^{+0.01}_{-0.01}$		$1.71^{+0.02}_{-0.02}$	
Flux (5-10 keV) <sup>b</sup>	$2.76^{+0.02}_{-0.02}$		$1.32^{+0.02}_{-0.02}$	
Emission lines				
Line ID	Energy <sup>c</sup>	Flux <sup>d</sup>	Energy <sup>c</sup>	Flux <sup>d</sup>
FeI K $\alpha$	$6406.3^{+1.8}_{-0.8}$	$4.41^{+0.06}_{-0.07} \times 10^{-6}$	$6420.0^{+6.6}_{-5.1}$	$6.72^{+0.40}_{-0.45} \times 10^{-7}$
FeI K $\beta$	$7066.2^e$	$4.85 \times 10^{-7e}$	$7081.3^e$	$7.39 \times 10^{-8e}$
FeXXV K $\alpha$	$6680.0^{+2.3}_{-2.1}$	$2.30^{+0.04}_{-0.07} \times 10^{-6}$	$6683.7^{+3.5}_{-2.1}$	$1.65^{+0.56}_{-0.49} \times 10^{-6}$
FeXXV K $\beta$	$7904.0^f$	$1.31^{+0.63}_{-0.41} \times 10^{-7}$	$7879.4^f$	$2.23^{+0.48}_{-0.47} \times 10^{-7}$
FeXXV K $\gamma$	$8274.5^f$	$0 (<3.83 \times 10^{-8})$	$8264.3^f$	$0 (<3.18 \times 10^{-8})$
FeXXVI K $\alpha$	$6981.2^{+3.0}_{-7.7}$	$8.32^{+0.44}_{-0.51} \times 10^{-7}$	$6967.2^{+5.3}_{-5.7}$	$7.00^{+0.29}_{-0.60} \times 10^{-7}$
FeXXVI K $\beta$	$8230.5^f$	$2.48^{+0.51}_{-0.56} \times 10^{-7}$	$8220.3^f$	$1.94^{+0.51}_{-0.51} \times 10^{-7}$
FeXXVI K $\gamma$	$8669.8^f$	$2.34 (<7.58) \times 10^{-8}$	$8694.4^f$	$7.32^{+5.73}_{-4.79} \times 10^{-8}$
NiI K $\alpha$	$7489.9^{+14.2}_{-19.2}$	$2.57^{+0.51}_{-0.50} \times 10^{-7}$	$7489.9^g$	$5.98^{+4.57}_{-4.62} \times 10^{-8}$
NiXXVII K $\alpha$	$7794.0^f$	$2.72^{+0.43}_{-0.59} \times 10^{-7}$	$7769.4^f$	$8.46^{+4.56}_{-4.48} \times 10^{-8}$

エラーは 90%信頼区間を表す

a 銀河中心までの星間吸収  $N_{\text{H}}=6 \times 10^{22} \text{ cm}^{-2}$  に固定した時の太陽組成に対する比

b 単位は  $10^{-13} \text{ ergs cm}^{-2} \text{ s}^{-1} \text{ arcmin}^{-2}$ 。吸収を補正した power-law の 5-10 keV バンドでの強度

c 単位は eV

d 単位は  $\text{photons cm}^{-2} \text{ s}^{-1} \text{ arcmin}^{-2}$

e FeI K $\alpha$  の Energy、Width、Flux の 1.103、1.103、0.11 倍に固定

f field 1, 2 のベストフィットエネルギー中心値に固定

g region 1 の NiI K $\alpha$  のエネルギー中心値に固定

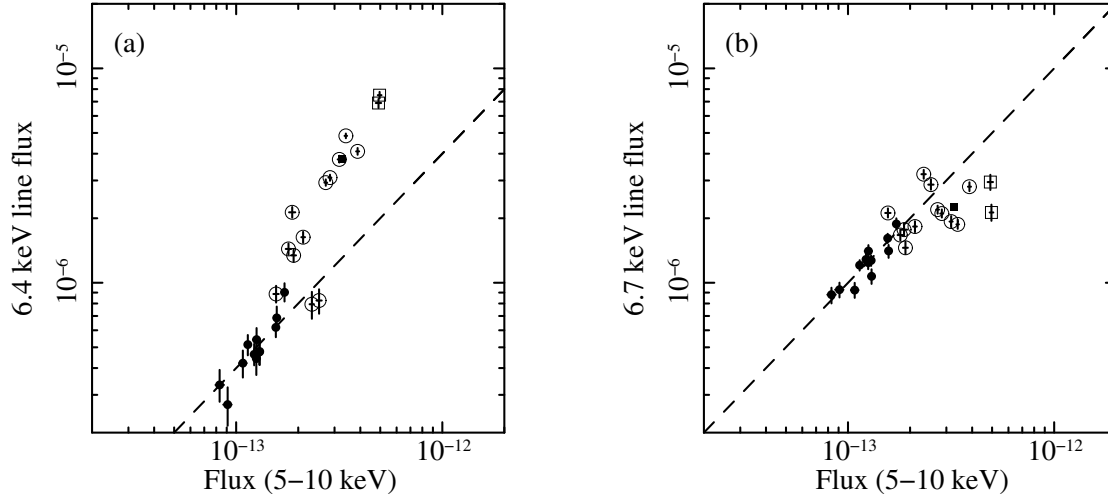


図 4.5:  $L_{5-10}$ ( $\text{ergs cm}^{-2} \text{ s}^{-1} \text{ arcmin}^{-2}$ ) と  $F_{6.4}$ ( $\text{photons cm}^{-2} \text{ s}^{-1} \text{ arcmin}^{-2}$ )(a)、 $F_{6.7}$ ( $\text{photons cm}^{-2} \text{ s}^{-1} \text{ arcmin}^{-2}$ )(b) の相関。白抜き丸は field 1、黒丸は field 2、白抜きの四角は source 1 と 2、黒四角は background のデータを示す。点線は比例関係を表す単なる基準線である。

これらのデータから 6.4 keV、6.7 keV 輝線強度 ( $F_{6.4}$ ,  $F_{6.7}$ ) と連続成分 (吸収を補正した 5–10 keV の power-law 成分) 強度 ( $L_{5-10}$ ) の相関をとったものが図 4.5(a)、(b) である。二つの相関図で輝線強度が大きくなるところに注目する。図 4.5(a) で、6.4 keV 輝線強度が強いところで、データ点は点線より上側にずれ始める。一方、図 4.5(b) ではデータ点が点線より下側にずれる。二つの図からわかるように各輝線強度が単に  $L_{5-10}$  に関連するのではなく、互いに逆の相関を持つ。この結果はこの輝線の起源が異なることを示唆し、点源起源の寄与だけで GCDX を 100% 説明することはできないことを示す。

Muno et al. (2004b) では輝線を出さない非熱的フィラメントも X 線で観測されているが点源の寄与の 10 分の 1 程度と報告している (GCDX の 1% に相当)。また 4.5(a) で  $L_{5-10}$  は 6.4 keV 輝線強度が強いところで比例関係が見れるところから、6.4 keV 輝線に強く関係する連続成分があり、 $L_{5-10}$  は 6.4 keV 輝線、さらに 6.7 keV 輝線強度に比例する連続成分の重ね合わせであると考えられる。この各輝線強度の比例定数を探するため、 $F_{6.4}$  を定数倍して  $F_{6.7}$  に足して

$$F_{6.7} + (\text{constant1}) \times F_{6.4} \propto L_{5-10} \quad (4.3)$$

となる値を探す。具体的には、 $F_{6.4}$  に 0.01 刻みで 0–1.00 倍までしていき、field 1 と 2 のデータ 24 点を式 4.3 で直線でフィットして  $\chi^2$  を求め、最小となる値を探す。この  $\chi^2$  分布を求めたのが図 4.6 で、0.49 で最小値、 $\chi^2 = 287.67$ 、をとる。この定数を採用して相関を求めたのが図 4.7 で、1 桁にわたり良い相関を示す。

最小値  $\chi^2 + 2.706$  となる統計的に求められるエラーは  $0.49(-0.04, +0.05)$  である。図 4.7 を直線フィットすると

$$F_{6.7} + 0.49 \times F_{6.4} = 1.2 \times 10^7 \times L_{5-10} \quad (4.4)$$

となり、その標準偏差はおおよそ 10% である。参考までに、0.10 刻みで  $F_{6.4}$  を定数倍していった相関を付録 A.2(図 A.5、A.6、表 A.2) にまとめておく。

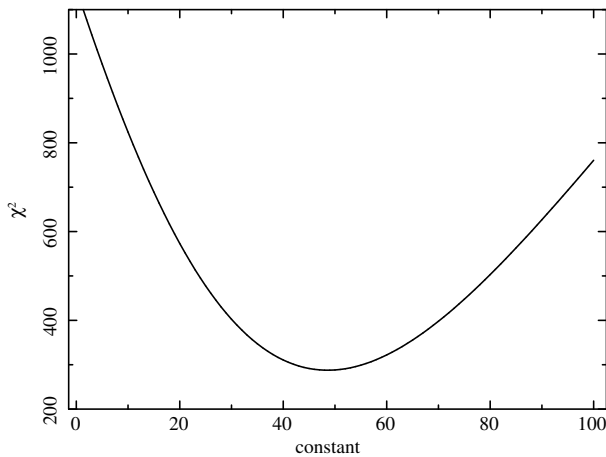


図 4.6:  $\chi^2$  分布。x 軸は 6.4 keV 輝線強度に掛けた定数を表す。

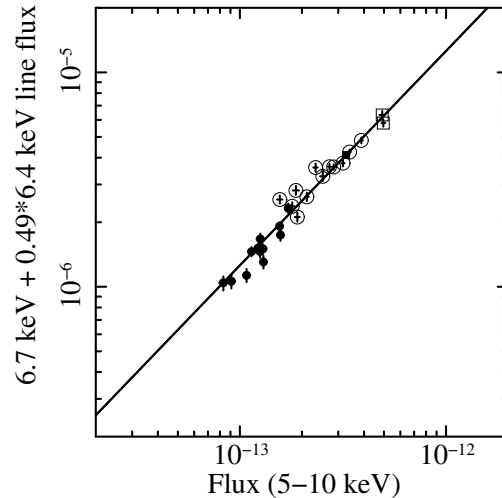


図 4.7:  $F_{6.7} + 0.49 \times F_{6.4}$  (photons  $\text{cm}^{-2} \text{s}^{-1} \text{arcmin}^{-2}$ ) と  $L_{5-10}$  (ergs  $\text{cm}^{-2} \text{s}^{-1} \text{arcmin}^{-2}$ ) の相関。各データ点は図 4.5 を参照。直線は式 4.4 を表す。

式 4.4 の両辺を  $L_{5-10}$  で割ると、

$$F_{6.7}/L_{5-10} + 0.49 \times F_{6.4}/L_{5-10} = \text{constant2} \quad (4.5)$$

となり、 $F_{6.4}/L_{5-10}$  と  $F_{6.7}/L_{5-10}$  は等価幅のようなものである (実際の等価幅はあるエネルギーの輝線強度に対する、そのエネルギーでの連続成分の強度の比)。これより式 4.4 は 6.4 keV と 6.7 keV の等価幅 ( $EW_{6.4}, EW_{6.7}$ ) の相関を見ることで確認できる。図 4.8 で直線はこの相関のベストフィットであり、式 4.6 で表され、この標準偏差は 15% である。

$$EW_{6.7} + 0.50 \times EW_{6.4} = 0.61(\text{keV}) \quad (4.6)$$

これらの結果から power-law 成分を中性鉄と高階電離した鉄原子からの K 殻輝線放射に関係のある二つの成分 PL1、PL2 に分けることができる。そして、5-10 keV バンドの連続成分強度 ( $L_{5-10}$ ) も PL1 と PL2 によるもの、 $L_{5-10}^1$  と  $L_{5-10}^2$  に分けられ、式 4.4 と 4.6 から現象論的には式 4.7 で表せる関係を持つ。

$$L_{5-10}^2/L_{5-10}^1 \sim (1/0.5) \times (F_{6.7}/F_{6.4}) \quad (4.7)$$

また、図 4.9 に光子指数  $\Gamma$  対 6.4 keV と 6.7 keV 輝線強度比 ( $F_{6.4}/F_{6.7}$ ) の相関を求めた。輝線強度比  $F_{6.4}/F_{6.7}$  は 0.2~5 くらいまで大きく変わるのに対し、 $\Gamma$  の値は 1.9 とほぼ一定である。つまり、輝線強度比にかかわらず連続成分の形はほとんど変わらず、それゆえ、PL1 と PL2 の光子指数  $\Gamma$  はほとんど同じで 1.9 とみなせる。



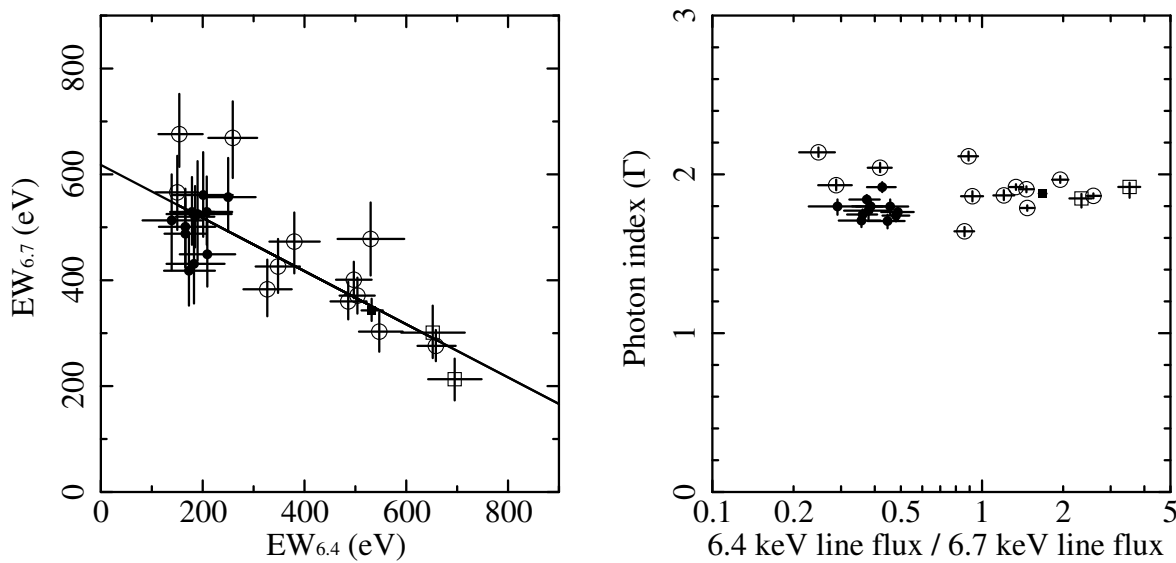


図 4.8:  $E_{6.4}$ (eV) と  $E_{6.7}$ (eV) の相関。各データ点は図 4.5 を参照。直線は式 4.6 を表す。 図 4.9:  $\Gamma$  と  $F_{6.4}/F_{6.7}$  の相関。各データ点は図 4.5 を参照。

### 4.3 すざく XIS による銀河中心近傍の中性鉄輝線天体のスペクトル

図 4.1 より銀河中心東側の領域で、6.4 keV(FeI  $K\alpha$ ) 輝線が強く放射されていることがわかる。大きく東側に伸びるクランプ構造は二つのピークを持つ。よって、この領域を二つの構造に (source 1 と 2) わけ、この中性鉄輝線天体のスペクトル解析を行う。信頼における天体のスペクトル解析を行うにはバックグラウンドの評価が大切となる。特に GCDX 成分がバックグラウンドとしては優勢的、かつ位置により異なるためその評価を正確に見積もることが必要である。位置依存による GCDX の系統誤差を最小にするため、バックグラウンドスペクトルの領域はソースの近傍をとる。図 4.1 で点線の楕円から source 1 と 2 を抜いたものである。章 4.2 の結果を利用し、ソーススペクトルに対するバックグラウンドとして GCDX の 6.7 keV 輝線に付随する成分だけとりだし、バックグラウンドをモデルで加えることを考える。

まず初めに、ソースとバックグラウンドスペクトルを現象論的なモデル (式 4.1) でフィットする。その結果を図 4.10、表 4.4 にまとめた。ここから、ソースとバックグラウンドでの各輝線放射の強度の違い、またバックグラウンドのスペクトルの形がわかる。この時、各フィットに使った Gaussian のエネルギー中心値は region 1 をフィットした時のものに固定した (表 4.3 を参照)。

次にバックグラウンドの強度を評価するため、規格化因子  $\alpha$  を導入する。 $\alpha$  はソースに対するバックグラウンドの 6.7 keV(FeXXV  $K\alpha$ ) 輝線強度比を表すものとする。表 4.4 より、source 1 と 2 でそれぞれ 1.41、0.95 となる。章 4.2 の結果から示唆されるように、GCDX の連続成分は中性 (PL1) と高階電離 (PL2) した鉄及びニッケルからの放射に関係ある二つの成分に分けられる。バックグラウンドとして PL2 とそれに付随する高階電離輝線放射のソース領域に対する寄与は  $\alpha$  を用いて次のように評価できる。高階電離した原子からの輝線放射についてはバックグラウンドスペクトルから求めた輝線強度を  $\alpha$  倍

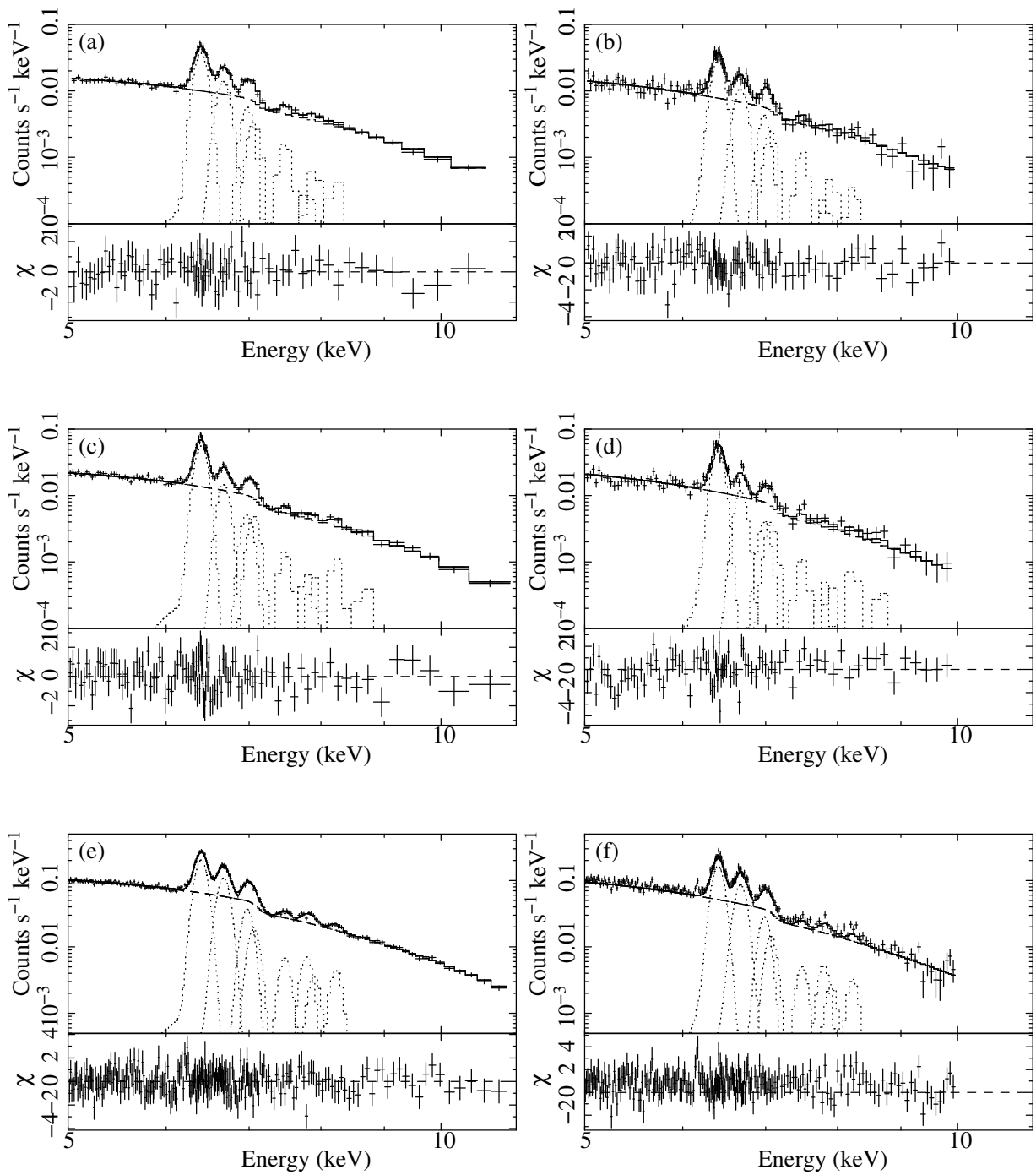


図 4.10: source 1, 2 と background スペクトル。(a) と (b) は source 1 の FIs と BI。(c) と (d) は source 2 の FIs と BI。(e) と (f) は background の FIs と BI。

表 4.4: source 1, 2 と background のベストフィットパラメータ

	source1	source2	background	
Absorption				
$Z_{\text{Fe}}^a$	$3.3^{+0.6}_{-1.0}$	$3.7^{+0.7}_{-0.9}$	$3.7^{+0.2}_{-0.3}$	
Power-law				
$\Gamma$	$1.85^{+0.03}_{-0.06}$	$1.92^{+0.03}_{-0.07}$	$1.88^{+0.01}_{-0.02}$	
Flux (5-10 keV) <sup>b</sup>	$4.90^{+0.15}_{-0.15}$	$4.96^{+0.11}_{-0.10}$	$3.28^{+0.02}_{-0.02}$	
Emission Lines				
Line ID	Energy <sup>c</sup>	Flux <sup>d</sup>		
FeI K $\alpha$	6406.4	$6.89^{+0.31}_{-0.36}$	$7.50^{+0.27}_{-0.26}$	$3.78^{+0.07}_{-0.07}$
FeI K $\beta^e$	7066.3	0.86	0.83	0.42
FeXXV K $\alpha$	6680.0	$2.95^{+0.24}_{-0.24}$	$2.13^{+0.19}_{-0.18}$	$2.25^{+0.06}_{-0.06}$
FeXXV K $\beta$	7904.0	$0.31^{+0.25}_{-0.23}$	0.21 (<0.41)	$0.16^{+0.06}_{-0.06}$
FeXXV K $\gamma$	8274.5	0 (<0.42)	0 (<0.28)	0(<0.31)
FeXXVI K $\alpha$	6981.2	$1.19^{+0.20}_{-0.20}$	$0.85^{+0.24}_{-0.18}$	$0.80^{+0.05}_{-0.05}$
FeXXVI K $\beta$	8230.5	0.26 (<0.48)	$0.49^{+0.19}_{-0.41}$	$0.23^{+0.05}_{-0.06}$
FeXXVI K $\gamma$	8669.8	0.04 (<0.26)	$0.29^{+0.23}_{-0.23}$	0.04(<0.62)
NiI K $\alpha$	7489.9	$0.58^{+0.24}_{-0.22}$	$0.41^{+0.24}_{-0.20}$	$0.24^{+0.06}_{-0.06}$
NiXXVII K $\alpha$	7794.0	0.14 (<0.39)	$0.22^{+0.21}_{-0.20}$	$0.30^{+0.06}_{-0.06}$
$\alpha$		1.31	0.94	

エラーは 90%信頼区間を表す

a 銀河中心までの星間吸収  $N_{\text{H}}=6\times 10^{22} \text{ cm}^{-2}$  に固定した時の太陽組成に対する比

b 単位は  $10^{-13} \text{ ergs cm}^{-2} \text{ s}^{-1} \text{ arcmin}^{-2}$ 。吸収を補正した power-law の 5-10 keV バンドの強度

c 単位は eV。中心値は region 1 をフィットした時のものに固定

d 単位は  $10^{-6} \text{ photons cm}^{-2} \text{ s}^{-1} \text{ arcmin}^{-2}$

e FeI K $\alpha$  の Energy、Flux の 1.103、0.11 倍に固定

する。それに付随する連続成分に関しては、バックグラウンドスペクトルの power-law 成分の強度を  $\alpha \times F_{6.7}/(F_{6.7} + 0.49 \times F_{6.4})$  倍する。これはバックグラウンド領域の PL2 を取り出し、強度を  $\alpha \times \text{PL2}$  にしてバックグラウンドモデルにすることを意味する。

これらのモデルに CXB のモデルを加えたものをバックグラウンドモデルとして、source 1 と 2 から NXB を引いたスペクトルを  $vphabs \times (\text{power-law} + \text{Gaussians1}) + \text{バックグラウンドモデル} + vphabs \times \text{CXB}$  でフィットした。ここで第一項が中性輝線に関する成分である。ここでも銀河中心までの星間吸収を  $N_{\text{H}} = 6 \times 10^{22} \text{ cm}^{-2}$  (CXB に対する星間吸収は  $N_{\text{H}} = 12 \times 10^{22} \text{ cm}^{-2}$ ) に固定し、重元素組成は Fe の組成比  $Z_{\text{Fe}}$  だけをフリーパラメータにした。その結果を図 4.5、表 4.5 にまとめた。

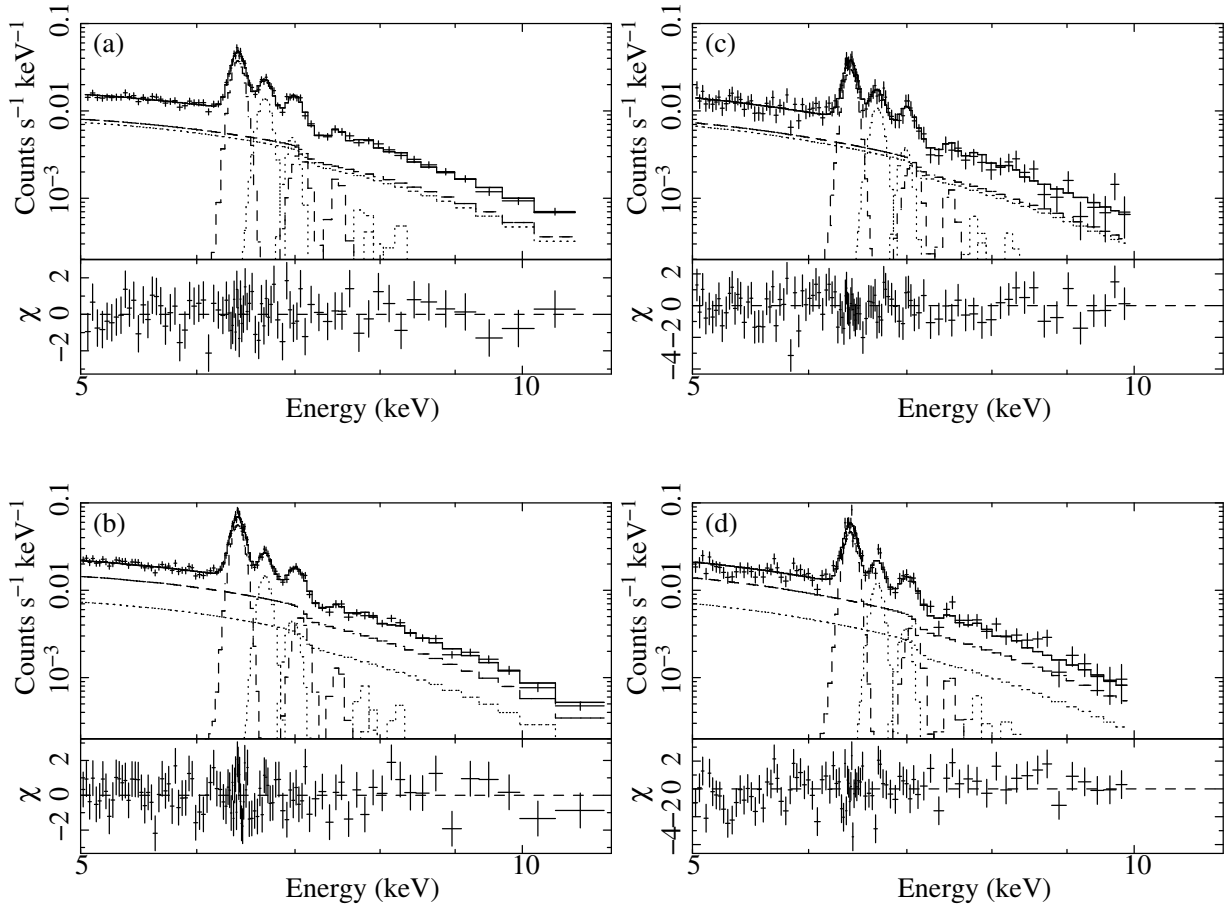


図 4.11: source 1 と 2 のスペクトル。(a) と (b) は source 1 の FIs と BI。(c) と (d) は source 2 の FIs と BI。破線は中性原子に関係のある成分、点線は高階電離した原子に関係のある成分。

#### 4.4 すざく XIS と *Chandra* ACIS による銀河中心近傍の中性鉄輝線天体の時間解析

空間分解の良い *Chandra* を用いた解析で、source 1 内の構造が時間変動していることが報告されている (Muno et al. 2007)。ここでは *Chandra* の 2002 年観測から「すざく」の

表 4.5: バックグラウンドモデルを用いた source 1 と 2 のベストフィットパラメータ

	Unit	source 1	source 2
Absorption			
$Z_{\text{Fe}}^a$	solar	$3.8^{+0.6}_{-0.5}$	$3.9^{+0.4}_{-0.6}$
Power-law			
$\Gamma$		$1.83^{+0.03}_{-0.03}$	$1.86^{+0.03}_{-0.02}$
Flux (5-10 keV) <sup>b</sup>	$10^{-13}\text{ergs cm}^{-2} \text{s}^{-1} \text{arcmin}^{-2}$	$2.61^{+0.14}_{-0.16}$	$3.37^{+0.12}_{-0.12}$
Emission lines			
FeI K $\alpha$			
Energy	eV	$6403.9^{+4.3}_{-2.8}$	$6404.0^{+2.8}_{-2.3}$
Flux	$10^{-6}\text{photons cm}^{-2} \text{s}^{-1} \text{arcmin}^{-2}$	$6.92^{+0.29}_{-0.30}$	$7.45^{+0.29}_{-0.23}$
Equivalent Width	keV	$1.23^{+0.14}_{-0.14}$	$1.03^{+0.08}_{-0.09}$
FeI K $\beta$			
Energy	eV	$7065.0^{+28.2}_{-35.3}$	$7069.1^{+23.1}_{-18.9}$
Flux	$10^{-6}\text{photons cm}^{-2} \text{s}^{-1}\text{arcmin}^{-2}$	$0.99^{+0.27}_{-0.25}$	$1.02^{+0.19}_{-0.23}$

エラーは 90%信頼区間を表す

a 銀河中心までの星間吸収  $N_{\text{H}}=6 \times 10^{22}$  に固定した時の太陽組成に対する比

b 吸収を補正した power-law の 5-10 keV バンドでの強度

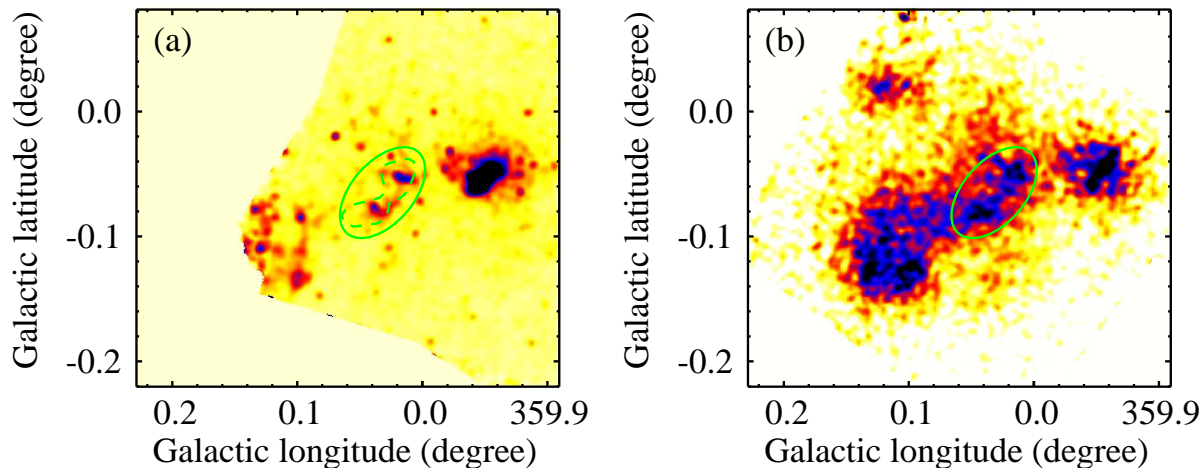


図 4.12: (a) 2002 年 *Chandra* の 6-7 keV バンドのイメージと (b) 2005 年「すざく」の 6.4 keV Narrow band image。楕円はスペクトル解析に用いた領域、破線は source 1 領域を表す。色が濃い (黒い) 方が放射強度が強いことを表す。

2005年観測にわたる長い期間での時間変動を見てみる。

「すざく」の空間分解能では時間変動が報告された構造を分解できない。また、「すざく」と *Chandra* ではわずかにイメージ上の中性鉄輝線天体の位置がずれている。しかし衛星間で絶対的な位置のずれがあるかどうかを測定する指標となるような明るい点源は視野上になく、相対的なものか絶対的なものかはわからない。これらを考慮して、この解析に用いる領域は source 1 よりも少し大きめにとる (図 4.12)。

「すざく」のスペクトルからはバックグラウンドとして今までのように NXB を引き、*Chandra* のスペクトルについては NXB として適当なものがないため Blank sky のデータを用いた。NXB と Blank sky のデータの違いは、データの中に CXB を含むか否かである。フィット結果から、CXB の寄与はソースに対し 100 分の 1 程度なのでここでは無視しても良い。バックグラウンドを引いた「すざく」のスペクトルを式 4.1 で 5–8 keV バンドでフィットした。*Chandra* のスペクトルに関しては、式 4.1 で CXB の項をはずしたモデルで 5–8 keV バンドをフィットした。また、エネルギー分解能が悪く三本の鉄輝線 (6.4, 6.7, 6.97 keV) を分離できないため、エネルギー中心値、その幅を「すざく」で求めたベストフィット値に固定した。さらに *Chandra* の絶対エネルギーは系統的にズレていることが知られているので、モデルを用い全体のエネルギーをシフトさせた。その結果 6 keV 付近では  $\sim 0.2\%$  のゲインシフトをさせることで、良いフィット結果が得られた。また *Chandra* は NXB の寄与、特に Ni K $\alpha$  輝線、が強く、これが吸収の Fe の吸収端を決めにくくする。この理由から power-law の  $\Gamma$  と吸収量の Fe 組成比  $Z_{\text{Fe}}$  の 2 つのパラメータのそれぞれについて、「すざく」のベストフィットの値に固定した場合とフリーパラメータにした場合の 2 通り、合計 4 パターンでフィットを行った。この 4 パターンのフィットは ID を 1、2、3、4 として区別する (「すざく」のフィットは ID=5 とする)。その結果を図 4.13, 4.14 と表 4.6 にまとめる。

表 4.6 から 6.4, 6.7 keV 輝線に注目して *Chandra* と「すざく」で比較したのが図 4.15 である。ここからわかるように、4 つのパターンでフィット結果はほぼ変わらず、6.7 keV 輝線に関しては 90 % の統計エラー内で一定である。この輝線は、高温プラズマからの放射なので、その強度は不変であると考えられ、結果はこれを支持する。一方、6.4 keV 輝線強度に関しては *Chandra* のスペクトルフィットのパターンによってばらつきがあるが、衛星間では有意に変動していて、ID=1 と 5 の間では  $4.7\sigma$  の変化が見られる。

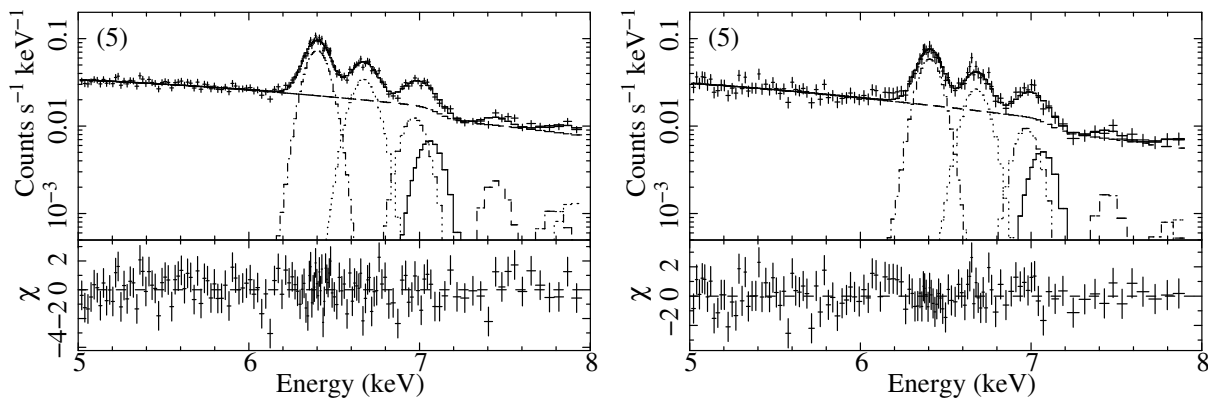


図 4.13: 2005 年「すざく」の 5-8 keV バンドのフィット結果。左: FIs。右: BI。

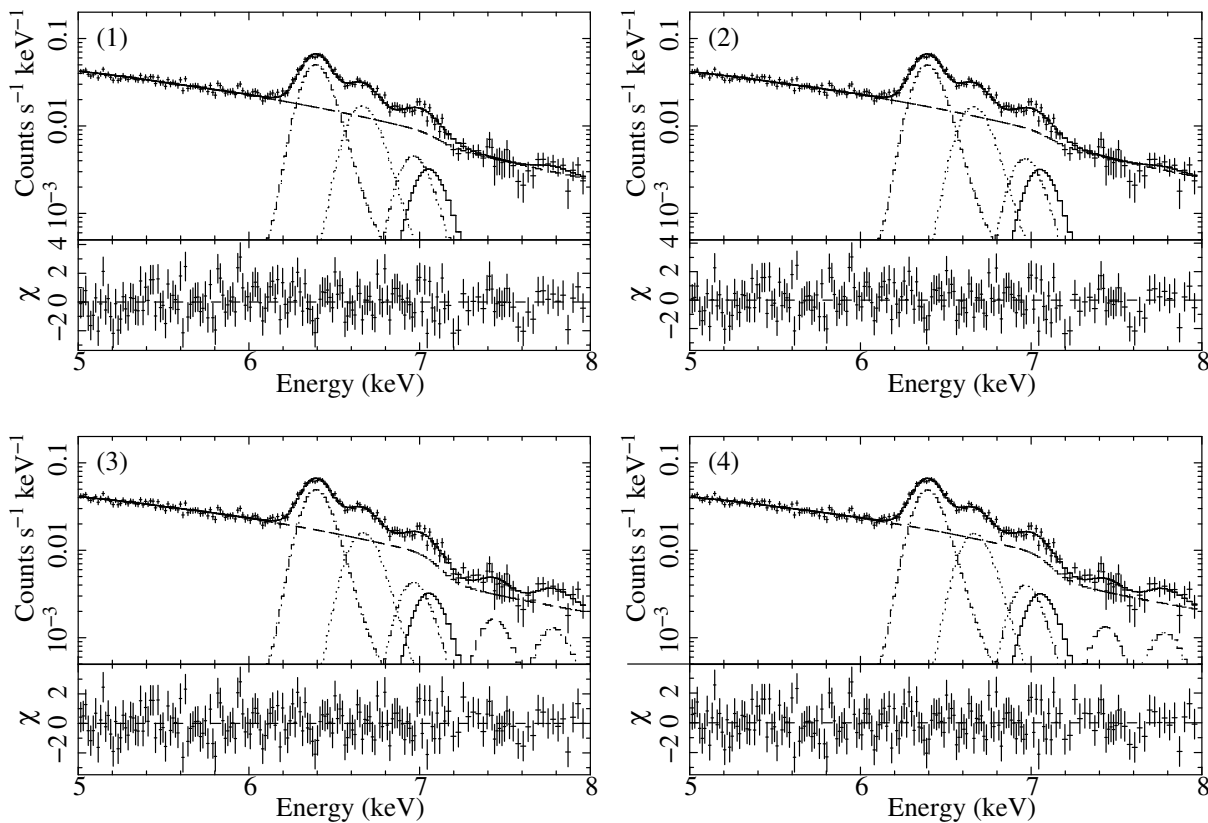


図 4.14: 2002 年 *Chandra* の 5-8 keV バンドのフィット結果。ID=1:  $Z_{\text{Fe}}=\text{fix}$ ,  $\Gamma=\text{fix}$ 。  
2:  $Z_{\text{Fe}}=\text{fix}$ 。3:  $\Gamma=\text{fix}$ 。4:  $Z_{\text{Fe}}=\text{free}$ ,  $\Gamma=\text{free}$ 。

表 4.6: 「すざく」と *Chandra* の 5–8 keV バンドのベストフィットパラメータ

衛星 (観測が行われた年)	Chandra (2002)				すざく (2005)
ID <sup>a</sup>	1	2	3	4	5
Absorption					
$Z_{\text{Fe}}^c$	3.4 <sup>b</sup>	3.4 <sup>b</sup>	8.0 <sup>+1.2</sup> <sub>-1.0</sub>	7.5 <sup>+1.3</sup> <sub>-1.8</sub>	3.4 <sup>+0.5</sup> <sub>-0.4</sub>
Power-law					
$\Gamma$	1.77 <sup>b</sup>	1.65 <sup>+0.13</sup> <sub>-0.19</sub>	1.77 <sup>b</sup>	1.66 <sup>+0.21</sup> <sub>-0.19</sub>	1.77 <sup>+0.02</sup> <sub>-0.02</sub>
Flux (5–8 keV) <sup>d</sup>	3.56 <sup>+0.06</sup> <sub>-0.06</sub>	3.62 <sup>+0.06</sup> <sub>-0.06</sub>	4.03 <sup>+0.07</sup> <sub>-0.07</sub>	4.05 <sup>+0.07</sup> <sub>-0.07</sub>	3.72 <sup>+0.08</sup> <sub>-0.07</sub>
Line emissions					
FeI $K\alpha$					
Energy <sup>e</sup>	6404.7 <sup>b</sup>	6404.7 <sup>b</sup>	6404.7 <sup>b</sup>	6404.7 <sup>b</sup>	6404.7 <sup>+2.6</sup> <sub>-2.3</sub>
Width <sup>e</sup>	13.3 <sup>b</sup>	13.3 <sup>b</sup>	13.3 <sup>b</sup>	13.3 <sup>b</sup>	13.3 (<21.5)
Flux <sup>f</sup>	7.83 <sup>+0.23</sup> <sub>-0.23</sub>	7.77 <sup>+0.23</sup> <sub>-0.23</sub>	8.34 <sup>+0.24</sup> <sub>-0.33</sub>	8.21 <sup>+0.25</sup> <sub>-0.31</sub>	6.89 <sup>+0.20</sup> <sub>-0.23</sub>
FeXXV $K\alpha$					
Energy <sup>e</sup>	6678.3 <sup>b</sup>	6678.3 <sup>b</sup>	6678.3 <sup>b</sup>	6678.3 <sup>b</sup>	6678.3 <sup>+4.9</sup> <sub>-4.4</sub>
Width <sup>e</sup>	26.7 <sup>b</sup>	26.7 <sup>b</sup>	26.7 <sup>b</sup>	26.7 <sup>b</sup>	26.7 <sup>+8.8</sup> <sub>-14.2</sub>
Flux <sup>f</sup>	3.37 <sup>+0.23</sup> <sub>-0.23</sub>	3.30 <sup>+0.23</sup> <sub>-0.23</sub>	3.40 <sup>+0.24</sup> <sub>-0.22</sub>	3.33 <sup>+0.25</sup> <sub>-0.20</sub>	3.61 <sup>+0.19</sup> <sub>-0.18</sub>
FeXXVI $K\alpha$					
Energy <sup>e</sup>	6972.0 <sup>b</sup>	6972.0 <sup>b</sup>	6972.0 <sup>b</sup>	6972.0 <sup>b</sup>	6972.0 <sup>+10.0</sup> <sub>-8.0</sub>
Width <sup>e</sup>	0 <sup>b</sup>	0 <sup>b</sup>	0 <sup>b</sup>	0 <sup>b</sup>	0 (<22.9)
Flux <sup>f</sup>	1.11 <sup>+0.20</sup> <sub>-0.20</sub>	1.03 <sup>+0.20</sup> <sub>-0.24</sub>	1.11 <sup>+0.22</sup> <sub>-0.21</sub>	1.04 <sup>+0.24</sup> <sub>-0.19</sub>	1.33 <sup>+0.19</sup> <sub>-0.18</sub>
$\delta_{\text{Gain}}^g$	-14 <sup>+4</sup> <sub>-4</sub>	-14 <sup>+4</sup> <sub>-4</sub>	-12 <sup>+3</sup> <sub>-3</sub>	-12 <sup>+2</sup> <sub>-4</sub>	0(fixed)

エラーは 90%信頼区間を表す

a ID は図 4.13、4.14、4.15 のスペクトル、図 4.15 でデータ点を特定するのに使用

b 「すざく」のベストフィット値で固定

c 銀河中心までの星間吸収  $N_{\text{H}}=6 \times 10^{22} \text{ cm}^{-2}$  に固定したときの太陽組成に対する比

d 単位は  $10^{-12} \text{ ergs s}^{-1} \text{ cm}^{-2}$ 。吸収を補正した power-law の 5–8 keV バンドでの強度。

e 単位は eV

f 単位は  $10^{-5} \text{ photon s}^{-1} \text{ cm}^{-2}$

g 単位は eV。全体的にエネルギーをシフトさせた値



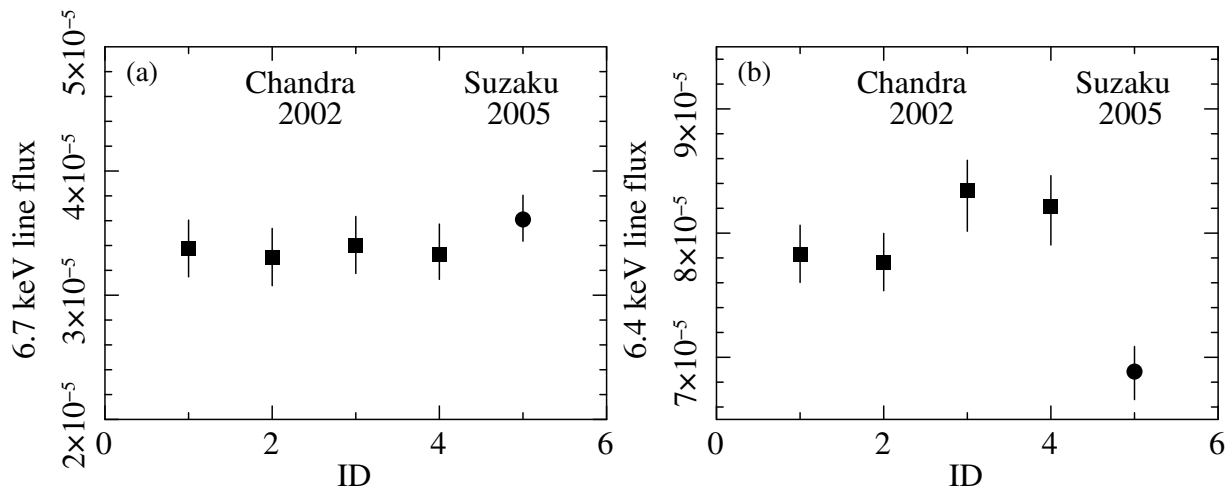


図 4.15: 強度の時間変動。(a)6.7 keV 輝線強度 (photons cm<sup>-2</sup> s<sup>-1</sup>)。 (b)6.4 keV 輝線強度 (photons cm<sup>-2</sup> s<sup>-1</sup>)。 x 軸の ID(1、2、3、4) は *Chandra* のフィットパターンの違いを区別する。 ID=5 は「すざく」のフィット。 ID=1:  $Z_{\text{Fe}}=\text{fix}$ 、 $\Gamma=\text{fix}$ 。 2:  $Z_{\text{Fe}}=\text{fix}$ 。 3:  $\Gamma=\text{fix}$ 。 4:  $Z_{\text{Fe}}=\text{free}$ 、 $\Gamma=\text{free}$ 。 表 4.6 参照。

## 第5章 議論

### 5.1 銀河中心拡散 X 線放射の混合比

GCDXは少なくとも三つの成分に分けられる。高温プラズマ(成分1)、トムソン散乱または制動放射による連続成分を伴った6.4 keV放射(成分2)、点源の寄せ集めとその他(見つかっている非熱的な filament 構造等)(成分3)である。

高温プラズマ中の高階電離原子が作るK殻輝線放射を用いれば、そのプラズマのパラメーターを制限できる。この時、最も重要となる輝線は6.7 keV、6.97 keVと7.88 keV(FeXXV K $\alpha$ 、FeXXVI K $\alpha$ とFeXXV K $\beta$ )輝線で、輝線強度比6.97 keV/6.7 keVから電離温度、7.88 keV/6.7 keVからは電子温度が得られる。電離温度は、プラズマ中の原子がどれくらいイオン化が進んでいるかを表すパラメータで、電離平衡プラズマでは電離温度と電子温度が同じ値をとる。

Koyama et al. (2007c)でfield 1と2でのこれらの輝線が良く研究されていて、GCDXは衝突電離平衡にある高温プラズマであると結論した。実際、銀河中心のスペクトルは、6.5 keV( $7-9 \times 10^7$  K)のプラズマ+ $\Gamma=1.4$ のpower-law+中性原子のK殻輝線放射で良くフィットできる(図1.6)。図からわかるようにGCDXの5-10 keVにおける連続成分の強度 $L_{5-10}$ は高温プラズマによるものと $\Gamma=1.4$ のpower-law成分によるものがそれぞれ $\sim 0.5 \times L_{5-10}$ で混在する。

章4.2では、 $L_{5-10}$ を二つの成分、 $L_{5-10}^1$ と $L_{5-10}^2$ に分解した。そしてその比 $L_{5-10}^1/L_{5-10}^2$ は $(0.49/1) \times (F_{6.4}/F_{6.7})$ に比例することを示した。これは6.7 keV輝線 $F_{6.7}$ と6.4 keV輝線強度 $F_{6.4}$ が等しい場合には、 $L_{5-10}$ は $L_{5-10}^1:L_{5-10}^2=1:2$ となり、 $\sim 1/3$ が6.4 keV輝線、 $\sim 2/3$ が6.7 keV輝線に付随するものと見なせることを意味する。

Koyama et al. (2007c)ではfield 1と2全体で、6.4 keVと6.7 keV輝線強度はほとんど等しいと報告している( $F_{6.4}$ 、 $F_{6.7}=4.32$ 、 $5.10 \times 10^{-4}$  photon s $^{-1}$  cm $^{-2}$ 。その比は0.46:0.54)。それゆえ、この領域全体で $L_{5-10}$ の1/3は $L_{5-10}^1$ 、1/3は $L_{5-10}^2$ で、その成分のスペクトルの $\Gamma$ はどちらも1.9である(章4.2)。

上の二つの成分への分解は6.7 keV輝線放射は温度が空間的に一様なプラズマからのものであることを仮定している。この仮定は輝線強度比6.97 keV/6.7 keV輝線強度比の関係を見ることで確かめられる。図5.1に $F_{6.97}$ と $F_{6.7}$ の関係を示した。強度比は0.36の直線で良くフィットできる。図5.2は電離温度と輝線強度比の関係をシミュレーションで求めたもので、温度が高くなるほど輝線強度比も強くなることが知られている。ここからプラズマの温度は $(7-9) \times 10^7$  Kで一様であると結論できる。しかし、詳細に見ると、強度比は系統的にfield 2の方がfield 1よりも大きい値を示す。field 1と2をそれぞれ直線でフィットすると、 $F_{6.97}/F_{6.7} = 0.33 \pm 0.02$ 、 $0.44 \pm 0.02$ となる。これより温度はfield 1、2でそれぞれおよそ $7.5 \times 10^7$  K、 $8.6 \times 10^7$  Kとわかる。

章4.1.2で述べたようにこの領域にはSiやSなどの高階電離した原子からの輝線放射を持つ低い温度のプラズマも存在している。その温度は $\sim 1$  keVで6.7 keV輝線放射に対する寄与は最大10%になる。一方、温度1 keV程度のプラズマからは6.96 keV輝線は放射

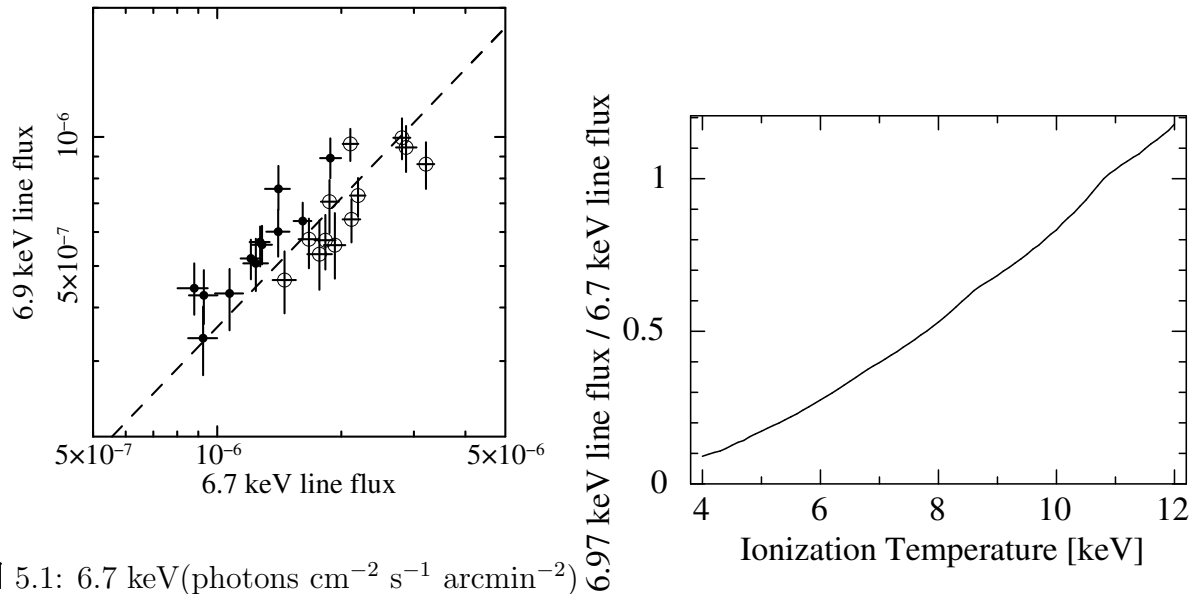


図 5.1: 6.7 keV (photons  $\text{cm}^{-2} \text{s}^{-1} \text{arcmin}^{-2}$ ) と 6.9 keV 輝線強度 (photons  $\text{cm}^{-2} \text{s}^{-1} \text{arcmin}^{-2}$ ) の相関。白抜き丸は field 1、黒丸は field 2 のデータを示す。点線は全データ点のベストフィットを表す。

図 5.2: 6.97 keV 輝線に対する 6.7 keV 輝線強度比とプラズマの電離温度の関係。

されないので、この強度の寄与は無視できる。この結果、高温プラズマの温度は  $\sim 5\%$  高くなり、低温プラズマの寄与の違いが field 1 と 2 での温度の差を生じさせる原因の一つに考えられる。しかし、この 6.7 keV 輝線強度の不定性 ( $\sim 10\%$ ) は式 4.4 で表される標準偏差内なので、結論や議論に本質的な影響を与えることはない。

図 5.3 に  $L_{5-10}$  をそれに寄与する成分の割合で分解したの二つの図を示す。左側のグラフは章 4.2 の結果で、現象論的に PL1 と PL2 の強度がほぼ 1:2 の割合で寄与していることを表す。図中の白、灰色の領域は主に 6.7 keV、6.4 keV 輝線に関係のある連続成分強度を示す。右側のグラフは 6.5 keV プラズマ (power-law で連続部分を表せば、 $\Gamma \sim 2.4$ ) と  $\Gamma = 1.4$  を持つ power-law が  $L_{5-10}$  にほぼ同程度の寄与をしていることを表す (Koyama et al. 2007c)。明らかにこの二つの成分分解の仕方には矛盾がみられるが、次の章で、点源の寄与を考慮することでこれが解決することを示す。

## 5.2 高温プラズマの起源

Koyama et al. (2007c) で、GCDX の約半分程度は 6.5 keV のプラズマによることを示し、その高温プラズマは 6.7 keV 輝線放射や他の高階電離した Fe, Ni の輝線を出すことがわかった。しかし、図 5.3 の PL2 が示唆するように、この高温プラズマに加えて、後少なくとも  $L_{5-10}$  の  $1/6$  は 6.7 keV 輝線に寄与する成分がなくてはならない。我々はこの成分を、点源の重ね合わせ (成分 3) と考える。Muno et al. (2004b) は 2–9 keV で  $3 \times 10^{-15} \text{ergs cm}^{-2} \text{s}^{-1}$  以上の点源を検出し、その重ね合わせは GCDX の 10% の寄与を示すこと、そのスペクトルは強い 6.7 keV 輝線と弱い 6.4 keV 輝線を持つと報告している。こう考えると、PL2 には点源の寄与を一部に含んでいる。高温プラズマの Fe の元素組成比を増やす (6.7 keV 輝線強度が強くなる) ことで点源からの輝線の寄与は説明でき、一方、点源の連

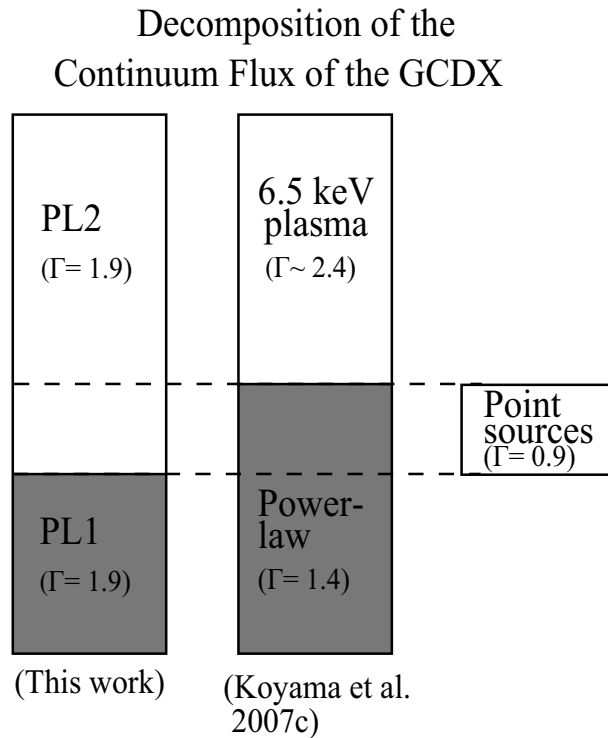


図 5.3: 連続成分強度  $L_{5-10}$  の成分分解。左図は  $L_{5-10}$  のうち PL1 と PL2 が 1 : 2 の割合で寄与すること、中図は plasma と power-law が 1 : 1 の割合で寄与することを表す。右図は点源の寄与が  $L_{5-10}$  の 1/6 あることを示す。

連続成分は  $\Gamma=1.4$  の power-law 強度の一部に寄与していると説明できる。

6.5 keV の電離平衡プラズマをすぎくでどのように観測されるかシミュレーションし、それを power-law と Gaussians でフィットすると  $\Gamma=2.4$  となる。一方、点源の重ね合わせは  $\Gamma=0.9$  の power-law でフィットされる (Muno et al. 2004b)。ここから  $L_{5-10}$  に対する強度で重みをつけた  $\Gamma$  の値を計算すると、 $2.4 \times 3/4 + 0.9 \times 1/4 \sim 2.0$  となり、PL2 の  $\Gamma=1.9$  と矛盾しない。実際この計算は、 $\Gamma = 2.4$  の power-law と  $\Gamma = 0.9$  の power-law で、7 keV での強度が 3:1 になるようなモデルを作り、1つの power-law でフィットするシミュレーションを行うとその  $\Gamma$  は  $\sim 2.0$  となることから妥当だと言える。また図 5.3 より、 $\Gamma=1.4$  の power-law 成分は PL1 ( $\Gamma=1.9$ ) と点源 ( $\Gamma=0.9$ ) の寄せ集めと見なせる。強度で重みをつけた power-law 成分の  $\Gamma$  を計算すると、 $1.9 \times 2/3 + 0.9 \times 1/3 \sim 1.6$  となり、 $\Gamma=1.4$  と矛盾しない。これより、点源が GCDX に与える寄与は 1/6 程度であると結論でき、高温プラズマの起源の大部分は真に広がった放射だと言える。

### 5.3 6.4 keV 放射とクランプ構造の起源

6.4 keV 放射の起源は中性、または低電離の Fe 原子の内殻の電離によることで起こる放射である。そのような電離をさせる可能性があるのは分子雲への高エネルギー電子の衝突、または X 線の照射が考えられる。前者は弱い 6.4 keV の等価幅  $\sim 0.3$  keV を作るのに対し、後者は相対的に強い等価幅  $\sim 1$  keV を作る (等価幅の値は分子雲の Fe の元素組成比が太陽組成だと仮定した場合。Tatischeff 2003, Murakami et al. 2000)。

章 4.2 にあったように、中性原子の K 殻輝線放射とそれに付随する連続成分 (PL1) が

GCDXに一般的に含まれることを示した(ここからは中性鉄輝線天体の連続成分 PL1 とは区別して、普遍的な PL1 と呼ぶ)。式 4.6 で  $EW_{6.7} = 0$  となる値を求めると、 $EW_{6.4} \sim 1.2$  keV を得る。この値は、field 1 と 2 で Fe が太陽組成比の 4-5 倍でないかぎり電子衝突による説明はできない。また強度比  $F_{6.4}/F_{6.7}$  は場所によって大きく変わるのに対し、power-law の  $\Gamma$  はおよそ 1.9 で一定 (図 4.9) なので、普遍的な PL1 の power-law の  $\Gamma$  も  $\sim 1.9$  でなくてはならない。

表 4.5 の中性鉄輝線天体 (source 1 と source 2) のパラメータを出すに、普遍的な PL1 とそれに関係のある中性原子からの輝線放射をバックグラウンドとして考慮しなかった。しかし、この表にあるようにこの天体の  $EW_{6.4} = 1-1.2$  keV と power-law の  $\Gamma = 1.8-1.9$  はほとんど普遍的な PL1 が作るスペクトルと同じ特徴である。これより、表 4.5 の本質的なスペクトルのパラメータは、絶対強度以外は変わらない。source 1 と 2 については *Chandra* や *XMM-Newton* で多くの研究がなされているが、解析によって  $EW_{6.4}$  のベストフィットの値にはばらつきがある。この領域で観測されている

これは位置によって異なる強度を持つ GCDX のどの領域をバックグラウンドで使ったかの差と考えられる。実際、天体の近傍をバックグラウンドとしてとったものと比較して、離れた位置をバックグラウンドとしたものは系統的に小さな  $EW_{6.4}$  を与えている。例えば、この領域で観測される中性鉄輝線天体の  $EW_{6.4}$  は、バックグラウンドを NXB、銀河中心の西側、ソース近傍からとった時で、670、985、1190 eV (Yusef-zadeh 2007, Predehl et al. 2003, Park et al. 2004) などが報告されている。これは天体近傍より離れた位置では、 $F_{6.7}$  が相対的に小さく、それゆえ  $L_{5-10}^2$  も小さくなってしまい、 $F_{6.4}$  に関する  $L_{5-10}^1$  を大きく見積もってしまうからである。今回は天体から近い位置の GCDX をバックグラウンドとして用い、そして章 4.2 で位置依存性を評価したので、すざくで求めた  $EW_{6.4}$  は最も信頼できると言える。そしてこの天体の Fe の組成比が太陽組成の 3~4 倍でなければ、 $EW_{6.4} = 1-1.2$  keV は、X 線照射が起源だと考えられる。

今回のフィット結果では吸収の Fe の組成は太陽組成比の  $\sim 4$  倍である。しかしこれは銀河中心までの星間吸収を  $6 \times 10^{22} \text{cm}^{-2}$  に固定した結果である。吸収を Fe の柱密度に換算すれば  $\sim 11 \times 10^{18} \text{cm}^{-2}$  である。一方、Muno et al. (2007) や Park et al. (2004) ではこの領域の中性鉄輝線天体を解析して、吸収は太陽組成比を持つ重元素組成の吸収  $N_{\text{H}} = 20-30 \times 10^{22} \text{cm}^{-2}$  であると報告している。これは Fe の柱密度に換算して  $9-14 \times 10^{18} \text{cm}^{-2}$  であり、今回のフィット結果の Fe 元素組成比 ( $\sim 4$ ) で GC までの星間吸収の重元素組成が構成されているかは判断できない。

外部照射 X 線を起源とする最も直接的な証拠は Muno et al. (2007) で報告されているようにクランプ構造の時間変化である。他のクランプ構造、Sgr B2 でも時間変動が見られている (Inui et al. 2008)。我々はさらに、2002 年の *Chandra* から 2005 年のすざくにかけて source 1 がおよそ  $\sim 5\sigma$  で時間変動していることを確認した。実際の source 1 の大きさは、数光年である (銀河中心までの距離を 8 kpc とする)。3 年でこの構造が時間変化するためには、光速ぐらゐの速さで物理的な情報がこの天体を通過しなくてはならない。電子起源では反応断面積や、宇宙線のエネルギースペクトルは  $E^{-3}$  で分布することなどより 10-100 keV のエネルギーを持つ電子が衝突源とされている。これらの理由から中性鉄輝線天体は X 線による照射が起源だと考えられる。

## 第6章 まとめ

1. すざくで観測した銀河中心領域を視野毎で16分割して、6.4 keV 輝線、6.7 keV 輝線と連続成分強度 ( $F_{6.4}$ 、 $F_{6.7}$ 、 $L_{5-10}$ ) の相関を調べたところ、

$$F_{6.7} + 0.49 \times F_{6.4} = 1.2 \times 10^7 \times L_{5-10}$$

の関係を持つことがわかった。ここから、連続成分を6.4 keV 輝線、6.7 keV 輝線に付随する連続成分 (PL1、PL2) に分けられる。そして PL1 と PL2 の強度 ( $L_{5-10}^1$  と  $L_{5-10}^2$ ) の関係は

$$L_{5-10}^2 / L_{5-10}^1 \sim (1/0.5) \times (F_{6.7} / F_{6.4})$$

を持つ。この関係より、銀河中心領域では  $L_{5-10}^1 : L_{5-10}^2 = 1 : 2$  で連続成分強度が存在する。

2. 16分割したスペクトルの  $\Gamma$  と  $F_{6.4}/F_{6.7}$  の相関をとり、その結果、 $F_{6.4}/F_{6.7}$  は大きくばらつくが、 $\Gamma$  は  $\sim 1.9$  であった。ここから PL1 と PL2 のどちらの  $\Gamma$  も 1.9 であると言える。また、6.4 keV、6.7 keV の等価幅の相関をとることで、この PL1 は等価幅  $\sim 1.2$  keV をとることがわかった。
3. 上の関係を用い、Koyama et al. (2007c) で得られたスペクトルと比較し、銀河中心拡散 X 線放射を高温プラズマ、非熱的放射、点源の成分に分離した。スペクトルの  $\Gamma$  の計算をすることで、結果点源の寄与は 1/6 程度であると結論できる。
4. 中性鉄輝線天体のスペクトル解析を行った結果、1 keV 以上の等価幅を持つことがわかった。また、*Chandra* の 2002 年と「すざく」の 2005 年に観測されたスペクトルの 6.4 keV 輝線強度の変化を調べた結果、有意に変動していることがわかった。この 2 つの結果からこの天体は、X 線反射星雲であると考えられる。



# 謝辞

本修士論文作成にあたり、多くの方々の御指導、御協力を賜りました。ここに深く感謝したいと思います。

今回の研究が京都大学宇宙線研究室の皆様の御協力の上に成り立っていることは言うまでもありません。

指導教官の小山勝二教授には実験、データ解析のみならず、物理、天文にいたるまで様々な助言を頂きました。ここに深く感謝します。鶴剛准教授には、また発想力の乏しい私に考える機会を幾度となく与えて下さいました。松本浩典助教は鋭い指摘、参考になる意見を色々と頂きました。

同期の修士二年の方には特別感謝いたします。多くの議論、息抜きが行えた結果、ここまで辿り着けたのだと実感しております。解析について色々教えてくださった先輩方がありがとうございます。特に、D2の兵藤さん、D1の内山さんには多くの助言等頂きましたが、迷惑をかけることでしか恩を返せなくてごめんなさい。ここに特別の感謝を捧げます。また、同じ部屋で研究をして頂いた皆様も、どんなに苦しい時も部屋を明るくして頂きありがとうございました。

最後に、全ての *Suzaku* チームの方々に感謝します。

瀧川 庸二郎





# 付録 A

## A.1 32分割した GCDX のスペクトルとベストフィットパラメータ

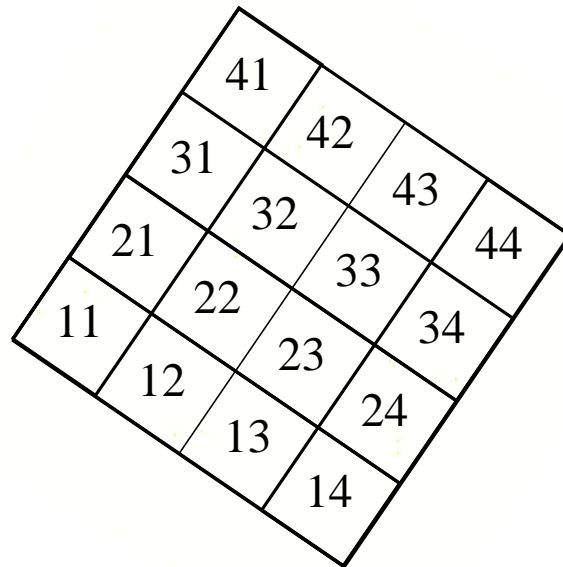


図 A.1: XIS を 16 分割した時の各領域に対する ID。field 1 と 2 で同じ ID を使用 (図 4.1 参照)。

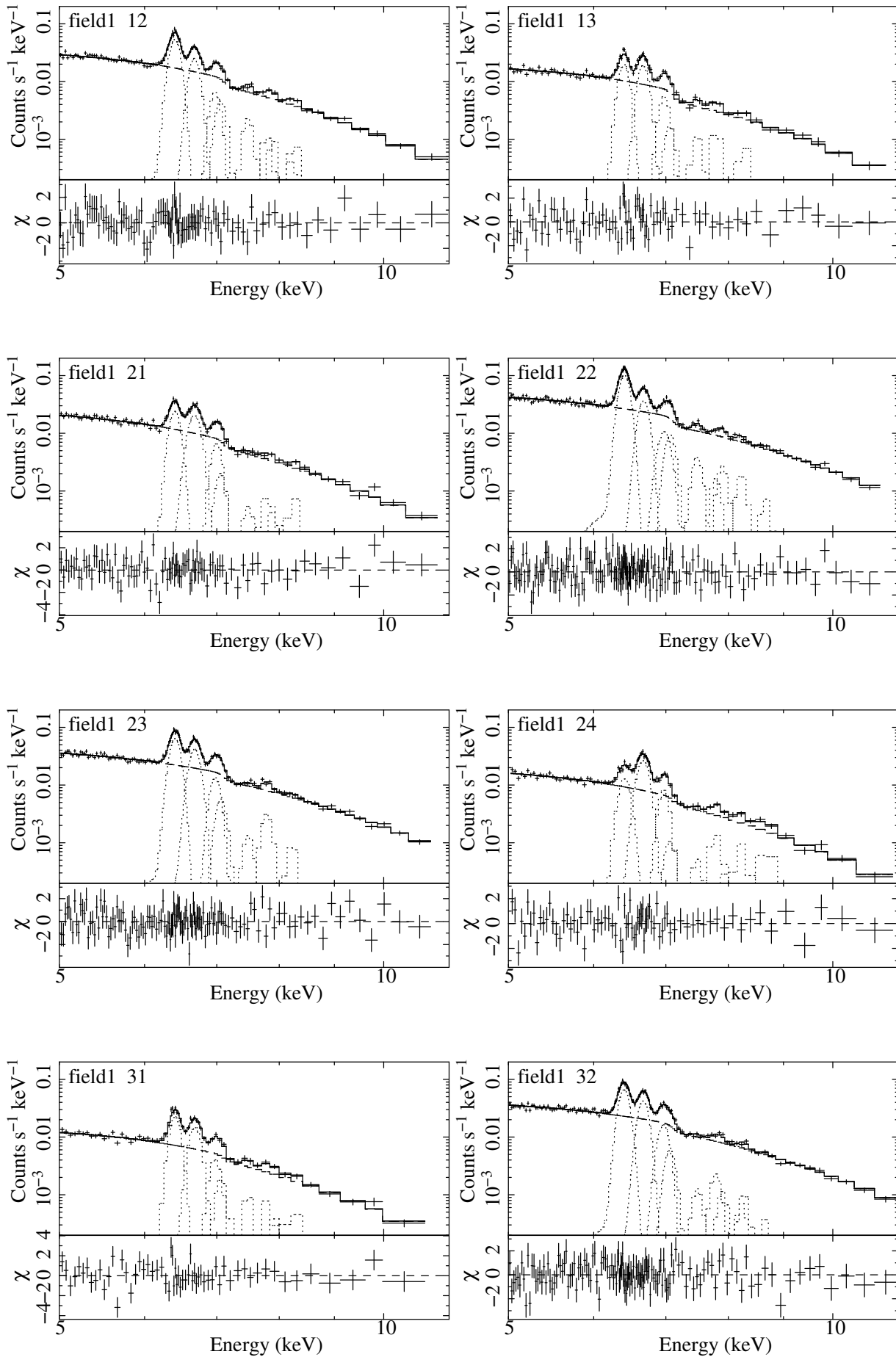


図 A.2: 16 分割したスペクトル時の各スペクトル。ID=field 1 の 12 から 32。

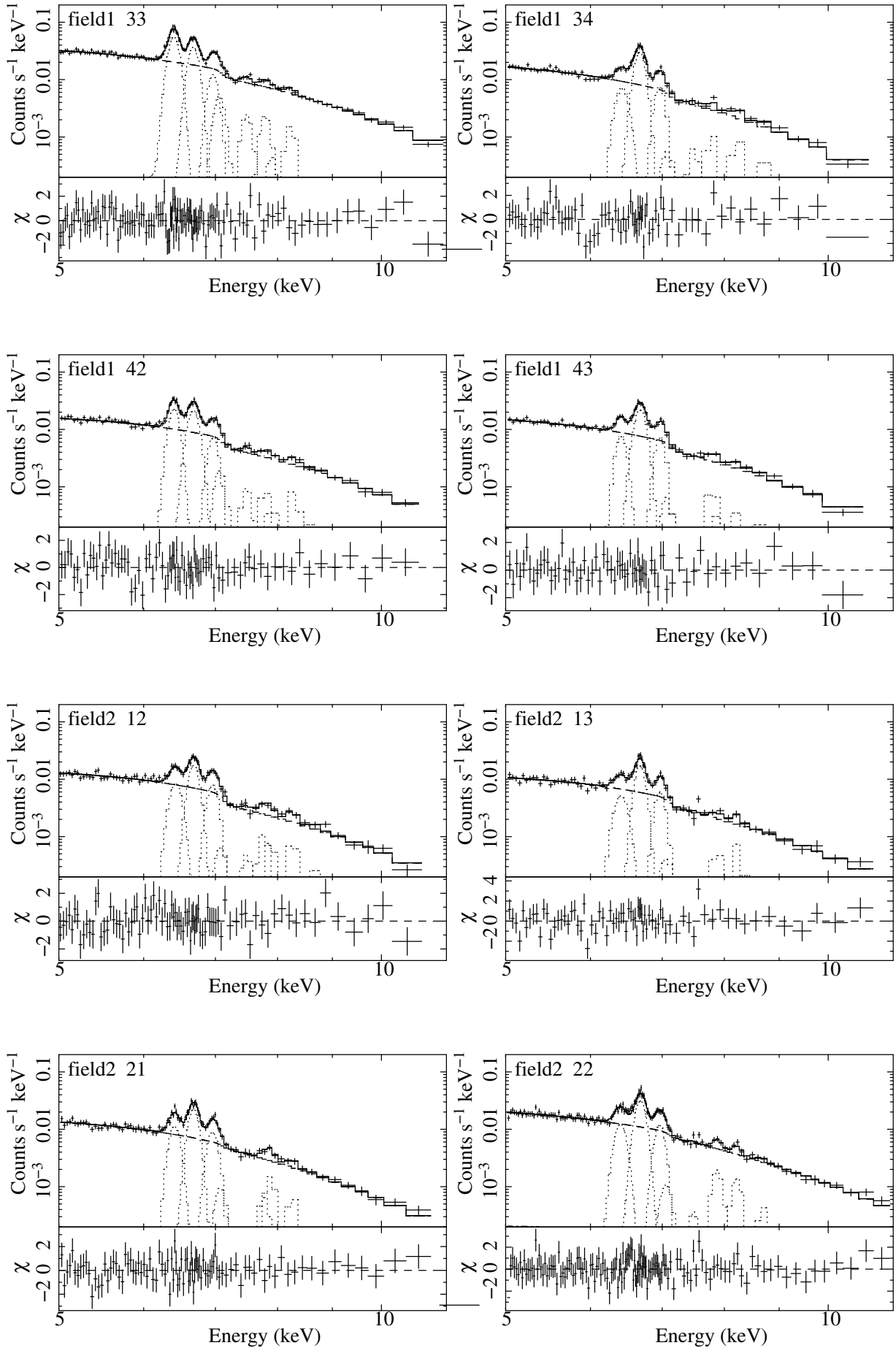


図 A.3: 16 分割したスペクトル時の各スペクトル。ID=field 1 の 33 から 43, field 2 の 12

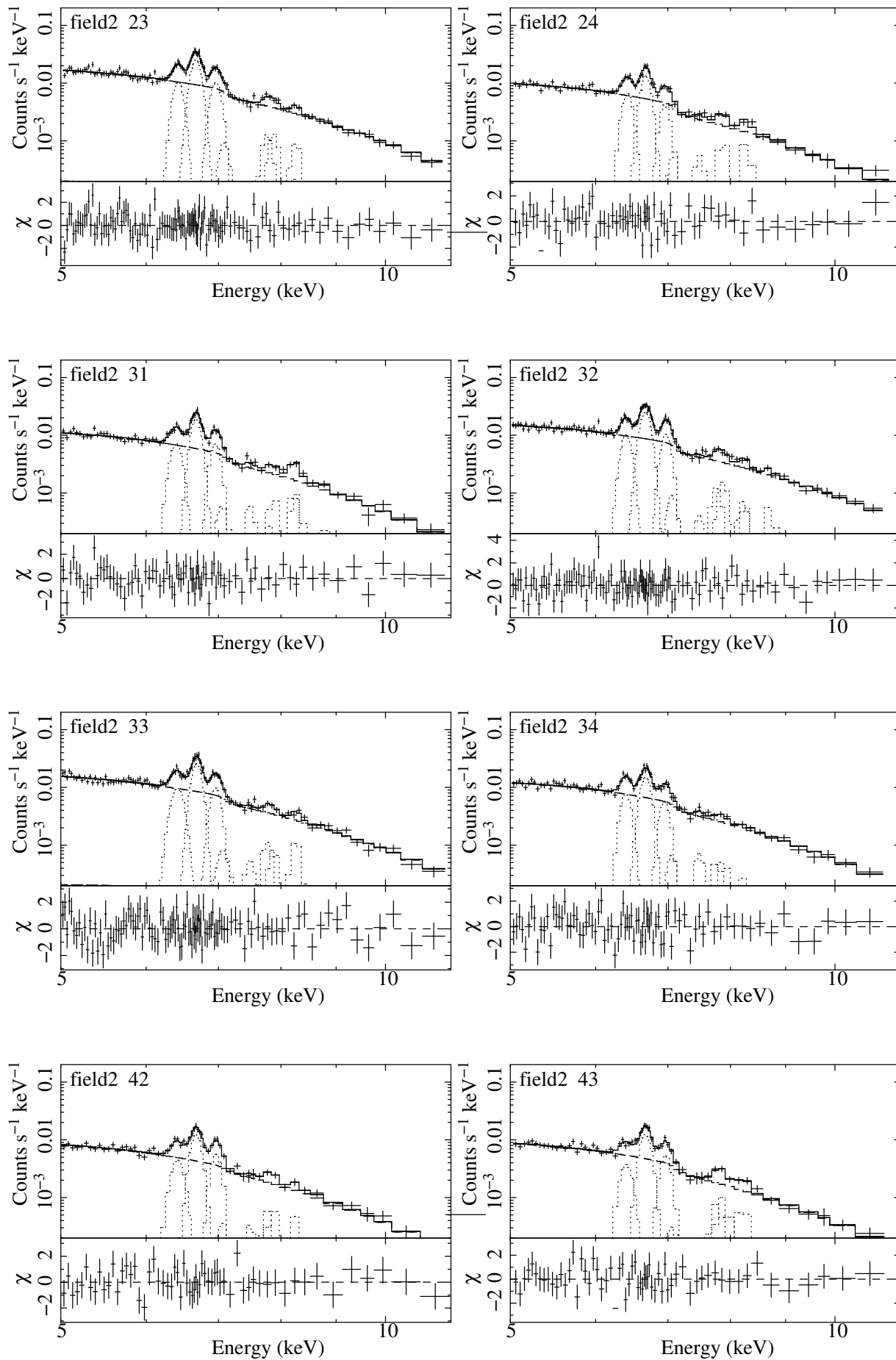


図 A.4: 16 分割したスペクトル時の各スペクトル。ID=field 2 の 23 から 43。

表 A.1: field 1 と 2 を現象論的にフィットした時のベストフィットパラメータ (1)

ID <sup>a</sup>	Continuum			FeI K $\alpha$			FeXXV K $\alpha$			FeXXVI K $\alpha$	
	$Z_{\text{Fe}}^b$	$\Gamma$	Flux (5-10 keV) <sup>c</sup>	Energy <sup>d</sup>	Flux <sup>e</sup>	$EW_{6.4}^d$	Energy <sup>d</sup>	Flux <sup>e</sup>	$EW_{6.7}^d$	Energy <sup>d</sup>	Flux <sup>e</sup>
field 1											
12	$3.5^{+0.6}_{-0.4}$	$1.97^{+0.02}_{-0.02}$	$3.16^{+0.05}_{-0.06}$	$6404.7^{+2.4}_{-3.6}$	$3.76^{+0.15}_{-0.13}$	$547^{+46}_{-40}$	$6677.8^{+8.5}_{-3.2}$	$1.93^{+0.12}_{-0.11}$	$303^{+36}_{-38}$	$6981.8^{+14.2}_{-19.5}$	$0.56^{+0.11}_{-0.09}$
13	$4.5^{+0.7}_{-0.7}$	$1.86^{+0.03}_{-0.03}$	$1.90^{+0.05}_{-0.05}$	$6404.4^{+5.4}_{-4.1}$	$1.34^{+0.09}_{-0.09}$	$327^{+48}_{-47}$	$6675.0^{+6.1}_{-5.2}$	$1.46^{+0.10}_{-0.09}$	$383^{+56}_{-51}$	$6980.1^{+15.6}_{-13.7}$	$0.46^{+0.08}_{-0.08}$
21	$3.5^{+0.7}_{-0.6}$	$2.11^{+0.03}_{-0.03}$	$2.11^{+0.05}_{-0.04}$	$6404.0^{+6.0}_{-2.9}$	$1.63^{+0.10}_{-0.10}$	$348^{+43}_{-44}$	$6679.1^{+3.1}_{-12.0}$	$1.83^{+0.11}_{-0.11}$	$426^{+52}_{-50}$	$7001.1^{+14.3}_{-10.9}$	$0.57^{+0.08}_{-0.08}$
22	$3.9^{+0.4}_{-0.4}$	$1.87^{+0.02}_{-0.02}$	$3.40^{+0.05}_{-0.05}$	$6409.2^{+1.0}_{-2.8}$	$4.85^{+0.12}_{-0.12}$	$658^{+39}_{-36}$	$6678.7^{+5.2}_{-3.7}$	$1.87^{+0.10}_{-0.09}$	$276^{+30}_{-29}$	$6982.9^{+19.5}_{-8.7}$	$0.71^{+0.90}_{-0.11}$
23	$3.2^{+0.4}_{-0.4}$	$1.92^{+0.02}_{-0.02}$	$2.72^{+0.04}_{-0.04}$	$6407.8^{+4.1}_{-1.9}$	$2.93^{+0.10}_{-0.10}$	$497^{+35}_{-35}$	$6681.7^{+4.4}_{-3.4}$	$2.20^{+0.09}_{-0.10}$	$401^{+34}_{-35}$	$6982.5^{+6.7}_{-13.0}$	$0.73^{+0.07}_{-0.08}$
24	$3.0^{+0.7}_{-0.7}$	$2.04^{+0.03}_{-0.03}$	$1.56^{+0.05}_{-0.05}$	$6413.5^{+16.1}_{-4.6}$	$0.89^{+0.08}_{-0.08}$	$259^{+48}_{-48}$	$6671.5^{+6.0}_{-3.7}$	$2.12^{+0.11}_{-0.10}$	$669^{+69}_{-76}$	$6976.0^{+10.0}_{-10.0}$	$0.64^{+0.07}_{-0.07}$
31	$2.5^{+0.9}_{-0.7}$	$1.87^{+0.03}_{-0.03}$	$1.87^{+0.06}_{-0.06}$	$6410.7^{+2.5}_{-8.0}$	$2.13^{+0.13}_{-0.12}$	$530^{+66}_{-65}$	$6686.7^{+4.3}_{-9.8}$	$1.77^{+0.13}_{-0.12}$	$478^{+69}_{-69}$	$6980.0^{+17.8}_{-19.5}$	$0.53^{+0.11}_{-0.09}$
32	$3.5^{+0.4}_{-0.4}$	$1.79^{+0.02}_{-0.02}$	$2.85^{+0.05}_{-0.05}$	$6406.7^{+2.3}_{-3.2}$	$3.09^{+0.10}_{-0.11}$	$504^{+34}_{-35}$	$6674.9^{+4.9}_{-3.1}$	$2.10^{+0.10}_{-0.09}$	$371^{+34}_{-34}$	$6967.6^{+10.1}_{-7.3}$	$0.96^{+0.08}_{-0.08}$
33	$3.4^{+0.4}_{-0.4}$	$1.91^{+0.02}_{-0.02}$	$3.88^{+0.07}_{-0.07}$	$6405.1^{+4.5}_{-2.0}$	$4.10^{+0.15}_{-0.15}$	$486^{+36}_{-35}$	$6679.9^{+2.8}_{-6.1}$	$2.81^{+0.13}_{-0.13}$	$360^{+37}_{-34}$	$6968.0^{+9.9}_{-7.3}$	$1.00^{+0.11}_{-0.11}$
34	$3.2^{+0.7}_{-0.7}$	$2.14^{+0.03}_{-0.03}$	$2.33^{+0.05}_{-0.06}$	$6426.0^{+16.1}_{-14.6}$	$0.79^{+0.11}_{-0.11}$	$154^{+46}_{-41}$	$6673.3^{+3.1}_{-5.4}$	$3.21^{+0.15}_{-0.15}$	$676^{+76}_{-62}$	$6968.0^{+7.4}_{-15.9}$	$0.87^{+0.11}_{-0.11}$
42	$4.0^{+0.7}_{-0.7}$	$1.64^{+0.03}_{-0.03}$	$1.79^{+0.06}_{-0.05}$	$6408.7^{+5.3}_{-4.6}$	$1.44^{+0.09}_{-0.09}$	$380^{+50}_{-49}$	$6680.0^{+9.8}_{-3.0}$	$1.67^{+0.10}_{-0.09}$	$473^{+55}_{-60}$	$6971.4^{+12.1}_{-11.5}$	$0.58^{+0.07}_{-0.08}$
43	$3.4^{+0.7}_{-0.7}$	$1.93^{+0.04}_{-0.03}$	$2.52^{+0.08}_{-0.07}$	$6412.3^{+13.7}_{-6.7}$	$0.83^{+0.11}_{-0.11}$	$150^{+41}_{-43}$	$6681.3^{+3.6}_{-7.1}$	$2.87^{+0.17}_{-0.15}$	$566^{+69}_{-71}$	$6972.7^{+9.5}_{-10.7}$	$0.95^{+0.12}_{-0.12}$
field 2											
12	$4.7^{+0.7}_{-1.1}$	$1.76^{+0.03}_{-0.05}$	$1.57^{+0.06}_{-0.06}$	$6430.9^{+6.7}_{-21.1}$	$0.69^{+0.09}_{-0.08}$	$209^{+55}_{-54}$	$6685.8^{+6.4}_{-5.6}$	$1.41^{+0.09}_{-0.10}$	$449^{+66}_{-61}$	$6964.0^{+13.8}_{-8.7}$	$0.76^{+0.10}_{-0.08}$
13	$3.8^{+0.9}_{-0.9}$	$1.71^{+0.04}_{-0.04}$	$1.25^{+0.05}_{-0.05}$	$6412.8^{+18.7}_{-17.7}$	$0.44^{+0.07}_{-0.07}$	$166^{+59}_{-52}$	$6678.7^{+7.1}_{-4.7}$	$1.24^{+0.09}_{-0.08}$	$501^{+72}_{-77}$	$6974.0^{+10.0}_{-14.0}$	$0.51^{+0.07}_{-0.07}$
21	$1.8^{+0.7}_{-0.8}$	$1.74^{+0.03}_{-0.04}$	$1.72^{+0.06}_{-0.06}$	$6418.7^{+6.9}_{-10.6}$	$0.90^{+0.09}_{-0.08}$	$250^{+54}_{-52}$	$6682.5^{+6.3}_{-3.9}$	$1.88^{+0.12}_{-0.10}$	$557^{+74}_{-66}$	$6964.5^{+17.8}_{-6.0}$	$0.89^{+0.10}_{-0.09}$
22	$2.4^{+0.6}_{-0.6}$	$1.80^{+0.03}_{-0.03}$	$1.56^{+0.04}_{-0.04}$	$6404.1^{+19.2}_{-5.3}$	$0.62^{+0.06}_{-0.06}$	$185^{+38}_{-38}$	$6684.0^{+3.3}_{-5.7}$	$1.61^{+0.08}_{-0.08}$	$520^{+58}_{-58}$	$6965.6^{+11.6}_{-7.1}$	$0.64^{+0.07}_{-0.06}$
23	$3.0^{+0.6}_{-0.6}$	$1.84^{+0.03}_{-0.03}$	$1.30^{+0.04}_{-0.04}$	$6427.7^{+6.9}_{-11.7}$	$0.48^{+0.05}_{-0.06}$	$166^{+41}_{-41}$	$6677.6^{+5.8}_{-4.2}$	$1.27^{+0.07}_{-0.07}$	$488^{+67}_{-63}$	$6967.1^{+8.3}_{-11.4}$	$0.57^{+0.05}_{-0.07}$
24	$4.0^{+1.0}_{-1.0}$	$1.80^{+0.04}_{-0.05}$	$1.08^{+0.05}_{-0.05}$	$6425.1^{+9.9}_{-16.5}$	$0.42^{+0.06}_{-0.06}$	$183^{+60}_{-54}$	$6681.7^{+6.2}_{-7.8}$	$0.92^{+0.08}_{-0.07}$	$431^{+81}_{-75}$	$6964.1^{+18.8}_{-15.6}$	$0.34^{+0.06}_{-0.06}$
31	$3.1^{+0.9}_{-0.8}$	$1.80^{+0.04}_{-0.04}$	$1.26^{+0.05}_{-0.05}$	$6401.9^{+17.3}_{-10.5}$	$0.54^{+0.07}_{-0.07}$	$201^{+58}_{-60}$	$6679.3^{+6.5}_{-4.4}$	$1.41^{+0.09}_{-0.09}$	$561^{+81}_{-79}$	$6961.6^{+12.0}_{-9.0}$	$0.60^{+0.08}_{-0.08}$
32	$3.8^{+0.7}_{-0.7}$	$1.75^{+0.03}_{-0.03}$	$1.22^{+0.04}_{-0.04}$	$6408.9^{+9.1}_{-20.0}$	$0.46^{+0.06}_{-0.05}$	$179^{+44}_{-43}$	$6677.0^{+6.8}_{-3.5}$	$1.28^{+0.07}_{-0.07}$	$529^{+66}_{-62}$	$6978.6^{+8.2}_{-8.8}$	$0.56^{+0.06}_{-0.06}$
33	$2.9^{+0.7}_{-0.6}$	$1.92^{+0.03}_{-0.03}$	$1.14^{+0.04}_{-0.04}$	$6417.3^{+9.6}_{-13.2}$	$0.51^{+0.06}_{-0.06}$	$208^{+50}_{-47}$	$6687.6^{+4.2}_{-5.6}$	$1.21^{+0.07}_{-0.07}$	$529^{+67}_{-62}$	$6962.5^{+12.6}_{-7.7}$	$0.52^{+0.06}_{-0.06}$
34	$3.2^{+0.8}_{-0.8}$	$1.71^{+0.04}_{-0.05}$	$1.30^{+0.05}_{-0.05}$	$6405.3^{+12.4}_{-18.2}$	$0.48^{+0.07}_{-0.06}$	$173^{+51}_{-49}$	$6681.1^{+7.9}_{-5.7}$	$1.07^{+0.08}_{-0.08}$	$418^{+69}_{-66}$	$6954.6^{+16.9}_{-13.0}$	$0.43^{+0.06}_{-0.08}$
42	$1.9^{+1.1}_{-1.0}$	$1.77^{+0.04}_{-0.06}$	$0.83^{+0.04}_{-0.04}$	$6419.2^{+14.9}_{-23.0}$	$0.33^{+0.06}_{-0.06}$	$190^{+67}_{-61}$	$6678.8^{+12.4}_{-4.0}$	$0.88^{+0.07}_{-0.08}$	$525^{+100}_{-88}$	$6971.1^{+11.4}_{-12.0}$	$0.44^{+0.06}_{-0.06}$
43	$3.6^{+1.0}_{-1.0}$	$1.80^{+0.04}_{-0.05}$	$0.91^{+0.04}_{-0.04}$	$6408.5^{+23.8}_{-20.0}$	$0.27^{+0.06}_{-0.05}$	$139^{+61}_{-679}$	$6677.5^{+13.6}_{-3.8}$	$0.93^{+0.07}_{-0.07}$	$513^{+87}_{-94}$	$6969.3^{+16.5}_{-11.6}$	$0.43^{+0.06}_{-0.06}$

エラーは 90%信頼区間を表す

a field 1 と 2 をそれぞれ 16 分割した時の ID。

b  $N_{\text{H}}=6 \times 10^6 \text{cm}^{-2}$  に固定した時の組成比。c 単位は  $10^{-13} \text{ergs cm}^{-2} \text{s}^{-1} \text{arcmin}^{-2}$ 。

d 単位は eV。

e 単位は  $10^{-6} \text{photons cm}^{-2} \text{s}^{-1} \text{arcmin}^{-2}$ 。

## A.2 6.7 keV輝線+6.4 keV輝線と連続成分強度の相関関係

表 A.2: 定数とそのデータを直線フィットした時の  $\chi^2$  の値。

定数	0.10	0.20	0.30	0.40	0.50	0.60	0.70	0.80	0.90	1.00
$\chi^2$	824.02	573.1	402.5	310.6	288.2	322.0	398.0	503.1	626.7	760.5

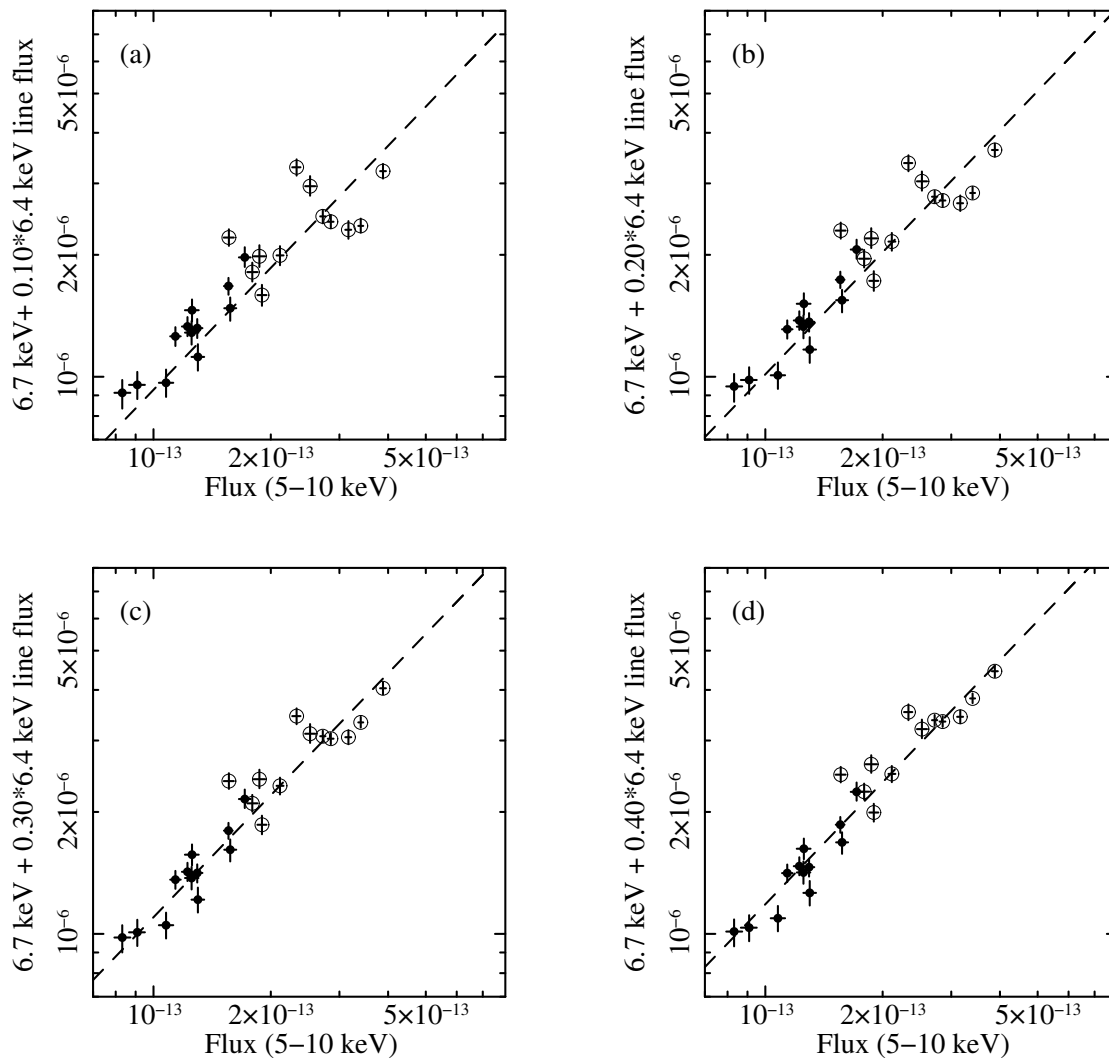


図 A.5: 6.7 keV+定数×6.4 keV輝線強度と5-10 keV連続成分強度の相関。定数=(a)0.10, (b)0.20, (c)=0.30, (d)=0.40, (e)=0.50, (f)=0.60 各データ点は図 4.5を参照。点線は式 4.3のベストフィット値を表す。

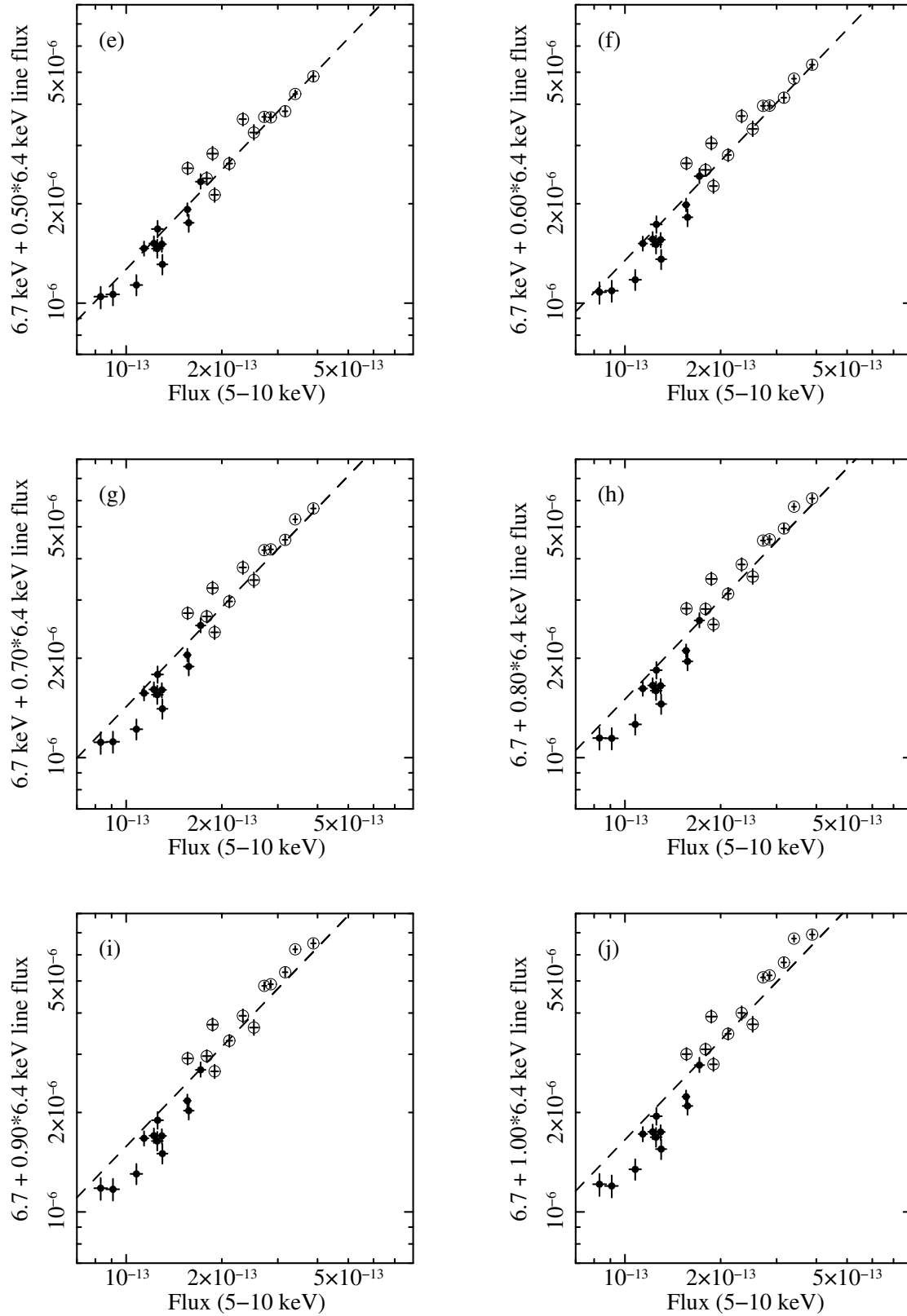


図 A.6: 6.7 keV+ 定数×6.4 keV 輝線強度と 5-10 keV 連続成分強度の相関。定数=(g)0.70, (h)0.80, (i)=0.90, (j)=1.00。各データ点は図 4.5 を参照。点線は式 4.3 のベストフィット値を表す。





## 参考文献

- 小山 勝二 「X線で探る宇宙」 培風館 1992  
 奥田 治之、祖父江 義明、小山 勝二 「天の川の真実 超巨大ブラックホールの巣窟を暴く」 誠文堂新光社 2006  
 小山 勝二・嶺重 慎 [編] 「ブラックホールと高エネルギー現象」 日本評論者 2007  
 AStro-E2 team X線天文衛星 ASTRO-E2 講習会 資料集 2004  
 Aharonian, F., et al. 2006, *nature*, 439, 695  
 Anders, E. & Greeves, N. 1989, *Geochimica et Cosmochimica Acta* 53,197  
 Baganoff, F. K., et al. 2001, *Nature*, 413, 45  
 Baganoff, F. K., Maeda, Y., Morris, M., Bautz, M. W., Brandt, W. N., & Burrows, D. N. 2003, *ApJ*, 591, 891  
 Bamba, A., Yokogawa, J., Sakano, M., & Koyama, K. 2000, *PASJ*, 52, 259  
 Bamba, A., Ueno, M., Koyama, K., & Yamauchi, S. 2001, *PASJ*, 53, L21  
 Bamba, A., Ueno, M., Koyama, K., & Yamauchi, S. 2003, *ApJ*, 589, 253  
 Feigelson, E. D., Getman, K. V., Townsley, L., Garmire, G., Preibisch, T., Grosso, N., & Montmerle, T. 2005, *ApJS*, 160, 379  
 Ghez, A., M., 2005, *ApJ*, 620, 744  
 Inui, T., et al. 2008, *PASJ*, (submitted)  
 Ishisaki, Y. 1997, 博士論文, 東京大学  
 Jansky, K. G. 1933, *New York Times*, Vol. LXXXII, No. 27495 (May 5), 1  
 Kaneda, H., Makishima, K., Yamauchi, S., Koyama, K., Matsuzaki, K., & Yamasaki, N. Y. 1997, *ApJ*, 491, 638  
 Koyama, K., et al. 1989, *Nature*, 339, 603  
 Koyama, K., Maeda, Y., Sonobe, T., Takeshima, T., Tanaka, Y., & Yamauchi, S. 1996, *PASJ*, 48, 249  
 Koyama, K., Kinugasa, K., Matsuzaki, K., Nishiuchi, M., Sugizaki, M., Torii, K., Yamauchi, S., & Aschenbach, B. 1997, *PASJ*, 49, L7  
 Koyama, K., et al. 2007c, *PASJ*, 59, S23  
 Koyama, K., et al. 2007c, *PASJ*, 59, S221  
 Koyama, K., et al. 2007c, *PASJ*, 59, S245  
 Koyama, K., et al. 2008, *PASJ*, (in press)  
 LaRosa, T. N., Nord, M. E., Joseph, T., Lazio, W., & Kassim, N. E. 2004, *ApJ*, 607, 302  
 Y. Maeda , F. K. Baganoff , E. D. Feigelson , M. Morris , M. W. Bautz , W. N. Brandt , D. N. Burrows , J. P. Doty , G. P. Garmire , S. H. Pravdo , G. R. Ricker , & L. K. Townsley  
 Morrison, R., & McCammon, D. 1983, *ApJ*, 270, 119  
 Wang, Q. D., Gotthelf, E. V., & Lang, C. C. 2002, *Nature*, 415, 148

- Muno, M. P., et al. 2004a, *ApJ*, 613, 326
- Muno, M. P., et al. 2004b, *ApJ*, 613, 1179
- Muno, M. P., Baganoff, F. K., Brandt, M. N., Park, S., and Morris, M. R. 2007, *ApJ*, 656, 69
- Muno, M. P., et al. 2008, *ApJ*, 673, 251
- Murakami, H., Koyama, K., Sakano, M., Tsujimoto, M., & Maeda, Y. 2000, *ApJ*, 534, 283
- Murakami, H., Koyama, K., Tsujimoto, M., Maeda, Y., & Sakano, M. 2001a, *ApJ*, 550, 297
- Murakami, H., Koyama, K., & Maeda, Y. 2001b, *ApJ*, 558, 687
- Oka, T., Hasegawa, T., Hayashi, M., Handa, T., & Sakamoto, S. 1998, *ApJS*, 118, 455
- Oka, T., Hasegawa, T., Sato, F., Tsuboi, M., & Miyazaki, A., 2001, *PASJ*, 53, 779
- Park, S., Baganoff, F. K., Morris, M., Maeda, Y., Muno, M. P., Haward, C., Bautz, M. W., & Garmire, G. P. 2004, *ApJ*, 603, 548
- Predehl, P., Costantini, E., Hasinger, G., & Tanaka, Y. 2003, *Astronomische Nachrichten*, 324, 73
- Ryter, Ch. E., 1996, *Astrophysics and Space Science*, 236, 285
- Senda, A. PhD Thesis, Kyoto University
- Tanaka, Y., Miyaji, T., Hasinger, G., 1999, *Astron. Nachr.* 320, 181
- Tanaka, Y., Koyama, K., Maeda, Y., & Sonobe, T. 2000, *PASJ*, 52, L25
- Tanaka, Y. 2002, *A&A*, 382, 1052
- Tatischeff, V. 2003, in *Final Stage of Stellar Evolution*, ed.C. Motch & Harmeury (EAS publication Series vol.7), 79 (astro-ph/0208397v1)
- Tawa, N., et al. 2008, *PASJ*, (in press)
- Tsuboi, M., Handa, T., & Ukita, N. 1999, *ApJS*, 120, 1
- Valinia, A., Tatischeff, V., Arnaud, K., Ebisawa, K., & Ramaty, R., *ApJ*, 543, 733
- Yamauchi, S., Kawada, M., Koyama, K., Kunieda H., & Tawara, Y. 1990, *ApJ*, 365, 532
- Yuasa, T., et al. 2007, *PASJ*, (in press)
- Yusef-Zadeh, F., Law, C., Wardle, M. 2002, *ApJS*, 568L, 121
- Yusef-Zadeh, F., Muno, M., Wardle, M., Lis, D.C. 2007, *ApJS*, 656, 847
- Wang, Q. D., Gotthelf, E. V., & Lang, C. C. 2002, *Nature*, 415, 148