

X線天文衛星 *Suzaku*、および *Chandra*
による銀河中心大規模X線放射の研究

兵藤 義明

京都大学院 理学研究科 物理学第二教室 宇宙線研究室

2006年2月1日

概要

我々の銀河中心領域における $1^{\circ}8 \times 1^{\circ}0$ にわたる温度約 10 keV の高温プラズマの発見は日本の 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。

「ぎんが」、「あすか」に続く、我が国 5 番目の X 線天文衛星「すざく」に搭載された X 線 CCD カメラ XIS は大有効面積、低バックグラウンド、高いエネルギー分解能をあわせもち、このような大きく広がった熱的プラズマの観測に最適である。

我々は 2005 年 9 月、*Suzaku* を用いて銀河中心領域の長時間観測を行い、過去最高質のスペクトルを取得し、私はこのデータの較正から解析まで一貫して行った。その結果、He-like Fe の $K\alpha$ 輝線のエネルギーと幅はそれぞれ $6678.7_{-0.9}^{+1.3}$ eV、 $\sigma = 38$ eV と求められた。この結果は高階電離鉄輝線の起源は荷電交換起源に否定的であり、衝突電離プラズマ起源であることと矛盾しない。さらに、銀河中心プラズマは温度 6.5 keV の衝突電離平衡状態にあると考えて矛盾がない。

米国の *Chandra* 衛星は有効面積、エネルギー分解能については *Suzaku* より劣るが、 $\sim 1''$ という高い空間分解能を有し、*Suzaku* と相補的である。我々は 2005 年 7 月 *Chandra* を用いて銀緯 $b = -0.5^{\circ}$ に位置する Sgr C 領域の 100 ks の長時間観測を行った。その結果 Sgr C 分子雲の点源の混入のないスペクトルを得た。その結果は *ASCA* の結果とコンシステントであり、6.4 keV 輝線の強度は ~ 250 年前は銀河中心が現在の 10^6 倍明るかったことを示唆する。また、Sgr C 領域から 2 つの広がった新天体 M359.47-0.15、および G359.42-0.12 を発見した。スペクトル解析からこれらはそれぞれ X 線反射星雲と超新星残骸であると考えられる。この超新星残骸の発見は銀河中心プラズマの起源が多重超新星爆発で説明できることを示唆する。

目次

第1章	概観	1
1.1	我々の銀河中心	1
1.2	過去の X 線観測の成果	3
1.2.1	<i>Ginga</i> による成果	3
1.2.2	<i>ASCA</i> による成果	4
1.2.3	<i>Chandra</i> による成果	7
第2章	X 線天文衛星	9
2.1	X 線天文衛星 <i>Suzaku</i>	9
2.1.1	概観	9
2.1.2	X 線望遠鏡 XRT (X-Ray Telescope)	11
2.1.3	X 線 CCD カメラ XIS (X-ray Imaging Spectrometer)	15
2.1.4	硬 X 線検出器 HXD (Hard X-ray Detector)	18
2.2	X 線天文衛星 <i>Chandra</i>	20
2.2.1	概観	20
2.2.2	X 線望遠鏡 HRMA (High Resolution Mirror Assembly)	21
2.2.3	X 線 CCD カメラ ACIS (Advanced CCD Imaging Spectrometer)	23
第3章	<i>Suzaku</i> による銀河中心領域の観測	27
3.1	観測諸元および一次データ処理	27
3.2	銀河中心プラズマのスペクトル解析	30
3.3	星間物質の組成異常	34
3.4	鉄輝線を用いた診断	35
3.4.1	Fe XXVI(H-like) の $K\alpha$ 輝線	35
3.4.2	中性 Fe の $K\alpha$ 輝線	35
3.4.3	Fe XXV(He-like) の $K\alpha$ 輝線	35
3.4.4	Fe XXV(He-like) の $K\beta$ 輝線	36
3.5	プラズマの空間分布	37
第4章	<i>Chandra</i> による Sgr C 領域の観測	39
4.1	観測諸元および一次データ処理	39
4.2	点源	39
4.3	広がった天体	39
4.4	Sgr C 分子雲	41
4.4.1	スペクトル解析	41
4.4.2	6.4 keV 輝線の起源	42
4.5	M359.47-0.15	43
4.5.1	スペクトル解析	43

4.5.2	6.4 keV 輝線の起源	45
4.6	G359.42-0.12	45
4.6.1	スペクトル解析	45
4.6.2	G359.42-0.12 の正体に対する考察	47
4.6.3	6.4 keV の起源	48
4.6.4	銀河中心プラズマへの寄与	48
第5章	まとめ	51

目次

1.1	Extinction (absorption and scattering) cross section by interstellar medium from infrared (10 μm) to hard X-ray (0.1 nm) band	1
1.2	VLA 90 cm observation of the GC.	2
1.3	Sgr A* 近傍を通った S2 の軌道 (左) と Sgr A* からの距離と enclosed mass の関係 (右)	2
1.4	6.7 keV line intensity distribution near the Galactic center	3
1.5	ASCA によって得られた銀河中心プラズマのスペクトル	4
1.6	ASCA による銀河中心領域 6.4 keV 鉄輝線マップ	5
1.7	ASCA による Sgr B2 の 6.4 keV イメージ (左) とスペクトル (右)	6
1.8	ASCA による Sgr C の 6.4 keV イメージ (左) とスペクトル (右)	6
1.9	Chandra による銀河中心サーベイで得られた X 線画像	7
1.10	Chandra による銀河中心南西の広がった放射のスペクトル	8
1.11	Sgr A* を含む 1' \times 1' の疑似カラー X 線 (0.5–7.0 keV) イメージ (左) と 2000 年 10 月のライトカーブ (右).	8
2.1	Suzaku の軌道	9
2.2	Suzaku 衛星外観 (左) および内部構造 (右)	10
2.3	XRT 外観	11
2.4	Wolter I 型 X 線反射鏡	11
2.5	X 線望遠鏡有効面積	12
2.6	正規の斜入射光路 (左)。非正規の入射光路 (中、右)	12
2.7	プレコリメータによって非正規の入射を低減できる (左)。プレコリメータ外観 (右).	13
2.8	Crab 20' off-axis の迷光イメージ (左)。シミュレーションによる迷光イメージ (プレコリメータあり:中、プレコリメータなし:右)	13
2.9	点源 (MCG 6–30–15) のイメージ (左) と PSF (右)	14
2.10	1.5 keV、4.5 keV、8.0 keV における vignetting 曲線	15
2.11	XIS 外観	15
2.12	表面照射型 X 線 CCD による X 線の検出原理	16
2.13	XIS の読みだしシステム。	17
2.14	電荷転送非効率	18
2.15	HXD 外観	19
2.16	Chandra 外観	20
2.17	HRMA の構造	21
2.18	On-Axis における HRMA の有効面積	22
2.19	ACIS Focal plane の外観	23
2.20	ACIS Focal plane の構造	24
2.21	半径とその半径における encircled energy との関係	25

2.22	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	25
2.23	ACIS エネルギー分解能の入射エネルギー依存性 (地上実験)	26
3.1	4 つの領域における He-like S $K\alpha$ 輝線 (左) と He-like Fe $K\alpha$ (右) 輝線の中心値。CTI のために ACTY が大きいほどライン中心エネルギーが系統的に下がっている。	28
3.2	CTI 補正をしたあとの He-like S $K\alpha$ 輝線 (左) と He-like Fe $K\alpha$ (右) 輝線の中心値。	28
3.3	図 3.2 と同じものを ACTX 方向にきったもの。	29
3.4	gain 補正後の He-like S $K\alpha$ 輝線 (左) と He-like Fe $K\alpha$ (右) 輝線の中心値。	29
3.5	銀河中心 He-like Fe $K\alpha$ (6.62–6.74 keV) 輝線の疑似カラー画像。	30
3.6	銀河中心 He-like S $K\alpha$ (2.41–2.50 keV) 輝線の疑似カラー画像。	30
3.7	銀河中心 中性 Fe $K\alpha$ (6.35–6.47 keV) 輝線の疑似カラー画像。	30
3.8	Sgr A East SNR と較正線源が照射されている領域を除いた全体のスペクトル。NXB はひいてある。	31
3.9		32
3.10	Sgr A East SNR を除いた領域全体の軟 X 線バンドスペクトル。	33
3.11	Sgr A East SNR を除いた領域全体の硬 X 線バンドスペクトル。	33
3.12	銀河中心領域の 6.7 keV 疑似カラーイメージ。中心の明るい X 線源は若い超新星残骸 Sgr A East である。	37
3.13	銀経方向に沿った 6.97 keV 輝線の 6.7 keV 輝線に対する強度比。	38
3.14	6.97 keV 輝線の 6.7 keV 輝線に対する強度比とイオン温度の関係。	38
4.1	6.2–6.6 keV の X 線強度 (グレースケール) と CS $J = 1-0$ 輝線強度 ($-120 < V < -110$ km/s)。点源は取り除いていない。点線は視野を表す。	40
4.2	Sgr C 領域の軟 X 線 (1–3 keV) 画像 (左) と硬 X 線 (3–7 keV) 画像 (右)	41
4.3	The X-ray spectrum of Sgr C cloud and the best-fit XRN model convolved with response function (solid line). Residuals are shown in the bottom panel.	42
4.4	The X-ray spectrum of M359.47–0.15 and the best-fit XRN model convolved with response function (solid line). Residuals are shown in the bottom panel.	44
4.5	G359.42–0.12 の X 線スペクトル。実線はベストフィットモデル。	46
4.6	銀河団の $kT - L_X$ 関係	47

表 目 次

2.1	<i>Suzaku</i> と <i>ASCA</i> の XRT 性能の比較	14
2.2	ACIS の基本的性能	24
3.1	<i>Suzaku</i> による銀河中心の観測記録	27
3.2	輝線のパラメータ	34
4.1	Sgr C 分子雲および M359.47–0.15 の XRN モデルによるフィッティング結果	44
4.2	G359.42–0.12 の MEKAL モデルによるフィッティング結果	46
4.3	銀河中心から 1° 以内の X 線を放射している超新星残骸	48

第1章 概観

1.1 我々の銀河中心

宇宙には数千億の銀河が存在し、そのすべての中心には大質量ブラックホールがあると考えられている。その中でも、太陽系が属する我々の銀河、天の川銀河の中心 (the Galactic center: the GC) はもっとも近傍 (~ 8.5 kpc) に存在し、唯一詳細に調べることができる。例えば、もっとも近傍に位置する渦巻銀河、アンドロメダ銀河 (M31) までの距離は ~ 800 kpc であり、我々の銀河中心より約 100 倍遠い。

我々のもっとも近傍に位置するにもかかわらず、銀河円盤上に大量に存在するガスとダストのせいで近赤外～軟 X 線では銀河中心を見ることはできない。図 1.1 に星間物質による反応断面積を示す。銀河中心までには柱密度 $\text{several} \times 10^{22} \text{ cm}^{-2}$ の物質が存在するため、銀河中心まで見通すことができる観測波長は $> 2 \mu\text{m}$ 、 $< 0.5 \text{ nm}$ に限られる。

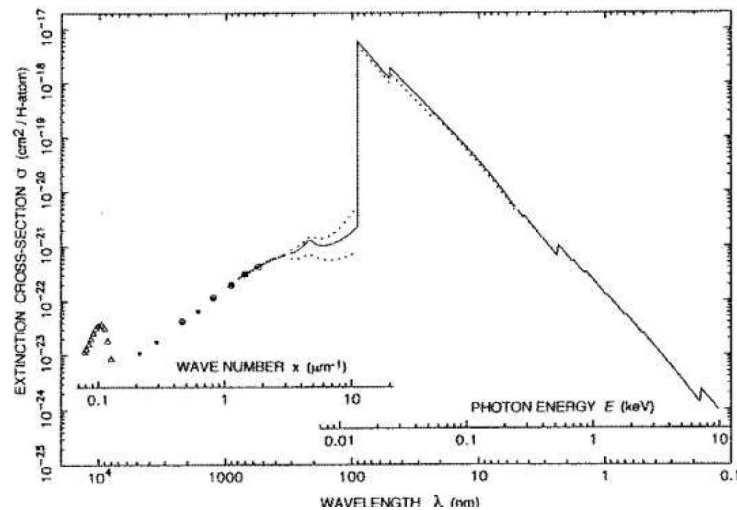


図 1.1: Extinction (absorption and scattering) cross section by interstellar medium from infrared ($10 \mu\text{m}$) to hard X-ray (0.1 nm) band

実際に初めて銀河中心を観測したのはベル研究所の無線工学者 Karl Jansky であった。彼はアンテナを用いて無線通信の障害となる空気放電について研究していたところ、1日周期で強度が変動する電波源の存在に偶然気が付いた ([14])。観測を続けた Jansky はその強度のピークが銀河中心の方向と一致することを明らかにした。同時にこれは宇宙 (太陽系外) 電波源の初めての発見でもあった。

以来、電波の広い波長域で銀河中心の観測が行われ、近年の連続波による観測では非常に多様で複雑な構造 (H II 領域、超新星残骸、非熱的フィラメント) が明らかになっている (図 1.2) [20]。H II 領域と超新星残骸は最近 (数 Myr 以内) 活発な星形成活動があったこ

とを意味し、非熱的フィラメントは強い磁場(~ 1 mG)の存在と高エネルギー電子の存在を示唆する。

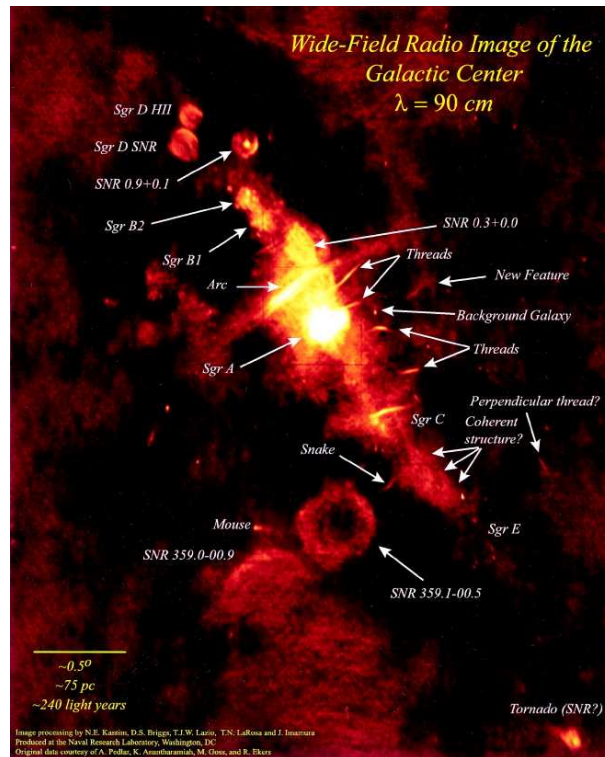


図 1.2: VLA 90 cm observation of the GC.

さらに、我々の銀河中心核 Sgr A* 近傍の星の固有運動を近赤外の観測によって測定することにより、Sgr A* から 124 AU (0.6 mpc) 以内に $2.6 \times 10^6 M_{\odot}$ の質量集中があることが明らかになった (図 1.3)。これはすなわち我々の銀河中心に巨大質量ブラックホールが存在する確定的証拠である。

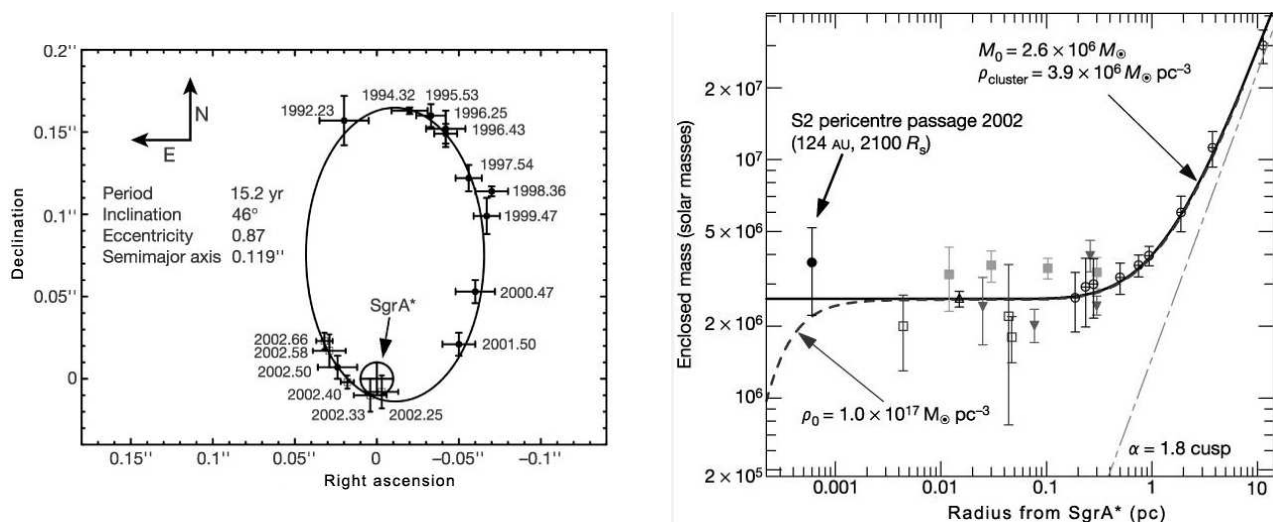


図 1.3: Sgr A* 近傍を通った S2 の軌道 (左) と Sgr A* からの距離と enclosed mass の関係 (右)

1.2 過去の X 線観測の成果

赤外、電波に遅れをとったものの、銀河中心の X 線観測は 1960 年代、X 線天文学の誕生とほぼ同時に始まり、銀河中心の研究において重要な役割をはたしてきた。*Einstein* の観測によって示唆されていた diffuse X 線 [44] の正体は *Ginga* 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 [17]、[39]。

1.2.1 *Ginga* による成果

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 $E_{thermal} \simeq 10^{53-54}$ erg にも達することが明らかになった。これは超新星爆発 100–1000 個分の解放エネルギーにあたる。この超高温プラズマは銀河系重力に束縛されず、冷却時間 (10^9 year) よりもはるかに短い力学的タイムスケール $t_{dyn} = l/c_s \sim (140$ pc / 1600 km s $^{-1}) \sim 10^5$ year で系外に散逸してしまう。つまり約 10 万年の間に超新星 100–1000 個分のエネルギーが銀河中心に注入された計算になる。

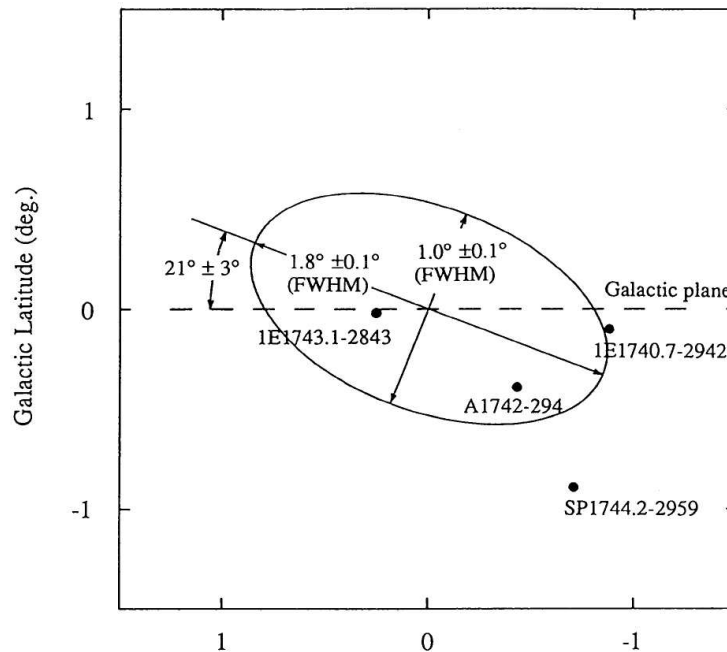


図 1.4: 6.7 keV line intensity distribution near the Galactic center

1.2.2 ASCAによる成果

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[18]。~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)。

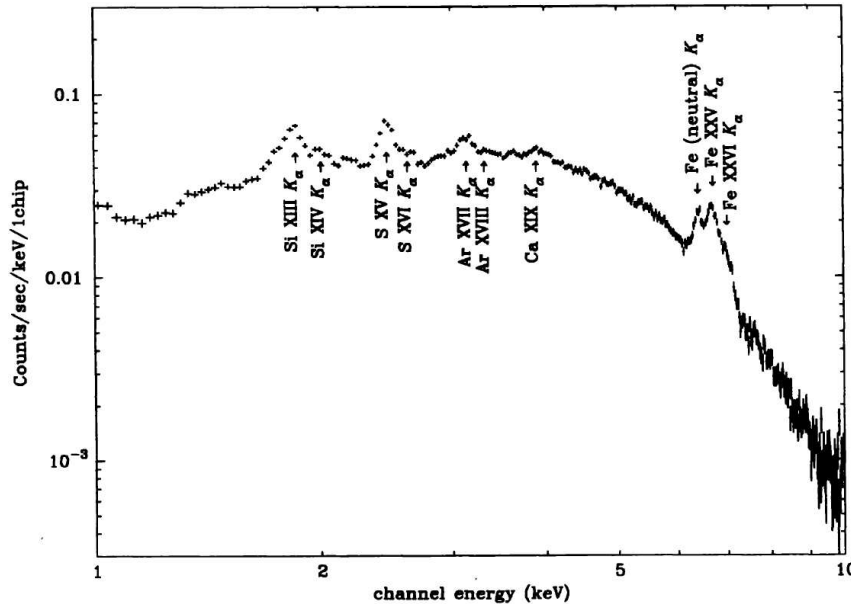


図 1.5: ASCAによって得られた銀河中心プラズマのスペクトル

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[18] 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。

しかし、6.7 keV輝線が $\sigma \sim 70$ eV程度の広がりを持っていることなどから高階電離の鉄輝線の起源は超高温プラズマではなく荷電交換によるとする説が唱えられた[35]、[36]。これは宇宙線に含まれる裸の鉄原子が中性水素と衝突した際に中性水素から電子を奪い、これが6.9 keV輝線を放射する、とするものである。さらに電子を1つまとった鉄原子が中性水素と衝突し、電子を奪えば6.7 keV輝線を放射する。荷電交換の反応断面積は鉄原子と中性水素の場合、相対速度が ~ 5000 km/sでもっとも大きくなる。これはちょうど6.7 keV輝線の広がり $\sigma \sim 60$ eVに対応する。この説は超高温プラズマに対する強力な反論であり、現在までこれを否定する観測的証拠はない。

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 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。

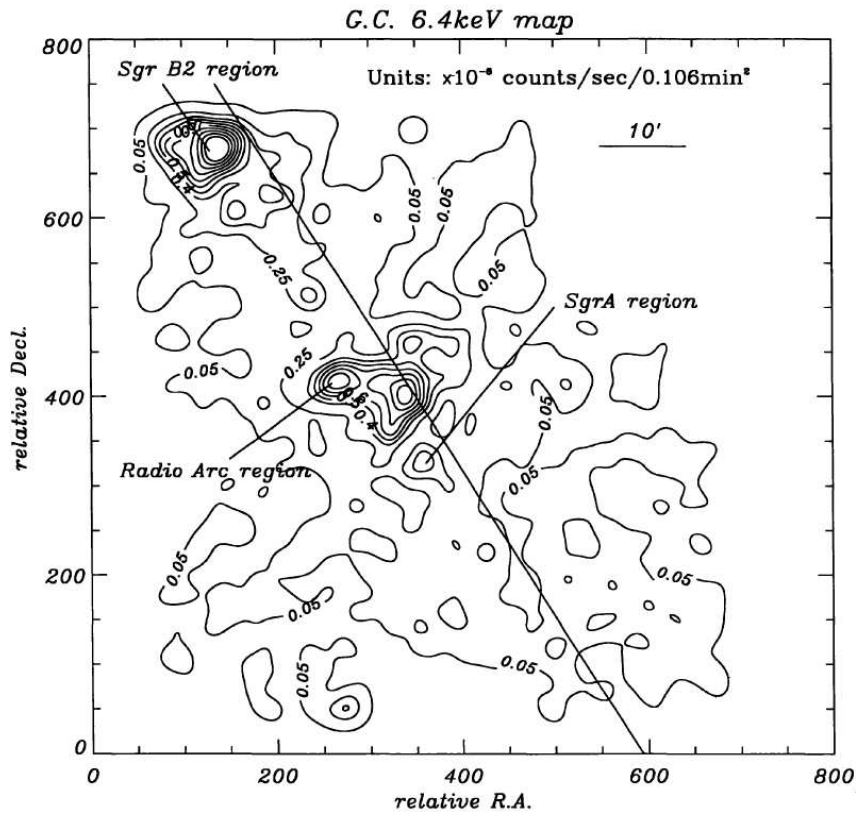


図 1.6: ASCA による銀河中心領域 6.4 keV 鉄輝線マップ

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 1.7、図 1.8)。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 1.7、図 1.8)。

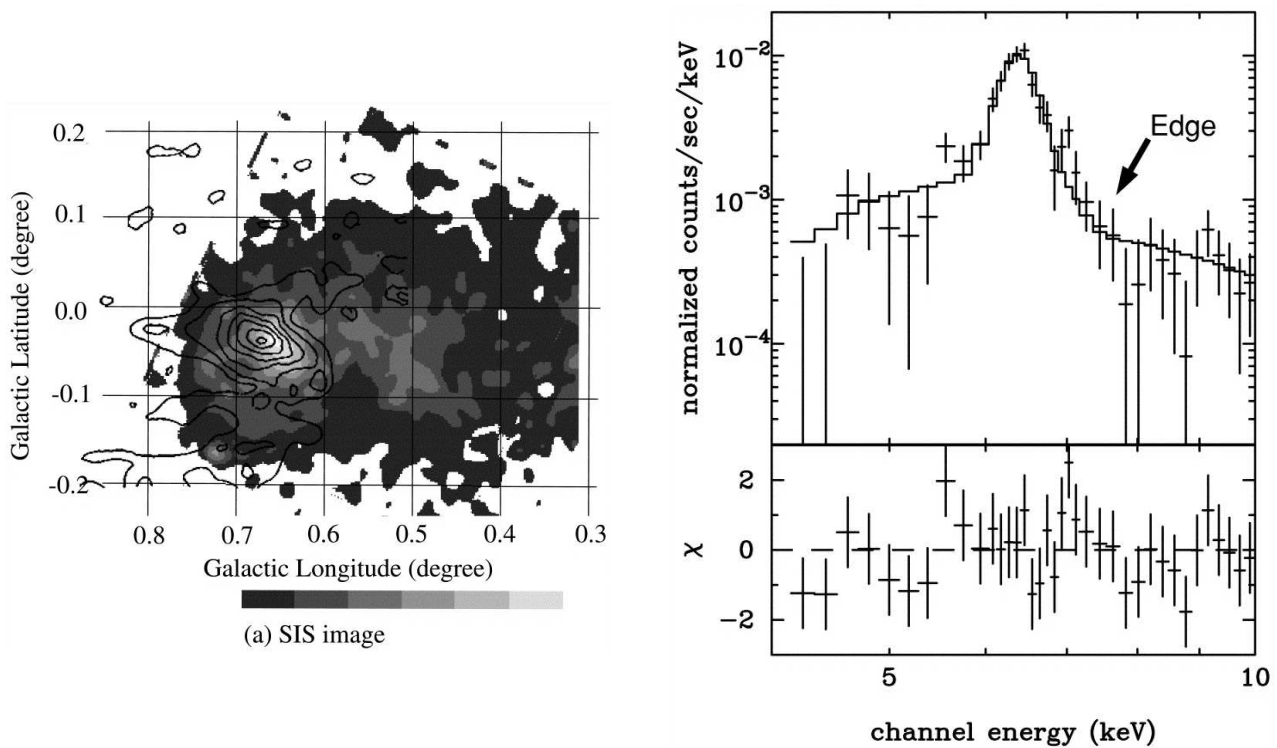


図 1.7: ASCA による Sgr B2 の 6.4 keV イメージ (左) とスペクトル (右)

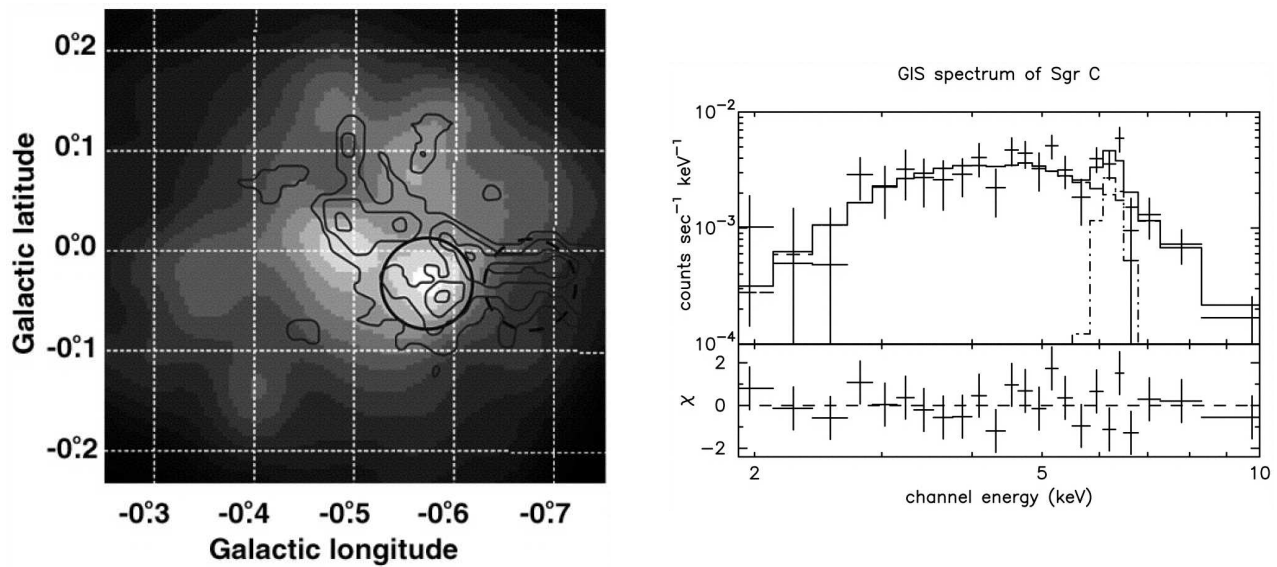


図 1.8: ASCA による Sgr C の 6.4 keV イメージ (左) とスペクトル (右)

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」(X-ray Reflection Nebula: XRN) という新種の天体カテゴリーが提唱された [26]、[27]。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 [18][26][27]。

1.2.3 *Chandra* による成果

Chandra は $\sim 0.5''$ というそれまでの衛星を 1 桁以上上回る空間分解能を有し、銀河中心から複雑で多様な構造を数多く検出した (図 1.9[42])。

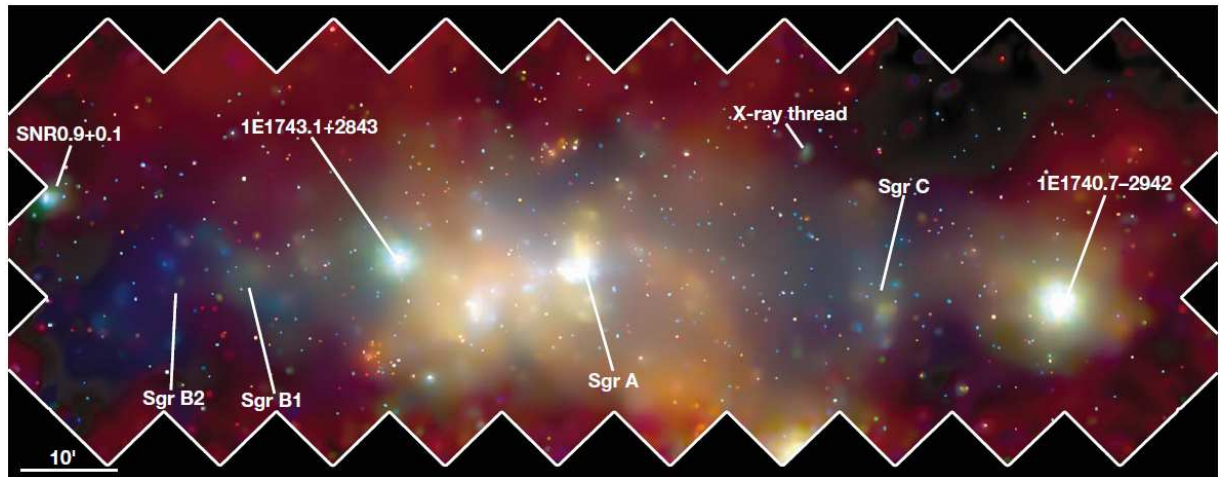


図 1.9: *Chandra* による銀河中心サーベイで得られた X 線画像

その空間分解能を生かし点源と広がった放射を初めて区別し、全体の放射に対する点源の寄与は 10% に過ぎず、90% は真に広がった放射であることを明らかにした ([25])。

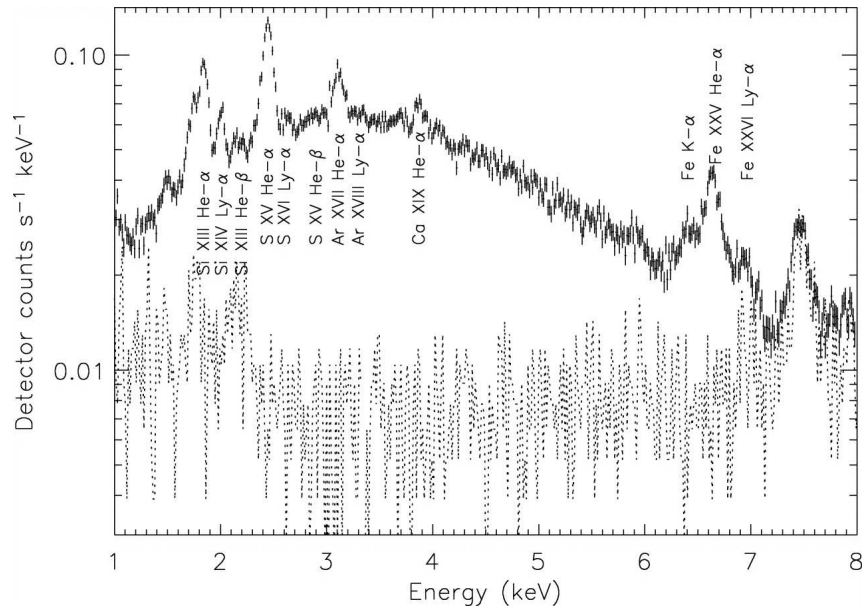


図 1.10: *Chandra* による銀河中心南西の広がった放射のスペクトル

さらに、それまで上限値 ($10^{35} \text{ ergs s}^{-1}$) しか与えられていなかった Sgr A* を初めて空間分解し、検出した ([5])。その X 線光度は静穏時は $2 \times 10^{33} \text{ ergs s}^{-1}$ であるが、ときおりフレアを起こし、その際には X 線光度は $1 \times 10^{35} \text{ ergs s}^{-1}$ に達する ([4])。この時間変動は Sgr A* の X 線放射機構が巨大質量ブラックホールへの物質の降着によることを強く支持する。

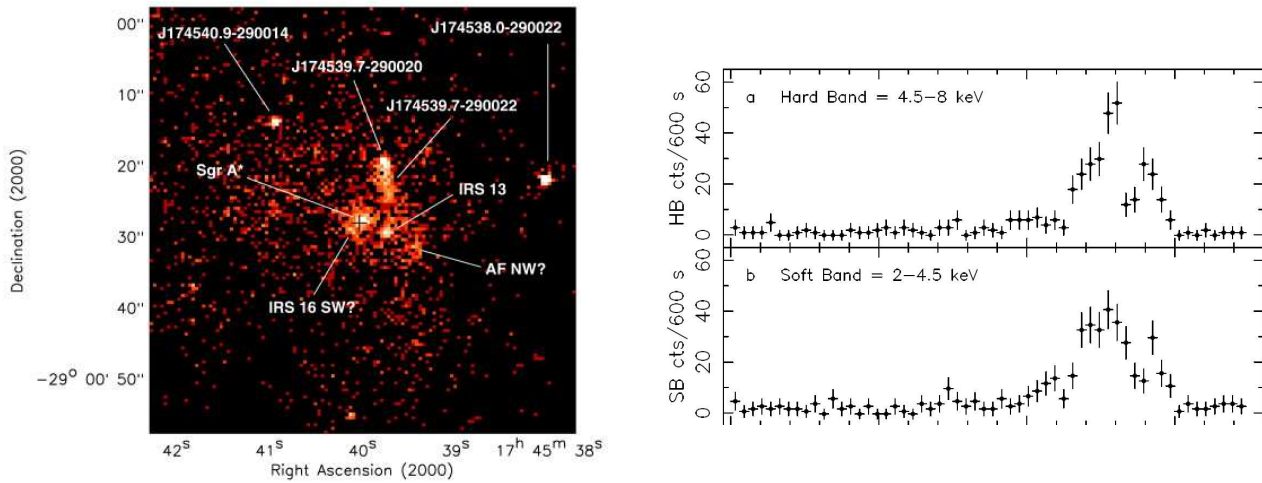


図 1.11: Sgr A* を含む $1' \times 1'$ の疑似カラー X 線 (0.5–7.0 keV) イメージ (左) と 2000 年 10 月のライトカーブ (右)。

なお、本論文では光度などの計算をする場合にはすべて銀河中心までの距離として 8.5 kpc を採用する。

第2章 X線天文衛星

2.1 X線天文衛星 *Suzaku*

2.1.1 概観

Suzaku(Astro-E2) 衛星は日本が打ち上げた第5番目のX線天文衛星であり、2000年2月に軌道投入に失敗したAstro-E衛星の2号機である。2005年7月10日に鹿児島宇宙空間観測所(KSC)からM-V型ロケット6号機によって高度約550km(軌道周期は約96分)の略円軌道に打ち上げられた。低軌道のため、ほとんどのターゲットは軌道周期の1/3ほどの時間は地没してしまう。また、South Atlantic Anomaly (SAA) と呼ばれる磁場が弱い領域では荷電粒子のバックグラウンドが高くなるため、観測をすることができない。これらの理由により、後述する *Chandra* などに比べ観測効率は約43%とそれほど高くないが、バックグラウンドが低く、ほぼ定常であるという利点がある。

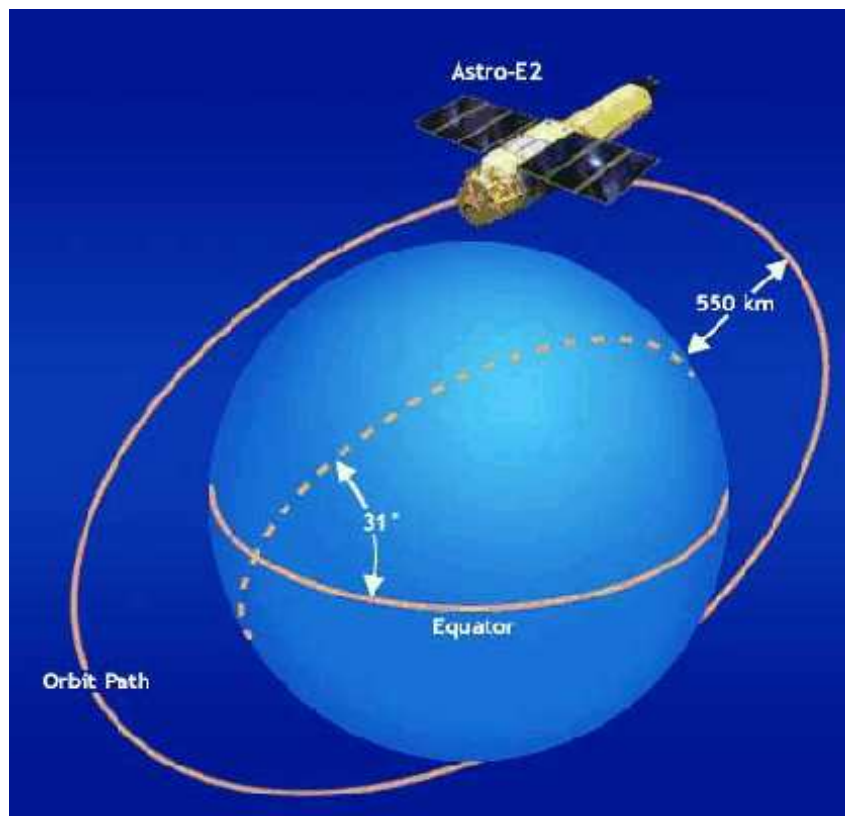


図 2.1: *Suzaku* の軌道

衛星には、X線天文衛星 *ASCA* の性能をさらに向上させたX線反射望遠鏡 (XRT) が5台と、その焦点面には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。またこれに加え、硬X線帯域 (10–600keV) を観測する硬X線検出器 (HXD) が1台搭載されている。これら計6台の検出器で1つの天体を同時に観測することが出来る。

これらのうち、XRSは2005年8月8日、冷媒である液体ヘリウムがすべて気化してしまい、これ以降観測に用いることはできなくなった。以下ではXRSについてはふれない。

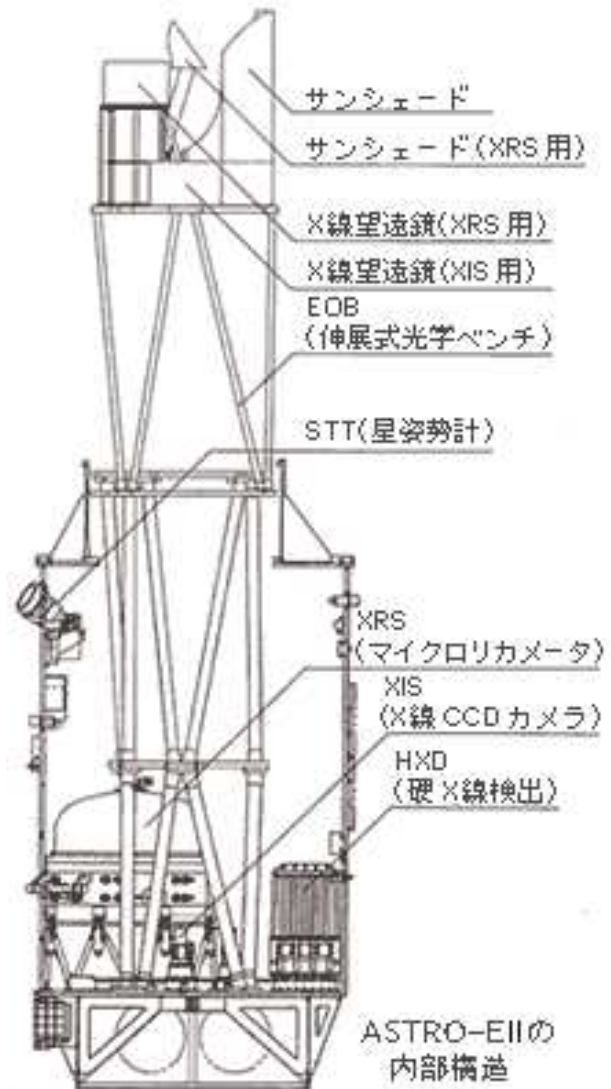


図 2.2: *Suzaku* 衛星外観 (左) および内部構造 (右)

2.1.2 X線望遠鏡 XRT (X-Ray Telescope)

Suzaku 搭載 XRT(図 2.3) は、*ASCA*/XRT 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。原理としては、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いる。基本構造は、極薄の鏡面基板をもつ反射鏡を同心円状に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ている。鏡面形状としては、回転双曲面と回転放物面からなる Wolter I 型光学系を円錐 2 段で近似している (図 2.4)。



図 2.3: XRT 外観

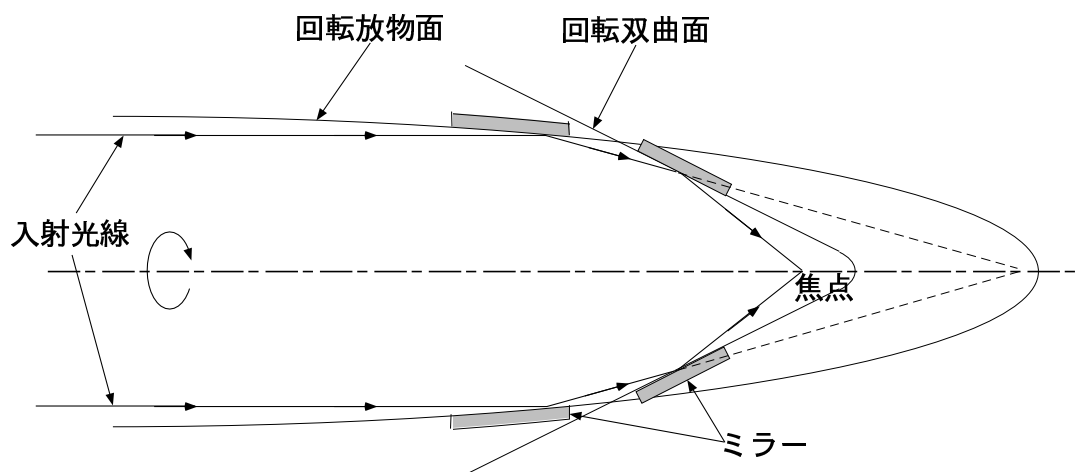


図 2.4: Wolter I 型 X線反射鏡

薄板多重型X線望遠鏡は、*Chandra*/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。図2.5に各衛星搭載望遠鏡の有効面積を示す。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、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2.6)、などの問題点がある。

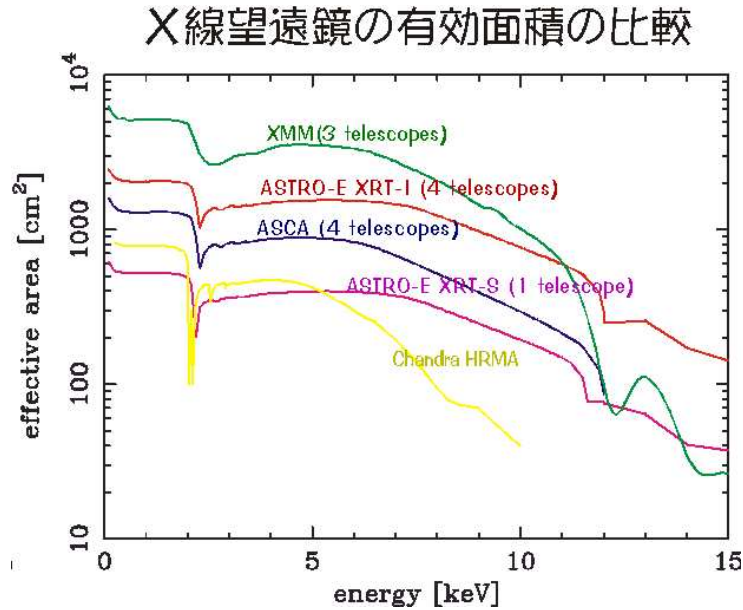


図 2.5: X線望遠鏡有効面積

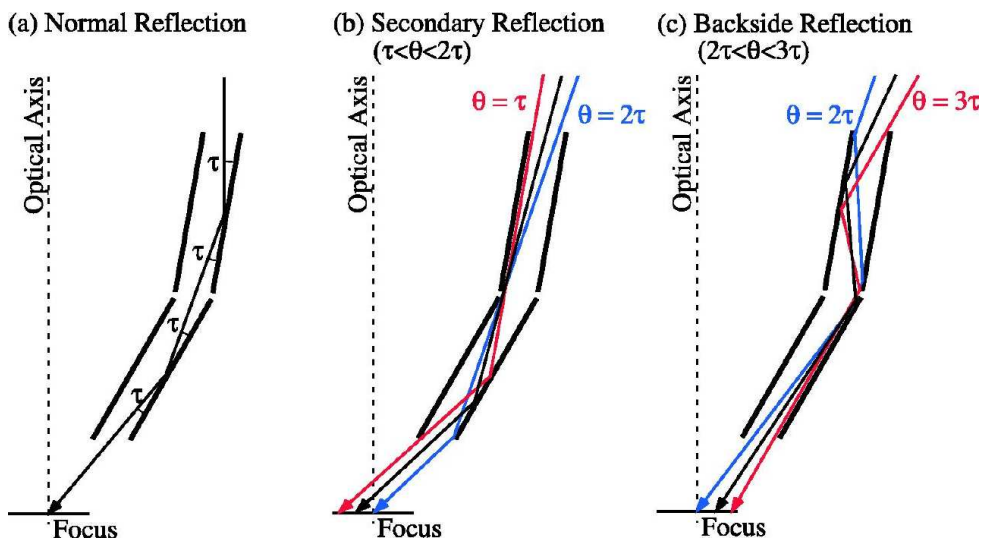


図 2.6: 正規の斜入射光路(左)。非正規の入射光路(中、右)

Suzaku では *ASCA* / *XRT* に比べ以下の改良がなされた。

- 鏡面形成にレプリカ法を用いることで角分解能が約2倍向上した
- 口径を大きくしたことで開口面積が約1.5倍に増加した
- 焦点距離を伸ばし斜入射角を小さくすることで高エネルギー側での感度を向上した
- 望遠鏡前面にプレコリメータ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2桁小さく抑えている (図2.8)

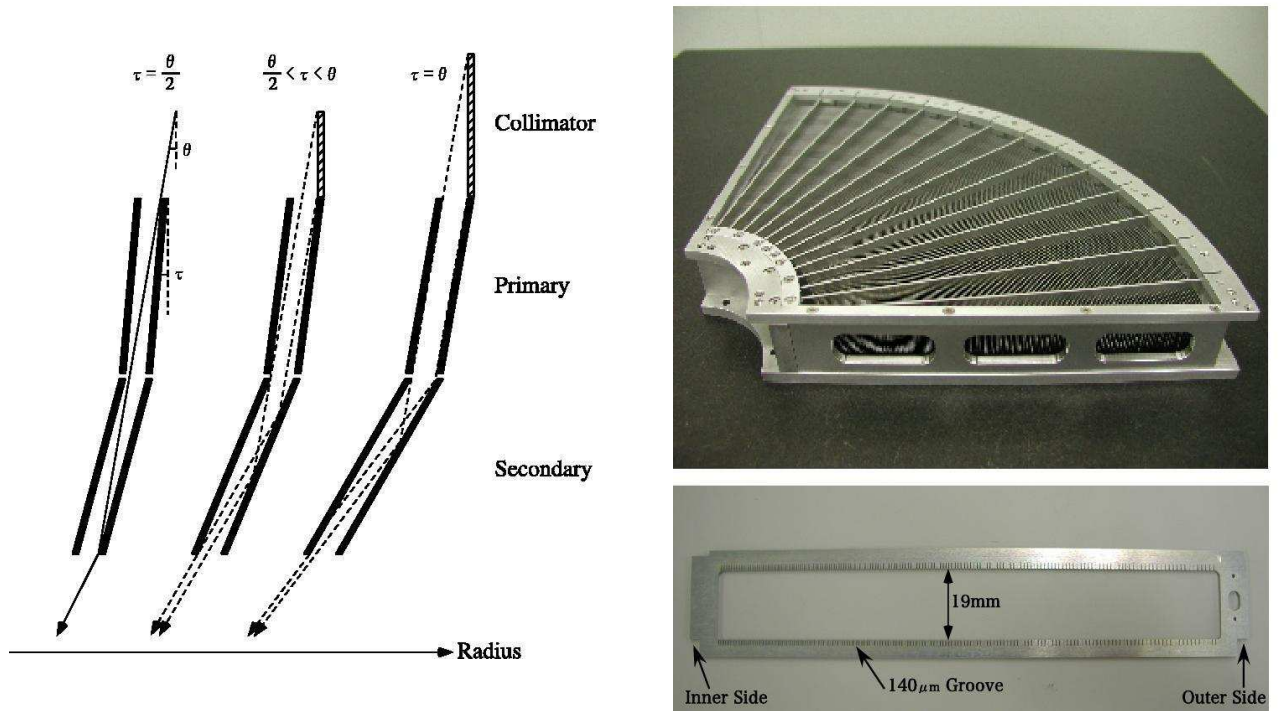


図 2.7: プレコリメータによって非正規の入射を低減できる (左)。プレコリメータ外観 (右)。

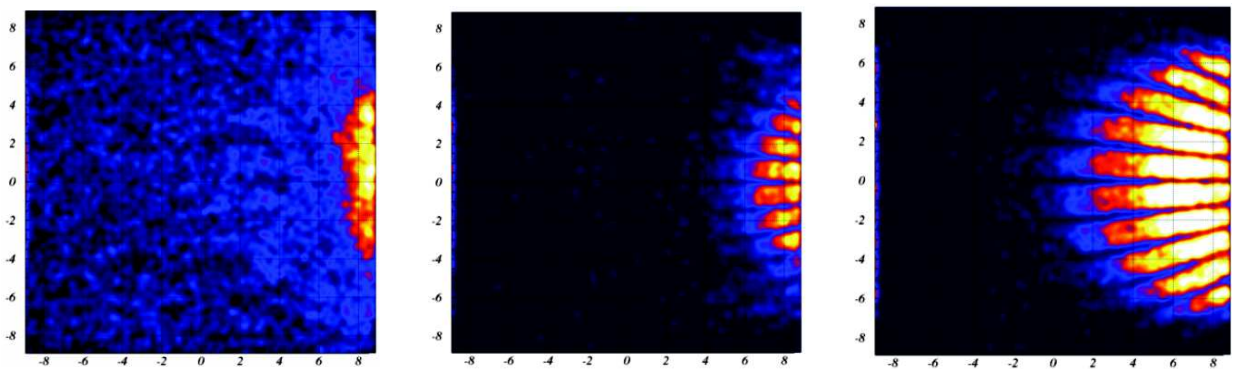


図 2.8: Crab 20' off-axis の迷光イメージ (左)。シミュレーションによる迷光イメージ (プレコリメータあり: 中、プレコリメータなし: 右)

表 2.1: *Suzaku* と *ASCA* の XRT 性能の比較

	<i>Suzaku</i> XRT-I	<i>ASCA</i> XRT
台数	4	4
反射材	Au	Au
直径	399mm	345mm
鏡面数 †	1400	960
焦点面距離	4.75m	3.50m
重量 †	19.5 kg	9.8 kg
斜入射角	0.18-0.60°	0.24-0.70°
視野@1keV/7keV	19'/19'	24'/16'
有効面積 †@1.5keV/7keV	450cm ² /250cm ²	300cm ² /150cm ²
角度分解能 (HPD)	2.0'	3.5'

†: 1 台当たり

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) を図 2.9 に示す。HPD(Half Power Diameter) とは光量の 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。

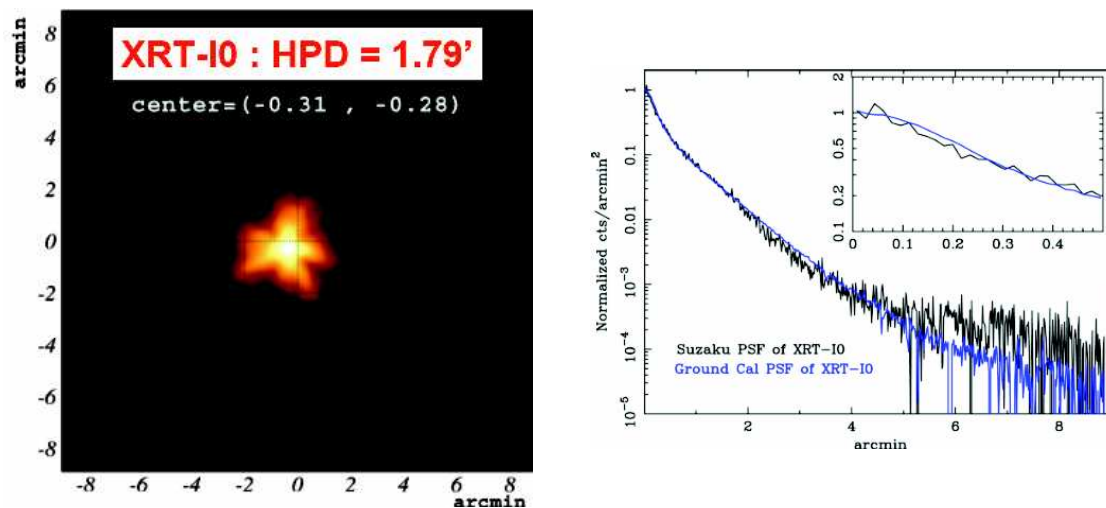


図 2.9: 点源 (MCG 6-30-15) のイメージ (左) と PSF (右)

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ング (vignetting) と呼ぶ。図 2.10 に XRT の vignetting 曲線を示す。

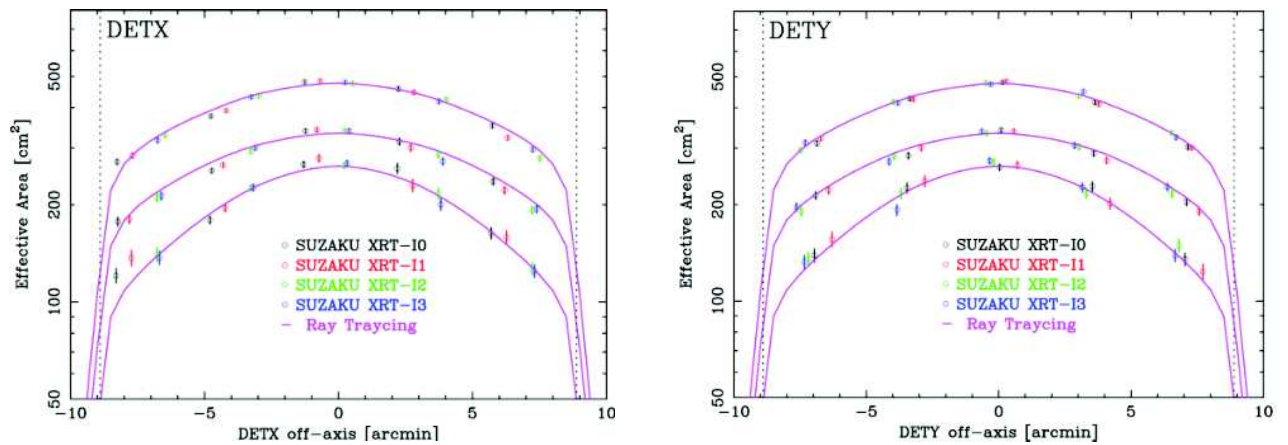


図 2.10: 1.5 keV、4.5 keV、8.0 keV における vignetting 曲線

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

Suzaku は 4 台の X 線 CCD カメラ (X-ray Imaging Spectrometer: XIS) を搭載している (図 2.11)。



図 2.11: XIS 外観

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 2.12)。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 1024×1024 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 だけ裏面照射型であり、残りの 3 台は表面照射型である。裏面照射とは表面照射型 (図 2.12) とは逆側 (電極がない方) から X 線を入射させるタ

イブで、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) 側では検出効率が表面照射型より劣る。XIS1 は表面照射型とエネルギー分解能がほぼ等しく、これまで *Chandra* や *XMM-Newton* に搭載された裏面照射型 CCD よりエネルギー分解能がよい。

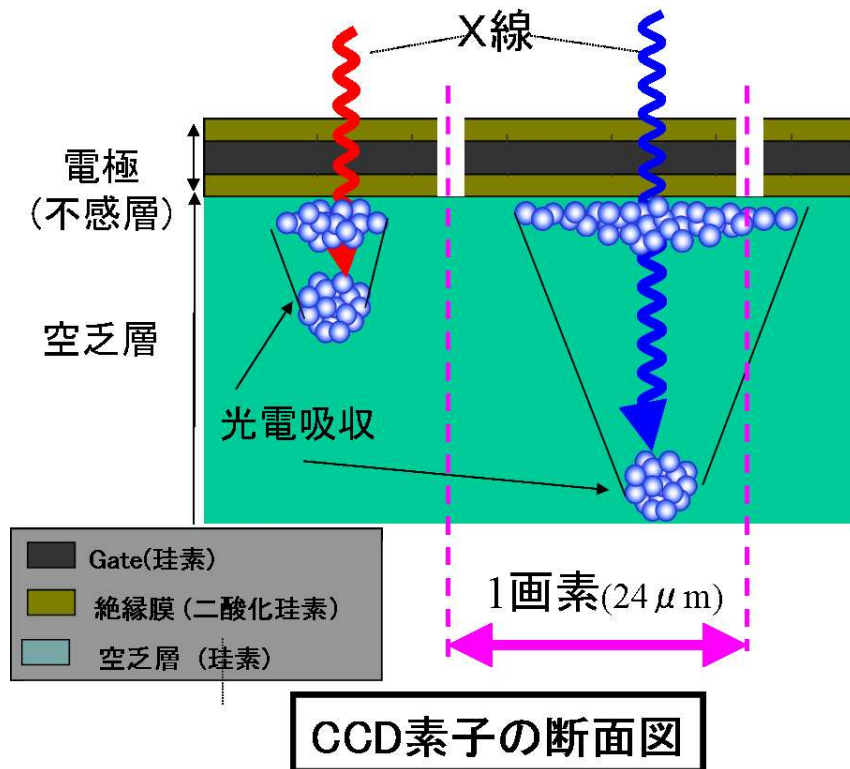


図 2.12: 表面照射型 X 線 CCD による X 線の検出原理

同じ CCD カメラである *ASCA/SIS* に比べ以下のような改良点に加えられており、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° から -90° に下げることにより暗電流を大幅に押え、電荷転送非効率 (CTI) を減少させた。
- 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}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。
- 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2.13)。

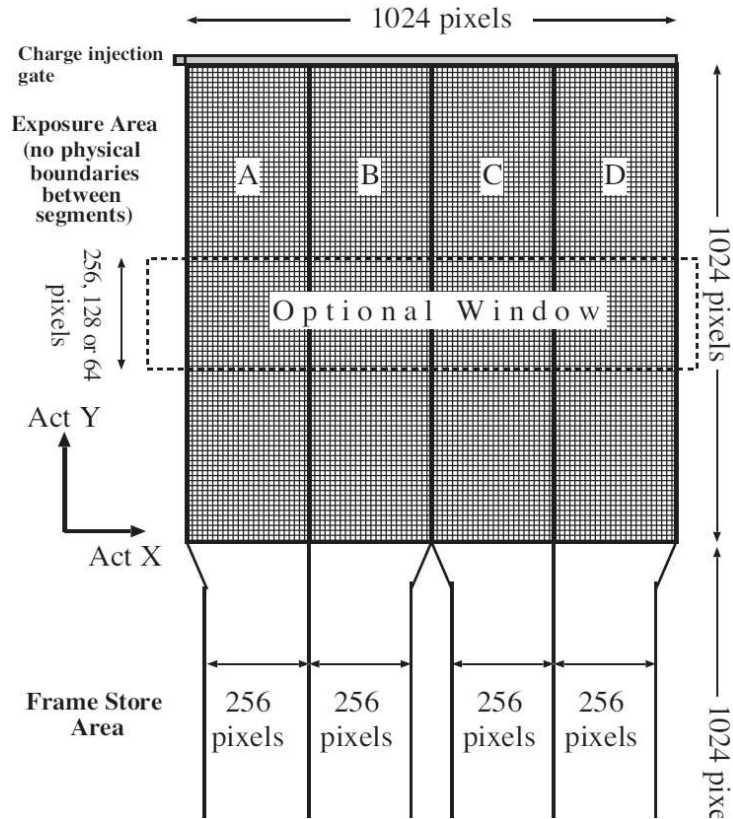


図 2.13: XIS の読みだしシステム。

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よそ数ヵ月である。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¹。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2.14)。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。

¹ CTI = 1 - CTE

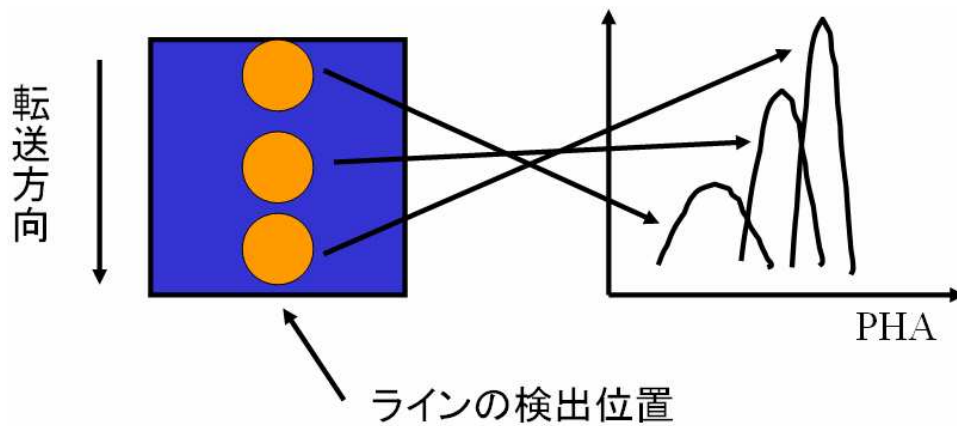


図 2.14: 電荷転送非効率

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。



図 2.15: HXD 外観

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 4.63kg 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 2mm 厚のシリコン PIN フォトダイオードと 5mm 厚の GSO 結晶シンチレータが上下に重なっており、前者で 10–60keV 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 2.6cm 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 ユニットが周りを囲んでいる。1 ユニットの有効面積は 1200 cm^2 にもなり、1 MeV でも 600 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。

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 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 *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。

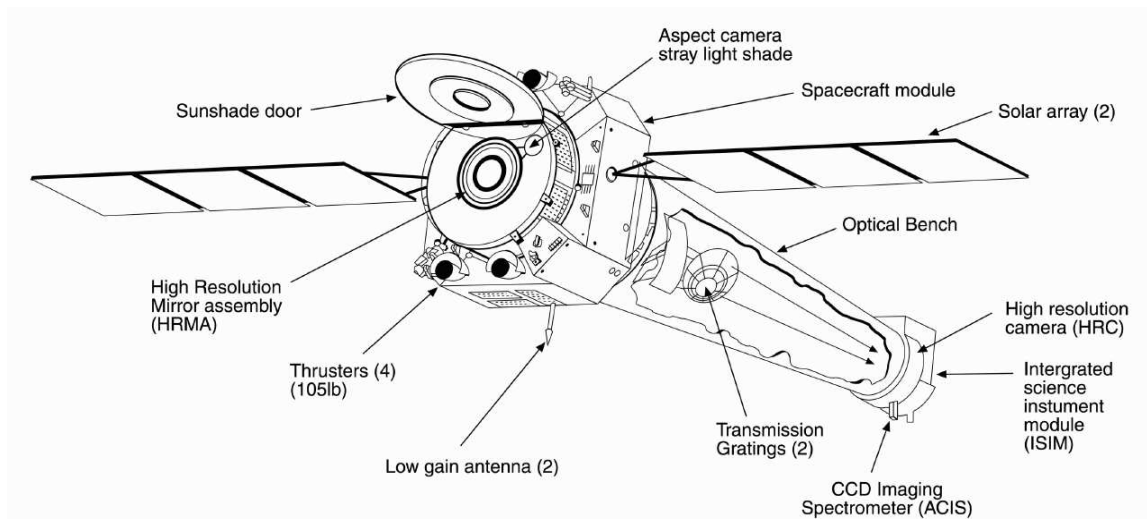


図 2.16: *Chandra* 外観

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。

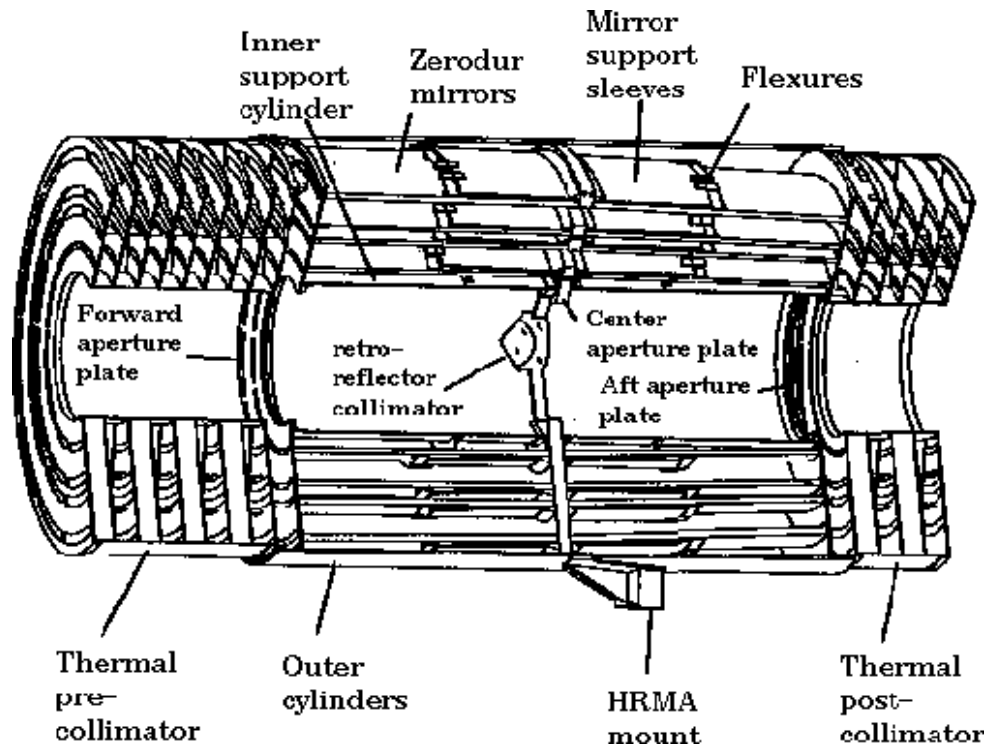
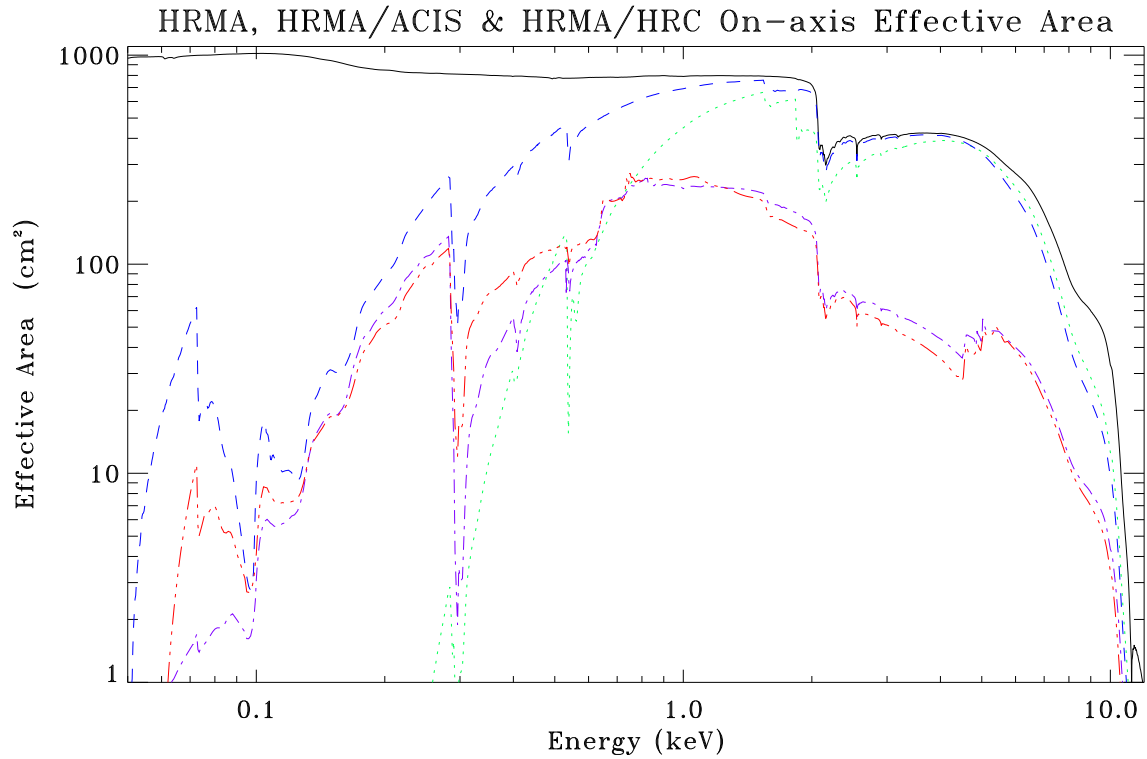
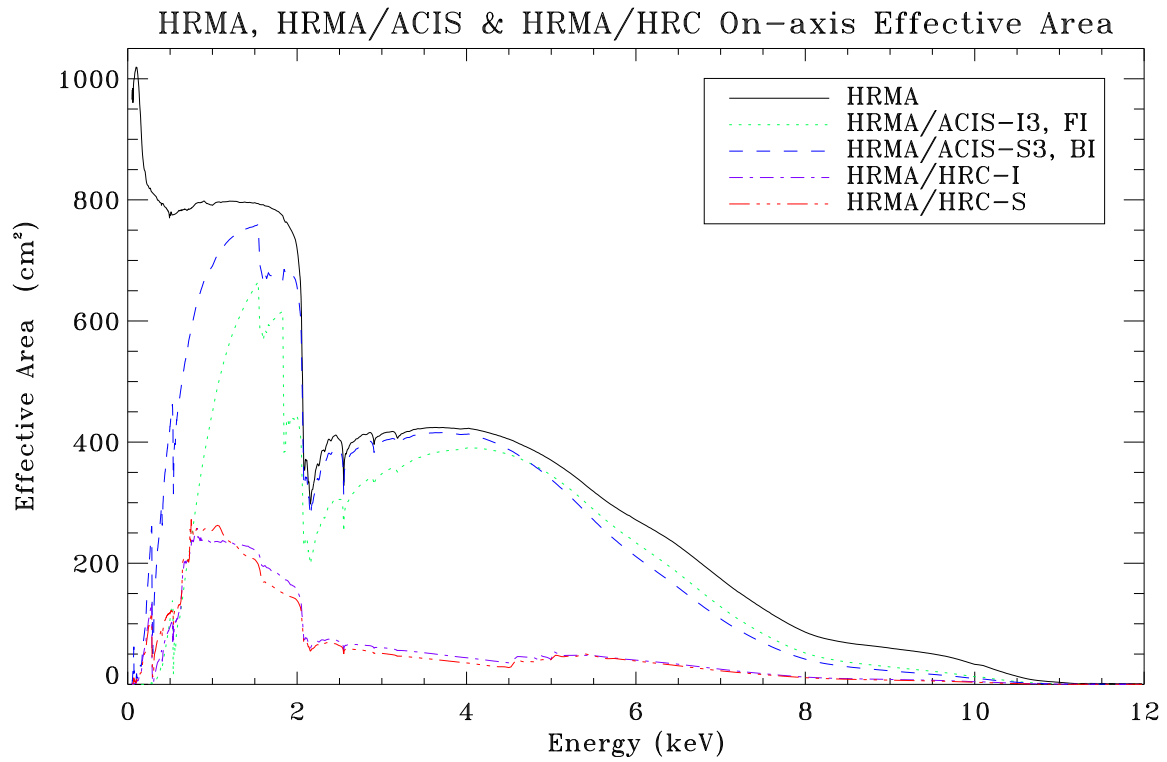


図 2.17: HRMA の構造

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800cm²、2keV 以上ではおおよそ300cm²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。



Zhao/SAO 11/15/05

図 2.18: On-Axis における HRMA の有効面積

HRMA の vignetting function および PSF(Point Spread Function) を図??に示す。

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 2.19²) 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 2.19 および表 2.2.3 に示す。

ACIS-I は 2×2 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 ×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。

Chandra 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。

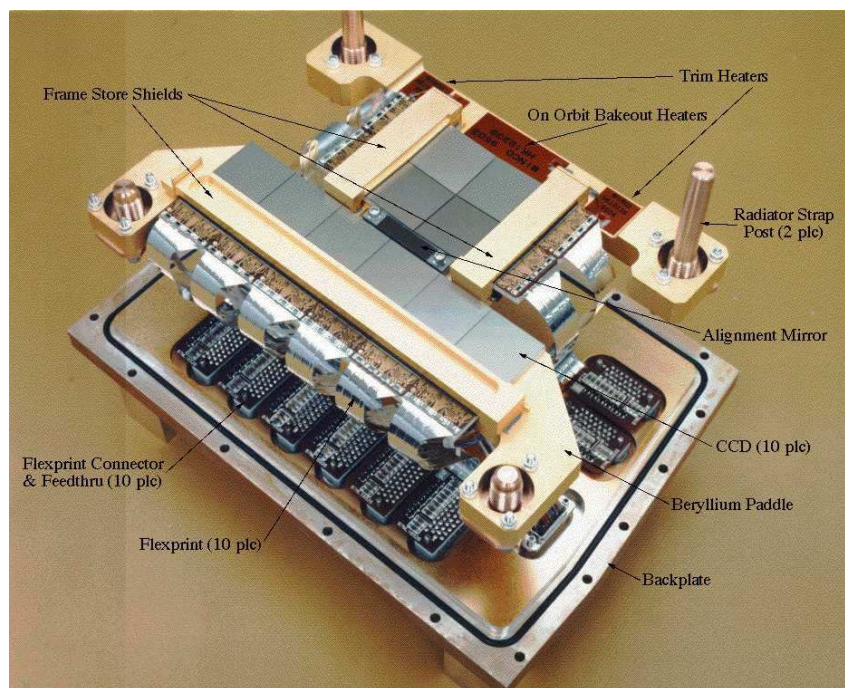


図 2.19: ACIS Focal plane の外観

² http://acis.mit.edu/acis/syseng/pict_gallery/pictures.html

ACIS FLIGHT FOCAL PLANE

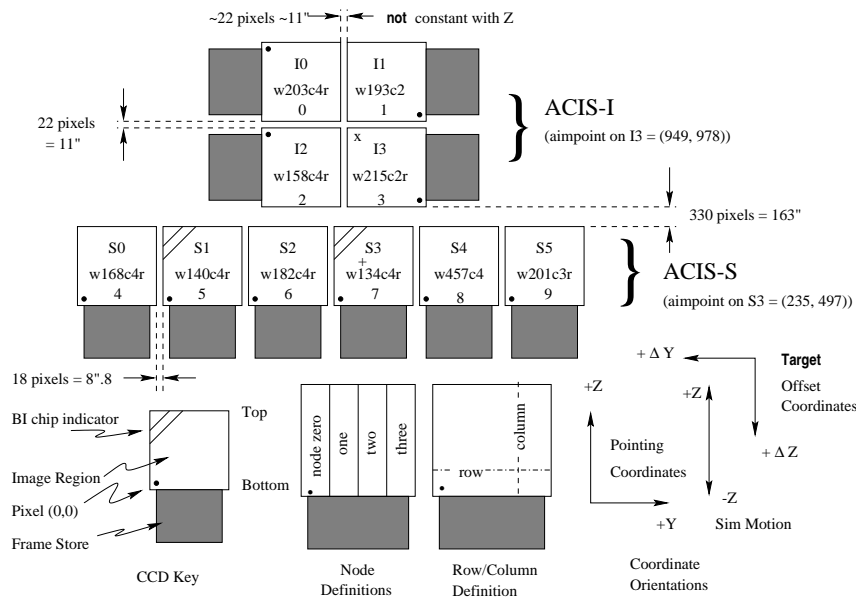


図 2.20: ACIS Focal plane の構造

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	~2×10 ⁴ (FI), ~1×10 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 2.2: ACIS の基本的性能

- 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) の割合を表したグラフを図 2.21 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 2.22 である。

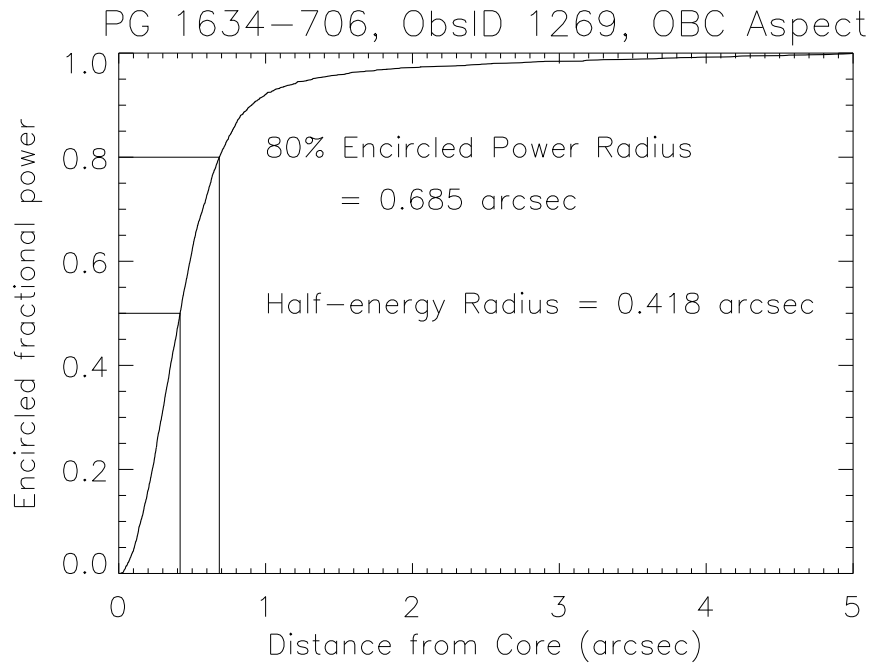


図 2.21: 半径とその半径における encircled energy との関係
データは点源 PG 1634-706 を用いた軌道キャリブレーションにより得たもの。

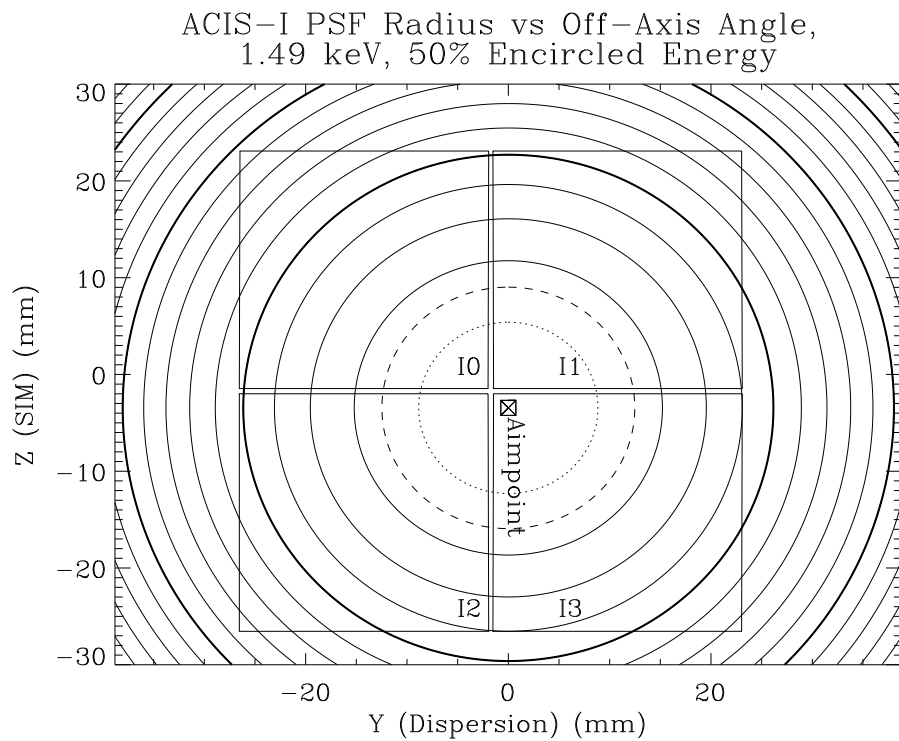


図 2.22: 入射 X 線 (1.49 keV) に対する ACIS-I の PSF 半径と Off-Axis Angle との関係

- 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 2.23 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??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。

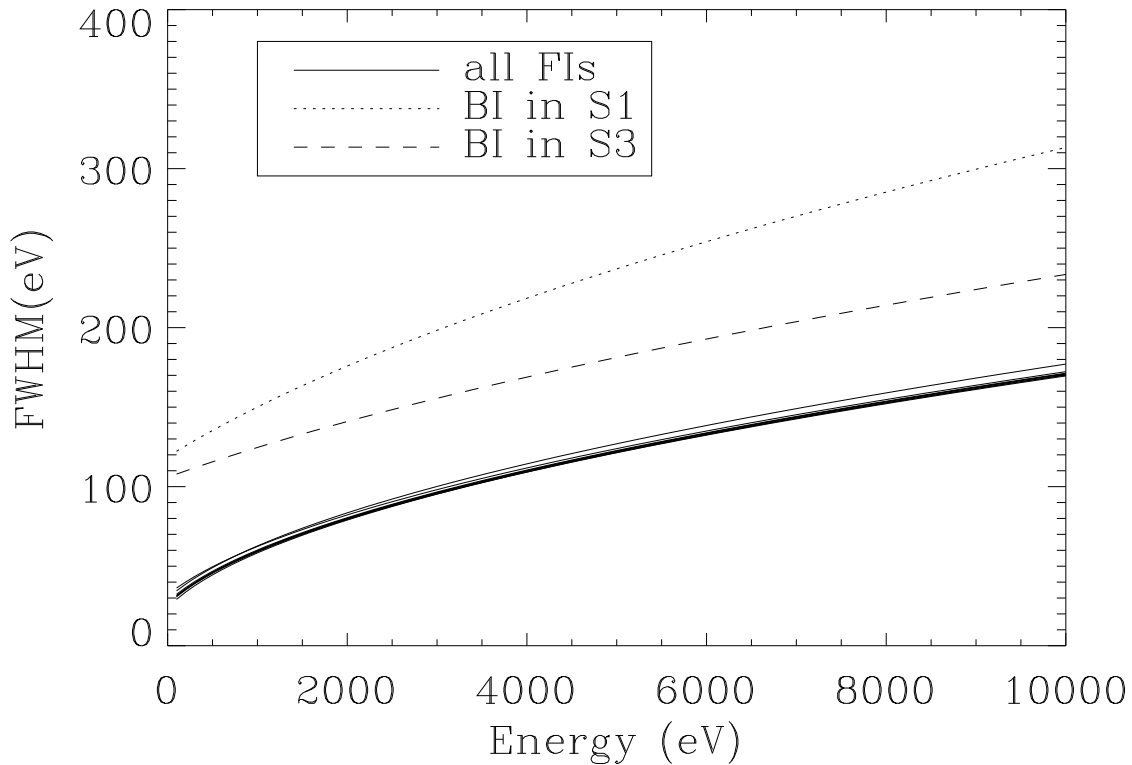


図 2.23: ACIS エネルギー分解能の入射エネルギー依存性 (地上実験)

第3章 *Suzaku*による銀河中心領域の観測

3.1 観測諸元および一次データ処理

Suzaku による Sgr A を含む銀河中心領域の観測は 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 3×3 または 5×5 で行われた。elevation angle¹ が 5° 以下の時間帯や SAA (§2.1 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。

Target name	Seq. No.	Pointing direction		Observation Start	Effective Exposure	
		α (J2000)	δ (J2000)		FI(ks)	BI(ks)
GC_SRC1	100027010	17 ^h 46 ^m 03 ^s	-28°55'32"	2005-09-23 07:07:00	48.6	48.3
GC_SRC2	100027020	17 ^h 45 ^m 13 ^s	-29°10'16"	2005-09-24 14:16:00	40.0	46.6
GC_SRC2	100037010	17 ^h 45 ^m 13 ^s	-29°10'16"	2005-09-29 04:25:00	47.6	47.7
GC_SRC1	100037040	17 ^h 46 ^m 03 ^s	-28°55'32"	2005-09-30 07:41:00	47.1	47.1

表 3.1: *Suzaku*による銀河中心の観測記録

銀河中心領域は XIS の視野全体にわたって多くの強い輝線を放射しているので XIS 全面にわたってエネルギーゲインのキャリブレーションを行うことができる。このためにまず、CCD を ACTY 方向 (電荷の転送方向: 図 2.14 参照) に 4 分割した。ACTY の値が小さいほど、読みだし口に近い。これら 4 回の観測は打ち上げからそれぞれ、75, 76, 81, 82 日後に行われた。打ち上げ直後であるが、図 3.1 に示すようにすでに読みだし口から遠いところほど輝線の中心値が下がっている傾向が見られる (4 回の観測はすべて ACT 座標上で足してある)。

¹ 衛星から見た、天体と地球のふちがなす角

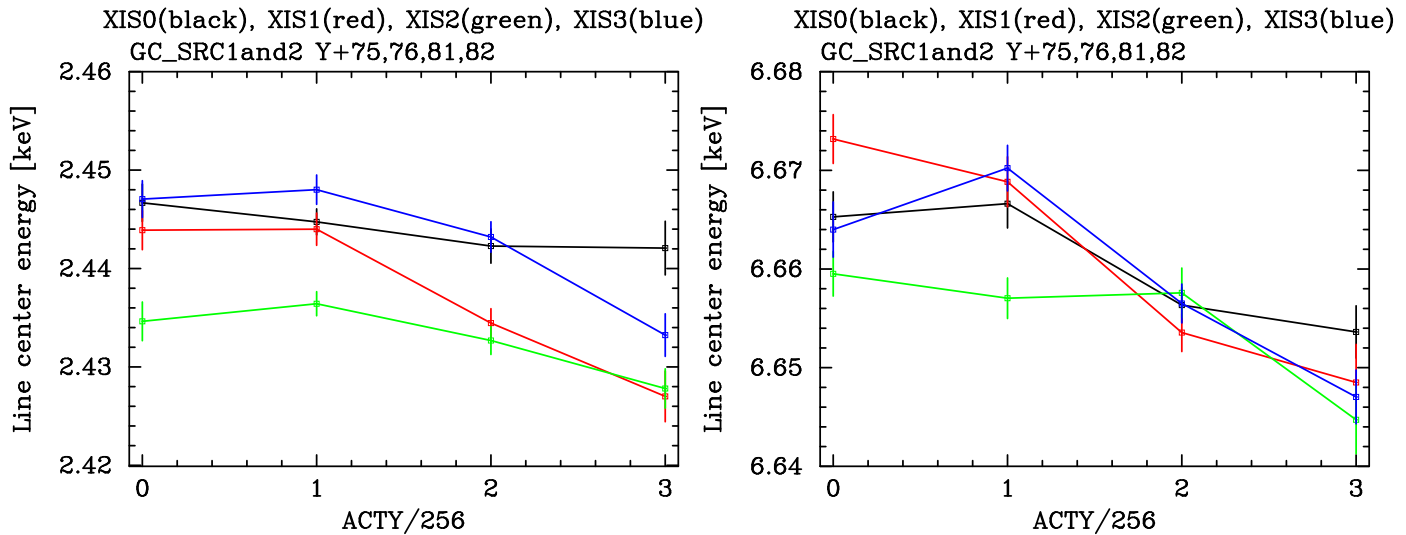


図 3.1: 4つの領域における He-like S K α 輝線 (左) と He-like Fe K α (右) 輝線の中心値。CTIのために ACTY が大きいほどライン中心エネルギーが系統的に下がっている。

横軸の 0 は $0 < \text{ACTY} < 255$ 、1 は $256 < \text{ACTY} < 511$ 、2 は $512 < \text{ACTY} < 767$ 、3 は $768 < \text{ACTY} < 1023$ の領域の意味である。この傾きは 2 章で述べた電荷転送非効率 (Charge Transfer Inefficiency: CTI) によるものである。この観測におけるデータは非常に統計がよいのでこのデータから逆に CTI を求めることができる。転送回数に比例してエネルギーが下がることを仮定して、CTI を求め、これを補正した²。結果を図 3.2 に示す。CTI 補正前にあった有意な傾きは解消され、CTI 補正はおおよそ成功したことが分かる。また、この時の値は XIS team から報告されている値よりやや小さいがほぼコンシステントであった。

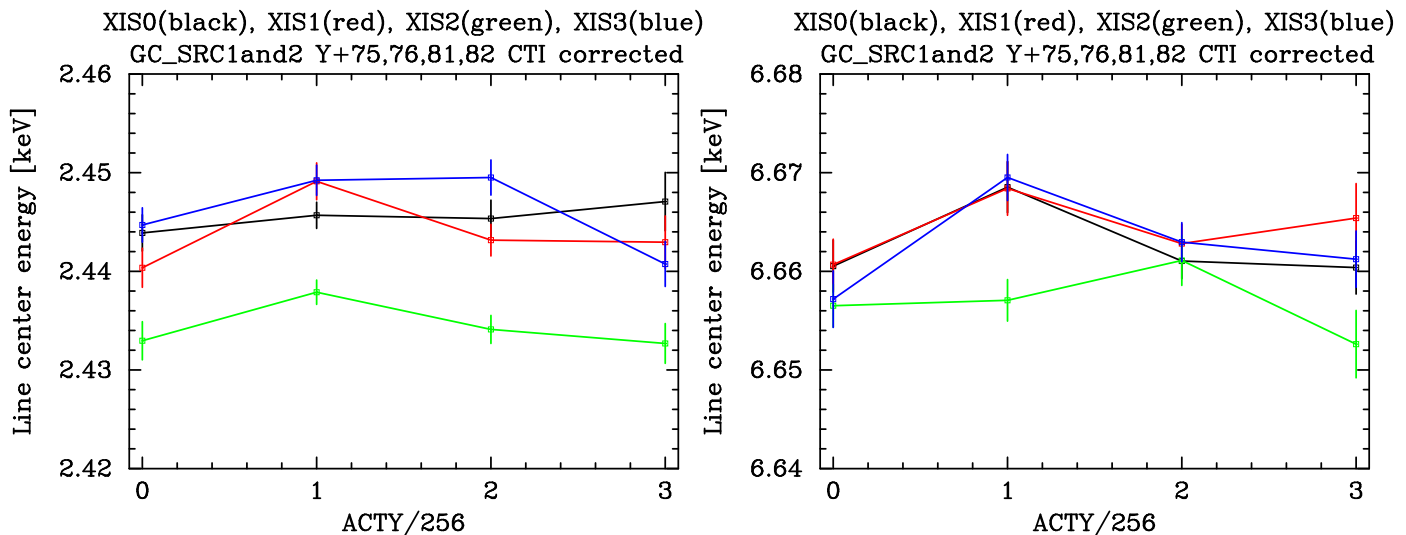


図 3.2: CTI 補正をしたあとの He-like S K α 輝線 (左) と He-like Fe K α (右) 輝線の中心値。

次にエネルギースケールの絶対的なキャリブレーションを行った。XIS では読みだし口が各 CCD に 4 つずつあり、それぞれ独立にキャリブレーションを行う。どの読みだし

² この一連の補正では輝線の中心エネルギーは天空上の場所にはよらないことを仮定している。

口から読みだされるかで各 CCD は Segment 0–3 の 4 つの領域に分けられる。Segment 0 は $< \text{ACTX} < 255$ 、Segment 1 は $256 < \text{ACTX} < 511$ 、Segment 2 は $512 < \text{ACTX} < 767$ 、Segment 3 は $768 < \text{ACTX} < 1023$ に対応する (図 2.13)。セグメントごとの He-like S $K\alpha$ 輝線と He-like Fe $K\alpha$ 輝線の中心値を図 3.3 に示す。

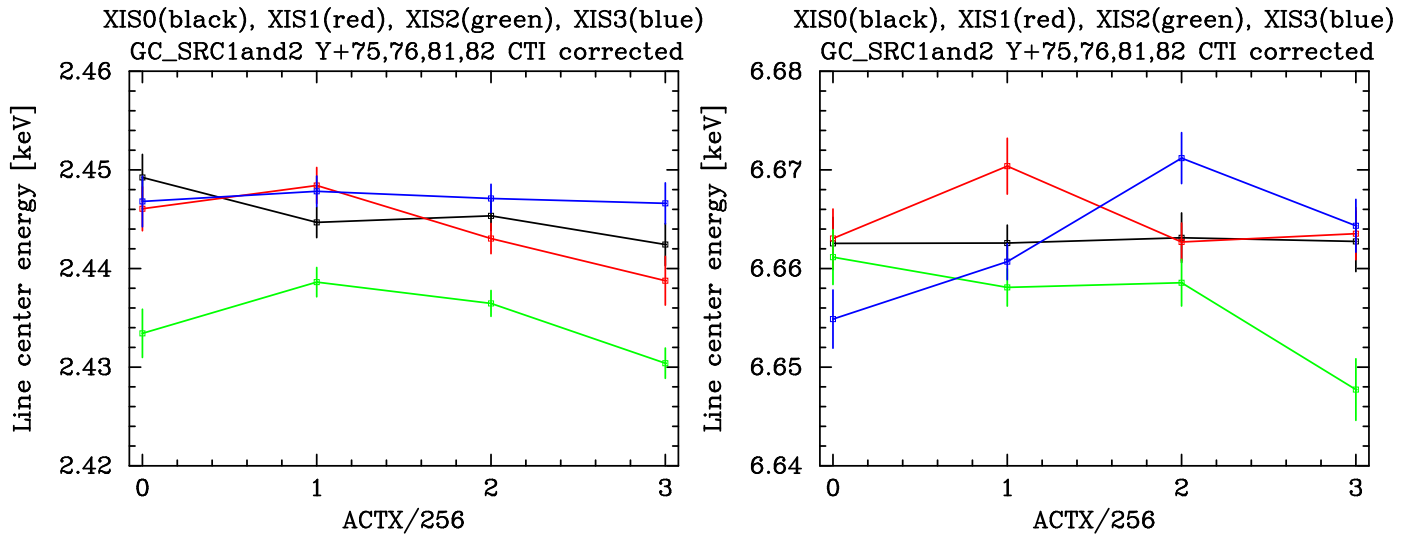


図 3.3: 図 3.2 と同じものを ACTX 方向にきったもの。

XIS2(緑) のゲインが特に S $K\alpha$ のエネルギーで大きくずれていることが分かる。そこでまず、XIS2 の Segment 3 にあたる較正線源 (^{55}Fe) の Mn $K\alpha$ と $K\beta$ の輝線を用いて (§2.1.3 参照) ゲインを決めた。次に XIS2 の Segment 3 における He-like S $K\alpha$ 輝線と He-like Fe $K\alpha$ 輝線の中心値に合うように各 CCD の各セグメントのゲインを調整した。その結果を図 3.4 に示す。

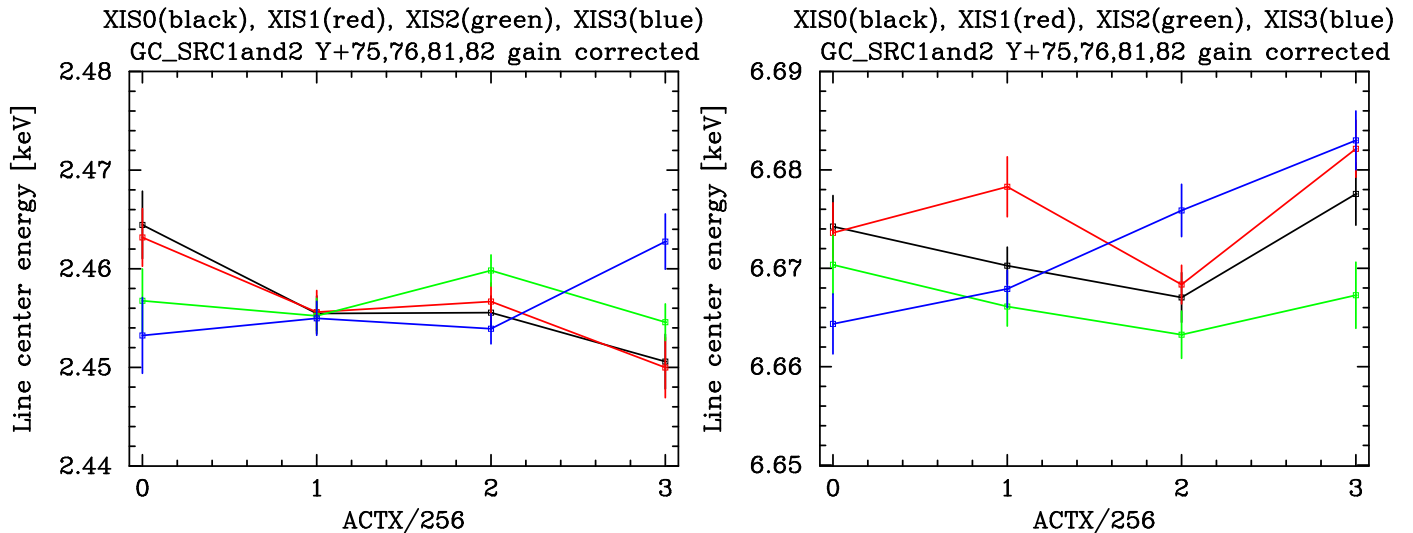


図 3.4: gain 補正後の He-like S $K\alpha$ 輝線 (左) と He-like Fe $K\alpha$ (右) 輝線の中心値。

図 3.3 にみられたような大きなずれはなくなり、ゲイン調整は成功したといえる。セグメント間のずれはおおよそ 15 eV 程度である。

3.2 銀河中心プラズマのスペクトル解析

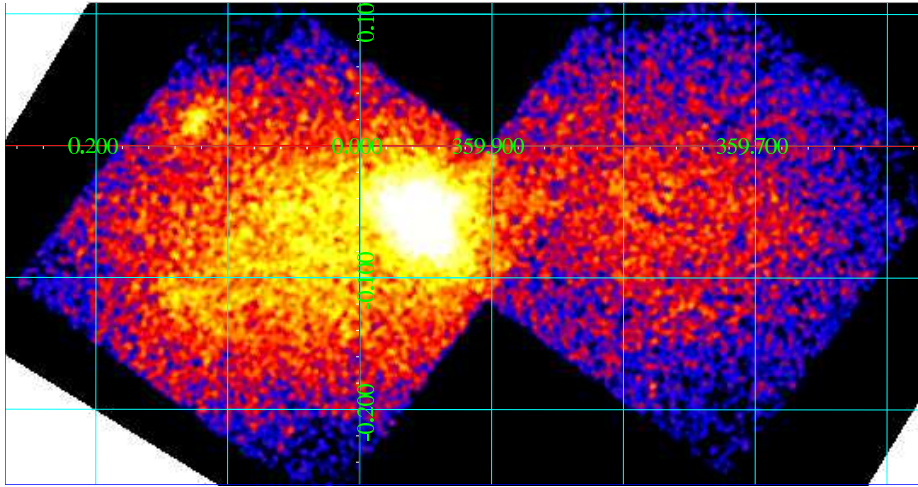


図 3.5: 銀河中心 He-like Fe $K\alpha$ (6.62–6.74 keV) 輝線の疑似カラー画像。

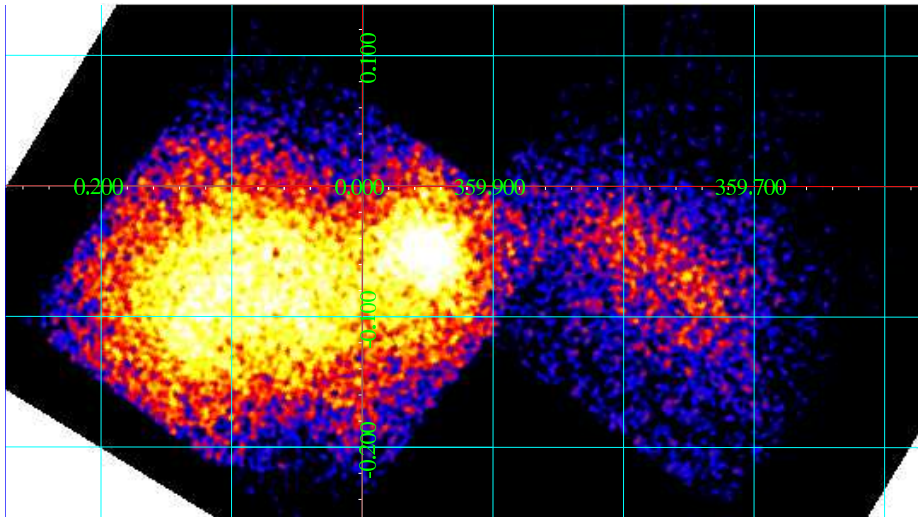


図 3.6: 銀河中心 He-like S $K\alpha$ (2.41–2.50 keV) 輝線の疑似カラー画像。

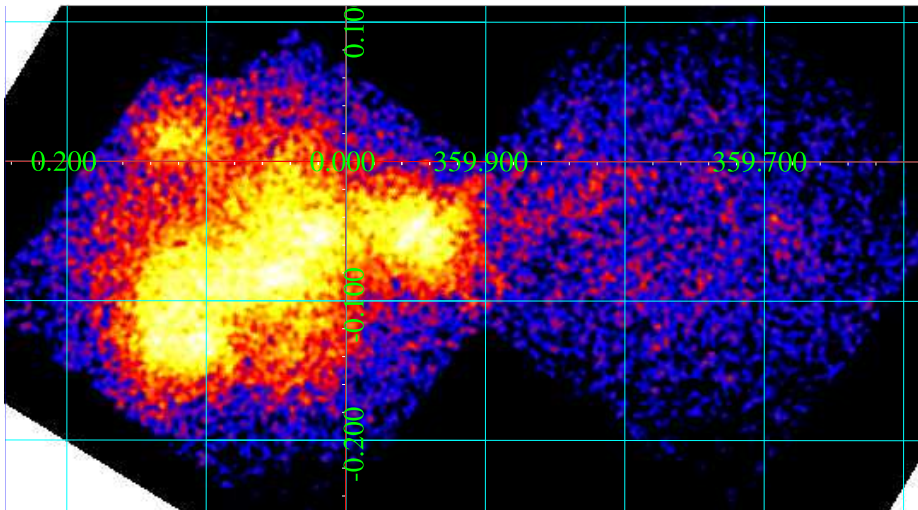


図 3.7: 銀河中心 中性 Fe $K\alpha$ (6.35–6.47 keV) 輝線の疑似カラー画像。

図 3.5～図 3.7 に銀河中心の He-like Fe K α 輝線、He-like S K α 輝線、中性 Fe K α 輝線の疑似カラー強度マップを示す。これらはそれぞれ超高温 (~ 10 keV) プラズマ、高温 (~ 1 keV) プラズマ、低温 (~ 10 K) ガスの分布を表している。露光補正をしていないので視野の端ほど暗くなっているのは真ではない。4 回の観測はすべて足してある。どの輝線も視野全体から放射されていることが分かる。真中にある明るい X 線源は Sgr A East 超新星残骸 ([21]) である。Sgr A East 超新星残骸は視野全体の放射と別起源であると考え、これを取り除いてスペクトル解析を行う。また、校正線源が照射されている領域も取り除いた。粒子によるバックグラウンド (Non X-ray Background: NXB) は夜の地球を観測している時間帯を用いて引いた。この時のスペクトルを図 3.8 に示す。

なお、この章におけるスペクトル解析ではすべて XSPEC 11.3.2o³ を用いて行った。

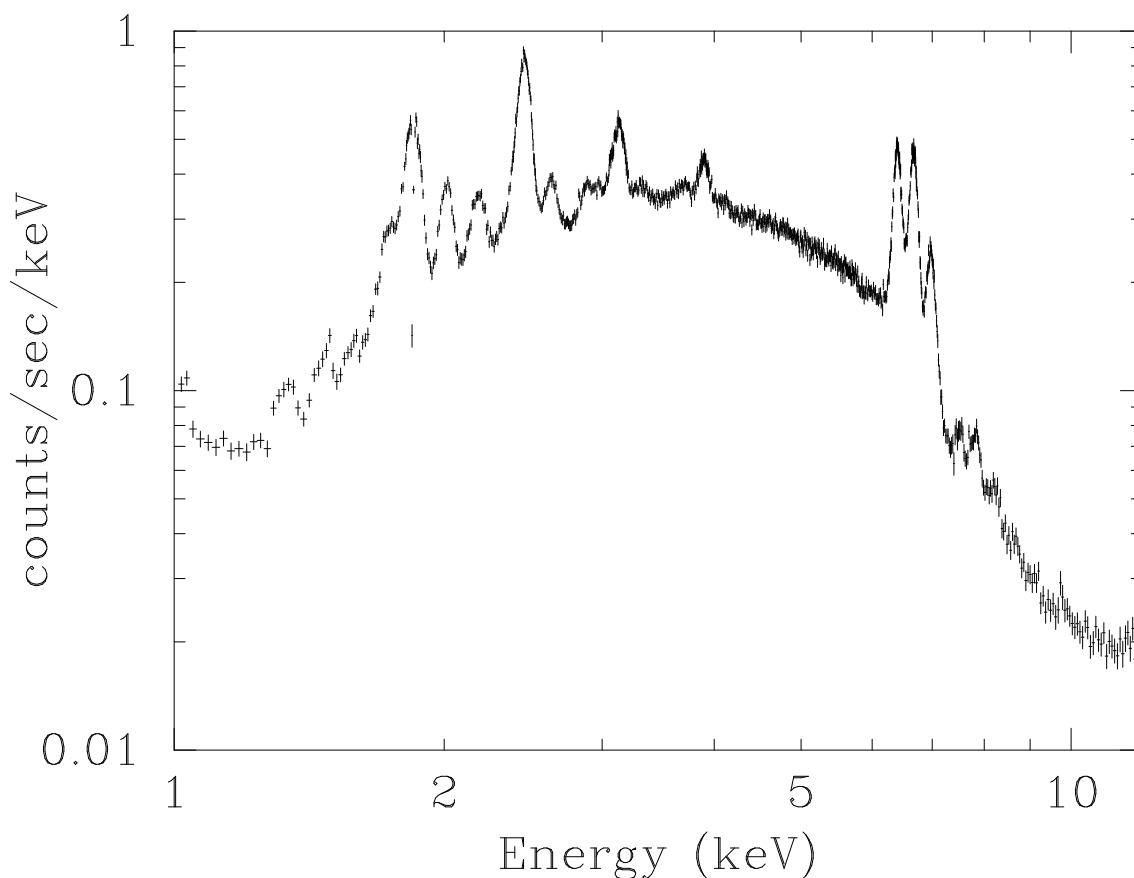


図 3.8: Sgr A East SNR と校正線源が照射されている領域を除いた全体のスペクトル。NXB はひいてある。

このスペクトルを軟 X 線帯 (1.6 keV–5 keV) と硬 X 線帯 (4.5 keV–8.5 keV) の 2 つの帯域に分け、輝線パラメータを求めた。2 つにわけたのは 1 つの吸収と 1 つの連続成分のモデルでは連続成分を再現できなかったためである。

軟 X 線帯のスペクトルをまず太陽組成を仮定した星間物質による吸収 \times (パワーロー + 14 \times ガウシアン) でフィットした。すると、図 3.9 に示したように 2.1 keV および 2.7 keV のあたりに有意な残差があった。

³ <http://heasarc.gsfc.nasa.gov/docs/xanadu/xspec/>

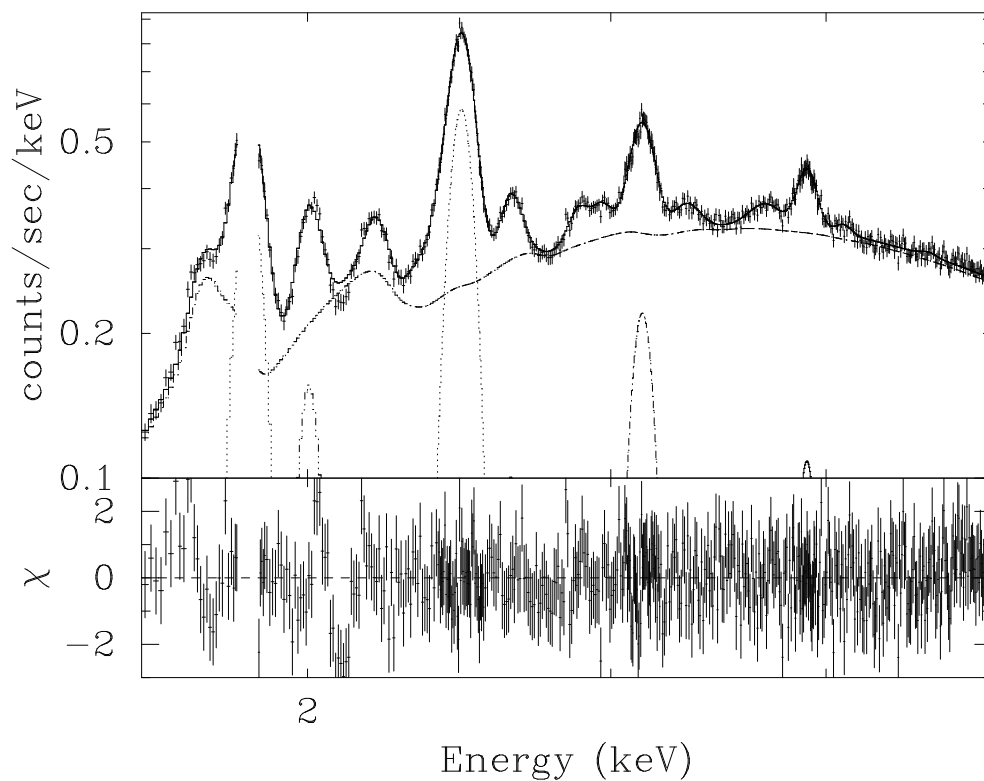


図 3.9:

SiおよびSの吸収端が影響していると考え、吸収物質のうちSiとSの組成をフリーパラメータ ([23]) にしてフィットした。その結果図3.11のようにこの残差は解消された。このときのフィッティング結果を表3.2に示す。硬X線帯も軟X線帯と同様に吸収×(パワーロー+6×ガウシアン)モデルでフィッティングした。ただし、星間の鉄による吸収はフリーパラメータにした。この結果を表3.2に示す。

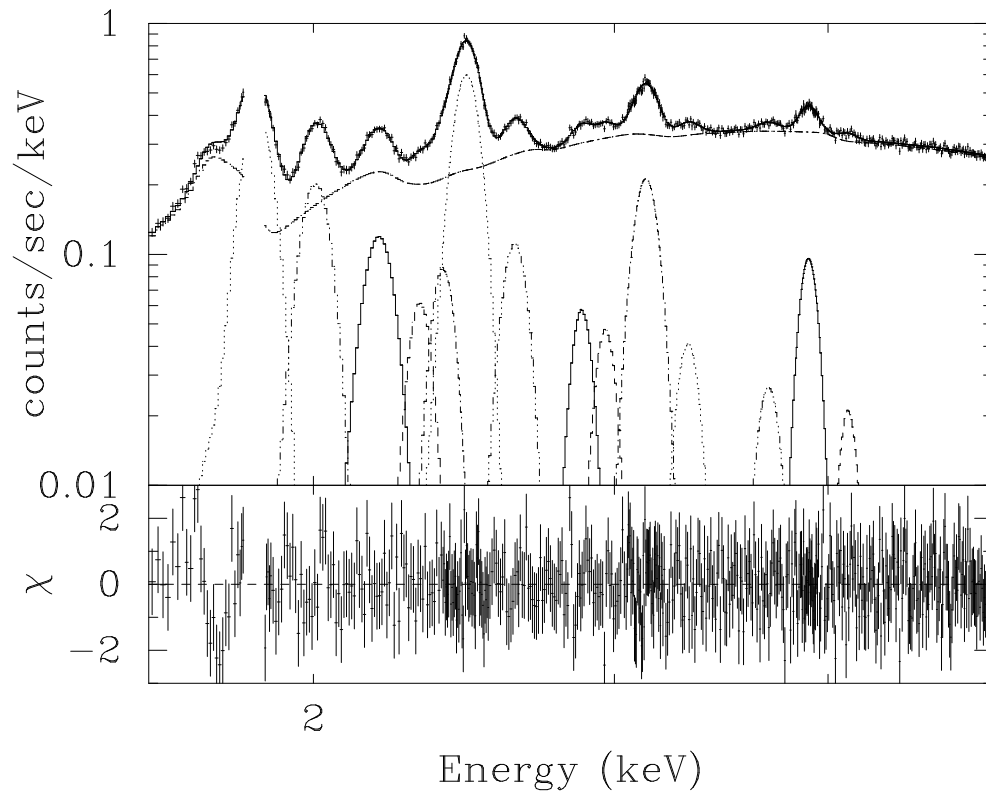


図 3.10: Sgr A East SNR を除いた領域全体の軟 X 線バンドスペクトル。

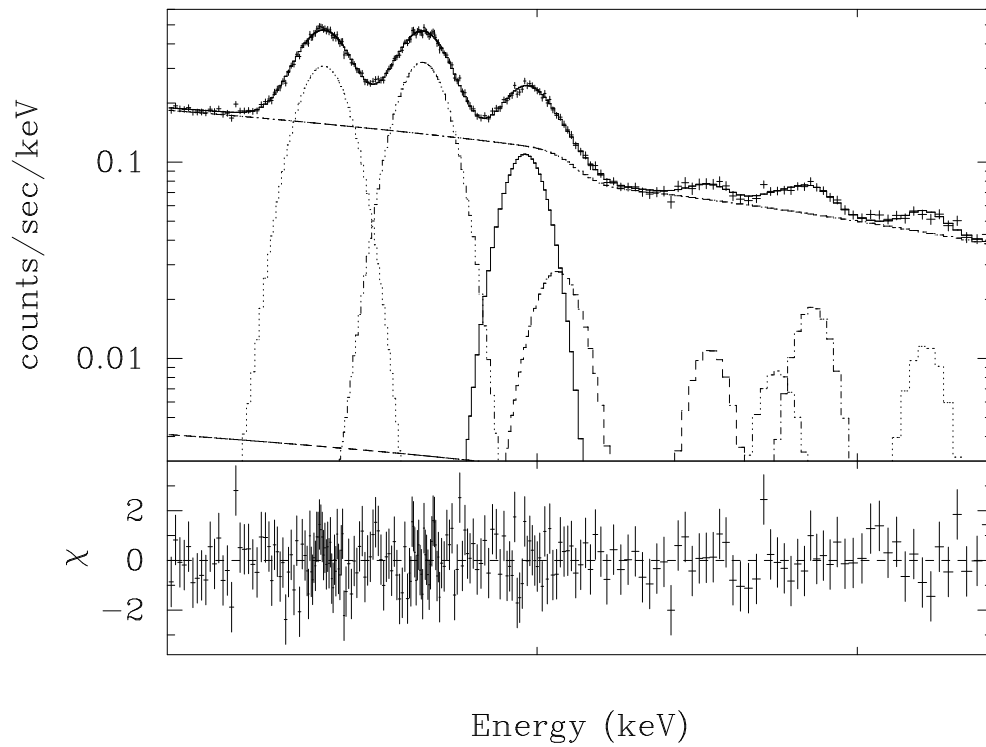


図 3.11: Sgr A East SNR を除いた領域全体の硬 X 線バンドスペクトル。

Center Energy (eV)	Identification Line	Energy (eV)	Width (eV)	Intensity (photons s ⁻¹ cm ⁻²)
1858.5 ^{+0.4} _{-1.2}	Si XIII K α	1839.4–1864.9	16	2.56 $\times 10^{-3}$
2004.4 ^{+1.7} _{-2.2}	Si XIV K α	2005.5	24	9.13 $\times 10^{-4}$
2182.1 ^{+2.5} _{-4.2}	Si XIII K β	2182.6	23	3.31 $\times 10^{-4}$
2301.0 ^{+3.5} _{-4.2}	S I [†] K α		0 (fixed)	1.44 $\times 10^{-5}$
2380.7 ^{+2.5} _{-2.0}	Si XIV K β	2376.3	0 (fixed)	2.23 $\times 10^{-4}$
2459.1 ^{+0.7} _{-0.6}	S XV K α	2430.3–2460.5	20	1.25 $\times 10^{-3}$
2622.4 ^{+3.0} _{-2.7}	S XVI K α	2621.6	31	2.15 $\times 10^{-4}$
2870.9 ^{+4.1} _{-6.7}	S XV K β	2870	0 (fixed)	7.96 $\times 10^{-5}$
2971.1 ^{+7.3} _{-4.9}	Ar I [†] K α		0 (fixed)	4.32 $\times 10^{-5}$
3130.2 ^{+2.1} _{-1.4}	Ar XVII K α	3104.0–3139.5	33	2.48 $\times 10^{-4}$
3315.6 ^{+9.3} _{-6.3}	Ar XVIII K α	3321.3	0 (fixed)	3.17 $\times 10^{-4}$
3696.8 ⁺¹⁵ ₋₁₃	Ar XVII K β	3690	0 (fixed)	1.83 $\times 10^{-5}$
3897.4 ^{+3.8} _{-3.5}	Ca XIX K α	3861.1–3902.2	14	5.96 $\times 10^{-5}$
4112.9 ⁺¹³ ₋₁₂	Ca XX K α	4104.9	0 (fixed)	1.37 $\times 10^{-5}$
6408.8 ^{+0.8} _{-1.5}	Fe I [†] K α		36	2.29 $\times 10^{-4}$
6678.7 ^{+1.3} _{-0.9}	Fe XXV K α	6636.4–6700.2	38	2.57 $\times 10^{-4}$
6969.5 ^{+2.8} _{-2.1}	Fe XXVI K α	6965.7	17	8.37 $\times 10^{-5}$
7744 ⁺³⁰ ₋₂₃	Ni XXVII K α	7735–7805	0 (fixed)	1.19 $\times 10^{-5}$
7861 ⁺⁹ ₋₁₄	Fe XXV K β	7881	0 (fixed)	2.67 $\times 10^{-5}$
Intrinsic line				
5899.6 ^{+1.7} _{-0.4}	Mn I K α	5895.1	34	
6491.1 ^{+2.5} _{-1.0}	Mn I K β	6490.4	37	
7486.6 ^{+4.5} _{-3.2}	Ni I K α	7472.4	25	

The errors are at 90% confidence level.

† or low ionization state

表 3.2: 輝線のパラメータ

これらのパラメータから銀河中心の物理状態について以下の 3.3 節、3.4 節で議論する。

3.3 星間物質の組成異常

軟 X 線帯における連続成分の形から吸収量 $N_{\text{H}} = 4.1^{+0.1}_{-0.1}$ H cm⁻² と求められた。この値は銀河中心方向の吸収量として一般に受け入れられている 6×10^{22} H cm⁻² より若干小さいが、矛盾はしない。一方フィッティングから求められた Si と S の柱密度はそれぞれ $N_{\text{Si}} = 4.8^{+0.4}_{-0.1} \times 10^{18}$ cm⁻²、 $N_{\text{S}} = 9.6^{+1.0}_{-1.0} \times 10^{17}$ cm⁻² と求められた。この値を低エネルギー側の吸収量から求められた値と比べると、星間の Si、S はそれぞれ太陽組成の 3.2 倍、1.2 倍となった ([23])。硬 X 線帯のフィッティングから得られた鉄の柱密度は $N_{\text{Fe}} = 8.2^{+0.4}_{-0.4} \times 10^{18}$ cm⁻² と求められた。硬 X 線帯のフィットにおいては低エネルギー側

の吸収は分からないが、 $N_{\text{H}} = 6 \times 10^{22} \text{ H cm}^{-2}$ に対しては太陽組成の 4.2 倍となる。銀河中心方向に近付くと物質密度は急激に増えるので、これらの物質のほとんどは銀河中心付近にあると考えてよい。よって少なくとも Si、Fe に関しては 3–4 倍アバundanceが過剰である事が分かった。これら以外の Ar や Ca などに関してはもともと組成比が小さく、さらに統計が足りないのでよい制限をつけることはできなかった。

3.4 鉄輝線を用いた診断

鉄輝線に関しては特にかつてない良質のスペクトルが得られたのでこの節で特に詳しく議論する。

3.4.1 Fe XXVI(H-like) の $K\alpha$ 輝線

H-like Fe の $K\alpha$ 輝線のエネルギーの理論値は 6965.7 eV であるが、銀河中心の観測における値は $6969.5_{-2.1}^{+2.8}$ eV であり、4 eV のずれしかない。また近いエネルギーにある Mn $K\alpha$ と $K\beta$ のずれもそれぞれ 4 eV、1 eV であり、鉄輝線群周辺のエネルギー域ではゲイン調整が $\sim 0.07\%$ という高い精度でできている事が確認できる。よって鉄輝線のエネルギー領域ではエネルギーの系統誤差は $\sim 0.07\%$ として議論を進める。

3.4.2 中性 Fe の $K\alpha$ 輝線

観測によって得られた 6.4 keV 輝線の中心エネルギーは $6408.8_{-1.5}^{+0.8}$ eV であり、系統誤差 0.07% を考慮に入れても実験室における中性鉄輝線の値 6400.3 eV より有意に高い。よってこの輝線は純粋に中性の鉄からのみでなく、少なくとも 1 階以上電離した鉄の $K\alpha$ 輝線も含まれている。1 階電離した鉄、Fe II の $K\alpha$ 輝線の理論値は 6415.3 eV ([15]) であるので Fe I と Fe II がちょうど半分ずつまざっているとしても説明できるが、中性の鉄がもっとも多く、1 階電離とそれ以上の様々な電離状態の鉄のブレンドであると考えた方がより現実的な解釈である。また、この輝線の幅 $\sigma \sim 36$ eV も H-like $K\alpha$ の 17 eV より大きいので様々なエネルギーのブレンドであることを支持する。

3.4.3 Fe XXV(He-like) の $K\alpha$ 輝線

観測によって得られた Fe XXV の $K\alpha$ 輝線の中心エネルギーと幅はそれぞれ $6678.7_{-0.9}^{+1.3}$ eV、38 eV であった。この輝線は共鳴線、異重項間遷移線、禁制線のブレンドである。もっともエネルギーが低いのは禁制線で 6636.4 eV、もっともエネルギーが高いのは共鳴線の 6700.2 eV であり、これらは CCD のエネルギー分解能では分離することができない。しかし、これらの混合比は物理状態 (衝突電離か再結合かなど) によって大きく変わり、混合された結果の中心エネルギーを測定することで逆に物理状態を知る事ができる。銀河中心の He-like Fe $K\alpha$ 輝線に対しては衝突電離高温プラズマであるという説 ([17]、[18]) と荷電交換であるという説がある。電子密度は $\sim 0.05 \text{ cm}^{-3}$ なので希薄プラズマの極限と考えてよい。この場合衝突電離プラズマならば共鳴線の強度は禁制線の強度の 2 倍程度になり、荷電交換 (再結合) ならば逆に禁制線の強度は共鳴線より強くなる。これらの混合比によって変化する輝線中心エネルギーは CCD でも十分に測定が可能である。実際、実験室における

測定では衝突電離と荷電交換では中心エネルギーはそれぞれ 6685 eV、6666 eV という結果であった。[43]。今回の観測値は 6679 eV は衝突電離プラズマを強く支持する (6685 eV とはわずかに 6 eV のずれ)。また *ASCA* の観測ではこのラインの幅は $\sigma = 73 \pm 13$ eV であると報告されており、荷電交換を支持するとされていた。([35]、[36])。しかし、今回の結果はそれより有意に細い 38 eV をしめした。この幅は禁制線と共鳴線のエネルギー差が 65 eV あることを考えればバルクモーションやランダムモーションによる特別な広がりを必要としない。よって、銀河中心における 6.7 keV 輝線の起源は衝突電離プラズマであると結論できる。

3.4.4 Fe XXV(He-like) の $K\beta$ 輝線

He-like Fe $K\beta$ 輝線の理論値 (7881 eV) の位置に弱いが有意な輝線がみられる。この輝線より 100 eV 低いエネルギーには He-like Ni $K\alpha$ 輝線がある。まず、この輝線を 1 本のガウシアンでフィットしたところ $\sigma = 70$ eV の幅が必要であった。これは他の鉄輝線の幅 $\sigma < 40$ eV よりも明らかに太く、キャリブレーションの不定性や運動による広がり、He-like Ni $K\alpha$ の微細構造のブレンド、いずれでも説明できない。そこでこの輝線を 2 本の細いガウシアンでフィットしたところそれぞれ輝線の中心エネルギーは 7744^{+30}_{-23} eV、 7861^{+9}_{-14} eV と決められた。誤差は大きいもののおおむね Fe XXV(He-like) の $K\beta$ 輝線と Ni XXVII(He-like) の $K\beta$ 輝線のエネルギーと一致する。どちらの輝線も銀河中心からは初検出である。Fe XXV の輝線強度比 $K\beta/K\alpha$ を用いて電子温度 (kT_e) を決定することができる。観測値 ~ 0.1 から決まる電子温度は ~ 9 keV であるが、この温度のあたりでは $K\beta/K\alpha$ は温度に鈍感である ($kT_e=6$ keV のとき、 $K\beta/K\alpha = 0.09$) ので、H-like $K\alpha$ の He-like $K\alpha$ に対する強度比 0.33 が与えるイオン温度 6.4 keV と一致する。よってプラズマの高温成分は電離平衡状態にあるとして矛盾はない。

3.5 プラズマの空間分布

銀河中心プラズマの起源が Sgr A* の単一活動性起源であれば、断熱冷却のために中心から離れるほど温度が下がっている傾向が見えるはずである ([35])。これを検証するために以下のようにして、銀河中心プラズマの空間構造を調べた。まず、銀河中心領域を図 3.12 に示したように銀緯が Sgr A* と同じ ($b = -0.046$ deg) 場所でしきつめられた $3' \times 6'$ の長方形の領域からスペクトルを抽出し、フィッティングにより 6.7 keV 輝線と 6.97 keV 輝線の強度を求めた。このとき図に示した Sgr A East SNR を含む半径 $3'$ の領域は解析に用いていない。

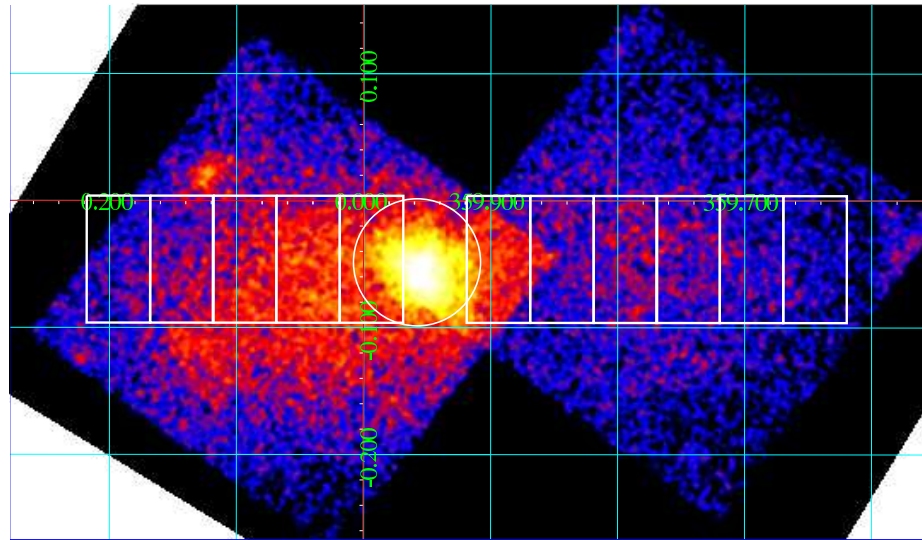


図 3.12: 銀河中心領域の 6.7 keV 疑似カラーイメージ。中心の明るい X 線源は若い超新星残骸 Sgr A East である。

その結果 $+0.1^\circ > l > -0.4^\circ$ の範囲では 6.97 keV と 6.7 keV の輝線強度比は 0.35 で一定である一方、それより銀緯が大きいところでは有意に小さく、0.2 程度まで小さくなった (図 3.13)。強度比 0.35 と 0.2 はそれぞれイオン温度 6.6 keV、5.4 keV に対応する。 $l \sim 0.2^\circ$ で強度比が下がっているのが断熱冷却によるものであるならば銀経が負の領域でも同様の傾向が見えるはずである。しかし、銀経が負の領域ではこのような強度比の変化はみられないので断熱冷却のためではない。

$l = 0.1 \sim 0.2^\circ$ の領域には多くの低温分子雲が存在する。高温プラズマが低温プラズマと接することで冷却されている可能性が考えられる。2006 年 3 月には *Suzaku* を用いてこの領域の左隣 ($l = 0.3 \sim 0.5^\circ$) の領域を観測する予定である。この傾向をさらに詳しく調べることができるだろう。

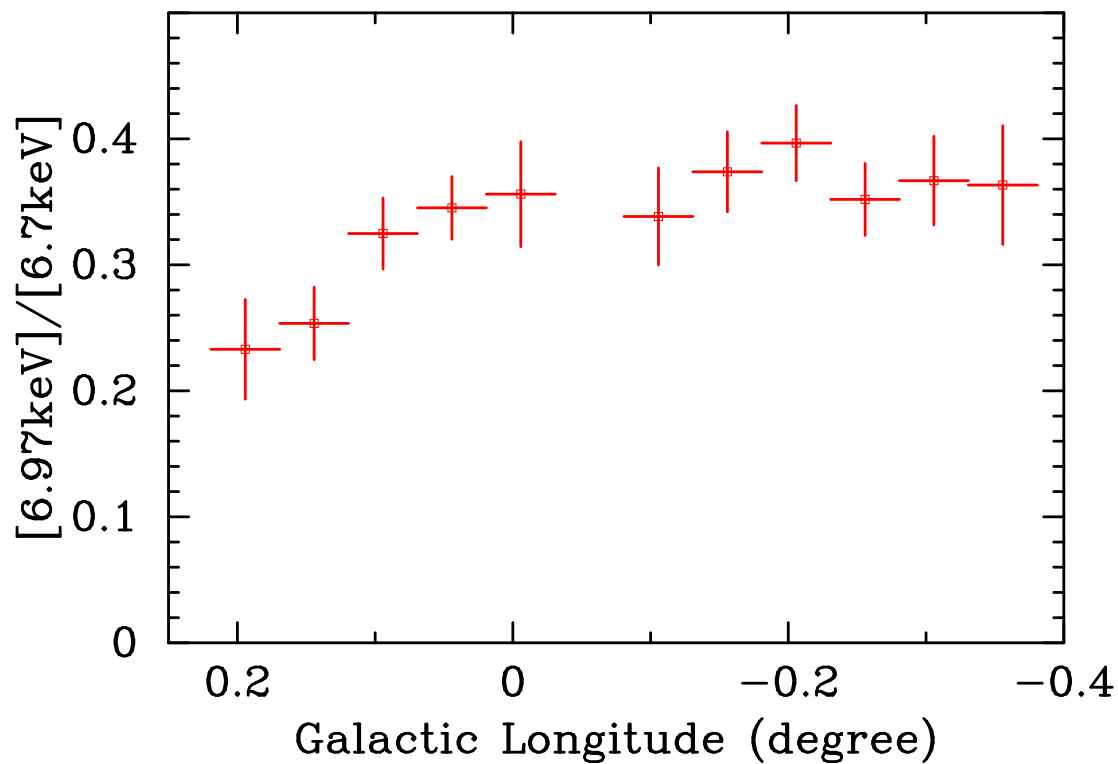


図 3.13: 銀経方向に沿った 6.97 keV 輝線の 6.7 keV 輝線に対する強度比。

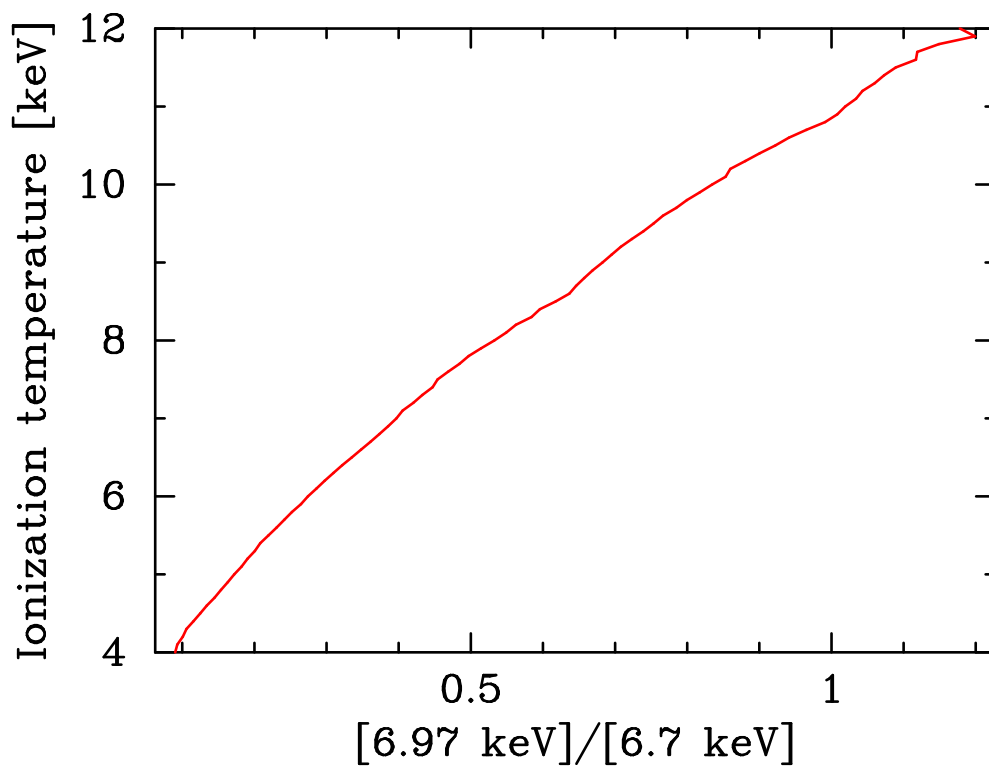


図 3.14: 6.97 keV 輝線の 6.7 keV 輝線に対する強度比とイオン温度の関係。

第4章 *Chandra*によるSgr C領域の観測

4.1 観測諸元および一次データ処理

我々は *Chandra* による Sgr C 領域の長時間観測を提案し、AO-6期において 100 ks の観測時間を獲得した。実際の観測は 2005 年 7 月 23 日から 24 日にかけて行われた。使用検出器は ACIS である。衛星や検出器の詳細については 2 章 1 節を参照。

ACIS は打ち上げ直後に激しい放射線損傷を受け、電荷転送非効率 (Charge Transfer Inefficiency: CTI) が増大したため、エネルギー分解能が悪化した [37]。そこで、まず `acis_process_events` プログラム¹ と最新のキャリブレーションデータベース (CALDB 3.2.1²) を用いて gain を補正した。データ解析には *Chandra* Interactive Analysis of Observations Software (CIAO version 3.3³) と HEASoft version 6.0.3⁴ を使用した。

4.2 点源

まず CIAO の `wavdetect` を用いて点源検出を行った。有意度 99.9999% 以上のものを点源と判定した (10^6 ピクセルのイメージの中で点源でないものを誤って点源と判定してしまうものが平均的に 1 つある)。さらに目で見ても、明らかにおかしいと思われるものは取り除いた。その結果 1–8 keV のエネルギー帯域で 218 個の点源を検出した。以降ではこれらの点源の領域は除いて、広がった天体からスペクトルを抽出する。

4.3 広がった天体

ASCA はすでに Sgr C 分子雲から強い 6.4 keV 輝線を発見している ([27]) ので、詳しい輝度分布を調べるためにまず 6.4 keV 輝線の画像 (6.2–6.6 keV) を作った。図 4.1 は 6.4 keV 輝線と電波観測によって得られた CS $J = 1 - 0$ 輝線 ($-120 < V < -110$ km/s) の強度 ([38]) を重ねた画像である。この輝線は高密度 ($n_{\text{H}_2} \sim 10^4 \text{ cm}^{-3}$) の分子雲のよいトレーサーである。CS 輝線のピーク (“Sgr C Cloud” と書いてある赤い長方形のへりすぐ右) とほぼ一致した位置で 6.4 keV 輝線も強いことが分かる。さらに Sgr C 分子雲から銀緯が負の方向にフィラメンタリーな 6.4 keV の放射がのびている。この構造は今まで知られていなかった。また、これらの放射とは別に $(l, b) = (359.47, -0.15)$ のあたりにも 6.4 keV が強い領域がある。この構造も新発見である。この新天体を M359.47–0.15 と名付ける。M359.47–0.15 のあたりでは CS 輝線は特に強くはない。他の速度帯でもこの天体と一致した構造を持つ電波輝線放射は検出されていない。

¹ <http://asc.harvard.edu/ciao/threads/createL2/>

² <http://xc.harvard.edu/caldb/>

³ <http://xc.harvard.edu/ciao/>

⁴ <http://heasarc.gsfc.nasa.gov/docs/software/lheasoft/>

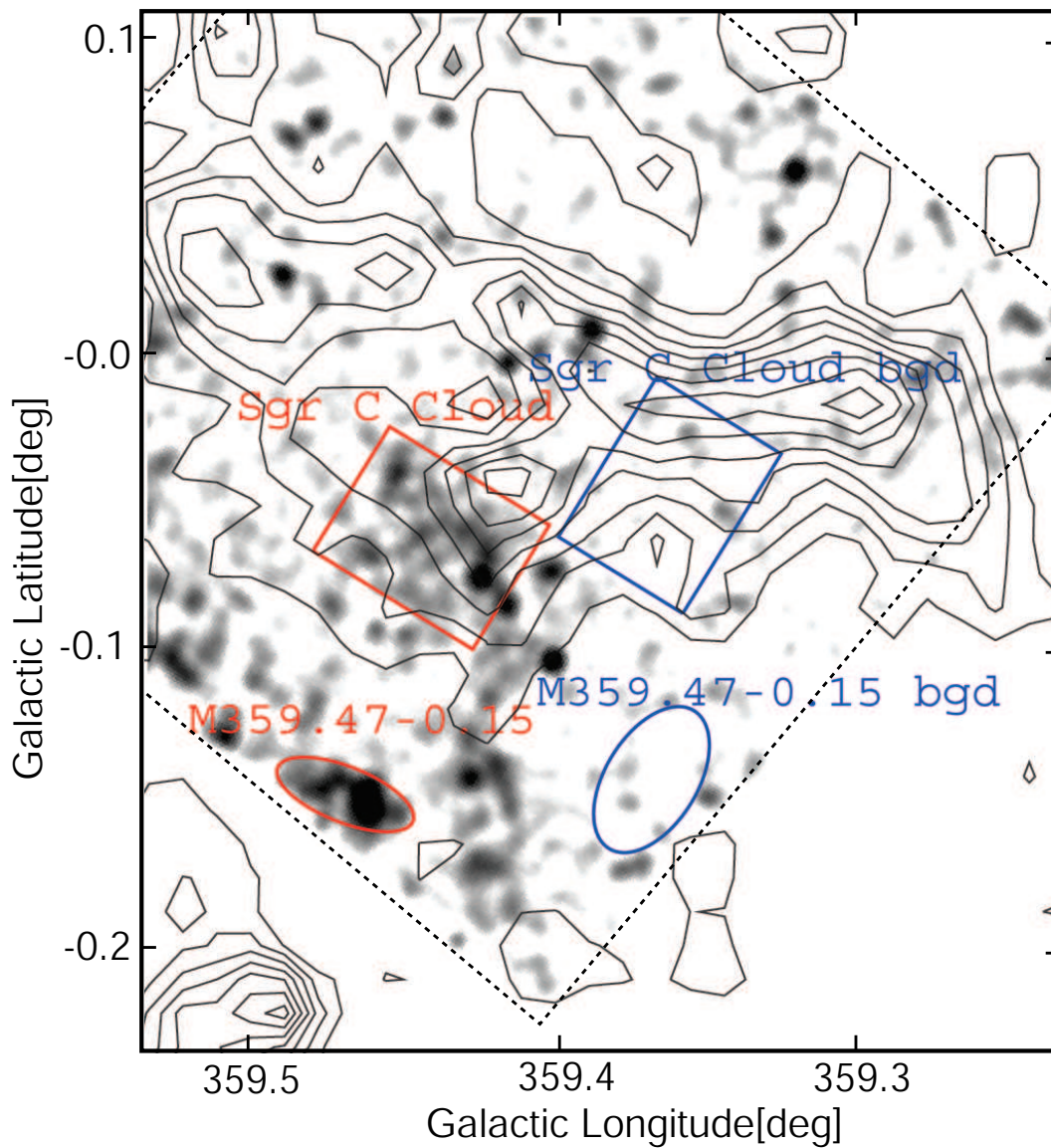


図 4.1: 6.2–6.6 keV の X 線強度 (グレースケール) と CS $J = 1 - 0$ 輝線強度 ($-120 < V < -110$ km/s)。点源は取り除いていない。点線は視野を表す。

さらに、軟 X 線帯 (1–3 keV) と硬 X 線帯 (3–7 keV) に分けた画像を 4.2 に示す。多くの点源と広がったいくつかの構造が見られるが、この中でも軟 X 線帯で特に明るい構造 G359.42–0.12 が目立つ。

以下で Sgr C 分子雲、新天体 M359.47–0.15、新天体 G359.42–0.12 の解析結果について述べる。

なお、この章におけるスペクトル解析ではすべて XSPEC 11.3.2o⁵ を用いて行った。

⁵ <http://heasarc.gsfc.nasa.gov/docs/xanadu/xspec/>

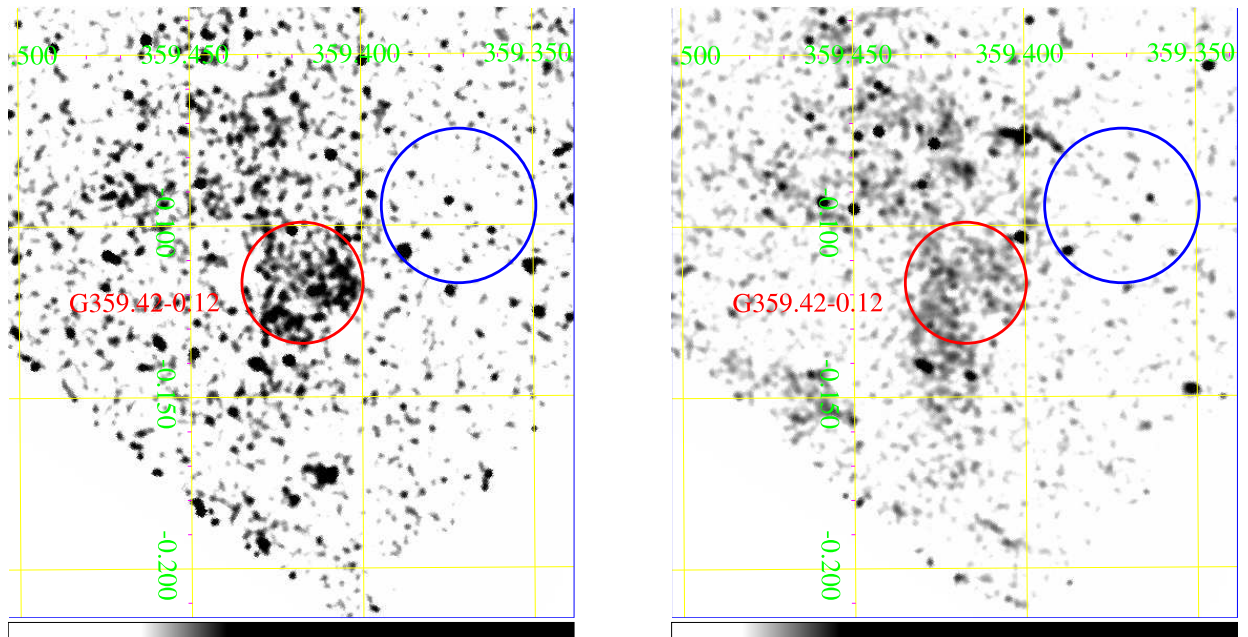


図 4.2: Sgr C 領域の軟 X 線 (1–3 keV) 画像 (左) と硬 X 線 (3–7 keV) 画像 (右)

4.4 Sgr C 分子雲

4.4.1 スペクトル解析

Sgr C 分子雲のスペクトルを図 4.1 赤い長方形 ($3' \times 4'$) の領域から抽出した。この領域内に 22 個の点源を検出したが、各点源の 90% の X 線が含まれる領域 (半径 $\sim 1''$ の円) は除去した。Sgr C 領域は銀河中心プラズマの中にあるのでその影響が同程度になるようにバックグラウンドはソース領域とほぼ同じ銀緯で視野中心からの距離もほぼ等しい領域 (4.1 の青い長方形) からとった。バックグラウンド領域内に存在する点源についても各点源の 90% の X 線が含まれる領域は除去した。図 4.3 に Sgr C 分子雲の X 線スペクトルを示す。あまり特徴のない連続成分と非常に強い鉄輝線からなる X 線反射星雲特有 ([27]) のスペクトルである。そこで、X 線反射星雲のモデル ([27]) に従い、スペクトルを光子指数 (Γ)2 のパワーロー + ガウシアンモデルでフィットしたところ、スペクトルを矛盾なく再現できた。パワーローモデルは現象論的なもので特に物理的意味はないが、反射星雲においては照射源からの放射をトムソン散乱したものなので、照射源のスペクトルそのものになる。ベストフィットのパラメータ及び 90% 信頼区間の誤差を表 4.5.1 に示す。ガウシアン中心値は $6.46^{+0.03}_{-0.04}$ keV と中性鉄の $K\alpha$ 輝線 6.40 keV よりもやや高い値を示した。Ne-like 程度まで電離した鉄の寄与があるかもしれないが、統計誤差が大きいのでこれ以上の議論はできない。

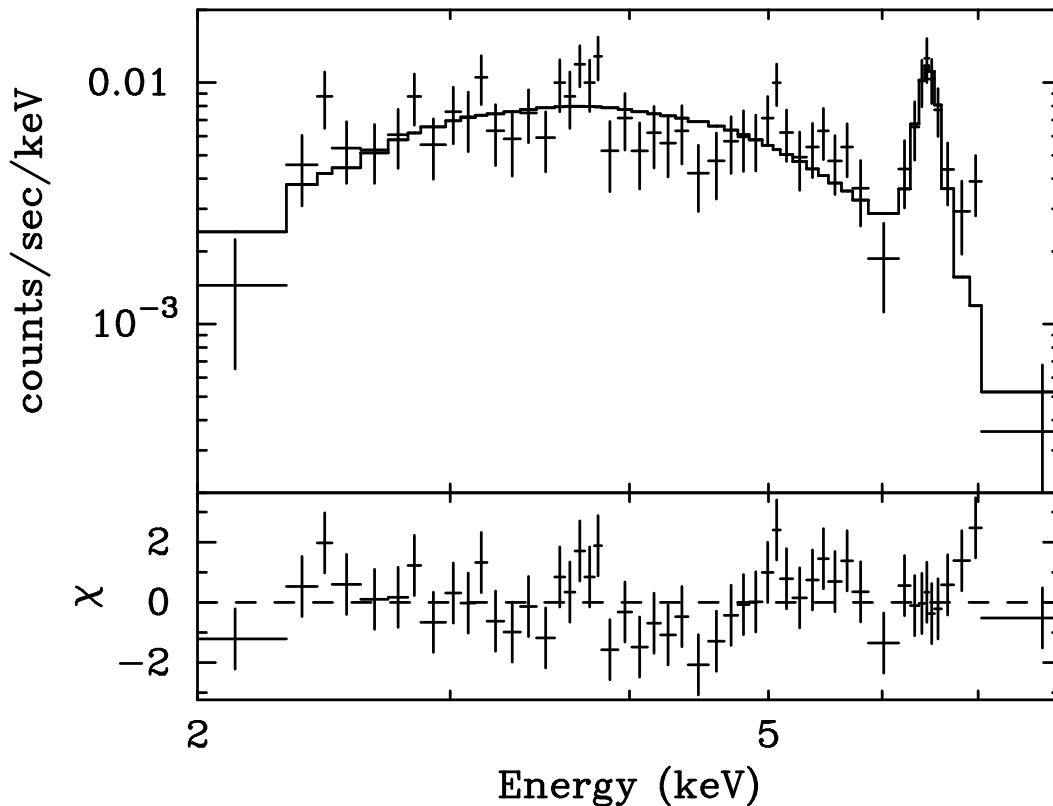


図 4.3: The X-ray spectrum of Sgr C cloud and the best-fit XRN model convolved with response function (solid line). Residuals are shown in the bottom panel.

4.4.2 6.4 keV 輝線の起源

まず分子雲内部に存在する点源が周囲の低温物質を光電離させている可能性が考えられる。しかし、点源の合計の光度は 3×10^{33} ergs s⁻¹ に過ぎず、このような強い鉄輝線を放射させることはできない。照射源は内部ではなく外部にあると考えられる。

Sgr C 分子雲の直径は ~ 28 pc と質量 $10^6 M_{\odot}$ ([28]) から柱密度は $\sim 4 \times 10^{22}$ H cm⁻² と見積もられる⁶。 $\sim 4 \times 10^{22}$ H cm⁻² という吸収は 6.4 keV の光子にとっては光学的に薄いので Sgr B2 のような凹状が Sgr C では見られないことと矛盾しない。

光学的に薄い極限では X 線反射星雲の光度は散乱体の量と照射源の光度に比例する。 $3' \times 4'$ の領域における 6.4 keV 輝線の吸収を補正した光度は 2×10^{33} ergs s⁻¹ である。この強度の輝線を発生させるために必要な外部照射源の光度はおよそ

$$L_X \sim 2 \times 10^{39} \left(\frac{d}{100 \text{ pc}} \right)^2 \text{ ergs s}^{-1} \quad (4.1)$$

である。ここで d は照射源から Sgr C までの距離である。

Sgr C の近傍にある最も明るい X 線源は 1E 1740.4–2942 (図 1.9 の右端近く) である。1E 1740.4–2942 は factor ~ 2 の時間変動を示すがもっとも明るいときでも光度は 3×10^{36}

⁶ スペクトルフィットによって得られる N_H は Sgr C 自身による吸収と星間物質による吸収の和であるので 4×10^{22} H cm⁻² より大きいことはおかしくない。

([31]) であり、式 4.1 を満足するには 2 桁以上足りない。さらにカタログにある銀河中心近傍の明るい X 線源をすべて足し上げても、式 4.1 の 3% しか説明できない。つまり、周辺にある現在の X 線源の光度では Sgr C の鉄輝線の強度を説明することはできない。

しかし、Sgr B2 と同様に、現在は X 線で暗い銀河中心核 Sgr A* が過去は活発に活動しており、X 線反射星雲は中心核との光路差 (~ 250 yr) 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 [18][26][27]。

4.5 M359.47–0.15

4.5.1 スペクトル解析

M359.47–0.15 のスペクトルを図 4.1 左下に示した赤い楕円 (長軸 $3'$ \times 短軸 $1'$ の楕円) の領域から抽出した。この領域内に 1 個の点源を検出したが、点源の 90% の X 線が含まれる領域は除去した。バックグラウンドはソース領域とほぼ同じ銀緯で視野中心からの距離もほぼ等しい領域 (4.1 の青い楕円) からとった。図 4.4 に M359.47–0.15 のスペクトルを示す。M359.47–0.15 も Sgr C 分子雲と同様、あまり特徴のない連続成分と強い鉄輝線という反射星雲特有のスペクトルを示した。そこで、Sgr C 分子雲と同様の $\Gamma = 2$ のパワーロー + ガウシアンモデルでフィットしたところスペクトルを矛盾なく再現できた。ベストフィットのパラメータ及び 90% 信頼区間の誤差を表 4.5.1 に示す。ガウシアンを中心値 $6.42^{+0.04}_{-0.03}$ keV であり、中性 (または低階電離) の鉄輝線と考えられる。

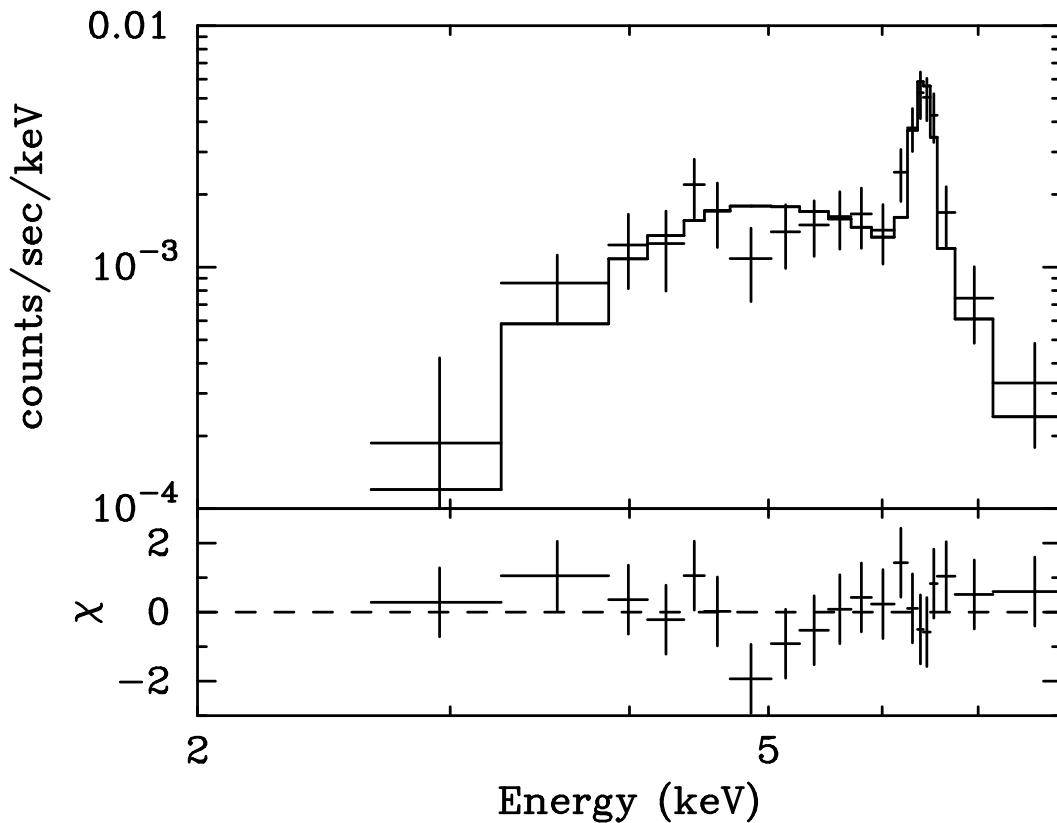


図 4.4: The X-ray spectrum of M359.47–0.15 and the best-fit XRN model convolved with response function (solid line). Residuals are shown in the bottom panel.

表 4.1: Sgr C 分子雲および M359.47–0.15 の XRN モデルによるフィッティング結果

Model Component	Unit	Sgr C Cloud	M359.47–0.15
Absorption(N_{H})	10^{22} cm^{-2}	$7.3^{+1.2}_{-1.0}$	35^{+10}_{-10}
Continuum			
photon index		2.0(fixed)	2.0(fixed)
Energy flux ^a	$10^{-12} \text{ ergs s cm}^{-2}$	$1.25^{+0.14}_{-0.14}$	$1.13^{+0.48}_{-0.38}$
Fe 6.4 keV line			
Center Energy	keV	$6.46^{+0.03}_{-0.04}$	$6.42^{+0.04}_{-0.03}$
Intensity ^a	$10^{-5} \text{ photons s}^{-1} \text{ cm}^{-2}$	$1.9^{+0.4}_{-0.4}$	$1.6^{+0.4}_{-0.4}$
Equivalent width	keV	1.4	1.2
Total Luminosity	$10^{34} \text{ ergs s}^{-1}$	1.25	1.12
$\chi^2/\text{d.o.f.}$		57.1/47	12.6/16

The errors are at 90% confidence level.

^a The X-ray energy flux in the 2-8 keV band. The absorption is corrected. The distance to the source is assumed to be 8.5 kpc.

4.5.2 6.4 keV 輝線の起源

M359.47–0.15 は Sgr C 分子雲とほぼ同じ強度の中性鉄輝線を放射しているが、やはり内部に存在する1つの点源ではこの輝線を放射させることはできず、外部の照射源を必要とする。

しかし、M359.47–0.15 は Sgr C 分子雲とは異なり、明確なカウンターパートは電波観測で検出されていないため Sgr C 分子雲と同様の議論をすることはできない。逆に300年前の Sgr A* は球対称の放射をしていたと仮定すると M359.47–0.15 の物質質量を見積もることができる。M359.47–0.15 と Sgr C 分子雲の中性鉄輝線の強度はほぼ同じなので外部照射源の光度も同じだとすると、物質質量もほぼ同じはずである。さらに、M359.47–0.15 の2次元上の大きさは Sgr C 分子雲のおよそ1/5である(図4.1)のでラグビーボール状の形状を仮定すると体積は1/10程度と見積もれる。よって M359.47–0.15 の位置には質量 $\sim 10^6 M_{\odot}$ 、密度 $\sim 10^4 \text{ cm}^{-3}$ の高密度分子雲が存在すると考えられる。電波観測で検出されていないのはサイズが小さいため、バックグラウンドに埋もれてしまっているせいである可能性がある。将来の高空間分解能の観測で検出されることが期待される。

4.6 G359.42–0.12

4.6.1 スペクトル解析

G359.42–0.12 のスペクトルを図4.2の青い円の領域から抽出した。バックグラウンドは赤い円の領域からとった。どちらも内部に存在する点源は取り除いた。図4.5に G359.42–0.12 のスペクトルを示す。Sgr C 分子雲や M359.47–0.15 とはスペクトルの形が大きく異なり、2.4 keV と 3.1 keV のあたりに輝線構造が見られる。これらはそれぞれ硫黄とアルゴンの He-like イオンの輝線とエネルギーが一致し、光学的に薄い高温プラズマ特有のスペクトルである。さらに6.4 keV のあたりにも輝線構造が見える。この輝線は高温プラズマからは放射されないため2.4 keV と 3.1 keV の輝線とは別起源であると考えられる。そこでまずこのスペクトルを光学的に薄いプラズマモデル (MEKAL モデル) でフィットしたところ6–7 keV で有意な残差があった。鉄のアバundanceをフリーパラメータにしてもこれは解消されなかった。次に MEKAL モデル + ガウシアンでフィットしたところ、この残差は解消され、スペクトルを矛盾なく再現できた。ベストフィットのパラメータ及び90%信頼区間の誤差を表4.6.1に示す。ガウシアンを中心値は 6.35^{+120}_{-70} と誤差が大きいが中性(または低階電離)の鉄輝線として矛盾はない。

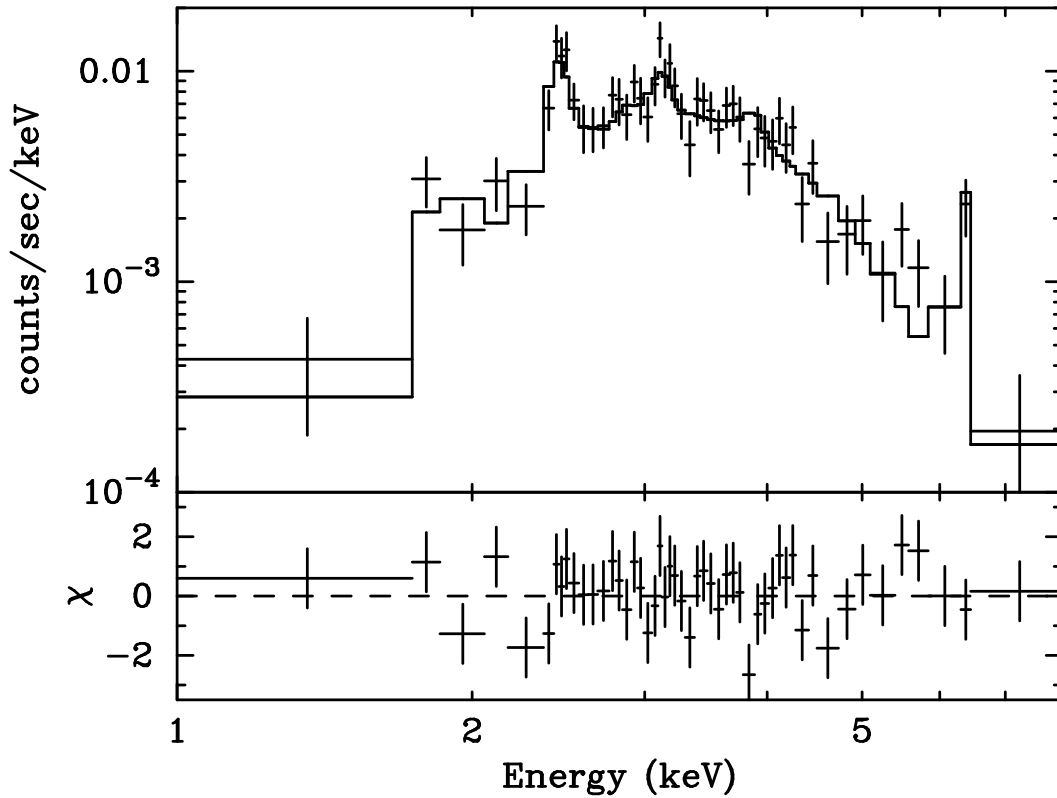


図 4.5: G359.42-0.12 の X 線スペクトル。実線はベストフィットモデル。

表 4.2: G359.42-0.12 の MEKAL モデルによるフィッティング結果

Parameter	Unit	Value
N_{H}	10^{22} cm^{-2}	$11.1^{+1.6}_{-1.3}$
kT_e	keV	$0.95^{+0.19}_{-0.17}$
Abundance	solar	$0.85^{+1.4}_{-0.46}$
Normalization ^a		$1.30^{+0.16}_{-0.14}$
Fe line		
Center Energy	keV	6.35^{+120}_{-70}
Intensity	$10^{-5} \text{ photons s}^{-1}$	$0.46^{+0.82}_{-0.23}$
Total luminosity ^b	$10^{35} \text{ erg s}^{-1}$	1.0
χ^2/dof		49.2/44

The errors are at 90% confidence level.

^a $10^{-16} n_e^2 V / (4\pi D^2)$ where n_e is the electron number density, V is the plasma volume, and D is the distance to the source.

^b The X-ray luminosity in the 1-8keV band. The absorption is corrected. The distance to the source is assumed to be 8.5 kpc.

4.6.2 G359.42–0.12 の正体に対する考察

吸収量 $\sim 10^{23} \text{H cm}^{-2}$ からこの天体は銀河中心か、またはそれより奥にあると考えられる。さらに $\sim 1 \text{ keV}$ 程度の広がった熱的 X 線放射があることからこの天体の正体は (1) 遠方銀河団、(2) 星形成領域、(3) 超新星残骸の 3 つの可能性が考えられる。以下でこの 3 つの可能性について議論する。

遠方銀河団 銀河団の X 線放射においては温度 (kT) と光度 (L_X) の間に強い相関がある (図 4.6[30])。温度はビリアル平衡を仮定すれば、重力ポテンシャル、すなわち、重力質量を反映し、光度はガス質量を反映するためである。

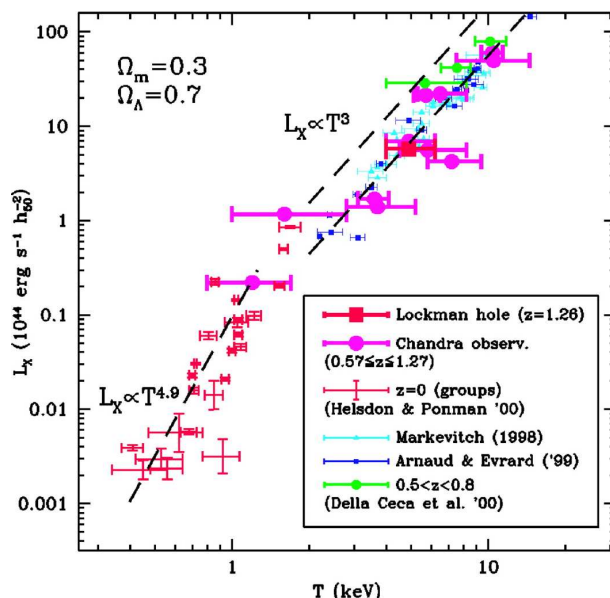


図 4.6: 銀河団の $kT - L_X$ 関係

G359.42–0.12 のスペクトルには赤方偏移は見られない。上限値は $z < 0.002$ (90% 信頼度) であった。 $z = 0.002$ は距離 8 Mpc に対応する ($\Omega_M = 0.27$, $\Omega_L = 0.73$, $\Omega_b = 0.044$, $h_0 = 0.71$ を仮定)。これと flux から光度の上限値が $L_X < 10^{41} \text{ergs s}^{-1}$ と決まった。これは $kT - L_X$ 関係から期待される典型的な光度より 2 桁以上小さい。よって G359.42–0.12 が遠方銀河団である可能性は棄却される。

星形成領域 前主系列星の典型的な温度は 0.5–3 keV 程度であり、G359.42–0.12 の温度はこれと矛盾しない。しかし、小質量の前主系列星の典型的な X 線光度は $\sim 10^{30} \text{ergs s}^{-1}$ ([9]) であり、G359.42–0.12 の光度を説明するためには 10^5 個の星を必要とする。これは近傍に存在する最大の星形成領域であるオリオン星形成領域 (M42) の 1000 個を 2 桁上回る。この可能性を物理的に否定することはできないが、極めて考えにくい。また、Arches 星団などに存在する大質量 ($M > 10 M_\odot$) の若い星は $L_X > 10^{33} \text{ergs s}^{-1}$ に達するものもあるが、このような星は近赤外で明るい ($K > 15 \text{ mag}$) ため、近赤外で容易に検出される。しかし、G359.42–0.12 と一致した位置にこのような星団は近赤外で検出されていないので若い大質量星団である可能性も否定される。

超新星残骸 G359.42–0.12 の見ための大きさとエミッションメジャー (n_e^2V) から電子密度 (n_e) を求めると、 5 cm^{-3} となる。さらにこれらと温度から全熱エネルギー $E_{\text{th}} (=3n_e kTV)$ を求めると、 $\sim 1 \times 10^{49}$ となった。これらの値は表 4.3 に掲げた銀河中心から 1° 以内に発見された X 線超新星残骸のパラメータとよく一致する。また、質量 ($= n_e V m_{\text{H}}$) は $3.8 \times 10^{33} \text{ g} \sim 2M_\odot$ と求められ、これは単一の超新星爆発によるイジェクタとして矛盾はない。

ただし、G359.42–0.12 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 ([20]、[41])。これらの観測は広い領域のサーベイ観測である上、銀河中心領域における電波のバックグラウンドレベルは $\sim 0.5 \text{ Jy}$ と高いので G359.42–0.12 が超新星残骸であるとしてもその電波放射はバックグラウンドに埋もれてしまっている可能性が高い。事実、ASCA の Galactic plane survey はカタログになかった超新星残骸を X 線で多数発見した ([19]、[16]、[40]、[7]、[34]、[32]、[8]、)。深い電波観測を行えば、G359.42–0.12 のカウンターパートが見付かる可能性は十分ある。

表 4.3: 銀河中心から 1° 以内の X 線を放射している超新星残骸

	Unit	G359.42–0.12	Sgr A East	G359.1–0.5	G359.8–0.3
Size	arcmin ²	2×2	1.3×1.3	6×6	7×4
N_{H}	10^{22} cm^{-2}	11.1	11.4	5.9	4.4
kT_e	keV	1.0	2.1	0.6, 4.4 ^a	1.6
Luminosity	$10^{35} \text{ ergs s}^{-1}$	1.0	2.3	2.7 ^b	1.6
n_e	cm^{-3}	5	6	0.5	0.5
E_{th}	10^{49} ergs	1	2	1	0.4

^a Two thermal components.

^b Calculated with the values in Bamba et al. 2000[6].

4.6.3 6.4 keV の起源

G359.42–0.12 のスペクトルに含まれている 6.4 keV 輝線について考察する。6.4 keV 輝線を放射するには鉄の吸収端 (7.11 keV) より高いエネルギーの大量の光子が必要である。しかし、G359.42–0.12 は硬 X 線では暗いので G359.42–0.12 が周囲の物質を照射して、この強度の輝線を放射させることはできない。

一方、Sgr C からのびている 6.4 keV の構造はこのあたりまでつながっているように見える (図 4.1)。よって G359.42–0.12 のスペクトル中に含まれる 6.4 keV 輝線の起源は G359.42–0.12 ではなくフィラメンタリーな構造とたまたま視線上で重なっているせいだと考えられる。

4.6.4 銀河中心プラズマへの寄与

§1.2.1 で述べたように銀河中心プラズマの起源としてもっとも有力なのは多重超新星爆発である。必要とされるレートは数 100 個/ 10^5 yr であるから X 線を放射するような若い ($< 10^4 \text{ yr}$) 超新星残骸が $1.8^\circ \times 1.0^\circ$ 内に数 10 個あるはずである。これは Chandra/ACIS-I

の視野 $17' \times 17'$ あたり 1 個程度に相当する。今回 *Chandra* の長時間の (100 ks) 観測によって実際、視野中に 1 つ超新星残骸を発見した。これまで銀河中心領域に見付かっていた超新星残骸は 4 個に過ぎず、銀河中心プラズマの総量をすべて多重超新星爆発によって説明するのは困難とされていたが、今後も各場所で長時間観測を行えば、新たな超新星残骸が発見され、銀河中心プラズマをすべて説明できる可能性は十分あるといえる。

第5章 まとめ

X線天文衛星 *Suzaku*、および *Chandra* を用いて銀河中心領域をそれぞれ 100 ks、185 ks 観測した。主な成果は以下の通りであった。

1. 銀河中心付近の星間物質は少なくとも、Si、Fe については太陽組成の 3 – 4 倍程度であった。
2. He-like Fe $K\alpha$ 輝線の中心は 6679 ± 1 eV であり、輝線の起源は衝突電離プラズマであるとして矛盾はない。荷電交換が起源であると考えるのは困難である。
3. 鉄イオンの輝線強度比 $[H\text{-like } K\alpha]/[He\text{-like } K\alpha]$ 、 $[He\text{-like } K\beta]/[He\text{-like } K\alpha]$ から銀河中心プラズマは 6.5 keV の衝突電離平衡にあるとして矛盾がない。
4. 銀河中心プラズマの温度は $-0.4^\circ < l < +0.1^\circ$ の範囲では ~ 6.6 keV で一定であるが、それより銀経が大きい領域では温度は有意に下がり、 $l = 0.2^\circ$ では ~ 5.4 keV である。
5. 6.4 keV 輝線は純粹に中性の Fe だけではなく 1 階電離以上 Fe $K\alpha$ とのブレンドである。
6. Sgr C 分子雲の点源の混入のないスペクトルを得た。その結果は *ASCA* の結果とコンシステントであり、6.4 keV 輝線の強度は ~ 250 年前は銀河中心が現在の 10^6 倍明るかったことを示唆する。
7. Sgr C 領域から 2 つの広がった新天体 M359.47–0.15、および G359.42–0.12 を発見した。スペクトル解析からこれらはそれぞれ X 線反射星雲と超新星残骸であると考えられる。
8. この超新星残骸の発見は銀河中心プラズマの起源が多重超新星爆発で説明できることを示唆する。

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。鶴剛助教授には、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。松本浩典助手には本論文を丁寧に校正していただきました。

第4章の *Suzaku* の精度よい解析はひとえに中嶋大さんに作っていただいたゲインテーブルのおかげです。また、様々な議論につき合ってくださいました。第5章の X線と電波を重ねた図は高木慎一郎さんに作っていただいたものです。ありがとうございました。乾さん、山口さんには計算機の扱い方、データ解析のやり方などを基礎から丁寧に教えていただきました。小野くんには実験の際にお世話になったばかりでなく、常に精神的な支えになっていただきました。

秘書の佐々木有香さんには各種申請などをやって頂きました。ガンマ線グループの方々には X線以外の幅広い知識を得る上で大変参考になりました。最後に、全ての *Suzaku* チームの方々に感謝します。

兵藤 義明

関連図書

- [1] 小山 勝二 「X線で探る宇宙」 培風館 1992
- [2] ASTRO-E2 team X線天文衛星 ASTRO-E2 講習会 資料集 2004
- [3] Institute of Space and Astronautical Science (ISAS/JAXA) and the Laboratory for High Energy Astrophysics NASA/Goddard Space Flight Center The Suzaku Technical Description 2005
- [4] Baganoff, F. K., et al. 2001, *Nature*, 413, 45
- [5] Baganoff, F. K., Maeda, Y., Morris, M., Bautz, M. W., Brandt, W. N., & Burrows, D. N. 2003, *ApJ*, 591, 891
- [6] Bamba, A., Yokogawa, J., Sakano, M., & Koyama, K. 2000, *PASJ*, 52, 259
- [7] Bamba, A., Ueno, M., Koyama, K., & Yamauchi, S. 2001, *PASJ*, 53, L21
- [8] Bamba, A., Ueno, M., Koyama, K., & Yamauchi, S. 2003, *ApJ*, 589, 253
- [9] Feigelson, E. D., Getman, K. V., Townsley, L., Garmire, G., Preibisch, T., Grosso, N., & Montmerle, T. 2005, *ApJS*, 160, 379
- [10] Fraser, G.W., Abbey, A.F., Holland, A., McCarthy, K., Owens, A., & Wells, A. 1994, *Nuclear Instruments and Methods in Physics Research A*, 350, 368
- [11] Ghez, A. M., et al. 2005, *ApJ*, 635, 1087
- [12] Holt, S.S., Gotthelf, E.V., Tsunemi, H., Negoro, H. 1994, *PASJ*, 46, L151
- [13] Janesick, J., Elliott, T., Collins, S., Daud, T., Campbell, D., Dingizian, A., & Garmire, G. 1986, *Proc. SPIE*, 597, 364
- [14] Jansky, K. G. 1933, *New York Times*, Vol. LXXXII, No. 27495 (May 5), 1
- [15] Kaastra, J. S., & Mewe, R. 1993, *A&AS*, 97, 443
- [16] Kinugasa, K., Torii, K., Tsunemi, H., Yamauchi, S, Koyama, K, & Dotani, T. 1998, *PASJ*, 50, 249
- [17] Koyama, K., et al. 1989, *Nature*, 339, 603
- [18] Koyama, K., Maeda, Y., Sonobe, T., Takeshima, T., Tanaka, Y., & Yamauchi, S. 1996, *PASJ*, 48, 249

- [19] Koyama, K., Kinugasa, K., Matsuzaki, K., Nishiuchi, M., Sugizaki, M., Torii, K., Yamauchi, S., & Aschenbach, B. 1997, PASJ, 49, L7
- [20] LaRosa, T. N., Nord, M. E., Joseph, T., Lazio, W., & Kassim, N. E. 2004, ApJ, 607, 302
- [21] 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
- [22] Mewe, R., Gronenschild, E. H. B. M., & van den Oord, G. H. J. 1985, A&AS, 62, 197
- [23] Morrison, R., & McCammon, D. 1983, ApJ, 270, 119
- [24] Wang, Q. D., Gotthelf, E. V., & Lang, C. C. 2002, Nature, 415, 148
- [25] Munro, M. P., et al. 2004, ApJ, 613, 326
- [26] Murakami, H., Koyama, K., Sakano, M., Tsujimoto, M., & Maeda, Y. 2000, ApJ, 534, 283
- [27] Murakami, H., Koyama, K., Tsujimoto, M., Maeda, Y., & Sakano, M. 2001, ApJ, 550, 297
- [28] Oka, T., Hasegawa, T., Hayashi, M., Handa, T., & Sakamoto, S. 1998a, ApJ, 493, 730
- [29] Prigozhin, G.Y., Rasmussen, A., Bautz, M., Ricker, G.R, 1998, Proc. SPIE, 3444, 267
- [30] Rosati, P., Borgani, S., & Norman, C. 2002, ARA&A, 40, 539
- [31] Sakano, M., Imanishi, K., Tsujimoto, M., Koyama, K., & Maeda, Y. 1999, ApJ, 520, 316
- [32] Sakano, M., Koyama, K., Murakami, H., Maeda, Y., & Yamauchi, S. 2002, ApJS, 138, 19
- [33] Senda, A. PhD Thesis, Kyoto University
- [34] Sugizaki, M., Mitsuda, K., Kaneda, H., Matsuzaki, K., Yamauchi, S., & Koyama, K. 2001, ApJS, 134, 77
- [35] Tanaka, Y., Koyama, K., Maeda, Y., & Sonobe, T. 2000, PASJ, 52, L25
- [36] Tanaka, Y. 2002, A&A, 382, 1052
- [37] Townsley, L. K., Broos, P. S., Garmire, G. P., Nousek, J. A. 2000, ApJ, 534L, 139T
- [38] Tsuboi, M., Handa, T., & Ukita, N. 1999, ApJS, 120, 1

- [39] Yamauchi, S., Kawada, M., Koyama, K., Kunieda H., & Tawara, Y. 1990, ApJ, 365, 532
- [40] Yamauchi, S., Koyama, K., Kinugasa, K., Torii, K., Nishiuchi, M., Kosuga, T., Kamata, Y., & ASCA Galactic Plane Survey team 1998, Astron. Nachr., 319, 111
- [41] Yusef-Zadeh, F., Hewitt, J. W., & Cotton, W. 2004, ApJS, 155, 421
- [42] Wang, Q. D., Gotthelf, E. V., & Lang, C. C. 2002, Nature, 415, 148
- [43] B. J. Wargelin , P. Beiersdorfer , P. A. Neill , R. E. Olson , & J. H. Scofield 2005, ApJ, 634, 687
- [44] Watson, M. G., Willingale, R., Grindlay, J. E., & Hertz, P. 1981, ApJ, 250, 142
- [45] Science Instruments (SI) Calibration Report for the AXAF CCD Imaging Spectrometer (ACIS) Ver. 0.9