

X線天文衛星「すざく」による
天の川銀河中心拡散X線放射の研究

信川 正順

京都大学院 理学研究科 物理学第二教室 宇宙線研究室

2008年1月31日

概要

2005年7月に打ち上げた「すざく」は「あすか」に次ぐ日本で5番目のX線天文衛星である。「すざく」に搭載されたX線CCDカメラXISは高いエネルギー分解能、硬X線に対する大有効面積、安定かつ低バックグラウンドという特徴を持つ。銀河中心領域にはコンパクトなX線星のみならず、超新星残骸やX線反射星雲、超高温プラズマなど輝線を放射し、かつ広がっている淡い天体が数多く存在する。「すざく」の諸特性はこのような天体の観測に最適である。本修士論文では銀河中心 $4^\circ \times 2^\circ$ 領域観測結果について報告する。

銀河中心の1–10 keVのX線スペクトルには多数の輝線が存在する。その中でも特徴的なものは6.4, 6.7, 6.9 keVの3つの鉄輝線である。それぞれ中性状態、He状、H状に電離した鉄原子/イオンのK-輝線である。これらの輝線強度の空間分布を調査したところ、中性と高階電離鉄輝線の分布は全く異なるものであった。6.4 keV輝線はこれまでに観測されていたRadio Arc, Sgr B2, Sgr C領域以外にもSgr D, Sgr E領域に放射の超過が見られた。また、それらの領域以外からも有意な放射が検出された。一方で6.7と6.9 keV輝線の強度比は 0.35 ± 0.01 であり、それから求められるプラズマのイオン温度は $kT \sim 6.6$ keVである。全観測領域において強い鉄輝線を検出しており、超高温のプラズマが銀河中心から 2° に広がっていることが示唆される。また6.7 keV輝線の起源としてX線点源の重ね合わせが唱えられていたが、点源の放射強度分布と比較したところ、差異が見られた。この結果から銀河中心には真に広がったプラズマが存在していると考えられる。

さらに、いくつかのdiffuse天体の発見、追観測を行った。2.45 keV (SXV $K\alpha$)輝線を持つG0.42–0.04のスペクトルは $kT \sim 0.7$ keVの光学的に薄いプラズマモデルでうまく再現することができた。近赤外では同じ位置に星団が観測されておらず、新しい超新星残骸候補である。G1.20–0.21は電波で観測されている超新星残骸Sgr D SNRのシェルの内側に位置する。X線スペクトルからは $kT \sim 2.4$ keVの熱的放射であることが分かったので、新しいMixed-Morphology型超新星残骸であると考えてよいだろう。M0.51–0.10のスペクトルの特徴は大きな等価幅を持つ6.4 keV輝線と強い吸収を受けた連続成分であり、外部から照射されたX線を反射して輝くX線反射星雲であろう。しかし現在周囲に明るいX線天体は存在せず、その照射源として銀河中心ブラックホールSgr A*が考えられる。その場合Sgr A*は300年前に現在の100万倍明るかったことが示唆される。

マイクロエーサー 1E 1740.7–2942の周囲から奇妙な構造、等価幅 ~ 1 keVの6.4 keV輝線を放射するジェット状構造と2.45 keV輝線を持つ広がった熱的放射、を発見した。1E 1740.7–2942からは電波ジェットが観測されており、この6.4 keVジェットが1E 1740.7–2942と関連していることが十分考えられる。また、熱的放射は温度 $kT \sim 0.8$ keVの超新星残骸であると考えて矛盾はなく、同じ位置に存在する電波超新星残骸G359.07–0.02と関係が示唆される。

目次

第1章	序論	1
1.1	天の川銀河中心	1
1.2	銀河中心 Sgr A	1
1.3	銀河中心拡散 X 線と鉄輝線	3
1.3.1	6.7 keV 輝線—高温プラズマ—	3
1.3.2	6.4 keV 輝線—X 線反射星雲—	4
1.4	「すざく」が見た銀河中心	6
1.4.1	GCDX—diffuse 高温プラズマ—	6
1.4.2	熱的放射と超新星残骸	8
1.4.3	X 線反射星雲と Sgr A* の過去の活動性	8
第2章	X 線天文衛星「すざく」	13
2.1	概観	13
2.2	X 線望遠鏡 XRT	14
2.3	X 線 CCD カメラ XIS	17
2.3.1	CCD 検出器	17
2.3.2	SCI 機能	19
2.4	硬 X 線検出器 HXD	22
2.4.1	Well 検出器ユニット	22
2.4.2	Anti 検出器ユニット	23
第3章	観測データと解析ツール	25
第4章	銀河中心の鉄輝線放射	27
4.1	銀河中心の狭輝線バンドイメージ	27
4.2	銀河中心に広がる鉄輝線の分布	27
4.2.1	スペクトルフィッティング	27
4.2.2	輝線強度分布	29
4.3	議論	29
4.3.1	6.4 keV 輝線の分布	32
4.3.2	6.4 keV 放射起源	33
4.3.3	6.7, 6.9 keV 輝線の分布	35
4.3.4	プラズマの物理パラメータ	36
第5章	diffuse 天体の観測	39
5.1	Sgr B1 領域の観測	39
5.1.1	G0.42–0.04	40
5.1.2	M0.51–0.10	42

5.2 Sgr D SNR 領域の観測	45
第 6 章 マイクロクエーサー 1E 1740.7–2942 とその周辺の X 線放射	49
6.1 6.4 keV ジェット	50
6.2 熱的成分–2.45 keV 輝線–	52
第 7 章 まとめ	57
付 録 A 鉄輝線強度と等価幅	63

目次

1.1	Molecular map in the Galactic center region	1
1.2	Radio 90 cm map in the GC region	2
1.3	Sketch and X-ray image of the Sgr A region	3
1.4	Spectrum of the GC and distribution of 6.7 keV line intensity with Ginga	4
1.5	Spectrum and 6.4 keV image of the GC with ASCA	5
1.6	Spectrum and image of the Sgr B2 X-ray reflection nebula	6
1.7	Spectrum of the GC with Suzaku	7
1.8	Scheme of the first energy level of He-like ions	7
1.9	Time variability of the 6.4 keV line intensity of Sgr B2	9
1.10	SXV K α image of the GC region by Suzaku	10
1.11	FeI K α image of the GC region by Suzaku	11
1.12	FeXXV K α image of the GC region by Suzaku	12
2.1	Overview of the Suzaku satellite	13
2.2	Orbit of Suzaku	14
2.3	General view of the XRT	14
2.4	Wolter-I type grazing incident optics	15
2.5	Major reflection paths occurring in the XRT	15
2.6	Pre-collimator	16
2.7	Focal plane images formed by stray light	16
2.8	Image of SS Cyg, PSF, EEf	16
2.9	Vignetting of the XRT	17
2.10	X-ray Imaging Spectrometer	18
2.11	Principle of detection of X-rays with a Front-illuminated CCD	19
2.12	Schematic view of the XIS CCD	20
2.13	Time history of the energy resolution	21
2.14	Spaced-row charge injection	22
2.15	Hard X-ray Detector	23
3.1	GC observed regions by Suzaku	25
4.1	Regions in which spectra are extracted	28
4.2	Line intensity distribution ($b = +0^\circ.05, -0^\circ.05$)	30
4.3	Line intensity distribution ($b = -0^\circ.15, -0^\circ.25$)	31
4.4	Comparison between line intensities of 6.4–6.7 keV, 6.7–6.9 keV	32
4.5	Relation between Fe line ratio and plasma temperature	33
4.6	Relation between distance from the GC and mass	34
4.7	Comparison between 6.4 keV and TeV Gamma-ray	35
4.8	Comparison between 6.7 keV line and point sources	36

4.9	Electron density along distance from the GC	38
5.1	Line band maps of the Sgr B1 region	39
5.2	Spectra of G0.42–0.04	40
5.3	Spectra of M0.51–0.10	43
5.4	0.5–2.5 keV and 2.5–5.5 keV images of the Sgr D SNR region.	46
5.5	Spectra of G1.20–0.21	47
5.6	2.5–5.5 keV image of the Sgr D SNR region with the radio 90 cm contour.	48
6.1	Line band images around 1E 1740.7–2942	49
6.2	Spectrum of the 6.4 keV jet	50
6.3	Line center of iron $K\alpha$ -line	51
6.4	Molecular cloud and 6.4 keV contour	53
6.5	6.4 keV image and the radio jet	53
6.6	Spectra of 1E 1740.7–2942 and thermal emission	54
6.7	Surrounding of 1E 1740.7–2942 and SNR G359.07–0.02	55

表 目 次

2.1	Design parameters of the XRT	17
2.2	Design parameters of the XIS	20
2.3	Design parameters of the HXD	23
3.1	Suzaku observation of the GC region	26
4.1	Line center of Fe, Ni obtained with Suzaku	29
5.1	Fitting result of G0.42–0.04	41
5.2	Physical parameters of G0.42–0.04 and G1.20–0.21.	42
5.3	Fitting result of M0.51–0.10	44
5.4	Comparison between required luminosities and observed luminosities.	45
5.5	Fitting result of G1.20–0.21	47
6.1	Fitting result of the 6.4 keV jet	51
6.2	Fitting result of 1E 1740.7–2942 and its surrounding	54
A.1	Results of spectral fitting (1/4)	64
A.2	Results of spectral fitting (2/4)	65
A.3	Results of spectral fitting (3/4)	66
A.4	Results of spectral fitting (4/4)	67

第1章 序論

1.1 天の川銀河中心

天の川銀河中心は無数に存在する銀河の中でも最も我々に近い銀河中心部である。しかしながら太陽系の周囲と違って、銀河ディスクの星間ダストやガスによる減光を大きく受けるため、赤外から軟 X 線波長帯における銀河中心の観測研究は困難である。そのため波長の長い ($\lambda \geq 2\mu\text{m}$) 電波や近赤外線、エネルギーの高い ($E \geq 2\text{ keV}$) X 線やガンマ線で研究されている。

銀河中心ではガスや星が密集し、それらが相互作用しあうことで星形成や超新星爆発を頻発させる。電波や近赤外観測からその周囲は非常に複雑な様子が明らかになってきた (図 1.1, 1.2)。分子ガス雲は重力収縮して大質量星を含む星団を作り上げる。その大質量星からの紫外線放射を受けて周囲の中性ガスは電離し、HII 領域が形成される。進化が早い大質量星は数千万年で超新星爆発を起こして、星間空間に重元素をばら撒き、同時に衝撃波によって宇宙線を加速する。銀河中心領域では無数の星に加えて、分子ガス雲や HII 領域、超新星残骸が数多く発見されており、このようなサイクルが幾度となく繰り返されていることを示唆する。

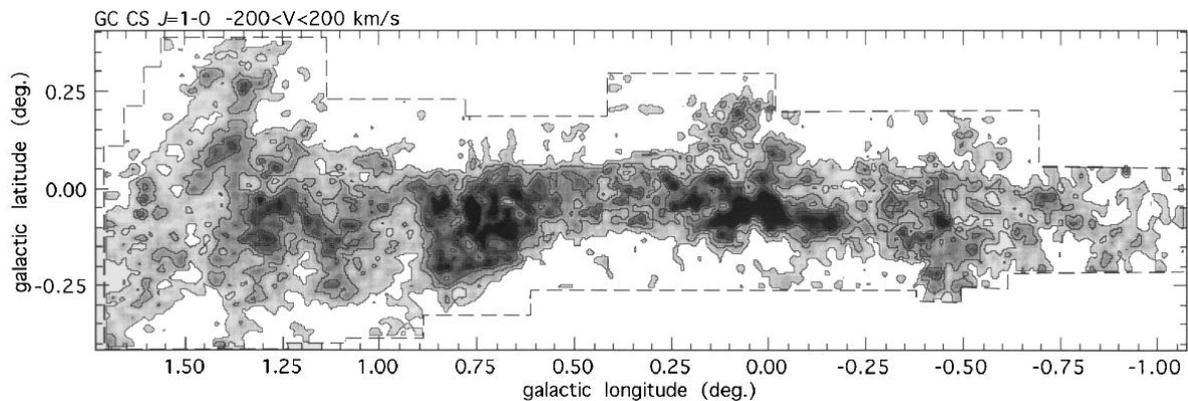


図 1.1: 銀河中心 $3^\circ \times 1^\circ$ 領域の CS $J = 1 - 0$ 分布 (Tsuboi et al. 1999)。分子ガスの分布を分布を表す。 $l \sim 0^\circ.7$ の濃い領域は $M \sim 10^6 M_\odot$ の Sgr B2 巨大分子雲。

1.2 銀河中心 Sgr A

我々の銀河のごく中心部 ($\sim \text{pc}$) には強い電波源 Sgr A が存在する。Sgr A は Sgr A East と Sgr A West、Sgr A* の 3 つから構成されている (図 1.3 左)。

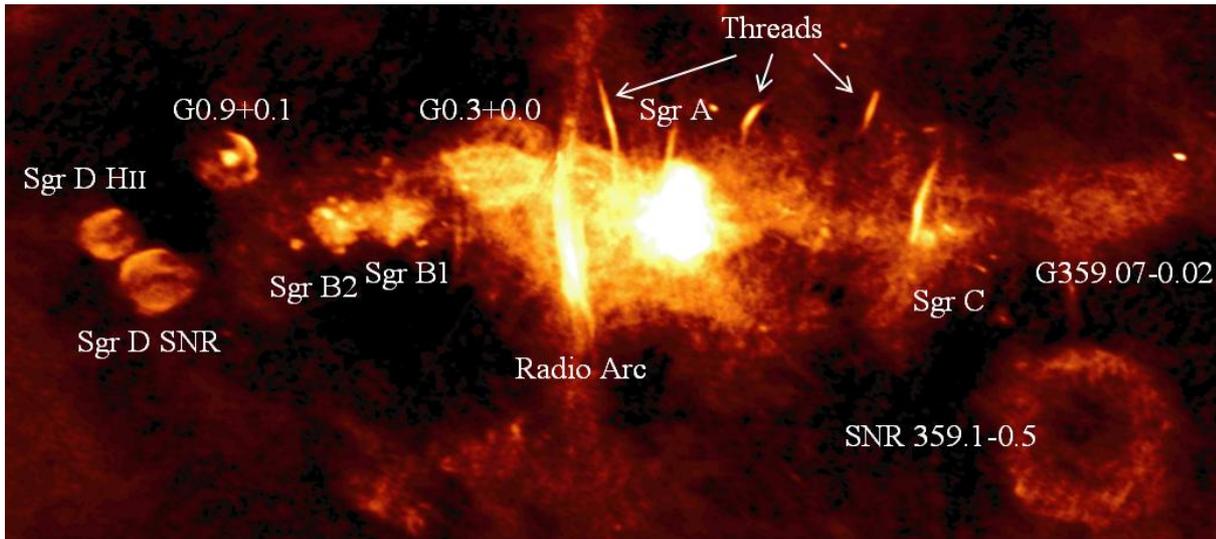


図 1.2: 銀河中心 $3^\circ \times 1^\circ$ 領域の電波 90cm 連続波イメージ (LaRosa et al. 2000)。非熱的放射が卓越している中心 Sgr A 領域の他に多数の超新星残骸、HII 領域、フィラメント構造が存在する。

超巨大ブラックホール Sgr A*

コンパクトな非熱的電波放射源として発見された Sgr A* は銀河系の重力中心であり (Balick & Brown 1974)、質量 $\sim 3.7 \times 10^6 M_\odot$ もの超巨大ブラックホールである (e. g., Chee et al. 2003, 2005)。多波長観測結果から Sgr A* は低光度 ($10^{36} \text{ erg s}^{-1} = 10^{-9} L_{\text{Edd}}$, L_{Edd} はエディントン光度) であることが分かっている。図 1.3(右) は Chandra によって撮影された銀河中心 2.5 pc 領域の X 線イメージである。Sgr A* の X 線光度は $L_X \sim 10^{33} \text{ erg s}^{-1}$ であり、活動性は低いながらも 100 倍程度の増光も観測されている (Baganoff et al. 2001, 2003)。それでも銀河中心領域で X 線で最も明るい天体、1E 1740.7-2942 や 1E 1743.1-2843、A 1742-294 など ($L_X \sim 10^{36} \text{ erg s}^{-1}$) よりも暗い。また、銀河中心領域から検出されているガンマ線の起源も Sgr A* ではないかと考えられている (Mayer-Hasselwander et al. 1998; Tsutiya et al. 2004; Aharonian et al. 2004)。

HII 領域 Sgr A West

渦巻き形状に Sgr A* を取り囲んでいる Sgr A West からは熱的電波が放射され、その 0.1 pc 内に数百個の巨星と数 10 個の大質量星が存在していることが観測されている (Eckart et al. 1993)。Sgr A West はこれらの星に電離された HII 領域であろう。

超新星残骸 Sgr A East

Sgr A East は Sgr A*, Sgr A West を取り囲むシェル型非熱的電波源であり、若い超新星残骸であると考えられている。Chandra, XMM-Newton による観測から電波シェルの内側に熱的な X 線放射が発見され (Maeda et al. 2002; Sakano et al. 2004)、その構造から Sgr A East は Mixed-Morphology 型超新星残骸に分類されている。また、爆発による

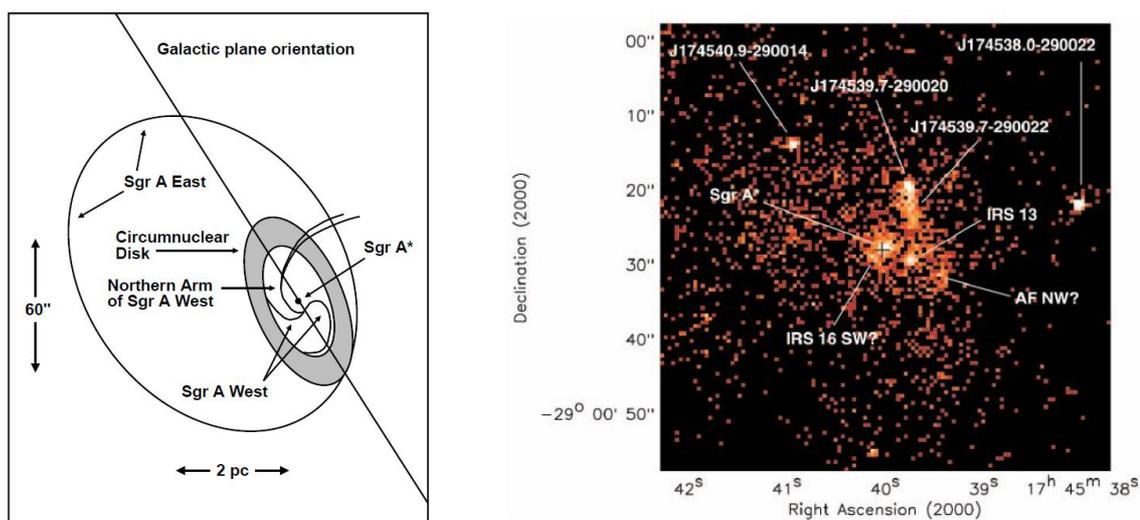


図 1.3: (左)Sgr A 領域のスケッチと、(右)0.5–7 keV X 線イメージ (Baganoff et al. 2003)。X 線イメージは $1' = 2.5$ pc 正方形領域。

衝撃波が数百年前にそれまでは活動的であった Sgr A* に到達して周囲の降着物質を取り除いた結果、Sgr A* は現在の休眠状態になったのではないかと、という説もある (Maeda et al. 2002)。

1.3 銀河中心拡散 X 線と鉄輝線

明るい点源では説明できない、銀河面に広がった X 線放射 GRXE (Galactic Ridge X-ray Emission) の存在は X 線天文の初期の頃から知られていた (Cooke et al. 1969)。銀河面に分布していることから、その起源は銀河系内に存在するものであろうと考えられた。GRXE の全光度は $L_X \sim 1.4 \times 10^{38}$ erg s⁻¹ であり、銀河系の点源を集めたものに対して 2–3% に相当するものであった (Worrall et al. 1982)。暗い点源 (白色矮星連星系など) や diffuse ($kT \sim 10$ keV の高温ガス、GeV 程度のエネルギーを持つ宇宙線電子・陽電子によるマイクロ波背景放射の逆コンプトン、宇宙線電子と星間磁場の相互作用によるシンクロトロンなど) がその放射起源候補として考えられたが、観測的にいずれであるか決定することはできなかった。

1.3.1 6.7 keV 輝線—高温プラズマ—

しかし、「てんま」、「ぎんが」によって GRXE に 6.7 keV 鉄輝線放射が付随することが発見されることで事態は一変した (Koyama et al. 1986, 1989; Yamauchi et al. 1990)。さらに鉄輝線強度分布は銀河中心に強いピークを持つ成分、GCDX (Galactic Center Diffuse X-rays) が存在していることを示した (図 1.4)。この 6.7 keV 鉄輝線は He 状にまで電離した鉄イオンの特性 X 線であり、銀河面・銀河中心におよそ 1 億度 ($kT \sim 10$ keV) のプラズマが存在することを示唆した。「ぎんが」は銀河中心付近のスキャン観測を行い、6.7 keV 輝線放射分布が銀河面から 20° 傾いた $1^\circ.8 \times 1^\circ.0$ の楕円形状であることを発見した (Yamauchi et al. 1990)。さらに鉄輝線の等価幅は 0.5–1.3 keV と求められた。鉄輝線を持つ点源、

CV(白色矮星連星系の激変星)やRS CVn(対流外層を持つ星同士の連星系)の等価幅はそれより小さいことが分かっていたので、起源である可能性は低いと考えられた。

「あすか」は優れたエネルギー分解能と撮像能力を持つ CCD 検出器 SIS によって銀河中心領域の鉄輝線が実は、6.4(中性鉄)、6.7(He 状鉄)、6.9(H 状鉄) keV の3つの輝線のブレンドであることを明らかにした(図 1.5; Koyama et al. 1996)。He や H 状にまで電離した鉄輝線は ~ 1 億度のプラズマガスからの放射である。しかしこの高温プラズマガスは銀河中心の重力によって束縛されずに10万年程度で散逸してしまう。したがって 10^{54} erg もの巨大なエネルギーを持つプラズマが10万年の間に蓄えられたことになる。「あすか」で観測された6.7 keV 輝線には ~ 70 eV の広がりが検出されたことから、その起源は宇宙線中に含まれる鉄原子核と中性ガスの荷電交換ではないか、という説が唱えられた(Tanaka et al. 2000)。しかし、荷電交換説では6.7 keV も6.9 keV も同じ輝線強度になることが予想されるが、観測された強度比は場所によらず $\sim 2:1$ であった。また、中性ガスの濃い領域、すなわち分子雲領域に強度の超過が見られないことから可能性は低いだろうと考えられた。

それまでの衛星よりも2桁も高い空間分解能(Harf Power Diameter: HPD $\sim 0''.5$)を備えた *Chandra* は銀河中心領域から多数の点源を検出した(Muno et al. 2003, 2006)。Muno et al. (2004) は銀河中心 Sgr A 領域の長時間観測データをもとに 10^{-15} erg cm $^{-2}$ s $^{-1}$ までの点源の重ね合わせでは GCDX の10%しか説明できないと主張した。しかしながら、さらに暗い点源(10^{-17} erg cm $^{-2}$ s $^{-1}$)まで積分すれば、全てが説明が可能であるという説もあり(Revnivtsev et al. 2006)、依然として起源は謎のままである。

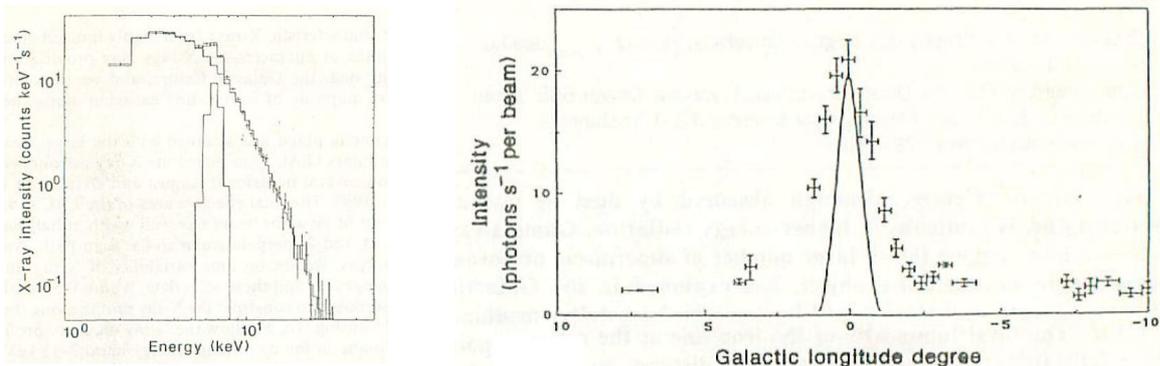


図 1.4: ぎんがによって得られた銀河中心スペクトルと6.7 keV 輝線強度分布(Koyama et al. 1989)。スペクトルは連続成分と6.7 keV 輝線で表現できる。右図中の実線はビームサイズを表している。

1.3.2 6.4 keV 輝線—X 線反射星雲—

「あすか」が発見した6.4 keV 中性鉄輝線の分布は分子雲をトレースしていた。特に Sgr B2 巨大分子雲(図 1.5)からは強く放射されていた(Koyama et al. 1996; Murakami et al. 2000)。

6.4 keV X 線を放射する起源としては2つ考えられる。1つは鉄原子のK殻吸収端7.1 keV 以上のX線を分子雲中の中性鉄原子が吸収、再放射する場合、もう1つは宇宙線中の低エネルギー(10–100 keV)の電子が中性鉄原子を励起する場合である。2つの過程は鉄原子にエネルギーを与えるものがX線か電子の違いしかなく、放射される6.4 keV 輝線自体は同じである。しかし、X線ではトムソン散乱による、電子であれば制動放射による連続成

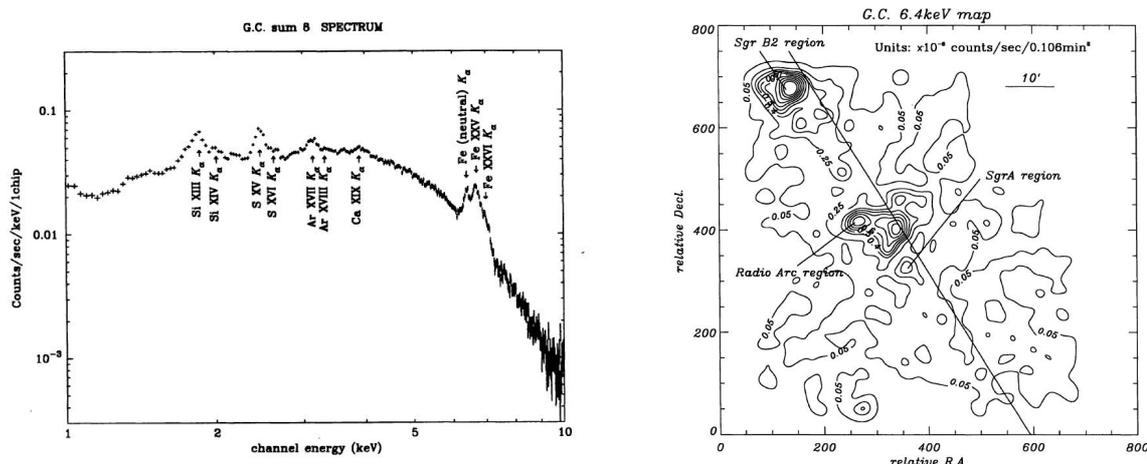


図 1.5: (左)「あすか」によって得られた銀河中心領域のスペクトル (Koyama et al. 1996)。Si, S, Ar, Ca の He 状、H 状の K 輝線が見られる。鉄輝線は 6.4(中性), 6.7(He 状), 6.9(H 状) keV の 3 つの輝線に分離されている。(右)6.4 keV バンドマップ (Koyama et al. 1996)。巨大分子雲をトレースするように Radio Arc と Sgr B2 領域から特に強く放射されている。

分が生じるため、連続成分と輝線強度の比を表す等価幅には違いが現れる。さらに、反応断面積の違いにより電子は分子雲の内部まで侵入することができず表面で止められてしまうが、一方で X 線はそれよりも深く入ることができる。その結果両者で観測されるスペクトルは異なり、X 線起源であれば、等価幅 $EW > 1$ keV, 吸収量 $N_{\text{H}} = 10^{23-24}$ cm^{-2} 、電子起源であれば、等価幅 $EW \sim 0.3$ keV, 吸収量 $N_{\text{H}} = 10^{21-22}$ cm^{-2} になる (Tatischeff 2003)。

「あすか」によって得られた Sgr B2 のスペクトルの特徴は、等価幅 $EW \sim 2$ keV, 吸収量 $N_{\text{H}} \sim 10^{24}$ cm^{-2} であり、電子衝突説では説明することが難しく、X 線起源を支持するものであった (Murakami et al. 2000)。このように X 線を「反射」して輝く分子雲は X 線反射星雲 (X-ray Reflection Nebula; XRN) と呼ばれる。さらに、電波観測による分子雲と 6.4 keV 輝線強度のピークは $\sim 1' = 3$ pc だけ銀河中心方向にずれていた (図 1.6)。X 線反射星雲には $L_{\text{X}} = 10^{38-39}$ erg s^{-1} 以上の強い照射源が必要である。銀河中心に位置する明るい点源としては 1E 1743.1-2843, 1E 1740.7-2942, A 1742-294 などがあるが、いずれも光度は $L_{\text{X}} \sim 10^{36}$ erg s^{-1} であり、条件を満たさなかった。10-100 倍のフレアを考えたとしても、 ~ 10 pc に広がっている分子雲全体を照らすには数十年間輝く必要があるので可能性は低いと思われた。Sgr B2 から見て銀河中心方向にあり、かつ長時間明るく輝ける天体候補として残ったのは銀河中心ブラックホール Sgr A* しかなかった。現在の Sgr A* の光度は $L_{\text{X}} \sim 10^{33}$ erg s^{-1} であるが、Sgr A* と Sgr B2 の距離 100 pc から考えて、300 年前に $\sim 10^6$ 倍明るく輝いていたとすれば説明ができる (Koyama et al. 1996; Murakami et al. 2000)。例えば、Sgr A* と取り囲んでいる超新星残骸 Sgr A East の年齢は数千年と言われており、300 年前に Sgr A* と相互作用してフレアを誘発した可能性は十分考えられる。逆に数百年前までは非常に明るかった Sgr A* に Sgr A East が相互作用することで現在活動性が抑えられている、とも考えられるだろう。

さらに、Murakami et al. (2001) は、銀河中心に対して Sgr B2 と対称な位置にある Sgr C 分子雲 ($l = -0^{\circ}.6$) から 6.4 keV が強く放射されていることを発見した。この起源も X 線起源であると考えて矛盾せず、Sgr A* を照射源と考えた場合、Sgr A* は 250 年前に現在の $\sim 10^6$ 倍明るかったことになる。これは Sgr B2 から独立に得られた値と同じであり、

やはりかつて銀河中心は非常に明るかったのだろう。

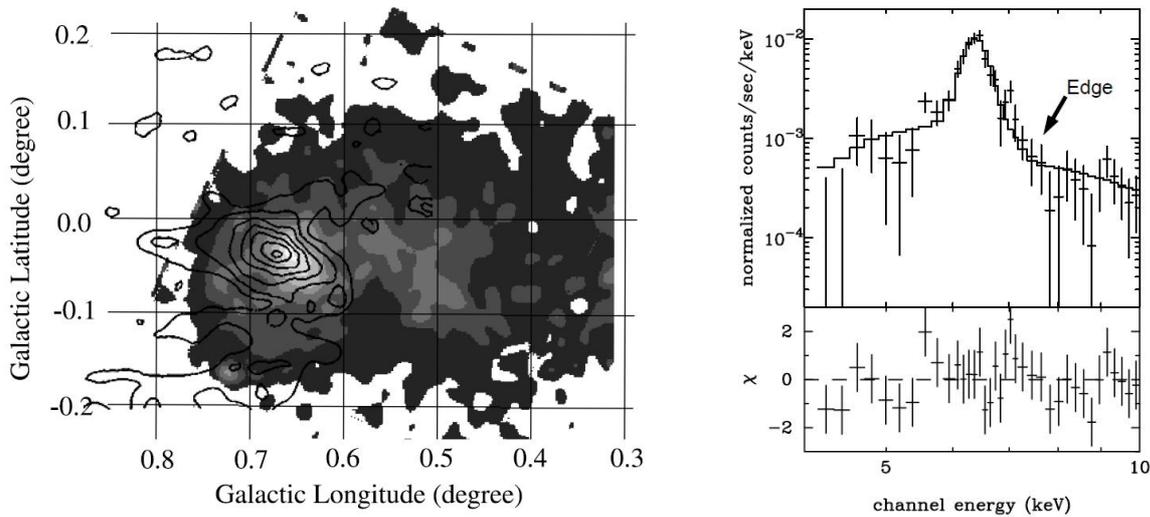


図 1.6: 「あすか」による Sgr B2 6.4 keV イメージ (SIS) とスペクトル (Murakami et al. 2000)。左図のコントアは分子雲分布を表す。スペクトルの特徴は強い 6.4 keV 輝線と深い 7.1 keV 吸収端。

1.4 「すざく」が見た銀河中心

銀河中心の拡散 X 線の謎を解く鍵はやはり鉄輝線にあるだろう。打ち上げから 2 年の間に「すざく」は銀河中心から様々な発見をし、GCDX の謎を解明してきた。

1.4.1 GCDX—diffuse 高温プラズマ—

高温プラズマ説に対する He, H 状の鉄輝線、すなわち GCDX の起源として、宇宙線鉄原子核と中性水素原子の荷電交換説が唱えられていた (Tanaka et al. 2000)。図 1.4.1 のように He 状鉄輝線は共鳴線、異重項間遷移線、禁制線のブレンドであるが、これらのエネルギー中心値の差は最大でも ~ 60 eV 程度であり、CCD のエネルギー分解能 (130 eV) では分解できない。しかし両者では放射過程が異なるためにそれぞれの混合割合も異なり、それが見た目の輝線中心エネルギーに反映される。衝突電離プラズマでは K 殻から L 殻に励起された電子が再度 K 殻に遷移するので、共鳴線が出やすい。一方で宇宙線中の電子が K 殻に 1 つしか電子がない鉄イオンにトラップされる場合、2 つの電子のスピンは互いに同方向である確率と逆である確率は半々であろう。その結果、プラズマに比べて相対的に禁制線は強くなる。ブレンドされた輝線の中心値は荷電交換では 6666 eV、衝突電離プラズマでは 6680–6685 eV である。「すざく」の高いエネルギー決定精度により、鉄輝線の輝線中心値が 6680 ± 1 eV と求められ、荷電交換よりもプラズマが起源であることを強く示唆した。さらに「あすか」で示唆された輝線の広がり ~ 70 eV は「すざく」では ≤ 30 eV とより精密に求められ、荷電交換説を棄却することになった。輝線強度比からプラズマは温度 $kT = 6.5$ keV (=7000 万度) の電離平衡状態であることも分かった。また、X 線点源は銀河中心に対して東西対称に分布しているのに対して、6.7 keV 輝線強度は非対称であり、プラズマの起源が点源だけでは説明できず、真に広がったプラズマが存在することを示した。

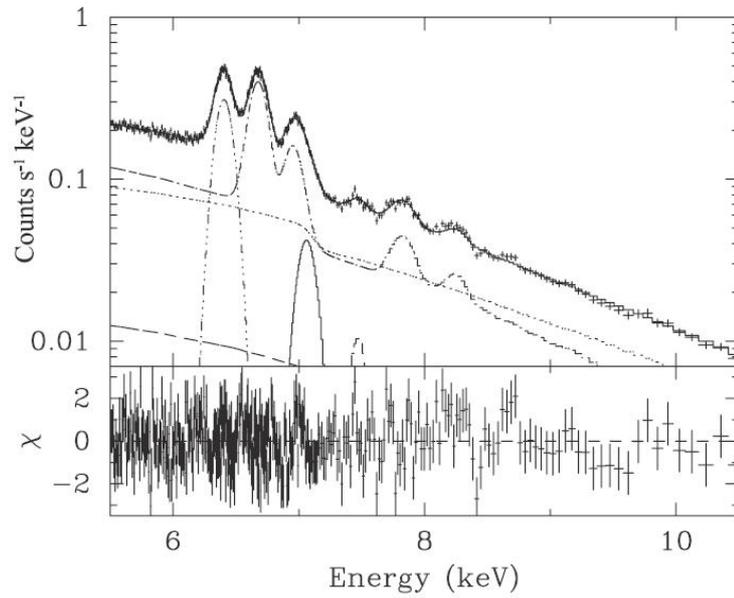


図 1.7: 「すざく」による銀河中心のスペクトル (Koyama et al. 2007c)。3つの鉄輝線の他にニッケルの輝線を初検出した。モデルは 6.5 keV の光学的に薄いプラズマと中性輝線、ハードテイル (パワーロー) の混合。

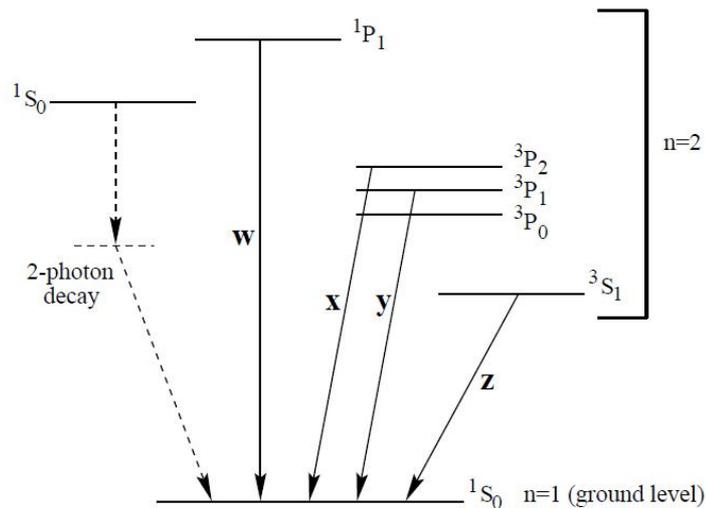


図 1.8: He 状イオンのエネルギー準位。w, x + y, z はそれぞれ共鳴線、異重項間遷移線、禁制線を表す。He 状イオンからの輝線 (鉄の場合は 6.7 keV) はこれらのブレンドである。

1.4.2 熱的放射と超新星残骸

図 1.10, 1.12 は「すざく」による 2.45(2.35–2.55), 6.7(6.55–6.80) keV バンドイメージである。2.45 keV(SXV $K\alpha$) 輝線は He 状にまで高階電離した硫黄イオンの特性 X 線で、典型的に約 1000 万度の光学的に薄いプラズマガスから放射される。6.7 keV(FeXXV $K\alpha$) 輝線は He 状鉄イオンの特性 X 線であり、SXV $K\alpha$ よりも高温の数千万度から 1 億度のプラズマガスから放射される。2.45 keV イメージでは中心 Sgr A 領域が強い他に、複数の clump 状構造が見える。これらの多くは超新星残骸と考えられ、G0.42–0.04 や G1.20–0.21, G359.4–0.1 などすざくにより初めて発見されたものである。G0.42–0.04 と G1.20–0.21 に関しては後ほど詳細解析について述べる。

一方で 6.7 keV イメージを見ると、2.45 keV とは異なり Sgr A East や G0.61+0.01 の他、Arches 星団と明るい点源の他には特徴的な構造はなく、大きく広がった放射構造をしている。Koyama et al. (2007c) によって、7000 万度の超高温プラズマが $-0^\circ.4 + 0^\circ.2$ に存在していることが確かめられたが、どこまで広がっているのかはまだ確かめられていない。

またこの超高温プラズマの起源の 1 つの可能性として、多重超新星爆発説が考えられる (Koyama et al. 1989; Yamauchi et al. 1990)。プラズマの熱的エネルギーは $\sim 10^{54}$ erg であり、プラズマの散逸時間がおおよそ 10 万年であるので、10–100 年に 1 発の超新星 ($E \sim 10^{51}$ erg) が必要である。X 線で輝くのは爆発してから ~ 1 万年の間なので高温プラズマは数十個の超新星残骸に相当する。しかし、これまでは広がっていて希薄な X 線放射を検出する感度が不足していたために銀河中心に超新星残骸 4 個しか見つかっていなかった。「すざく」による新たな発見は銀河中心にまだ隠れた超新星残骸の存在を示唆すると共に、高温プラズマの起源として多重超新星爆発説で説明ができつつあることを意味するだろう。

1.4.3 X 線反射星雲と Sgr A* の過去の活動性

図 1.11 は中性鉄輝線 (FeI $K\alpha$; 6.30–6.50 keV) バンドの強度マップである。実線楕円で囲んだ clump (Sgr B2, M0.74–0.09, M0.51–0.10, Sgr C, M359.5–0.2) は外部からの硬 X 線に照らされて輝く X 線反射星雲候補天体である。5.1.2 節で M0.51–0.10 の詳細解析について述べる。

「すざく」と過去の *Chandra* の観測結果から Sgr B2 の 6.4 keV 輝線の強度が変化していることを発見した (Koyama et al. 2008; Inui et al. 2008)。Sgr B2 の 6.4 keV 輝線は図 1.4.3 に示した 6.4 keV 輝線強度は「あすか」(1995 年) から「すざく」(2005 年) の 10 年に渡って 2 倍弱の変動を示している。過去に Sgr A* が起こしたフレアから放射された X 線が起源であるので、Sgr B2 の時間変動は 300 年前の Sgr A* の光度変化を捕らえたものである。

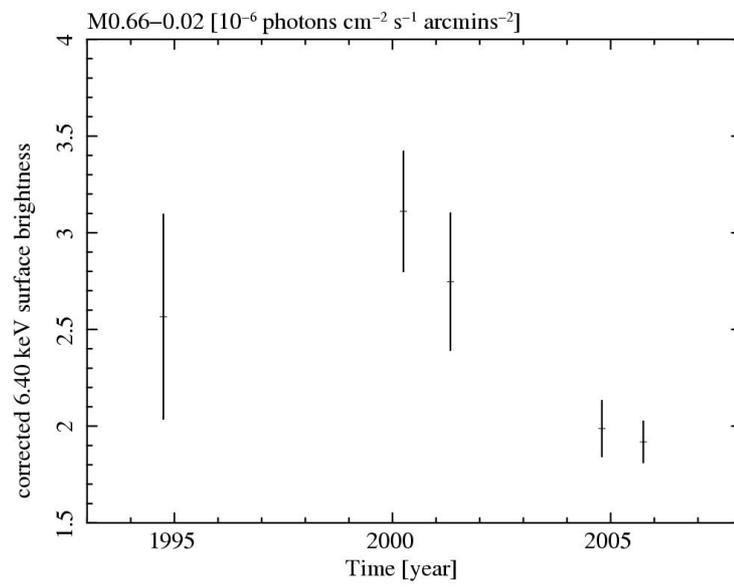


図 1.9: Sgr B2(M0.66-0.02) の 6.4 keV 輝線強度の時間変動 (Inui et al. 2008)。あすか (1994/09), *Chandra*(2000/03), *XMM-Newton*(2001/04, 2004/09), すざく (2005/10)。

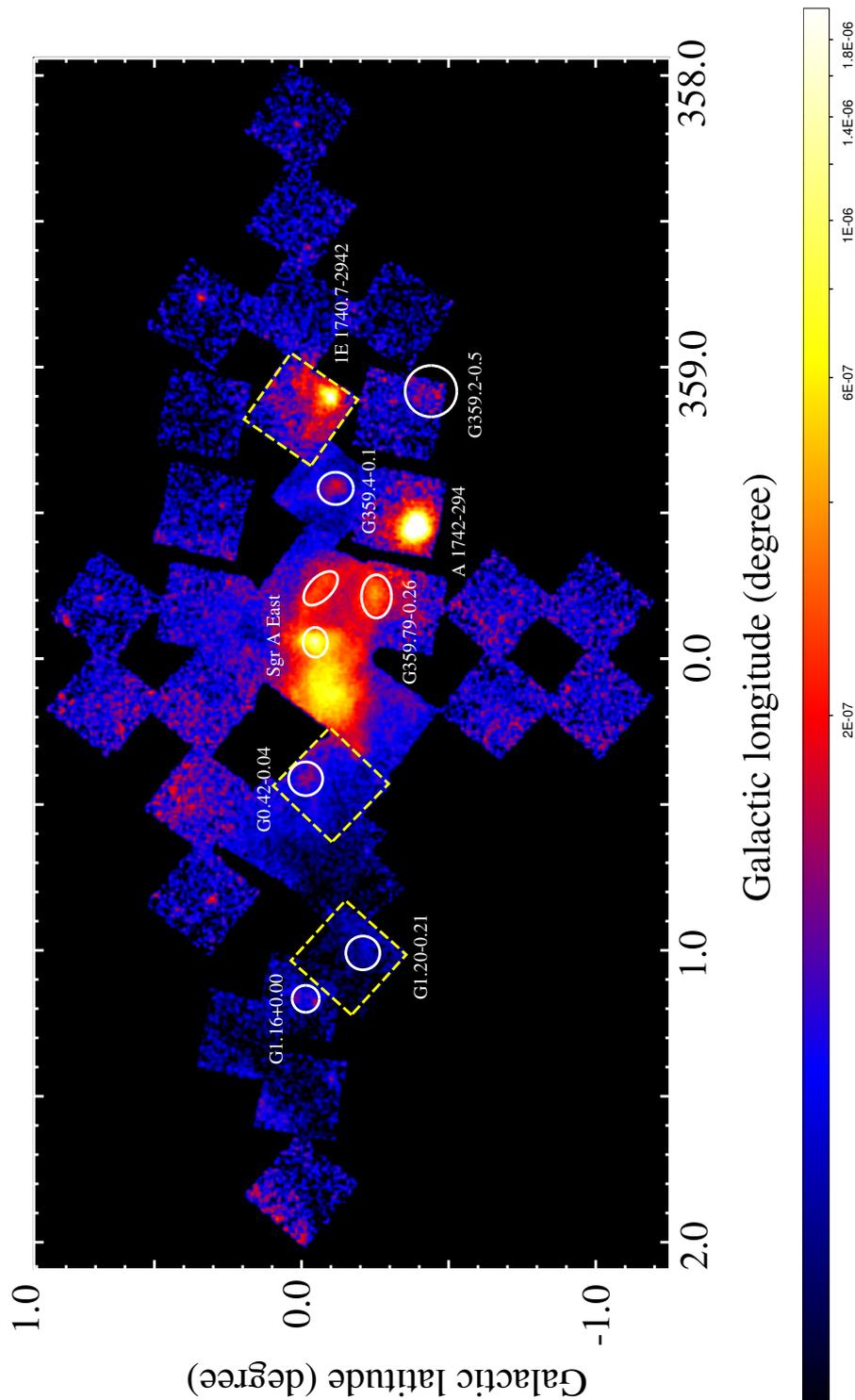


図 1.10: さまざまな銀河中心 2.45(2.35–2.55) keV 輝線バンドマップ。実線で囲んだ領域は超新星残骸だと思われる天体である (e.g., Koyama et al. 2007d; Mori et al. 2008; Nobukawa et al. 2008)。破線領域に関しては本修士論文で詳細解析を行った (第 5 章)。1E 1740.7–2942 と A 1742–294 は輝線は放射していないが、非常に明るい天体である ($L_X \geq 10^{36} \text{ erg s}^{-1}$)。

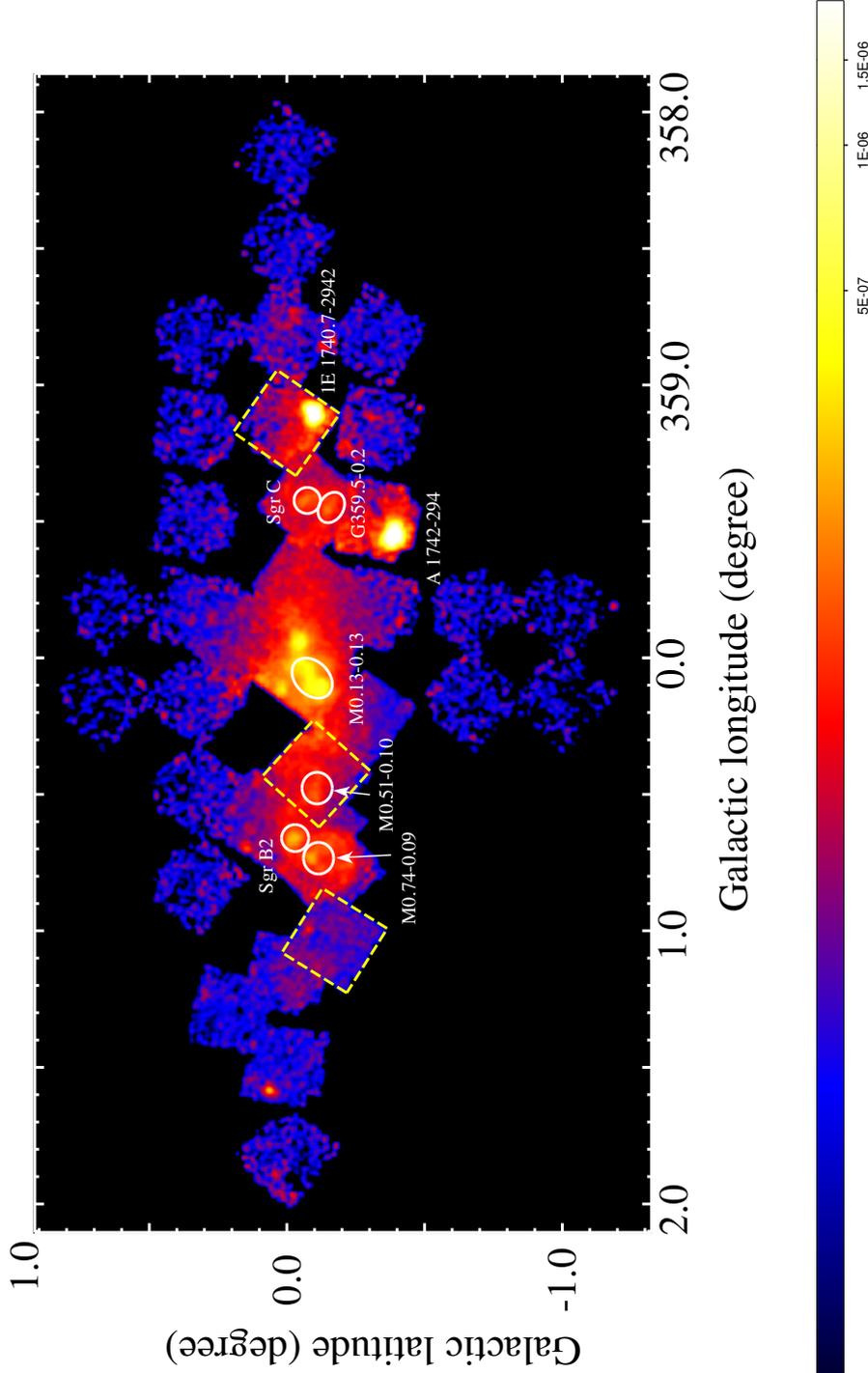


図 1.11: すざくによる銀河中心 6.4 (6.30–6.50) keV 輝線バンドマップ。複数の clump 状構造が存在する (実線で囲んだ楕円領域)。これらは外部からの硬 X 線で輝く X 線反射星雲候補である (Koyama et al. 1996, 2007b, 2008; Murakami et al. 2000, 2001a, b; Nobukawa et al. 2008)。破線領域については図 1.10 と同様。

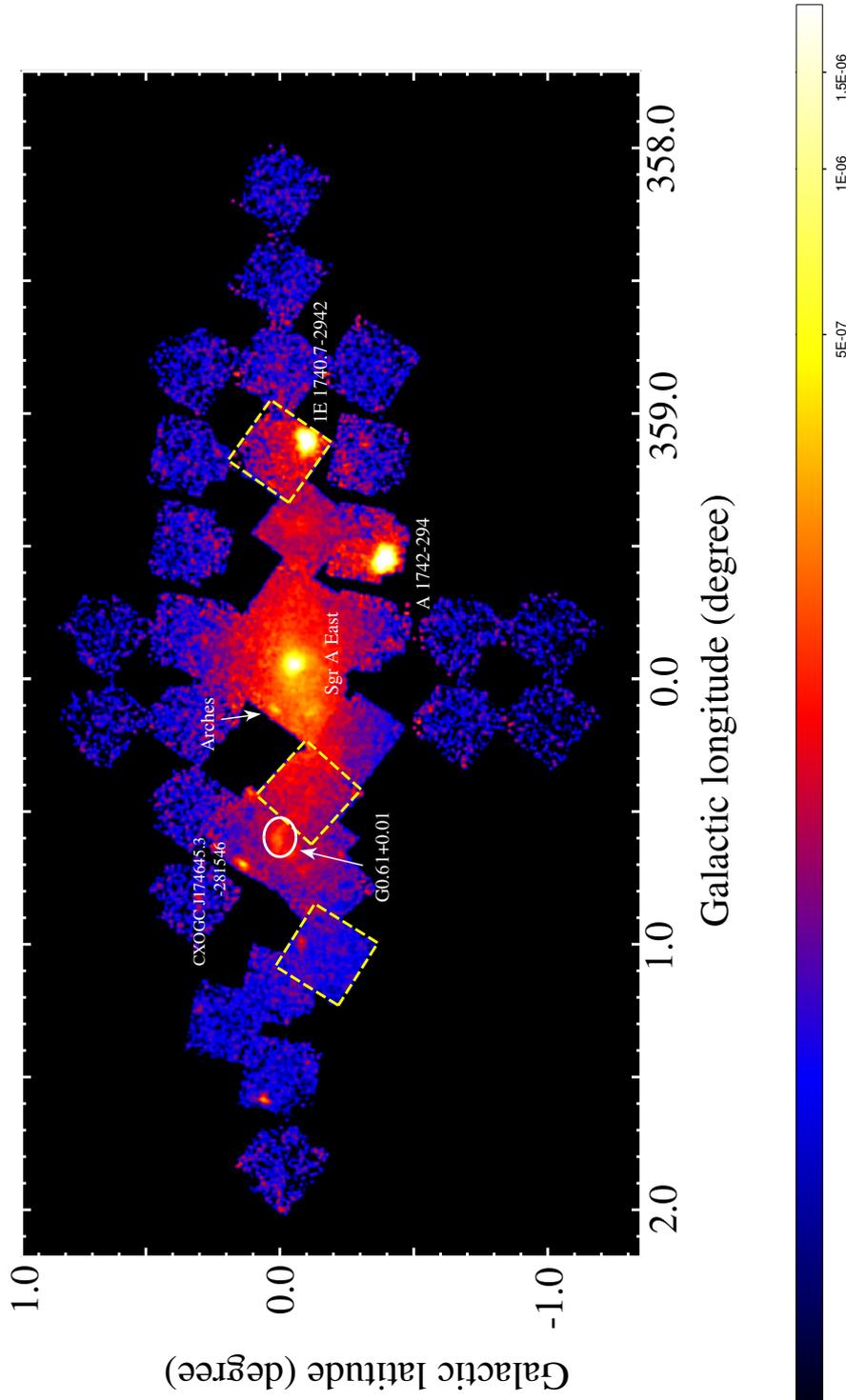


図 1.12: すざくによる銀河中心 6.7(6.55–6.80) keV 輝線バンドマップ。超新星残骸候補 Sgr A East(Koyama et al. 2007d)、G0.61+0.01(Koyama et al. 2007b) の他に Arches 星団 (Tsujiimoto et al. 2007)、CXOGC J174645.3–281546(Hyodo et al. 2008) などが見られる。破線領域については図 1.10 と同様。

第2章 X線天文衛星「すざく」

2.1 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(Mitsuda et al. 2007)。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)、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。

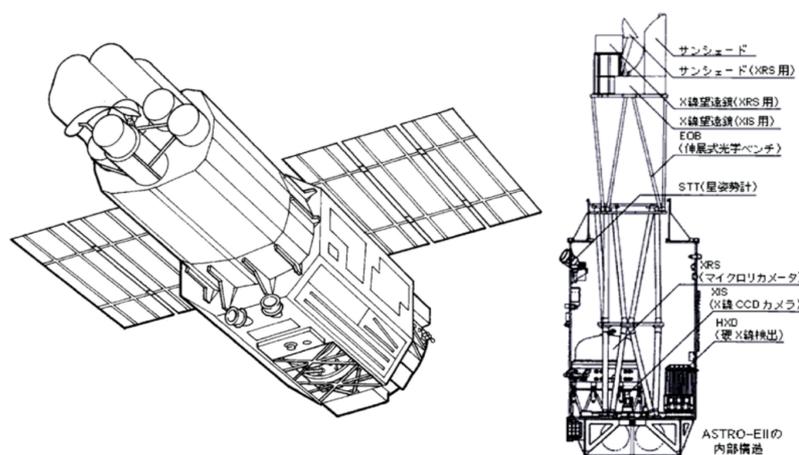


図 2.1: 「すざく」概観図。左：下から見上げた鏡筒展開後の「すざく」。右：側面から見た「すざく」の内部構造と各検出器の位置。

「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(Kelley et al. 2007)が置かれている。また、これらに加え、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、0.2–600keVに渡る広帯域X線スペクトルを取得

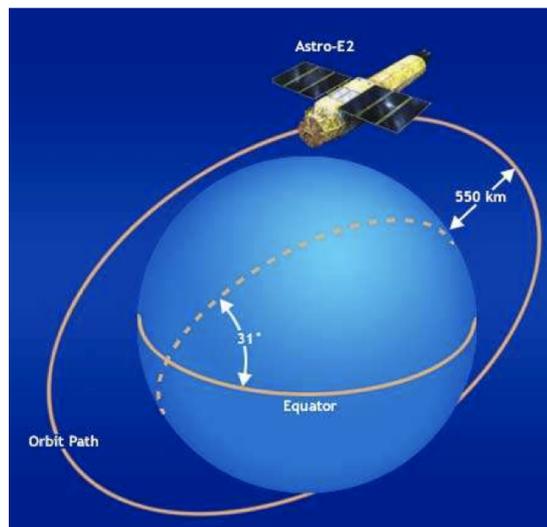


図 2.2: 「すざく」の軌道。高度約 550km、軌道傾斜角 31 度、軌道周期 96 分の略円軌道である。

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。

2.2 X線望遠鏡 XRT

「すざく」搭載の XRT(X-Ray Telescope; 図 2.3) は「あすか」搭載の X 線望遠鏡を改良した多重薄板 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 (Serlemitsos et al. 2007)。



図 2.3: XRT 外観

多重薄板型 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 (1 台あたり 20 kg) でかつ開口率が高い (~ 60%)、という特徴を持つ。XRT は鉄 K 輝線バンド 6–7 keV で現行の *XMM-Newton* に匹敵す

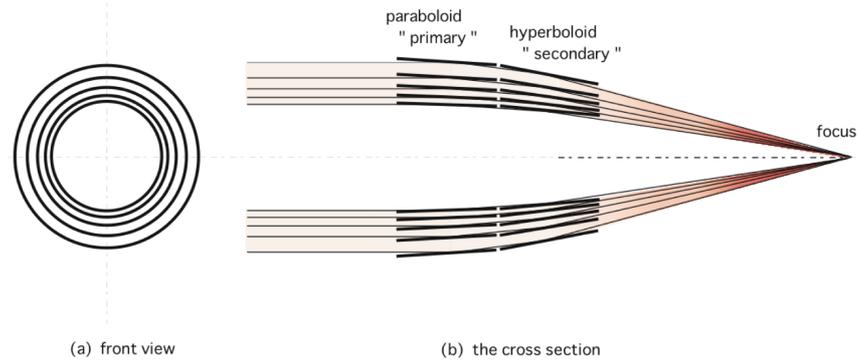


図 2.4: Wolter-I type grazing incident optics

る有効面積を有する。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てしまう。また、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。

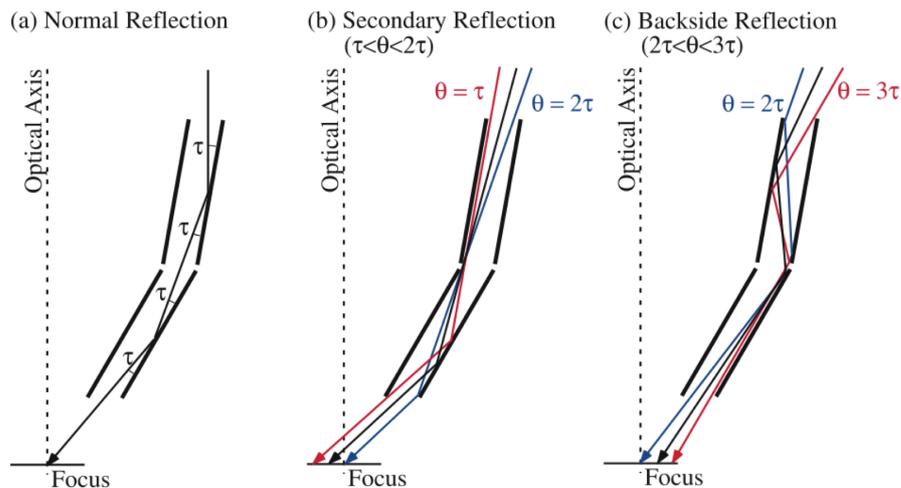


図 2.5: 正規の斜入射光路(左)。非正規の入射光路(中、右)。

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 ~ 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。

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ネッティング(vignetting)と呼ぶ。図 2.9にXRTのvignetting曲線を示す。

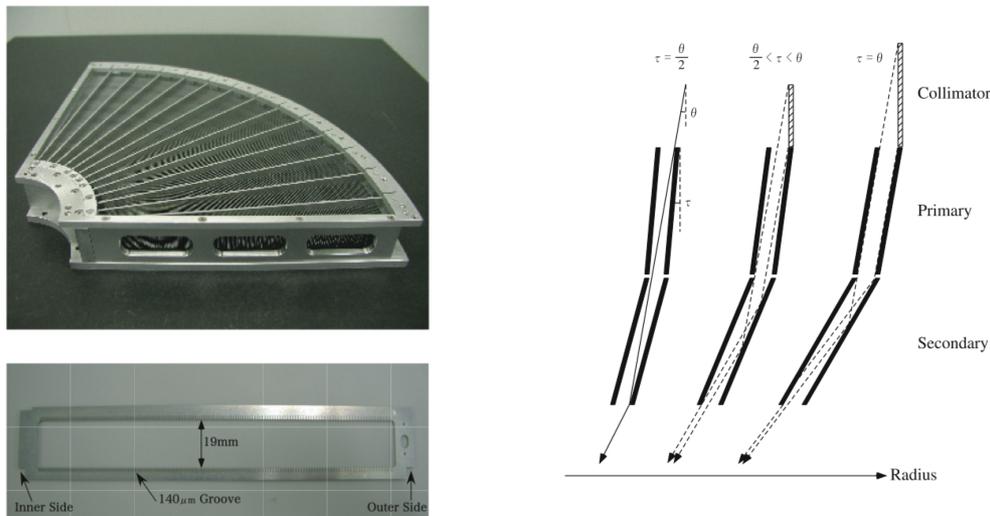


図 2.6: プレコリメータ外観(左)。プレコリメータによって非正規の入射を低減できる(右)。

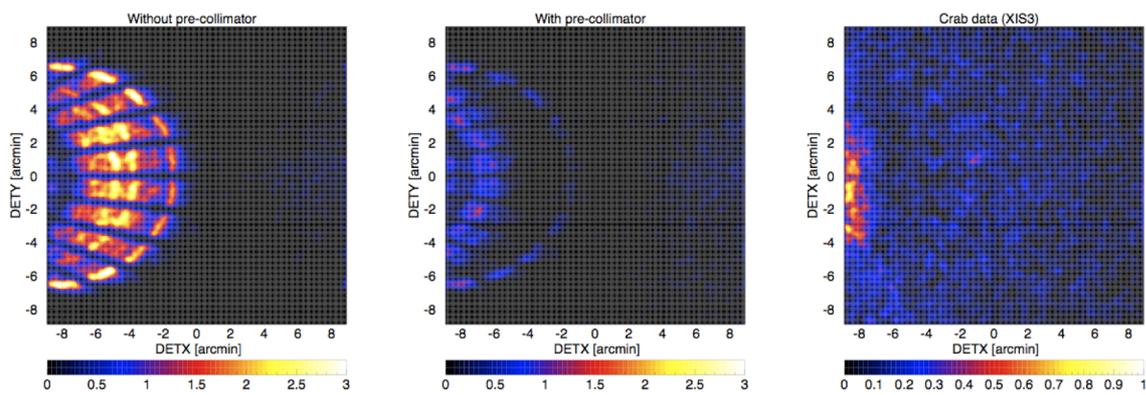


図 2.7: シミュレーションによる視野中心から 20 分離れた点源の迷光イメージ (左:プレコリメータ無し 中:プレコリメータ有)。および視野中心から 20 分離れたカニ星雲の「すざく」による実測イメージ (右)。

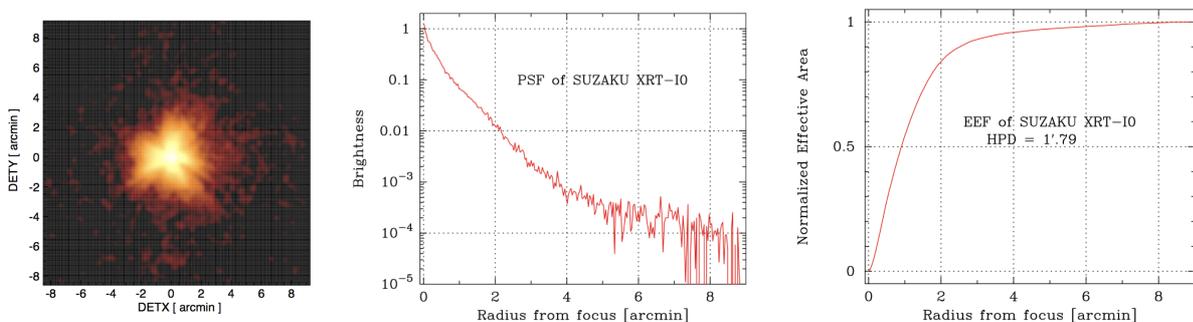


図 2.8: 「すざく」で観測した点源 (SS Cyg) のイメージ(左)。Point spread function(中)。Encircled-energy function(右)。

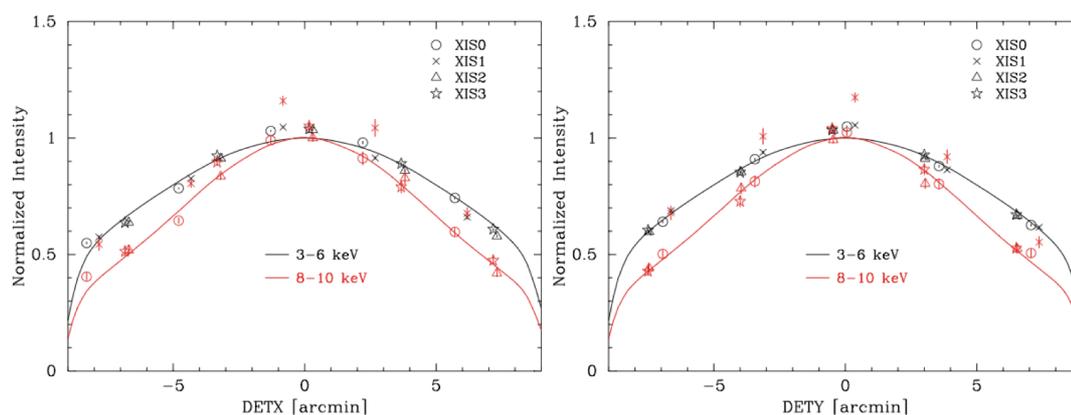


図 2.9: カニ星雲を用いて実測した XRT の vignetting 曲線。検出器の 2 方向 (左、右)、および、3–6keV(黒) と 8–10keV(赤) について示してある。

XRT の性能を表 2.1 にまとめた。

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	$0^{\circ}.18 - 0^{\circ}.60$
視野@1keV/7keV	19'/19'
有効面積 †@1.5keV/7keV	450cm ² /250cm ²
角度分解能 (HPD)	2'.0

†: 1 台当たり

2.3 X線 CCD カメラ XIS

「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; Koyama et al. 2007a)。

2.3.1 CCD 検出器

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



図 2.10: XIS 外観

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 1024×1024 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 2.11) 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、空乏層が薄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。

同じ CCD カメラである *ASCA/SIS* に比べ以下のような改良点を加えられており、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°C から -90°C に下げることにより暗電流を大幅に押えるとともに、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。

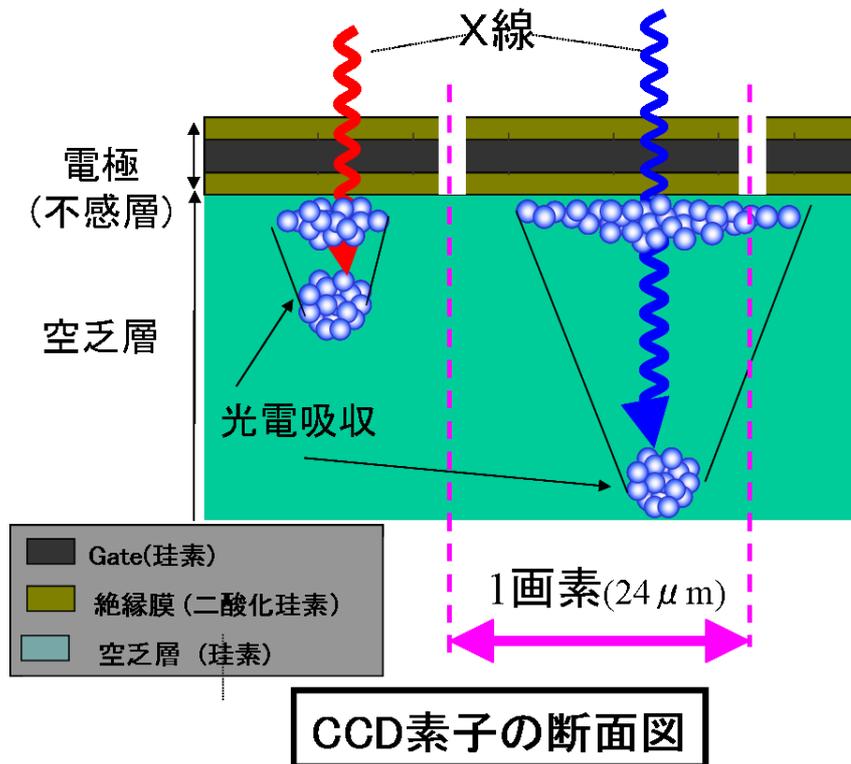


図 2.11: 表面照射型 X 線 CCD による X 線の検出原理

- 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)。

2.3.2 SCI 機能

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。ここで、 $CTI = 1 - CTE$ である。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。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。事実、観測開始から 1 年間でエネルギー分解能が 140 eV から 200 eV に劣化していることが確認されている。

CTI は宇宙線によって CCD の結晶に格子欠陥が生じ、電荷トラップができることに起因する。XIS には撮像領域上部に人工的に電荷を注入できる機能 (Charge Injection: CI) がある。CI 機能を用いて「犠牲電荷」を注入してあらかじめトラップを埋めておけば、X

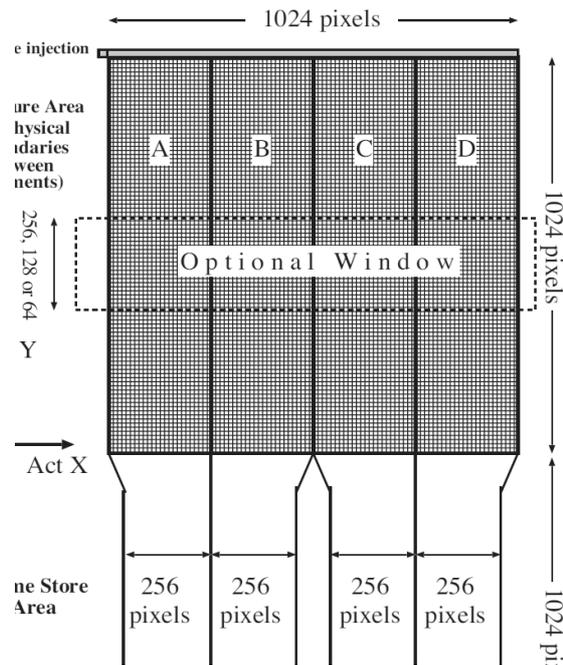


図 2.12: XIS の読みだしシステム。

線イベントによって生じた電荷は失われることなく転送することができる。この機能を Spaced-row Charge Injection (SCI) と呼ぶ。

「すざく」は2006年8月にSCIの機上試験を行い、9月から実際に観測を開始している。その結果、200 eVまで劣化したエネルギー分解能を打ち上げ当初の150 eVにまで回復している。さらに打ち上げから2年以上経った現在でも分解能はほとんど劣化していない(図 2.13)。

表 2.2: XIS の性能

視野	17'.8 × 17'.8
有感エネルギー帯域	0.2–12 keV
撮像ピクセル数	1024 × 1024
ピクセルサイズ	24 μm × 24 μm
エネルギー分解能 (FWHM)	~ 150 eV @6 keV (SCI-on 時)
有効面積	340 cm ² (FI), 390 cm ² (BI) @1.5 keV 150 cm ² (FI), 100 cm ² (BI) @8 keV
時間分解能	8 s

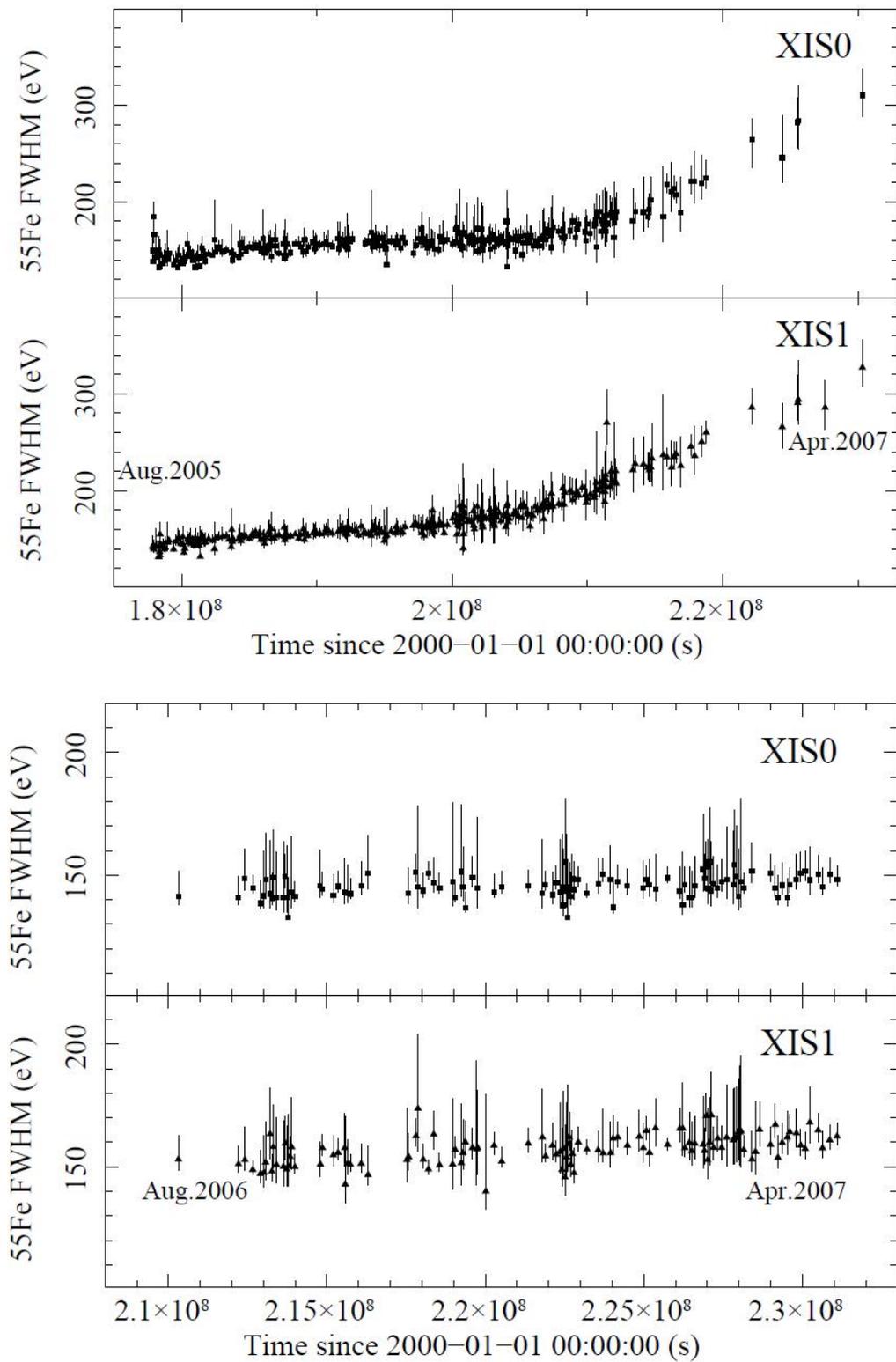


図 2.13: 輝線分解能の変化 (^{55}Fe 較正線源 MnI $K\alpha$; 5.895 keV)。上 : SCIなし。下 : SCIあり。

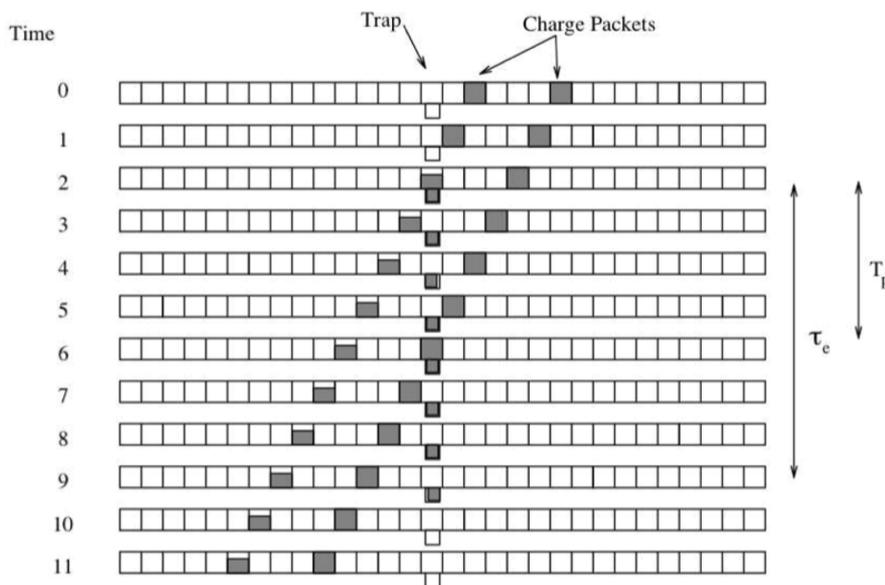


図 2.14: SCI(Spaced-row Charge Injection) 機能の概念図。電荷は右から左に転送される。先に転送されている電荷はトラップにより一部を失うが、後の電荷はトラップが埋まっているために損失がない。

2.4 硬 X 線検出器 HXD

HXD (Hard X-ray Detector; Takahashi et al. 2007) (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 10–600 keV 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。

2.4.1 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°.6×4°.6(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 (<100 keV) での視野は 0°.56×0°.56(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。

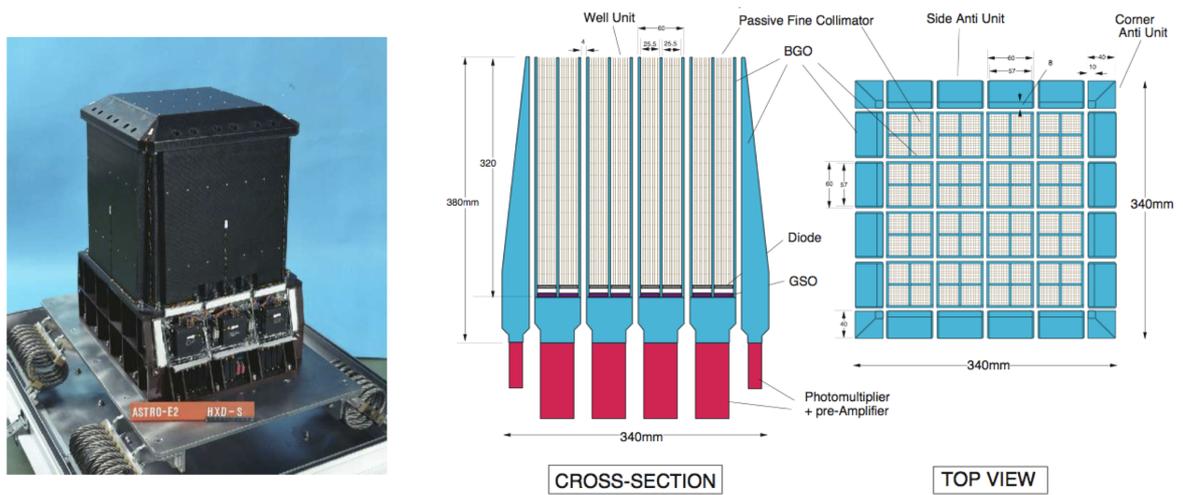


図 2.15: HXD 外観 (左)。HXD の構造 (右)。

2.4.2 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 (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 2.3 にまとめた。

表 2.3: HXD の性能

HXD	
視野	$4^\circ.5 \times 4^\circ.5$ ($>100 \text{ keV}$) $34' \times 34'$ ($<100 \text{ keV}$)
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	2π (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

第3章 観測データと解析ツール

すざくによる銀河中心領域の観測は打ち上げから2ヶ月後の2005年9月23日から開始した。PV(performance verification)とAO(公募観測)で採択されたものを合わせて、2008年1月31日までに50キロ秒以上の長時間ポインティング14とマッピング22観測に対して行っており、合計観測時間はおよそ1800キロ秒である(表3.1)。観測にはすざく搭載のXIS(full window + normal mode)とHXDの両方で行われたが、本論文では1–10 keVバンドに注目するのでXISのみを使用した。

衛星が地球を向いている時間と地球の昼の部分の大気からのX線の洩れ込みを避けるために、衛星の視線方向と最も近い地球のへりの角度(elevation angle)が5度以下、あるいは地球の昼の部分との角度(day earth elevation angle)が20度以下の時間帯のデータは除いた。また、南大西洋磁気異常帯(South Atlantic anomaly)通過時と通過後436秒間のデータも取り除いた。解析においては一部を除いて、XISの較正データベース(CALDB)としてversion 2007–10–31のものを、解析用softwareにはHEADAS 6.3.1とスペクトル解析にXSPEC 11.3.2を用いた。

XISには2種類のCCD素子、FI(XIS0, 2, 3)とBI(XIS1)が使用されている。FI3台の応答関数はほとんど同じであるので、一部のデータに関しては足し合わせて解析を行っている(第5, 6章)。応答関数及び有効面積の計算はそれぞれHEADASに含まれているxisrmfgen, xissimarfgenを用いて作成した。また、解析により求めた数値のエラーは、特に断りのない限り90%の範囲を示している。

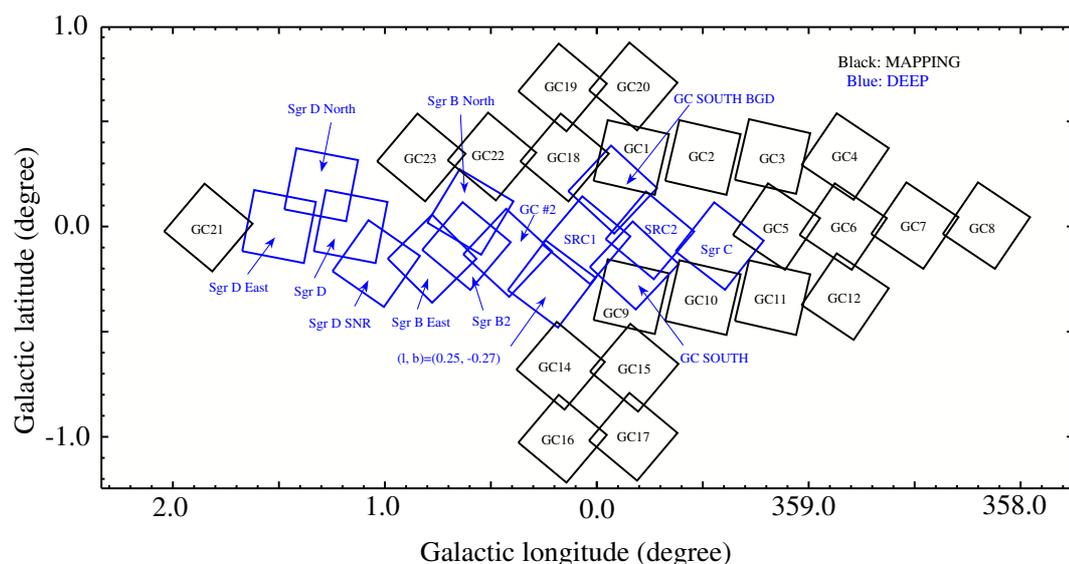


図 3.1: 「すざく」の銀河中心観測領域。黒はマッピング (20–26 ks)、青はディープポインティング観測 (50 ks 以上) に対応した XIS の FOV(Field of View)。観測領域の名前は表 3.1 に準ずる。ただし、SRC1 と SRC2 は Sgr A East と Sgr A West を表す。

表 3.1: すざくによる銀河中心の観測

Target name	Sequence Number	Pointing direction		Observation start time	Effective Exposure (ks)
		R.A.	Decl.		
Sgr A East*	100027010 / 100037040	17 ^h 46 ^m 03 ^s	-28°55'33"	2005-09-23 07:07 2005-09-30 07:41	87.7
Sgr A West*	100027020 / 100037010	17 ^h 45 ^m 13 ^s	-29°10'16"	2005-09-24 14:16 2005-09-29 04:25	86.5
GC SGR B2	100037060	17 ^h 47 ^m 30 ^s	-28°26'27"	2005-10-10 12:07	76.6
Sgr C	500018010	17 ^h 44 ^m 37 ^s	-29°28'10"	2006-02-20 12:30	106.9
GC Number2	500005010	17 ^h 47 ^m 05 ^s	-28°37'53"	2006-03-27 22:40	88.4
GC SOUTH	501008010	17 ^h 46 ^m 00 ^s	-29°10'03"	2006-09-26 14:14	129.6
GC SOUTH BGD	501009010	17 ^h 44 ^m 45 ^s	-28°54'23"	2006-09-29 21:25	51.2
GC SGR B NORTH*	501040010 / 501040020	17 ^h 46 ^m 38 ^s	-28°22'49"	2006-09-21 17:21 2006-09-24 05:03	106.2
GC SGR B EAST	501039010	17 ^h 48 ^m 05 ^s	-28°21'09"	2007-03-03 12:05	96.4
SGR D	501059010	17 ^h 47 ^m 55 ^s	-27°43'16"	2007-03-15 18:55	62.2
SGR D NORTH	501058010	17 ^h 48 ^m 22 ^s	-27°56'19"	2007-03-14 05:00	63.2
SGR D EAST	501039010	17 ^h 49 ^m 09 ^s	-27°39'11"	2007-03-17 05:06	64.8
(L,B)=(0.25,-0.27)	502022010	17 ^h 47 ^m 16 ^s	-28°51'46"	2007-08-31 12:19	134.8
SGR D SNR	502020010	17 ^h 48 ^m 46 ^s	-28°07'31"	2007-09-09 16:10	139.1
GC1	501046010	17 ^h 43 ^m 55 ^s	-28°54'15"	2007-03-10 14:43	25.2
GC2	501047010	17 ^h 43 ^m 07 ^s	-29°11'16"	2007-03-11 03:55	25.6
GC3	501048010	17 ^h 42 ^m 19 ^s	-29°28'16"	2007-03-11 19:04	27.5
GC4	501049010	17 ^h 41 ^m 31 ^s	-29°45'16"	2006-10-08 10:19	19.6
GC5	501050010	17 ^h 43 ^m 37 ^s	-29°38'47"	2006-10-09 02:19	22.0
GC6	501051010	17 ^h 42 ^m 49 ^s	-29°55'49"	2006-10-09 13:39	21.9
GC7	501052010	17 ^h 42 ^m 00 ^s	-30°12'49"	2006-10-10 06:44	19.3
GC8	501053010	17 ^h 41 ^m 11 ^s	-30°29'47"	2006-10-10 21:18	21.9
GC9	501054010	17 ^h 46 ^m 32 ^s	-29°15'06"	2007-03-12 08:09	26.1
GC10	501055010	17 ^h 45 ^m 44 ^s	-29°32'12"	2007-03-12 23:58	27.2
GC11	501056010	17 ^h 44 ^m 56 ^s	-29°49'16"	2007-03-13 15:40	26.5
GC12	501057010	17 ^h 44 ^m 08 ^s	-30°06'18"	2006-10-11 10:06	20.5
GC14	502002010	17 ^h 48 ^m 37 ^s	-29°08'21"	2007-10-09 16:40	23.2
GC15	502003010	17 ^h 47 ^m 50 ^s	-29°25'28"	2007-10-10 03:41	21.5
GC16	502004010	17 ^h 49 ^m 56 ^s	-29°18'39"	2007-10-10 15:21	19.9
GC17	502005010	17 ^h 49 ^m 09 ^s	-29°35'47"	2007-10-11 01:01	20.6
GC18	502006010	17 ^h 44 ^m 43 ^s	-28°37'13"	2007-10-11 11:34	22.6
GC19	502007010	17 ^h 43 ^m 26 ^s	-28°26'44"	2007-10-11 23:09	22.0
GC20	502008010	17 ^h 42 ^m 38 ^s	-28°43'44"	2007-10-12 09:52	23.8
GC21	502009010	17 ^h 49 ^m 55 ^s	-27°22'02"	2007-10-12 21:52	20.9
GC22	502010010	17 ^h 45 ^m 31 ^s	-28°20'09"	2007-10-13 07:32	21.6
GC23	502011010	17 ^h 46 ^m 18 ^s	-28°03'04"	2007-10-13 18:51	23.0
Total					1874

*観測が2回に分かれている。Exposure時間は2つの合計である。

第4章 銀河中心の鉄輝線放射

4.1 銀河中心の狭輝線バンドイメージ

すざく/XISの特徴は優れたエネルギー分解能、大有効面積、安定/低バックグラウンドであり、広がって輝線を放射する天体の研究には最適な検出器である。この性能を最大限に生かす解析手法の1つは狭輝線マッピングであろう。銀河中心は様々な天体が密集しており、対象天体を広いバンドで観測しても他天体からの連続成分の混入を受けるために見つかりにくい。しかしながら輝線バンドでは他天体の混入を抑えることができ、これまで見つからなかった輝線天体を発見できるのである。そこで、私はこれまでの観測データから輝線バンドイメージを作成することにした。

生データはX線望遠鏡(X-Ray Telescope)による vignetting (視野の中央の方が端よりも有効面積が大きくなる。図 2.9 を参照。)の効果と天体起源のX線以外のバックグラウンド(Non-X-ray Background: NXB)を含む。まず生データから任意のバンドでイメージを作り、すざく XIS チームから配布されている NXB データベース (version 0.7)¹ から抽出した同バンドのNXBを差し引いた。次に xissim (Ishisaki et al. 2007) を用いて、天空の広い領域から一様な flux (flat field) でX線が降ってくる場合にXISがどのように受けるか、をシミュレートして flat field イメージを作成した。NXBを差し引いたイメージを作成した flat field イメージで割り算することで vignetting の効果を補正した。銀河中心のスペクトルには複数の輝線が存在するが、その中でも特に目立つSXV $K\alpha$ 、FeI $K\alpha$ 、FeXXV $K\alpha$ の狭輝線バンドイメージを図 1.10、1.11、1.12 に載せる。この3つのバンドイメージから新たな構造を発見した。その結果を第5、6章で述べる。その他、各バンドイメージの解説については第1章を参照のこと。

4.2 銀河中心に広がる鉄輝線の分布

銀河中心のX線スペクトルの特徴の1つは3本の鉄輝線である。6.4, 6.7, 6.9 keV 輝線はそれぞれ中性、He-like, H-like の鉄原子及びイオンのL→K遷移の際に放射される特性X線である。図 1.11, 1.12 を比べると 6.4 keV と 6.7 keV の強度分布は明らかに違っていることがわかる。以下では詳細な輝線強度分布を調べるためにそれぞれの観測毎にスペクトルを取得して、輝線強度を求める。

4.2.1 スペクトルフィッティング

解析には表 3.1 のデータを用いた。50 ks 以上の長時間観測については $6' \times 6'$ に区切ってスペクトルを取得した。マッピング観測は、観測時間が 20–26 ks と短いことと、銀河中心から離れているために拡散X線の放射強度自体が弱くなっていることから、 $6' \times 6'$ に

¹<http://www.astro.isas.jaxa.jp/suzaku/analysis/xis/nte/>

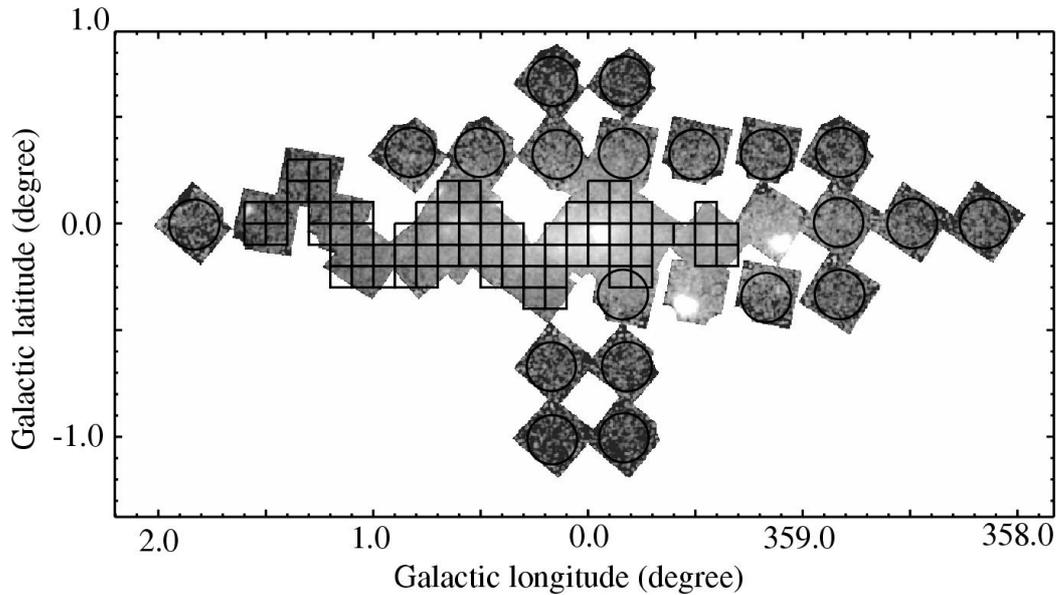


図 4.1: 鉄輝線フィッティングに用いたスペクトルを取得した領域。50 ks 以上の長時間観測については $6' \times 6'$ 刻みの領域としたが、マッピング観測は統計が得られないために視野中心から $7'$ 円領域とした。イメージは 6.7 keV バンドのもの。

区切ってしまうと輝線強度決定の統計が十分に得られない。そのため、観測領域の中心から半径 $7'$ 円領域のスペクトルを使うことにした (図 4.2)。バックグラウンドは `xisnxbgen` を用いて作成した NXB スペクトルを使用した。

本解析の目的は3つの鉄輝線の強度分布を求めることである。そこで、スペクトルフィットモデルとして

$$\text{wabs (PL + 10 lines) + wabs (PL)}$$

を使用することにした。ここで、`wabs` は星間空間の元素組成比を太陽組成と仮定した光電吸収モデルであり、水素柱密度 N_{H} (cm^{-2}) のみをパラメータとする。PL はパワーロー型の連続成分を表し、パラメータはベキ (photon index) Γ と 1 keV での flux ($\text{photons s}^{-1} \text{cm}^{-2} \text{keV}^{-1}$) である。輝線は3つの鉄輝線 ($\text{FeI K}\alpha$, $\text{FeXXV K}\alpha$, $\text{FeXXVI K}\alpha$) に、 $\text{FeI K}\beta$, $\text{NiI K}\beta$, $\text{NiXXVII K}\alpha$, $\text{FeXXV K}\beta$, $\text{FeXXVI K}\beta$, $\text{FeXXV K}\gamma$, $\text{FeXXVI K}\gamma$ を加えた。各輝線中心エネルギーは GC SRC1, 2 の Sgr A East を除いた領域から求められた値 (表 4.1, Koyama et al. 2007c) で固定したが、 $\text{FeI K}\alpha$, $\text{FeXXV K}\alpha$, $\text{FeXXVI K}\alpha$ についてはモデルとデータに residual があった場合は中心エネルギーを変動させた。バックグラウンドとして NXB は差し引いているが、CXB (Cosmic X-ray Background) が残っている。CXB は銀河系外の天体 (活動銀河核) の重ね合わせであるので、そのスペクトルは銀河中心までのものより2倍の星間吸収を受けているだろう。そこで、CXB を表現するモデルとして第1項の2倍の星間吸収を受けたベキ $\Gamma = 1.48$ のパワーローを追加した。強度は「すざく」が北黄極を観測したデータより求めた $8.5 \times 10^{-7} \text{ photons s}^{-1} \text{cm}^{-2} \text{keV}^{-1} \text{arcmin}^{-2}$ (@1 keV) を用いた。フィッティング結果を巻末の表 A に示す。

表 4.1: 銀河中心のスペクトルから得られた輝線エネルギー中心値 (Koyama et al. 2007c)。

line	observed energy (eV)
FeI K α	6409^{+1}_{-1}
FeXXV K α	6680^{+1}_{-1}
FeXXVI K α	6969^{+6}_{-3}
FeI K β	$7069 = 1.103 \times E(\text{FeI K}\alpha)$
NiI K β	7490^{+12}_{-14}
NiXXVII K α	7781^{+24}_{-31}
FeXXV K β	$7891 = 110 + E(\text{NiXXVII K}\alpha)$
FeXXVI K β	8220^{+31}_{-22}
FeXXV K γ	$8264 = 44 + E(\text{FeXXVI K}\beta)$
FeXXVI K γ	8681^{+33}_{-32}

4.2.2 輝線強度分布

4.2.1 節で求めた結果を使って、銀径方向の強度分布を調べた。図 4.2, 4.3 はそれぞれ、銀緯 $+0^\circ.05 \pm 0^\circ.05$, $-0^\circ.05 \pm 0^\circ.05$, $-0^\circ.15 \pm 0^\circ.05$, $-0^\circ.25 \pm 0^\circ.05$ での 6.4, 6.7, 6.9 keV 輝線強度の分布を表している。赤いデータ点は X 線反射星雲や超新星残骸などローカルな構造、あるいは周囲に比べて放射に超過がある部分を示す。

6.4 keV 輝線強度分布は全体として中心から離れるにつれて減少しているが、局所的に強度が強くなっているところもいくつか見られる。強い放射領域の多くは Sgr B2 や Sgr C などの X 線反射星雲に対応しており、過去の観測からも強い 6.4 keV 放射が観測されている (e. g., Koyama et al. 1996; Murakami et al. 2001b)。加えて、本観測においては Sgr D 領域 ($l \sim 1^\circ$) や Sgr E 領域 ($l \sim -1^\circ.5$) から相対的に強い 6.4 keV 放射が初めて確認された。一方で、6.7, 6.9 keV 輝線の強度分布中心 ($l = -0^\circ.05$) をピークにスムーズに減少しており、両者は非常に良く似ている。 $b = -0^\circ.05$ の図で、 $l \sim 0^\circ.6$ で強度が強くなっているのは超新星残骸候補 G0.61+0.01 (Koyama et al. 2007b) に対応したものである。

次に 6.4 keV と 6.7 keV、6.7 keV と 6.9 keV の輝線強度を比較した (図 4.4)。6.4 keV と 6.7 keV の分布はバラバラであるのに対して、6.7 keV と 6.9 keV は比例関係にある。

$[6.9 \text{ keV}]/[6.7 \text{ keV}]$ は場所によらず、0.2–0.6 ($kT = 5 - 8 \text{ keV}$) に分布している。また、 $[6.9 \text{ keV}]/[6.7 \text{ keV}]$ の平均値は 0.35 ± 0.01 であり、電離平衡の熱的プラズマの温度に換算すると $kT = 6.6 \pm 0.1 \text{ keV}$ となる (図 4.5)。この結果は Koyama et al. (2007c) により得られた $l = -0^\circ.4 - +0^\circ.2$ の値とコンシステントであり、輝線の強度が小さくなっても、すなわち銀河中心からさらに離れた位置でも同じ温度のプラズマが広がっていることを意味する。

4.3 議論

銀河中心の鉄輝線の起源についての考察をする。6.4 keV イメージ (図 1.11) と 6.7 keV イメージ (図 1.12) や、図 4.2, 4.3 などから 6.4 keV 輝線と 6.7 keV 輝線の強度分布は異なり、起源もまた違うものであることがわかる。一方で、He と H 状に電離した鉄イオンが起源である 6.7, 6.9 keV 輝線は同じ起源であるだろう。

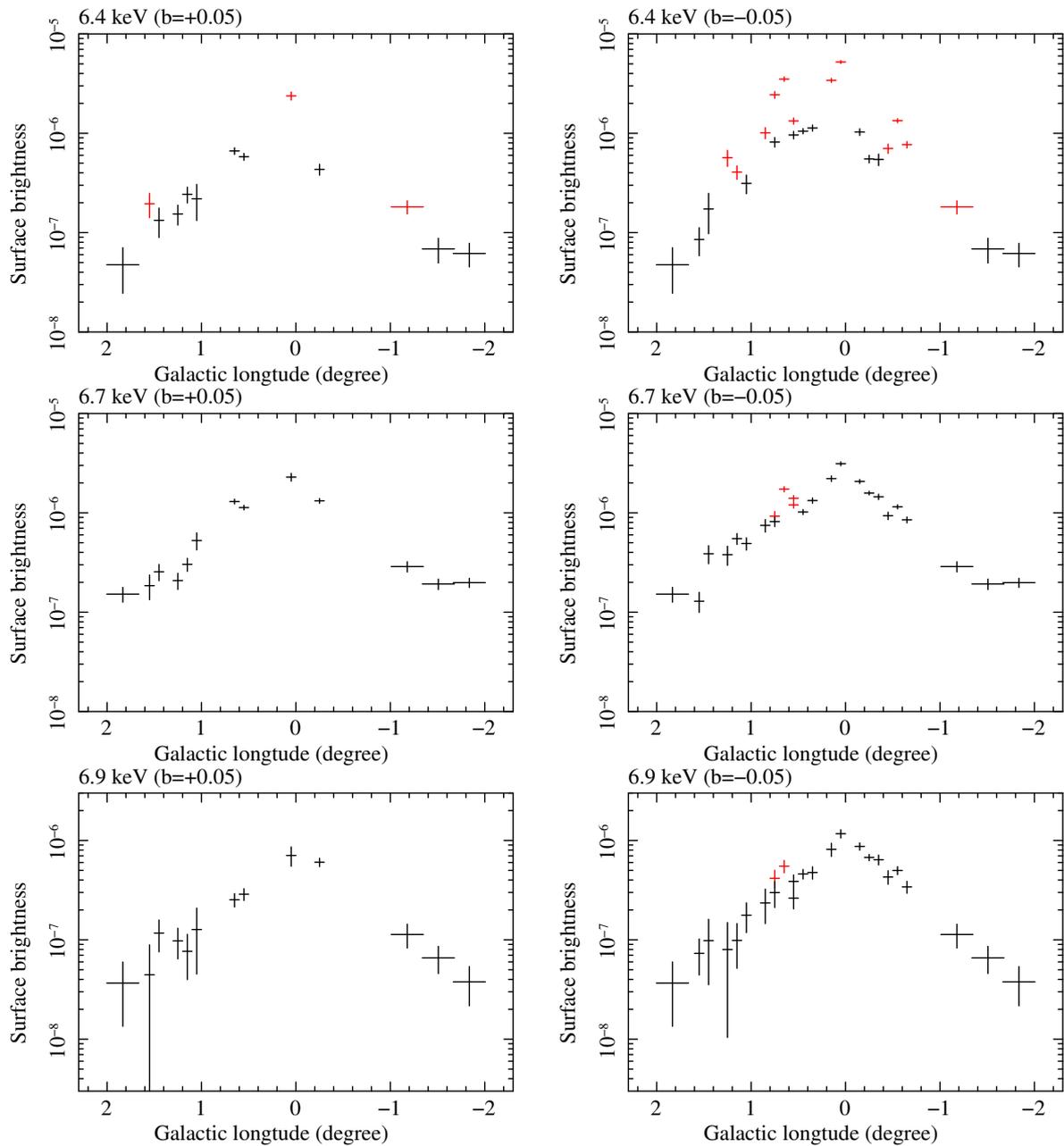


図 4.2: 銀径方向の 6.4, 6.7, 6.9 keV 輝線強度分布 ($b = +0^{\circ}.05, -0^{\circ}.05$)。赤データ点は X 線反射星雲や超新星残骸などローカルな構造を示す。

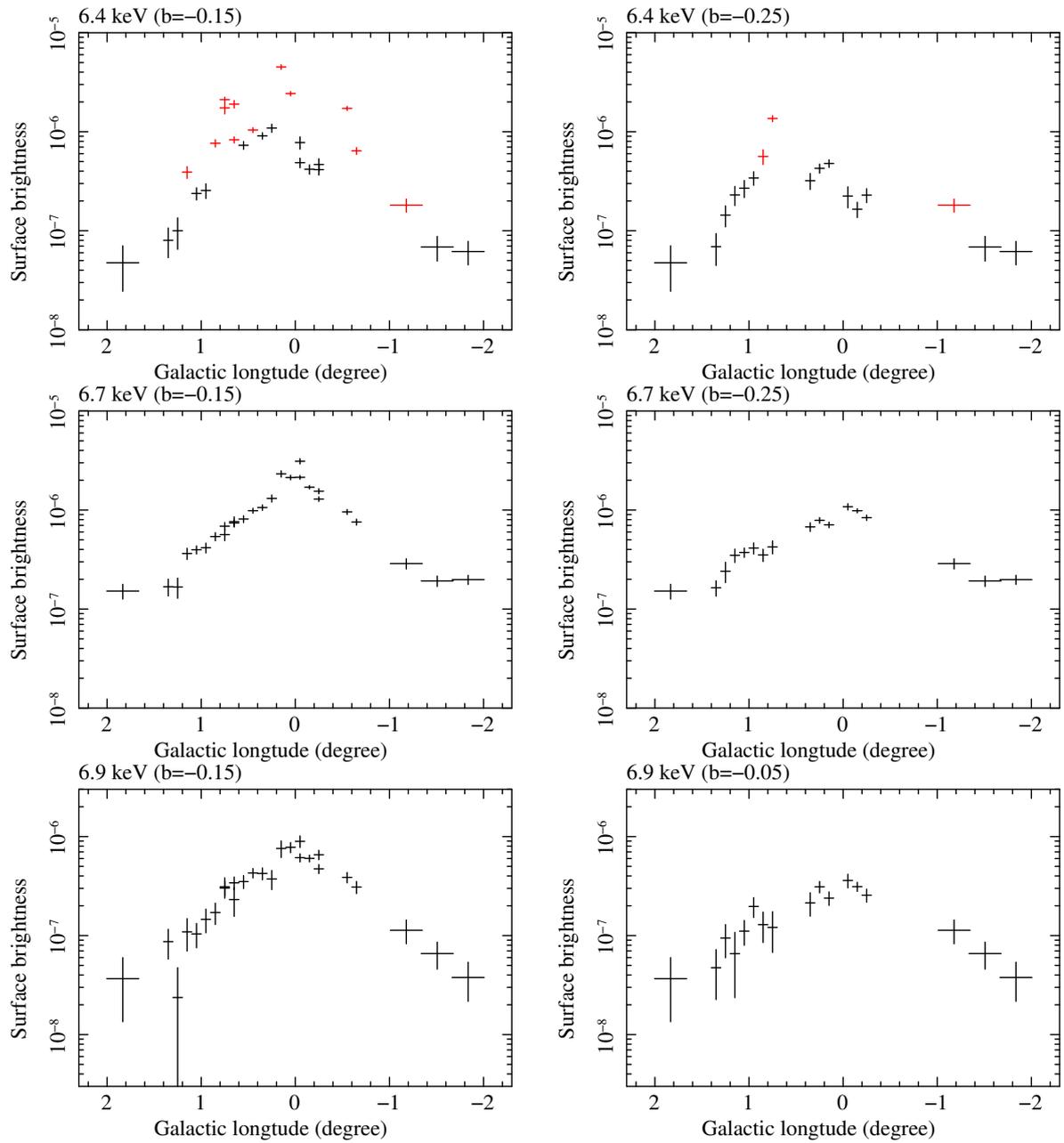


図 4.3: 図 4.2 と同じ。ただし $b = -0^{\circ}.15, -0^{\circ}.25$ 。

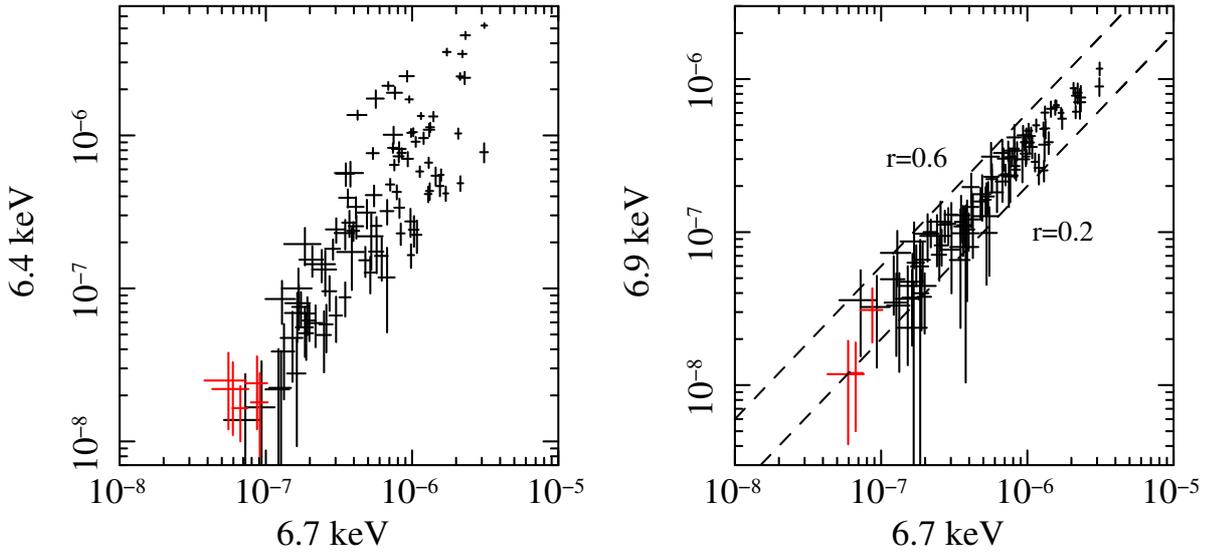


図 4.4: [

6.4–6.7 keV、6.7–6.9 keV 輝線強度の比較] 6.4–6.7 keV、6.7–6.9 keV 輝線強度の比較。赤いデータは銀河中心から約 10 度以上離れたリッジのものを示す。右図の破線は [6.9 keV]/[6.7 keV] 輝線強度比が 0.2, 0.6 を表す。これらの比はプラズマ温度で $kT \sim 5, 8$ keV に対応する。

4.3.1 6.4 keV 輝線の分布

6.4 keV 輝線は中性状態の鉄を含む低温ガス雲からの放射であろう。実際、Sgr B2 や Sgr C、Radio Arc 領域には巨大分子雲が存在しており (図 1.1, Tsuboi et al. 1999)、過去の X 線観測からも 6.4 keV 放射の超過が見られた領域である。一方で、Sgr D ($l \sim 1^\circ$) や Sgr E ($l \sim -1^\circ$) 領域においても超過が検出されたのは初めてのことである。Sgr D 領域には Sgr B2 や Sgr C に匹敵する質量 $M \sim 10^6 M_\odot$ の分子雲が広がっているため、この領域からの 6.4 keV 放射は十分に考えられることである。一方で Sgr E 領域はコンパクト HII 領域が点在しているだけであり (LaRosa et al. 2000)、中心領域 ($|l| < 1^\circ$) に比べて観測も少ないために特に目立った分子雲は確認されていない。しかし、6.4 keV 放射があるということは確かに中性状態の鉄原子が多数存在する証拠であり、深い観測を行えば分子雲が見つかることが期待できるだろう。

さて、図 4.2, 4.3 において局所的な構造を赤で示した。赤データを除くと、ピークは Sgr A* (銀径 $\sim -0^\circ.05$) ではなく、わずかに銀径正方向にシフトしているように見える。そこで、6.4 keV 輝線強度を

$$S^{6.4\text{keV}} = S_0^{6.4\text{keV}} \exp\left(-\frac{|l' - l_0|}{\Delta l}\right) \exp\left(-\frac{|b' - b_0|}{\Delta b}\right) \quad (4.1)$$

で表してみると、 $S_0^{6.4\text{keV}} = 1.6(\pm 0.1) \times 10^{-6}$ photons $\text{s}^{-1} \text{cm}^{-2} \text{arcmin}^{-2}$ 、 $l_0 \sim 0^\circ.2$ 、 $\Delta l \sim 0^\circ.5$ 、 $b_0 \sim 0^\circ.0$ 、 $\Delta b \sim 0^\circ.2$ であった。但し、銀河中心 Sgr A* は銀河座標の中心 (l, b) = (0, 0) ではなく、 $(-0^\circ.05, -0^\circ.05)$ に位置しているので、ここで用いている (l', b') はそれぞれ Sgr A* を原点にした銀河座標である。すなわち、 $(l', b') = (l + 0^\circ.05, b + 0^\circ.05)$ の関係にある。

$l = -2^\circ - +2^\circ$ 、 $b = -1^\circ - +1^\circ$ を積分すると $I_{total}^{6.4\text{keV}} = 2 \times 10^{-3}$ photons $\text{s}^{-1} \text{cm}^{-2}$ の強度になる。これは Sgr B2 分子雲からの 6.4 keV 放射強度 2×10^{-4} photons $\text{s}^{-1} \text{cm}^{-2}$ の 10 倍

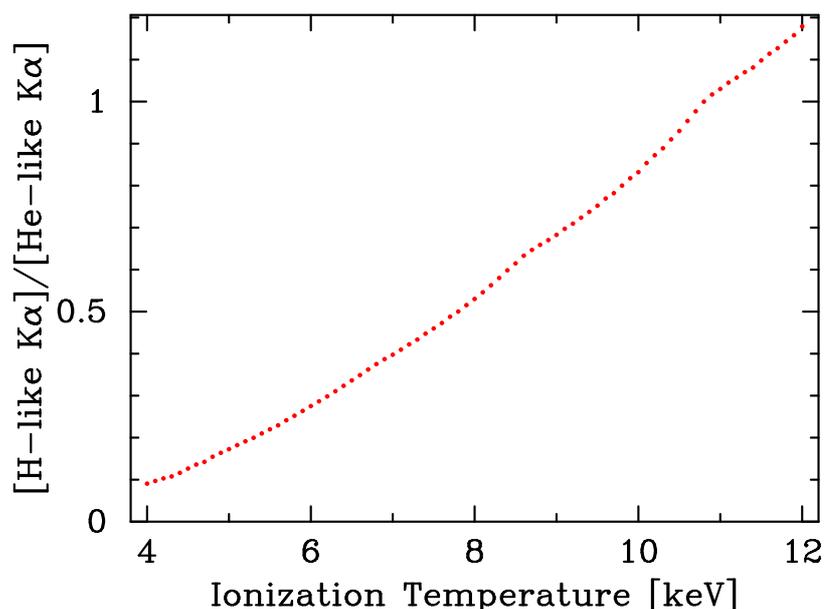


図 4.5: $[6.9 \text{ keV}]/[6.7 \text{ keV}]$ 輝線強度比とプラズマ温度の関係。

に相当する。また、局所的に放射が強い領域の 6.4 keV 輝線強度の合計は $\sim 10^{-3} \text{ photons s}^{-1} \text{ cm}^{-2}$ であった。X 線反射星雲など局所的な構造と同じかそれ以上に、一見何も無い領域からも強い 6.4 keV 放射が存在していることがわかる。

4.3.2 6.4 keV 放射起源

X 線起源—中性鉄の総質量—

Sgr B2, Sgr C, Radio Arc などの局所的な構造は「あすか」や *Chandra*, *XMM-Newton* で観測、起源について議論されている。Koyama et al. (1996), Murakami et al. (2001b) はそのスペクトルが大きい等価幅の鉄輝線を持ち、強い吸収を受けていることからこれらの分子雲が過去に明るかった Sgr A* が放射した X 線を、分子雲中の中性ガスが吸収、再放射、散乱した X 線反射星雲であろうと考えた。分子雲以外にも分子ガスは広がっており、それらが Sgr A* からの X 線を反射して 6.4 keV を放射しているのだろう。

Sgr A* の 250–300 年前の光度は $L_X \sim 10^{39} \text{ erg s}^{-1}$ であったと考えられている (Koyama et al. 1996; Murakami et al. 2001b; Nobukawa et al. 2008)。この値は他銀河の中心核 (活動銀河核) の明るさ $L_X = 10^{42-44} \text{ erg s}^{-1}$ よりも暗く、かつての Sgr A* は低光度活動銀河核に分類される。しかし、現在の光度はさらに低く、 $L_X = 10^{33-34} \text{ erg s}^{-1}$ であるから、この数百年の間に活動性が非常に低下したのであろう。その 1 つのアイデアが Sgr A* を取り囲む超新星残骸 Sgr A East との相互作用である。数百年前に Sgr A* に到達した Sgr A East の爆発衝撃波がブラックホール周囲の降着物質を排除し、活動性を低下したのではないだろうか (Maeda et al. 2002)。その場合、300 年前以前も Sgr A* は明るかったと考えてもよいだろう。

ここで、その光度が平均的に $L_{\text{SgrA}^*} = 10^{39} \text{ erg s}^{-1}$ であったとすると、Sgr A* からの距離が l' degree, 中性鉄原子数密度 $n_{\text{Fe}} \text{ cm}^{-3}$, 6.4 keV 輝線強度 $S^{6.4 \text{ keV}} \text{ photons s}^{-1} \text{ cm}^{-2}$

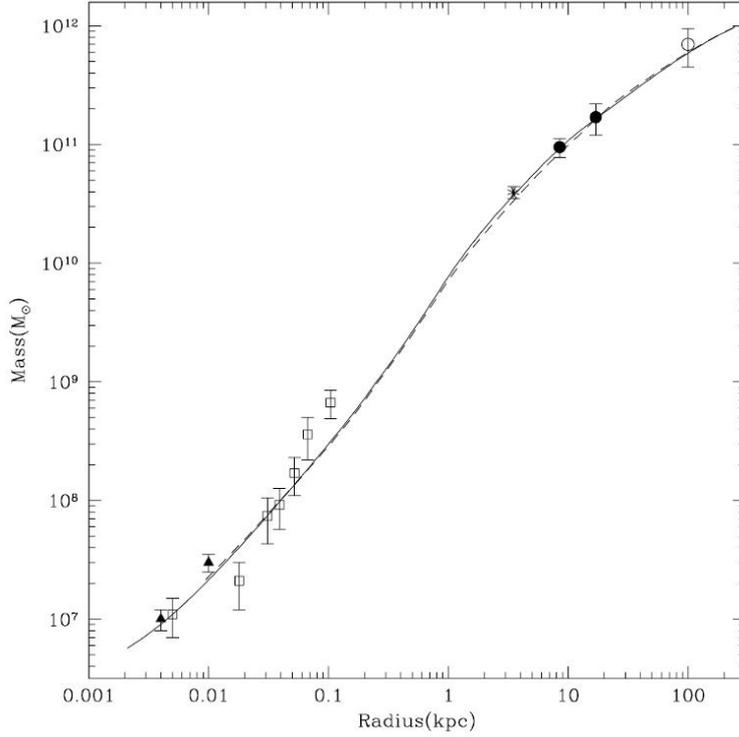


図 4.6: 銀河中心からの距離とその内に含まれる質量の関係。実線は参照論文内で用いられたモデル (Klypin et al. 2002)

arcmin⁻² の関係は、

$$n_{\text{Fe}} = 2 \times 10^{-2} \left(\frac{l'}{1^\circ} \right)^2 \left(\frac{S^{6.4\text{keV}}}{1 \times 10^{-6}} \right) \left(\frac{L_{\text{SgrA*}}}{10^{39} \text{ erg s}^{-1}} \right)^{-1} \text{ (cm}^{-3}\text{)} \quad (4.2)$$

である。この式と (4.1) 式から、 $|l'| < 1^\circ$ 、 $|b'| < 0.5^\circ$ の中性鉄原子の総質量を求めると、 $M_{\text{Fe}} \sim 6 \times 10^3 L_{39}^{-1} M_\odot$ となる。ここで $L_{39} = L_{\text{SgrA*}}/10^{39}$ である。水素に対する鉄の元素組成比 $[\text{Fe}]/[\text{H}]$ を太陽組成の値 (3×10^{-5}) と同じであるとすると、分子ガスの総質量は $M \sim 2 \times 10^8 L_{39}^{-1} M_\odot$ である。観測から求められている $|l'| < 1^\circ = 150 \text{ pc}$ に含まれる質量 $M \sim 2 \times 10^8 M_\odot$ (図 4.6; Klypin et al. 2002) と比較するとコンシステントな結果である。

宇宙線電子起源—エネルギー密度—

Yusef-Zadeh et al. (2002, 2007) は 6.4 keV 分子雲の近傍に非熱的電波放射が付随することから宇宙線電子によるものではないか、と考えた。電子のエネルギー密度と観測される 6.4 keV 輝線強度の関係は銀河中心の典型的な吸収柱密度 $N_{\text{H}} = 6 \times 10^{22} \text{ cm}^{-2}$ を用いて、

$$U_e \sim 10^2 \left(\frac{N_{\text{H}}}{6 \times 10^{22}} \right)^{-1} \left(\frac{S^{6.4\text{keV}}}{10^{-6}} \right) \text{ (eV cm}^{-3}\text{)} \quad (4.3)$$

と表される (Yusef-Zadeh et al. 2007)。 N_{H} は中性ガスの水素柱密度 (cm^{-2}) である。したがって、局所的な構造を除いたエネルギー密度分布は

$$U_e \sim 10^2 \exp\left(-\frac{|l' - 0^\circ.2|}{0^\circ.5}\right) \exp\left(-\frac{|b'|}{0^\circ.2}\right) \text{ (eV cm}^{-3}\text{)}$$

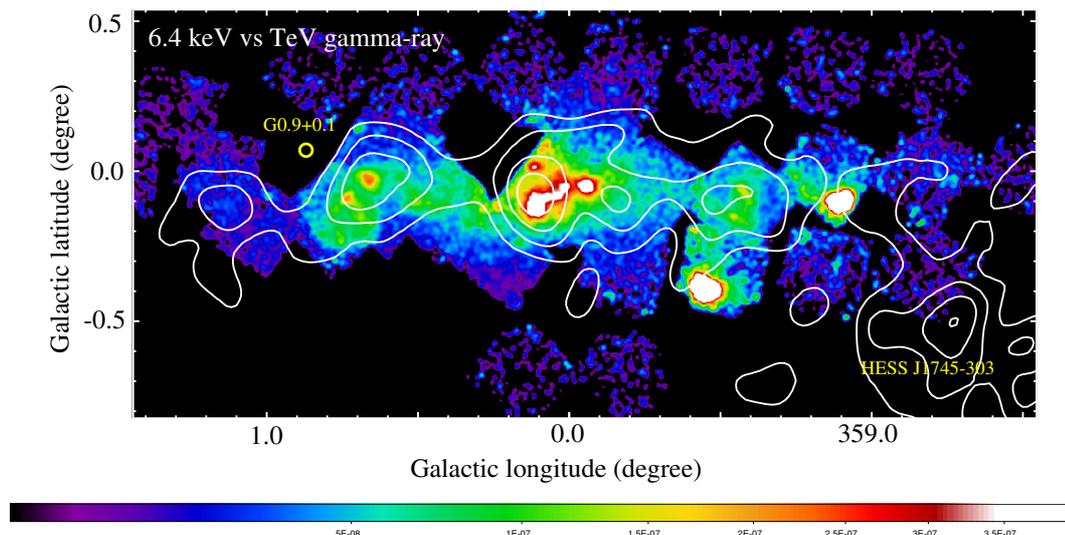


図 4.7: 6.4 keV と TeV ガンマ線強度マップ (コントラ, H.E.S.S.) の比較。TeV 放射は Sgr A* と SNR G0.9+0.1 の寄与を取り除いたもの (Aharonian et al. 2006)。コントラは 3.6, 4.6, 5.4, 6.3 σ レベルを表す。南西の放射は他波長で対応する天体がない HESS J1745-303。

と求められる。星間空間における宇宙線のエネルギー密度は $\sim 1 \text{ eV cm}^{-3}$ であり、その約 1% を電子が担っている (Kihune 2004)。銀河中心にはその数百から数千倍のエネルギー密度が存在することになる。

6.4 keV 輝線と H.E.S.S. によって観測された TeV ガンマ線強度分布は良く一致をしている (図 4.7)。銀河中心に広がる TeV ガンマ線の起源は、高エネルギー宇宙線と分子雲中の中性ガスとの相互作用により生じたパイオンが 2 つのガンマ線に崩壊することによると考えられている (Aharonian et al. 2006)。物質密度が高い領域ではガンマ線も多く生成されることになり、定性的にはこれらは相関し合うのは当然である。今後の課題は、中性ガスと宇宙線密度から非熱的電波—6.4 keV X 線—TeV ガンマ線を定量的に説明できるかどうかであろう。

4.3.3 6.7, 6.9 keV 輝線の分布

4.4 より、輝線強度によらずに、輝線強度比 $[6.9 \text{ keV}]/[6.7 \text{ keV}] \sim 0.35$ と考えてよく、銀河中心から $(\Delta l, \Delta b) = (\pm 2^\circ, \pm 1^\circ)$ の範囲で FeXXV, FeXXV $K\alpha$ 輝線は温度 $kT \sim 6.6 \text{ keV}$ のプラズマから放射されたものであることが分かった。

GCDX(6.7, 6.9 keV 輝線) の起源として点源の重ね合わせが考えられている。Muno et al. (2003) では $10^{-15} \text{ erg s}^{-1} \text{ cm}^{-2}$ 以下の点源だけでは GCDX の全 flux の 10% しか説明できないとしている。しかし一方で、 $10^{-17} \text{ erg s}^{-1} \text{ cm}^{-2}$ まで観測することができれば、全て点源で説明できる、という説もある (Revnivtsev et al. 2006)。空間分解能に優れる *Chandra* 衛星でも非現実的な観測時間 ($\sim \text{Ms}$, 通常の観測時間の 10-100 倍以上) が必要であり、星が密集する銀河中心では重なり合って分離できないことも考えられる。そこで、現実的な手段として「すざく」によって得られた 6.7 keV 輝線強度と *Chandra* で観測された点源の分布を比較することにした。

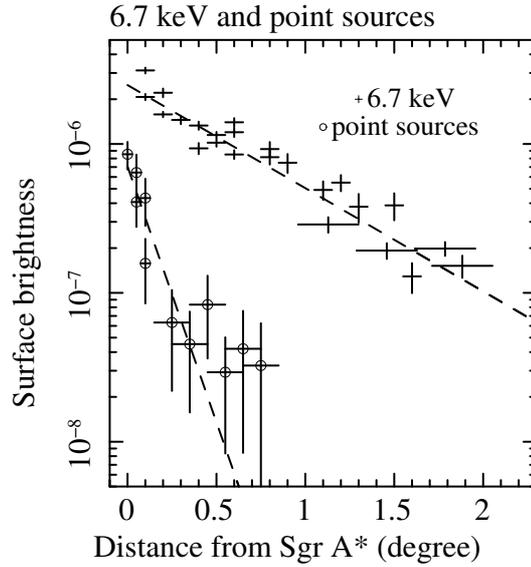


図 4.8: 6.7 keV 輝線と点源 (Chandra) の放射強度分布の比較。十字、丸のデータ点はそれぞれ 6.7 keV 輝線と点源 (2–8 keV) の放射強度を表す。単位は $\text{photons s}^{-1}\text{cm}^{-2}\text{arcmin}^{-2}$ 。ただし、点源の強度は 0.1 倍している。

Muno et al. (2004, 2006) は *Chandra* による銀河中心観測データから点源カタログを作成した。そのカタログを用いて点源の分布を求める。観測時間が異なるために、場所によって点源の検出感度が異なる。そのため一番感度がないところでも 50%以上検出できる flux $3 \times 10^{-6} \text{ photons s}^{-1} \text{ cm}^{-2}$ を超える点源のみを用いることにした。 $b = -0^\circ.1 - +0^\circ.0$ を積算して、Sgr A*からの銀径方向の距離に沿った分布を求めた (図 4.8)。

点源と 6.7 keV 輝線の強度分布を比較するために、4.2 節で求めた $b = -0^\circ.1 - +0^\circ.0$ の 6.7 keV の分布を図 4.8 に併記した。さらにそれぞれ分布について

$$S = S_0 \exp\left(-\frac{|l'|}{\Delta l}\right) \text{ photons s}^{-1} \text{ cm}^{-2} \text{ arcmin}^{-2} \quad (4.4)$$

の関数を用いたフィッティングを行った。強度が $1/e$ に減少するスケールは、点源では $0.11 \pm 0.07(\text{degree})$ 、6.7 keV は $0.62 \pm 0.03(\text{degree})$ と求められた。明らかに両方で分布形状は異なり、GCDX の主成分が点源では説明できず、真に広がったプラズマであることを示唆している。

4.3.4 プラズマの物理パラメータ

これまでの議論から銀河中心 $2^\circ \times 1^\circ$ 領域には真に広がった $kT = 6.6 \pm 0.1 \text{ keV}$ のプラズマが存在していることが分かった。このプラズマの物理パラメータを求める。

6.7 keV 輝線強度の銀径、銀緯方向の分布形状を

$$S^{6.7 \text{ keV}} = S_0^{6.7 \text{ keV}} \exp\left(-\frac{|l'|}{\Delta l}\right) \exp\left(-\frac{|b'|}{\Delta b}\right) \quad (4.5)$$

と仮定し、各パラメータを、 $S_0^{6.7 \text{ keV}} = 2.6(\pm 0.1) \times 10^{-6} \text{ photons s}^{-1} \text{ cm}^{-2} \text{ arcmin}^{-2}$, $\Delta l = 0.70 \pm 0.03(\text{degree})$, $\Delta b = 0.25 \pm 0.01(\text{degree})$ と求めた。 $\Delta l = 0.70 \pm 0.03(\text{degree})$ は前節で $b = -0.05$ について求めた値 $0.62 \pm 0.03(\text{degree})$ とほぼ同じ値であり、コンシステントな結果である。

次に電子密度 n_e (cm^{-3}) を求める。観測された X 線放射は 3 次元的な奥行きの情報がないので、プラズマは銀緯方向に軸を持つ円盤状であると仮定する。一方で、太陽組成の 6.6 keV プラズマの emission measure ($EM = n_e n_H V = 1.2 n_e^2 V^2$) と 6.7 keV 輝線強度 $I^{6.7 \text{ keV}}$ の関係はスペクトル解析ツール XSPEC のモデルコード、APEC によると

$$EM \text{ (cm}^{-3}\text{)} = 1.2 \times 10^{62} \times I^{6.7 \text{ keV}} \text{ (photons s}^{-1} \text{ cm}^{-2}\text{)} \quad (4.6)$$

である。したがって、 $|b'| < 0^\circ.05$, $|l'| < l_1$ における Emission measure は、

$$EM(|l'| < l_1) = 1.4 \times 10^{59} \left(1 - \exp\left(-\frac{l_1}{0^\circ.7}\right) \right) \text{ (cm}^{-3}\text{)} \quad (4.7)$$

であるから、 $l_1 < |l'| < l_1 + \delta l$ ($\delta l \ll l_1$) における EM は以下で表すことができる。

$$EM(l_1 < |l'| < l_1 + \delta l) = 1.4 \times 10^{59} \left(\exp\left(-\frac{l_1}{0^\circ.7}\right) - \exp\left(-\frac{l_1 + \delta l}{0^\circ.7}\right) \right) \quad (4.8)$$

$$= 1.4 \times 10^{59} \times \frac{\delta l}{0^\circ.7} \exp\left(-\frac{l_1}{0^\circ.7}\right) \text{ (cm}^{-3}\text{)} \quad (4.9)$$

また、 $l_1 < |l'| < l_1 + \delta l$, $|b| < 0^\circ.05$ の楕円球の体積 $V(l_1 < |l'| < l_1 + \delta l)$ は

$$V(l_1 < |l'| < l_1 + \delta l) = \pi \times (l_1 + \delta l)^2 \times 0^\circ.1 - \pi \times (l_1)^2 \times 0^\circ.1 \text{ (deg}^{-3}\text{)} \quad (4.10)$$

$$= 6.0 \times 10^{61} l_1 \delta l \text{ (cm}^{-3}\text{)} \quad (4.11)$$

であるから、電子密度 $n_e(|l'|)$ は、

$$n_e(l') = \sqrt{\frac{EM}{1.2V}} \quad (4.12)$$

$$= 0.054 \times |l'|^{-\frac{1}{2}} \exp\left(-\frac{|l'|}{2 \times 0^\circ.7}\right) \text{ (cm}^{-3}\text{)} \quad (4.13)$$

と求められる。図 4.9 は電子密度を銀河中心からの距離 (pc) で表したものである。

また、中心から 300 pc × 150 pc の楕円領域に含まれるプラズマの熱的エネルギーは $kT \sim 3 \times 10^{53} \text{ erg}$ であり、総質量は $M \sim 8000 M_\odot$ にもなる。この巨大エネルギーを持つプラズマの起源は何であろうか。

Koyama et al. (2007c) によると、 $K\alpha$, $K\beta$ 輝線強度比や He 状, H 状輝線強度比からプラズマの電子温度と電離温度は等しく、 $l = -0^\circ.4 - +0^\circ.2$ では電離平衡状態にあることがわかっている。超新星残骸など希薄なプラズマはイオン (陽子) の方が電子よりも質量が大きいためイオンと電子の温度は不均一であり、電離温度と電子温度が等しくなるまで

²宇宙空間において元素の大半を占めるヘリウムと水素の組成比は $[\text{He}]/\text{H} = 0.1$ である。それぞれ 1, 2 個ずつ電子を持っているので水素と電子の密度は $n_{\text{H}} = (1 + 2 \times 0.1)n_e = 1.2n_e$ になる

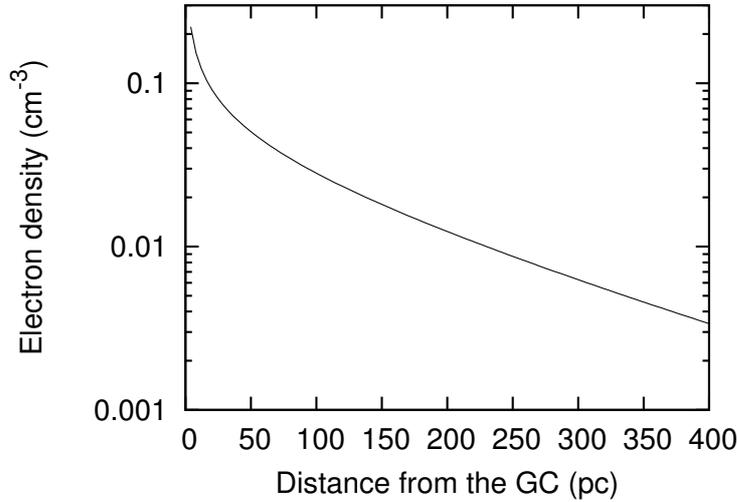


図 4.9: 銀河中心からの距離に沿った電子密度 n_e (cm^{-3}) の分布。銀緯 $|b| < 0^\circ.05$ の積算値。

に時間がかかる。その電離進行度を密度 n (cm^{-3}) と加熱され始めてから時間 t (s) を用いて、 nt ($\text{cm}^{-3} \text{ s}$) で表す。プラズマは $nt > 10^{12}$ ($\text{cm}^{-3} \text{ s}$) で電離平衡に達する。

式 (4.13) から、中心から $0^\circ.2 = 50 \text{ pc}$ 離れたところでは $n_e \sim 0.1 \text{ cm}^{-3}$ である。電離平衡に達するには $t = 10^{12}/n_e \sim 30$ 万年かかることになる。中心から $2^\circ = 300 \text{ pc}$ 離れると $n_e \sim 0.005 \text{ cm}^{-3}$ であり、電離平衡に達するまでに 500 万年かかる。一方で、 $kT = 6.6 \text{ keV} \sim 7000$ 万度もの高温ガスは銀河中心の重力ポテンシャル $\sim \text{eV}$ では束縛されずに散逸してしまう。その散逸時間はおよそ 1–10 万年であり、その間に電離平衡になることはできない。

しかし、銀河中心の星間磁場によるプラズマの磁気閉じ込めを考えるとそれは可能である。プラズマの圧力

$$P_{\text{gas}}/k \sim 5 \times 10^5 \left(\frac{n_e}{0.005 \text{ cm}^{-3}} \right) \text{ K cm}^{-3}$$

につりあう圧力を持つ磁場の強度は

$$B \sim 50 \left(\frac{n_e}{0.005 \text{ cm}^{-3}} \right)^{\frac{1}{2}} \mu\text{G}$$

である。通常の星間空間の磁場強度は $0.1 - 1 \mu\text{G}$ であるが、銀河中心ではそれよりも強く平均的に $20 - 40 \mu\text{G}$ とされており、プラズマは磁場により束縛することが可能である。したがって、このプラズマの年齢は、電離平衡に達することのできる ~ 100 万年以上である、と考えることができる。

また、プラズマの熱的エネルギー $E \sim 3 \times 10^{53} \text{ erg}$ は超新星爆発の 300 発分に相当する。500–1000 万年の間に起こった 300 発分の超新星爆発により加熱されたものかもしれない。あるいは、銀河中心、おそらく Sgr A* で起こった単一の爆発現象が磁場に束縛されながら散逸した結果なのかもしれない。

第5章 diffuse天体の観測

5.1 Sgr B1領域の観測

Sgr B1領域は銀河中心から東に約 $0^\circ.5$ 離れた位置にある電波複合体である。Sgr B1 HII領域の周囲を分子雲ループが取巻くような構造をしており (Sofue 1990)、X線観測から6.4 keV clumpも発見されている (Yusef-Zadeh et al. 2007)。OH, H₂O メーザーが観測されており、低/中質量の星生成が行われている領域である (Mehring et al. 1993)。

X線衛星において、この領域の長時間観測はこれまで行われておらず、先述の6.4 keV clumpの詳細スペクトルの取得とdiffuse放射の研究を目的として「すざく」による観測を2006年3月27–29日に行った (Target Name: GC Number2)。次節では新たに発見した熱的clump G0.42–0.04と6.4 keV clump M0.51–0.10の観測結果について報告する。なお、この天体の解析に関しては、較正データベース version 2006–05–22によるキャリブレーションを行ったデータに対して、解析ツール (HEADAS 6.1.2) を用いている。

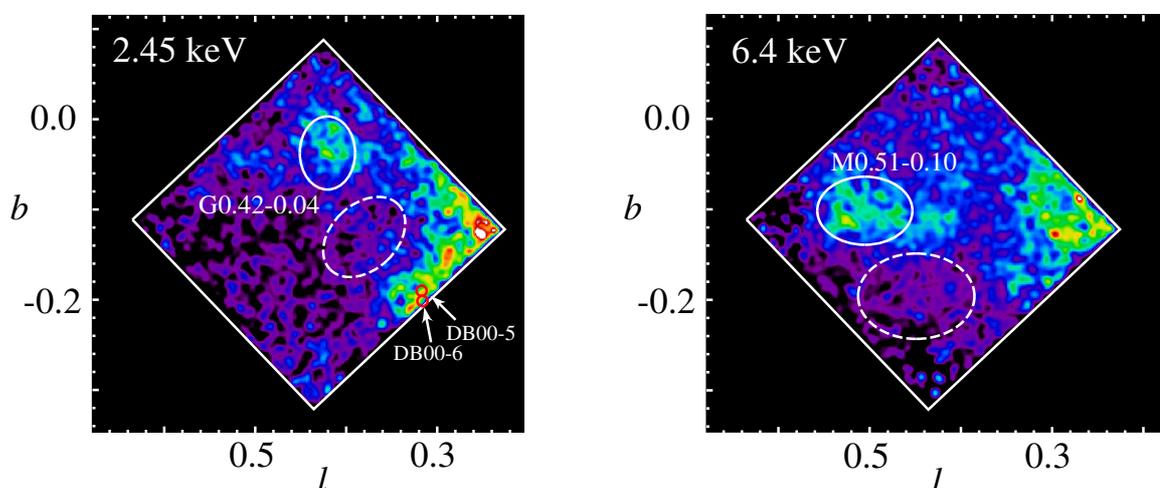


図 5.1: Sgr B1領域の2.45 keV(2.35–2.55 keV: 左)と6.4 keV(6.30–6.50 keV: 右)イメージ。(左)G0.42–0.04のソース、バックグラウンドスペクトルはそれぞれ実線(1′.8 × 2′.4)、破線領域(2′.2 × 3′.1)から抽出した。DB00–5, DB00–6はDutra & Bica (2000)で報告されている星団の位置を表す。(右)M0.51–0.10のソース領域(実線: 2′.3 × 3′.1)とバックグラウンド領域(破線: 2′.8 × 3′.8)。

5.1.1 G0.42-0.04

図5.1(左)は2.45 keVバンドのイメージである。2.45 keVはHe状S $K\alpha$ 輝線であり、典型的に1000万度程度の光学的に薄いプラズマガスから放射される。このイメージには実線で囲んだG0.42-0.04と南西(右下)の隅に放射の超過が見られる。この放射に対応する位置に2つの星団、DB00-5, DB00-6が報告されている(Dutra & Bica 2000)。南西の放射はこれらの星団のものであると考えて矛盾はない。

G0.42-0.04に対するバックグラウンドはNXB、CXBに加えてGCDXが強く寄与する。4.2節によると、Fe XXV $K\alpha$ (6.7 keV)とFe XXVI $K\alpha$ (6.9 keV)輝線強度はスムーズに分布している。したがって、6.7 keVの強度が同じ領域から差し引けばGCDXの寄与を取り除くことができる。そこで、図5.1(左)の破線領域をバックグラウンドに選定した。両領域での6.7 keVの強度はコンシステントである。NXBとCXBの寄与もまたGCDXと共に差し引けている。バックグラウンドを差し引いたスペクトルを図5.2に示す。

次にChandraによるX線点源カタログ(Muno et al. 2006)を用いて、点源の寄与の引き残りをチェックした。ソースとバックグラウンド領域の点源の数はそれぞれ8と10個であり、1 arcmin²当たりのfluxは 9.9×10^{-15} erg cm⁻²s⁻¹arcmin⁻²、 7.8×10^{-15} erg cm⁻²s⁻¹arcmin⁻²である。引き残り 2.1 erg cm⁻²s⁻¹arcmin⁻²はG0.42-0.04自身のflux(1.2×10^{-14} erg cm⁻²s⁻¹arcmin⁻²)のおよそ20%である。

G0.42-0.04のスペクトルの特徴は2.45 keV(SXV $K\alpha$)輝線と2 keV以下でのカットオフ、4 keV以上のsteepな連続成分である。光学的に薄いプラズマモデル(VAPEC model)にパワーローを加えたモデルでスペクトルフィットを行ったところ、スペクトルをうまく再現することができた。パワーローは引き残った点源の寄与を表すものであり、Muno et al.(2006)に従ってベキ $\Gamma = 1.5$ を仮定した。フィット結果を表5.1に示す。吸収量 $N_H \sim 8 \times 10^{22}$ cm⁻²は銀河中心までの典型的な値 6×10^{22} cm⁻²とほぼ同じであり、G0.42-0.04は銀河中心に位置すると考えて矛盾はない。

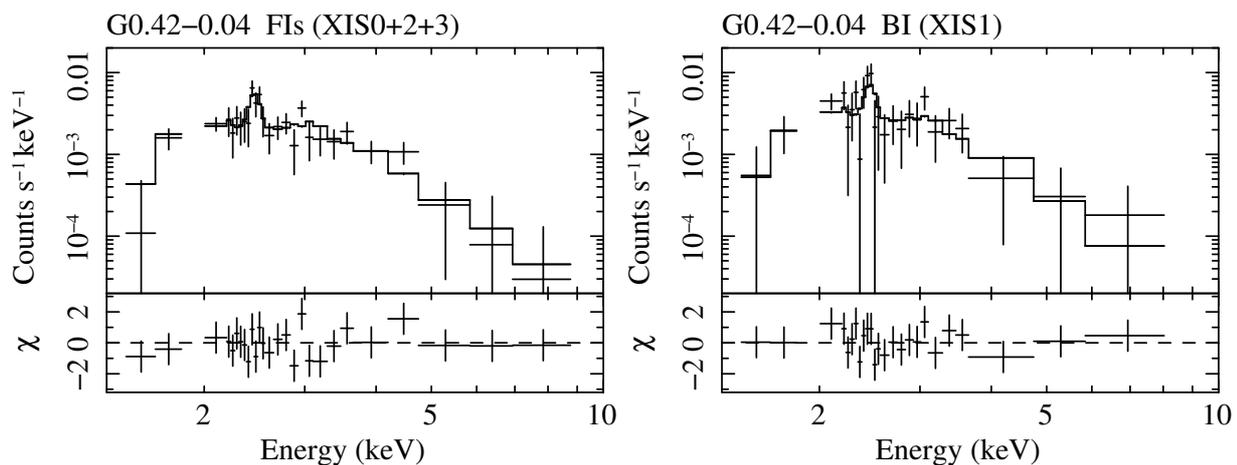


図 5.2: バックグラウンドを差し引いた G0.42-0.04 のスペクトル。左が FI(XIS0+2+3)、右は BI(XIS1) である。

表 5.1: G0.42–0.04 のフィッティング結果。

Model component	Value
Absorption1 (N_{H}) (10^{22} cm^{-2})	$7.9^{+1.1}_{-1.5}$
CIE Plasma (VAPEC):	
Temperature kT (keV)	$0.70^{+0.23}_{-0.21}$
Abundance Sulfur (solar)	$0.9^{+0.4}_{-0.3}$
Normalization*	$8.8^{+0.8}_{-0.9}$
(Residual point source component) [§]	
Absorption2 (N_{H}) (10^{22} cm^{-2})	6.0
Power-law:	
Photon index Γ	1.5
Normalization	1.0
Observed Flux ($10^{-13} \text{ erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1}$) [†]	$1.4^{+0.2}_{-0.1}$
Luminosity ($10^{33} \text{ erg s}^{-1}$) [‡]	$6.5^{+0.5}_{-0.6}$
χ^2/dof	33/48

* $10^{-11}/(4\pi D^2) \int n_e n_{\text{H}} dV$, D は G0.42–0.04 までの距離 (cm)、 n_e and n_{H} はそれぞれ電子と水素密度 (cm^{-3})。

§ 点源のスペクトルは Muno et al.(2006) を参照した。

パラメータは固定している。

|| $10^{-5} \text{ photons cm}^{-2} \text{ s}^{-1} \text{ keV}^{-1}$ at 1 keV

† 2–8 keV バンドでの値。

‡ 2–8 keV バンドでの吸収を補正した値。

天体までの距離は 8.5 kpc を仮定。

議論

G0.42–0.04 を均一な密度のラグビーボール状プラズマガス (3軸の直径が $12 \text{ pc} \times 9 \text{ pc} \times 9 \text{ pc}^3$ の楕円球) であるとする、表 5.2 のように物理パラメータが求まる。

G0.42–0.04 の温度 $kT \sim 0.7 \text{ keV}$ と大きさ $\sim 10 \text{ pc}$ は超新星残骸の典型的な値とコンシステントである。しかし一方で熱的エネルギー $4 \times 10^{49} \text{ erg}$ はセドフ期¹の通常の超新星残骸のもの ($\sim 7 \times 10^{50} \text{ erg}$) に比べると小さい。G0.42–0.04 の大きさを $kT \sim 0.7 \text{ keV}$ のプラズマの音速 $6 \times 10^7 \text{ cm s}^{-1}$ で割って、力学的時間スケールが 8000 年と求められる。この時間スケールを超新星残骸の年齢だと思えば、大きさ 10 pc と総質量 $12 M_{\odot}$ は典型的な値 20 pc 、 $100 M_{\odot}$ よりも小さい。しかし、超新星残骸の一般的な構造は中心ほど温度が高く、輝度が低い。G0.42–0.04 の外側の比較的ソフト (低エネルギー X 線が多い) な X 線は銀河中心の濃い星間ガスに吸収されてしまっていて見えていないと考えることができる。したがって G0.42–0.04 を超新星残骸と考えて矛盾はしない。

次に星団の可能性を議論する。 $kT \sim 0.7 \text{ keV}$ は典型的な星団の温度 $kT = 0.5\text{--}3 \text{ keV}$ とコンシステントである。その X 線光度 $6 \times 10^{33} \text{ erg s}^{-1}$ は銀河中心の有名な星団 Arches ($2 \times 10^{34} \text{ erg s}^{-1}$; Tsujimoto et al. 2007) や Quinterplet ($1 \times 10^{34} \text{ erg s}^{-1}$; Law & Yusef-Zadeh 2004)

¹超新星残骸の進化は以下の 4 つの段階に分類できる。(1) 自由膨張期 (爆発から $\sim 10^2$ 年)、(2) 断熱膨張 (セドフ) 期 ($10^2\text{--}10^4$ 年)、(3) 放射冷却期 (10^4 年 \sim)、(4) 消滅期。セドフ期では、超新星爆発の全エネルギー $E = 10^{51} \text{ erg s}^{-1}$ のおよそ 70% がプラズマの熱的エネルギーに変換されていると考えられている。

のものと同じ程度である。G0.42–0.04 の吸収量 $N_{\text{H}} \sim 8 \times 10^{22} \text{ cm}^{-2}$ は Arches 星団の値 $N_{\text{H}} \sim 14 \times 10^{22} \text{ cm}^{-2}$ (Tsujiimoto et al. 2007) よりも小さい。Dutra & Bica (2000) は近赤外 2MASS サーベイアーカイブを用いて銀河中心から $5^\circ \times 5^\circ$ 領域の星団を探索した。しかし、G0.42–0.04 の位置に星団は見つからなかった。一方でより星間吸収による減光を受けるであろう Arches 星団は検出されている。よって G0.42–0.04 を星団と考えるのは難しい。

表 5.2: G0.42–0.04 と G1.20–0.21(5.2 節) の物理パラメータ。

Parameter	unit	G0.42–0.04	G1.20–0.21
EM*	cm^{-3}	8×10^{57}	2×10^{57}
n_e †	cm^{-3}	0.8	0.4
M ‡	M_\odot	12	4
E_{thermal} §	erg	4×10^{49}	4×10^{49}
t_{dyn}	year	8000	8000

* emission measure(EM) = $n_e n_{\text{H}} V$, n_e と n_{H} はそれぞれ電子と水素密度。 $n_e = n_{\text{H}}$ を仮定する。 V は体積。

† 電子の密度

‡ 総質量 = $n_e m_p V$ 。 m_p は陽子の質量

§ 熱的エネルギー = $3n_e kTV$ 。

|| 力学的時間スケール。温度 0.7, 1.6 keV のプラズマの音速はそれぞれ $6 \times 10^7 \text{ cm s}^{-1}$, $1 \times 10^8 \text{ cm s}^{-1}$

5.1.2 M0.51–0.10

Yusef-Zadeh et al.(2007) は *Chandra* アーカイブデータを用いて 6.4 keV clump の探索を行い、 $(l, b) \sim (0.5, 0.1)$ に新天体”Sgr B1”を発見した。*Chandra* は空間分解能が非常によい (HPD $\sim 0''.5$) が、バックグラウンドが大きく広がった天体にはあまり向いていない。そのため Yusef-Zadeh et al. (2007) では詳細なスペクトル解析はされていない。

図 5.1(右) は 6.4 keV バンドイメージである。中央よりやや左側に clump 状構造が見える。この clump は Yusef-Zadeh et al.(2007) が報告している”Sgr B1”と同じ位置 $(l, b) = (0.5, 0.1)$ にあり、同一のものと考えられる。 $(l, b) = (0.5, -0.05)$ に”Sgr B1” HII 領域があるので、混同しないために以降は”M0.51–0.10”と呼ぶことにする。

M0.51–0.10 のスペクトルを図 5.1(右) の実線領域から取得した (図 5.3)。バックグラウンドは G0.42–0.04 と同様に、6.7 keV 輝線の強度が同じになるように図 5.1(右) の破線領域を選んだ。

次に *Chandra* 点源カタログ (Muno et al. 2006) を用いて X 線点源の寄与の引き残りを調べた。ソースとバックグラウンド領域内には X 線点源がそれぞれ 14、11 個存在する。1 arcmin² 当たりの 2–10 keV バンドでの flux は $5.0 \times 10^{-15} \text{ erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1} \text{ arcmin}^{-2}$ (ソース) と $6.4 \times 10^{-15} \text{ erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1} \text{ arcmin}^{-2}$ (バックグラウンド) であった。 $1.4 \times 10^{-15} \text{ erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1} \text{ arcmin}^{-2}$ の引きすぎであるが、それは M0.51–0.10 の flux ($5.4 \times 10^{-14} \text{ erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1} \text{ arcmin}^{-2}$) の 3% に過ぎない。よって、点源の寄与はないものとする。

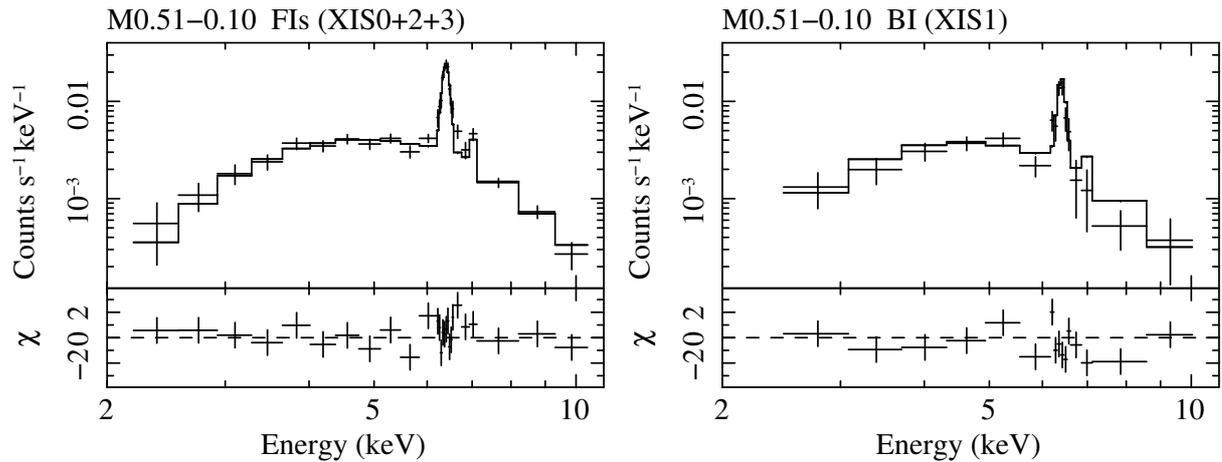


図 5.3: バックグラウンドを差し引いた M0.51-0.10 のスペクトル。左が FI(XIS0+2+3)、右は BI(XIS1) である。

M0.51-0.10 のスペクトルの特徴は強い 6.4 keV 輝線と 3 keV 以下で強く吸収を受けた連続成分である。そこで、吸収を受けたパワーローに 2 つの輝線 (FeI $K\alpha$, FeI $K\beta$) を加えたモデルでフィッティングを行ったところ、スペクトルをよく再現することができた (表 5.3)。

「すぎく」で求めた 6.4 keV 輝線の等価幅は 1.4 keV であるが、Yusef-Zadeh et al. (2007) では ~ 0.6 keV と報告している。私は NXB と CXB に加えて GCDX も考慮しているのに対して、Yusef-Zadeh et al. (2007) では NXB しか考慮されていない。実際、NXB のみを差し引いて 6.4 keV 輝線の等価幅を求めたところ、 ~ 0.5 keV となった。等価幅の違いはバックグラウンドの引き方に因るものであると考えられる。

6.4 keV の起源

吸収量 $15 \times 10^{22} \text{ cm}^{-2}$ は銀河中心までの典型的な吸収量 $6 \times 10^{22} \text{ cm}^{-2}$ よりも 2 倍以上大きい。強い 6.4 keV 輝線は M0.51-0.10 に大量の中性状態の鉄原子が存在することを示唆する。以上のことから M0.51-0.10 は局所的な冷たい分子ガス雲であることが考えられる。実際、Sofue (1990) によると同じ位置に分子雲が存在していることが報告されている。

6.4 keV 輝線の起源については 2 つのシナリオが考えられる。1 つは X 線によるものであり、これを X 線反射星雲 (X-ray reflection nebula; XRN) シナリオと呼ぶ。もう 1 つは宇宙線に含まれる低エネルギー ($E = 10 - 100$ keV) の電子による鉄原子の内殻電離である。これを電子衝突シナリオと呼ぶ。強い輝線 (等価幅 ~ 1.4 keV) と吸収量 $N_{\text{H}} \sim 10^{23} \text{ cm}^{-2}$ は X 線反射星雲シナリオとコンシステントである。一方で電子衝突シナリオでは、元素組成量を太陽組成と同じであると仮定した場合、期待される等価幅は比較的小さく ($\text{EW} \sim 0.3$ keV)、 $E = 10 - 100$ keV の電子は分子雲表面で止まってしまうために吸収量は $N_{\text{H}} = 10^{21-22} \text{ cm}^{-2}$ となる (Tatischeff 2003)。電子起源では、太陽組成に比べて 4-5 倍のオーバーアバundanceを要求するために考えにくい。したがって M0.51-0.10 は X 線反射星雲であると考えられる。

表 5.3: M0.51–0.10 のスペクトルフィッティングの結果。モデルは吸収を受けたパワーローに 2 つのガウシアンを加えたもの。

Model component	Value
Absorption (N_{H}) (10^{23} cm^{-2})	$1.5^{+0.2}_{-0.1}$
Continuum (power-law):	
Photon index (Γ)	$1.8^{+0.4}_{-0.5}$
Gaussian1 (FeI $K\alpha$):	
Line center energy (eV)	6402^{+6}_{-7}
Intensity ($10^{-5} \text{ photons cm}^{-2} \text{ s}^{-1}$)	$2.8^{+0.2}_{-0.4}$
Equivalent Width (keV)	$1.4^{+0.3}_{-0.3}$
Gaussian2 (FeI $K\beta$):	
Line center energy (eV)*	7061
Intensity ($10^{-5} \text{ photons cm}^{-2} \text{ s}^{-1}$)	$0.44^{+0.17}_{-0.21}$
Equivalent Width (keV)	$0.23^{+0.22}_{-0.21}$
Observed Flux ($10^{-12} \text{ erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1}$) [†]	$1.2^{+0.1}_{-0.1}$
Luminosity ($10^{34} \text{ erg s}^{-1}$) [‡]	$1.9^{+0.1}_{-0.1}$
χ^2/dof	50/37

* $E = 1.103 \times E(\text{FeI } K\alpha)$ に固定。

[†]2–10 keV バンドでの値。

[‡]吸収を補正した 2–10 keV バンドでの値。

M0.51–0.10 の照射源

M0.51–0.10 の照射源を調べるために、必要な光度を見積もる。X 線反射星雲は中性鉄の K 殻吸収端 $E = 7.1 \text{ keV}$ よりも高いエネルギーの X 線を吸収し、6.4 keV X 線を放射する。6.4 keV 輝線強度 $C_{6.4 \text{ keV}}$ は以下の式の通りに記述できる。

$$C_{6.4\text{keV}} = \epsilon \frac{\Omega}{4\pi} \int_{7.1\text{keV}}^{\infty} (1 - e^{-N_{\text{Fe}}\sigma_{\text{Fe}}(E)}) AE^{-\Gamma} dE \quad (5.1)$$

ここで、照射源のスペクトルはパワーロー ($AE^{-\Gamma}$) とし、M0.51–0.10 分子雲の鉄原子組成量を太陽組成と同じ ($[\text{Fe}]/[\text{H}] = 3 \times 10^{-5}$) であると仮定した。銀河中心の典型的な吸収量は $N_{\text{H}} = 6 \times 10^{22} \text{ cm}^{-2}$ なので、M0.51–0.10 自身の吸収量は $N_{\text{H}} = 9 \times 10^{22} \text{ cm}^{-2}$ と求めることができる。 $\Omega = \pi(r/D)^2$ は照射源から見た M0.51–0.10 の立体角であり、 r は M0.51–0.10 の半径、 D は照射源と M0.51–0.10 の距離である。 $\epsilon = 0.34$ は鉄の蛍光収率である。7.1 keV 以上の X 線に対する鉄原子 1 個当たりの K 殻光電吸収の断面積は $\sigma_{\text{Fe}} = 6.0 \times 10^{-18}(E/1\text{keV})^{-2.58} \text{ (cm}^2)$ (Henke et al. 1982) で表される。 $C_{6.4 \text{ keV}}$ は 6.4 keV 輝線の flux であり、 $2.8 \times 10^{-5} \text{ photons cm}^{-2} \text{ s}^{-1}$ 。

式 (5.1) から必要高度を算出し、照射源について議論する。図 5.1 の北西の外側に位置する明るい X 線星 1E 1743.1–2843 が照射源の候補の 1 つに挙げられる。この天体は銀河中心に位置するか、銀河中心よりもさらに向こう側にある中性子星かブラックホールの連星系と報告されている (Porquet et al. 2003; Del Santo et al. 2006)。

1E 1743.1–2843 が銀河中心にあるとすると、M0.51–0.10 との距離は $D \sim 40 \text{ pc}$ である。1E 1743.1–2843 のスペクトルは $\Gamma = 1.9$ のパワーローである (Porquet et al. 2003) である

表 5.4: M0.51–0.10 の照射源候補天体と必要光度

Irradiating source candidates	Distance * D (pc)	Photon index Γ	L_{obs} † (erg s ⁻¹)	L_{req} § (erg s ⁻¹)
1E 1743.1–2843	40	1.9 †	3×10^{36}	2×10^{38}
Sgr A*	100	2.0 ‡	2×10^{33}	2×10^{39}

*M0.51–0.10 と照射源の距離

†観測されたベキと光度 (Porquet et al. 2003; Baganoff et al. 2003)。

‡Koyama et al. (1996)、Murakami et al. (2000) で仮定した値

§式 (5.1) から求められる必要光度

ので、M0.51–0.10 の 6.4 keV 輝線を説明するのに必要な光度は 2×10^{38} erg s⁻¹ と計算できる。しかしながら、1E 1743.1–2843 は過去 20 年以上に渡る観測の間特別強いフレアを起こさず、それよりも 2 桁低い光度 $1 - 4 \times 10^{36}$ erg s⁻¹ を保っている。また、1E 1743.1–2843 が銀河中心よりも遠くにあった場合は、さらに必要光度が大きくなり M0.51–0.10 の 6.4 keV 輝線の説明は不可能である。したがって 1E 1743.1–2843 が M0.51–0.10 の照射源であるとは考えられない。

Chandra による X 線点源カタログ (Muno et al. 2006) から M0.51–0.10 の周囲 50 pc (20′) の点源の flux を積算光度は $\sim 3 \times 10^{35}$ erg s⁻¹ であり、必要な光度には足りない。

Koyama et al. (1996)、Murakami et al. (2000, 2001b) は「あすか」が発見した X 線反射星雲 Sgr B2 と Sgr C の照射源が銀河中心ブラックホール Sgr A* ではないかと提案している。現在 Sgr A* は休眠中であるが、X 線反射星雲との距離 (250–300 光年) から考えて、250–300 年前は現在の 10^6 倍明るかったのだろう。

そこで、M0.51–0.10 に対して Sgr A* が照射源である場合を考えた。Sgr B 分子雲複合体は Sgr B1 と Sgr B2 から成り、銀河中心を取り囲む “Galactic center molecular arm” に属している (Sofue 1995)。視線距離は異なるが、Sgr B1 と Sgr B2 は Sgr A* から 3 次元的には等距離 (100 pc) に位置している。Sgr A* は *Chandra* によって観測されており、そのスペクトルのベキは $\Gamma = 2.7$ と報告されている (Baganoff et al. 2003)。M0.51–0.10 のベキ $\Gamma = 1.3 - 2.2$ はそれとは異なる値である。しかし、Baganoff et al. (2001) ではフレア時にベキが変化する ($\Gamma \sim 1.0$) という観測がされているので、M0.51–0.10 を照らしていた時のベキは $1.3 - 2.2$ であったと考えられる。Koyama et al. (1996) と Murakami et al. (2000) では Sgr A* のベキを 2.0 と仮定して Sgr B2 X 線反射星雲を説明するのに必要な光度を $\sim 3 \times 10^{39}$ erg s⁻¹ と求めている。同じ仮定 ($\Gamma = 2.0$) をおいて M0.51–0.10 に必要な光度を計算したところ、必要光度が $\sim 3 \times 10^{39}$ erg s⁻¹ と求められた。これは Sgr B2 の結果とコンシステントである。M0.51–0.10 は Sgr B2 と同様に 300 年前に現在の 10^6 倍明るかった Sgr A* からの硬 X 線に照らされていると考えて矛盾はない。

5.2 Sgr D SNR 領域の観測

Sgr D 領域は銀河中心から東に約 1 度離れた位置にあり、分子雲や HII 領域、超新星残骸などの複合体である。しかしながら X 線による観測はこれまでの X 線衛星ではあまり行われておらず、長時間かつ広がった放射を対象とした観測は「すざく」が初めてのことである。これまでに Sgr D、Sgr D North、Sgr D East、Sgr D SNR の 4 回の観測を行った。

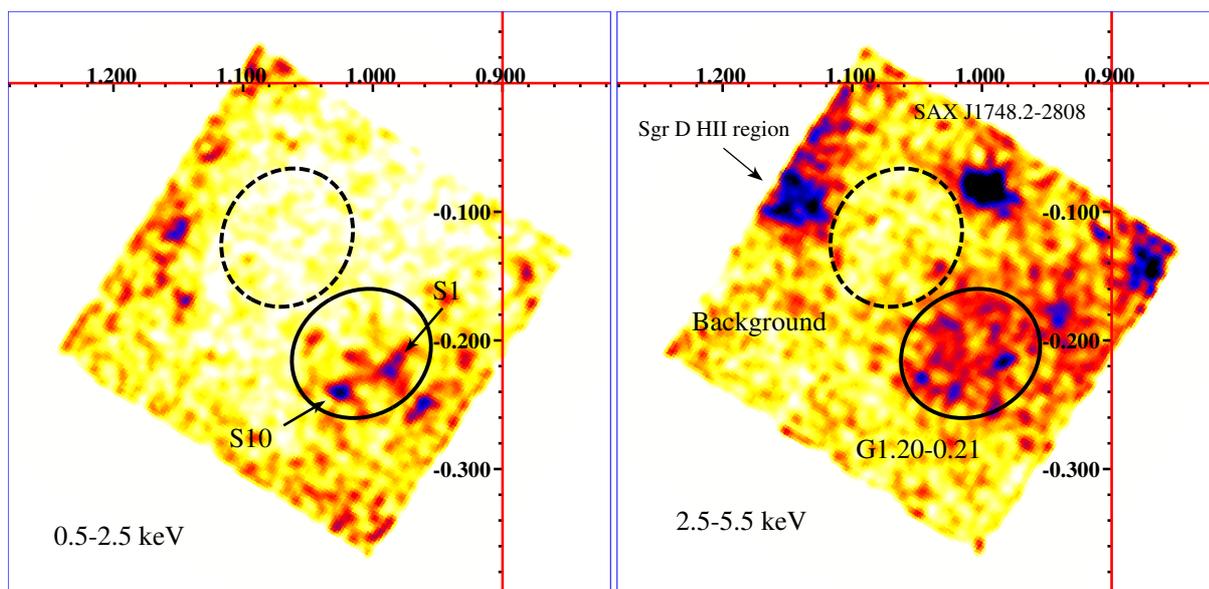


図 5.4: Sgr D SNR 領域のバンドイメージ。左は 0.5–2.5 keV バンド、右は 2.5–5.5 keV バンドイメージ。NXB と vignetting の影響を補正している。0.5–2.5 keV イメージの S1、S10 は Sidoli et al. (2006) で検出された点源の ID。2.5–5.5 keV イメージには Sgr D HII 領域、点源 SAX J1748.2–2808 がある。G1.20–0.21 のソース、バックグラウンドスペクトルはそれぞれ実線、破線領域から取得した。

本節では、その観測領域の 1 つである Sgr D SNR 領域で発見した熱的 clump G1.20–0.21 の解析結果について報告する。解析に用いた観測データは SGR D SNR (sequence No. 502020010) である。

図 5.2 は Sgr D SNR 領域のバンドイメージである。NXB と XRT による vignetting の影響を取り除いている。銀河中心では強い星間吸収のために ~ 2 keV 以下の X 線は我々に届かない。図 5.2 左の 0.5–2.5 keV バンドイメージは銀河中心よりも手前にある放射を見ていることになる。2.5–5.5 keV イメージだけに見える明るい点源 SAX J1748.2–2808 は銀河中心にあり、光度が $L \sim 10^{34}$ erg s $^{-1}$ の低光度 HMXB (High mass X-ray binary) である (Sidoli et al. 2006)。本観測データを用いて簡単な解析を行ったところ、同等のスペクトル形状と flux が得られている。

一方で実線で示した領域に広がった放射が見られる。これを G1.20–0.21 と呼ぶことにする。GCDX は銀河中心から離れるにしたがい強度が低下するので、バックグラウンド領域として破線領域を選定した。バックグラウンドを差し引いたスペクトルを図 5.5 に示す。

G1.20–0.21 の領域には比較的明るい点源が 2 つ存在する。これらの点源を報告している Sidoli et al. (2006) に従ってそれぞれを S1、S10 と呼ぶことにする。0.5–2.5 keV イメージでそれらに対応すると思われる天体が見られる (図 5.2 左)。XMM-Newton の点源カタログ²によると、0.5–4.5 keV バンドでの flux はそれぞれ、 9×10^{-14} erg cm $^{-2}$ s $^{-1}$ 、 3×10^{-14} erg cm $^{-2}$ s $^{-1}$ である。また、いずれもソフト成分が強いことから吸収は小さいと考えられる。

バックグラウンドには強い点源がないので、2 つの点源の寄与は残ったままである。そこで、吸収をかけた熱的プラズマモデル (APEC) に 2 つの点源を表現するために吸収をか

²<http://xmmssc-www.star.le.ac.uk/Catalogue/2XMM/>

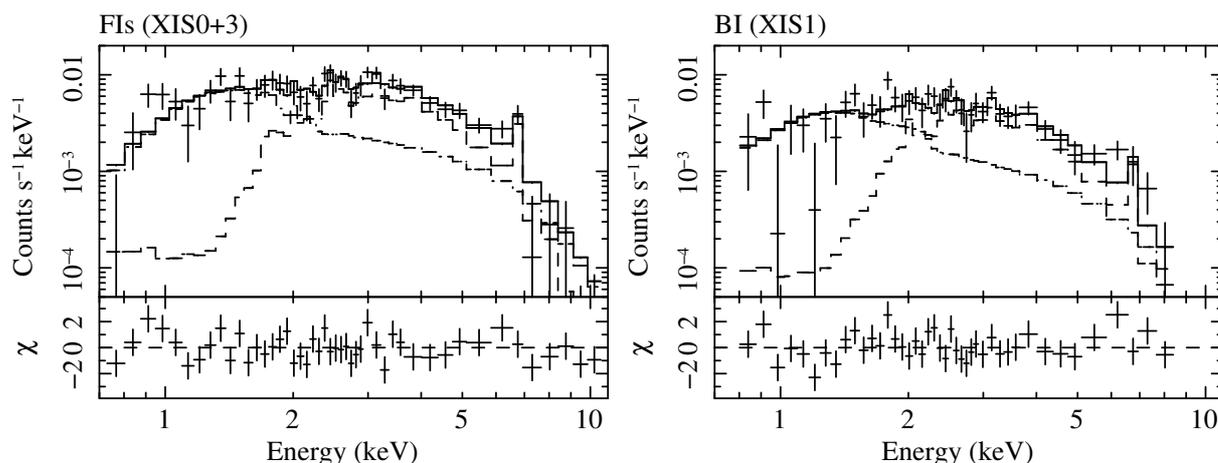


図 5.5: バックグラウンドを差し引いた G1.20–0.21 のスペクトル。左は FI(XIS0+3)、右は BI(XIS1) のもの。

表 5.5: G1.20–0.21 のフィッティング結果。

Model component	Value
Component 1 (plasma):	
Absorption 1 (N_{H}) (10^{22} cm^{-2})	$7.4^{+1.5}_{-1.3}$
Temperature kT (keV)	$1.57^{+0.26}_{-0.17}$
Component 2 (power-law):	
Absorption 2 (N_{H}) (10^{22} cm^{-2})	$0.4^{+0.3}_{-0.3}$
photon index (Γ)	$1.6^{+0.5}_{-0.5}$
Observed Flux ($10^{-13} \text{ erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1}$)*	$1.6^{+0.2}_{-0.2} / 2.8^{+0.3}_{-0.3}$
Luminosity ($10^{34} \text{ erg s}^{-1}$)†	— / $2.4^{+0.2}_{-0.2}$
χ^2/dof	90/85

* 0.5–8 keV バンドでの値。

† 0.5–8 keV バンドでの吸収を補正した値。

天体までの距離は 8.5 kpc。

けたパワーローを加えたモデルを用いてスペクトルフィッティングを行った。その結果を表 5.5 に示す。

パワーロー成分の flux(0.5–4.5 keV) は $\sim 1 \times 10^{-13} \text{ erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1}$ であり、XMM-Newton で報告されている値、 $1.2 \times 10^{-13} \text{ erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1}$ 、とコンシステントである。吸収量 ($N_{\text{H}} \sim 4 \times 10^{21} \text{ cm}^{-2}$) が小さいことからパワーローで表される成分は前景にある点源によるものであると考えて矛盾しない。一方で、プラズマモデルの吸収量は $6 - 9 \times 10^{22} \text{ cm}^{-2}$ と求められ、銀河中心までの典型的な値 $6 \times 10^{22} \text{ cm}^{-2}$ とコンシステントである。従って G1.20–0.21 は銀河中心に位置すると考えられる。

議論

G1.20–0.21 も G0.42–0.04 と同様に超新星残骸の可能性を考える。G1.20–0.21 を大きさ 3 軸直径 $5'.8 \times 5'.8 \times 6'.6 = 14 \times 14 \times 16 \text{ pc}^3$ の楕円球だと仮定すると、表 5.2 のように物

理パラメータが求められる。電子密度は 0.40 cm^{-3} であり総質量は $\sim 4 M_{\odot}$ 、総熱的エネルギー $E_{\text{thermal}} = 4 \times 10^{49} \text{ ergs}$ 、力学的時間スケール ~ 8000 年はいずれも G0.42–0.04 と同じ値である。G1.20–0.21 もまた、8000 年程度の超新星残骸としては質量、エネルギーが小さいが、低エネルギー成分が銀河中心までの星間吸収によって見えていないと考えれば矛盾はしない。

さらに G1.20–0.21 は電波観測により発見されている Shell 型超新星残骸 Sgr D SNR (LaRosa et al. 2000) に重なった位置にある。電波でシェル状放射、X線でその内部に熱的放射が観測される Mixed-Morphology 型超新星残骸であると考えられる。

また、Dutra & Bica (2000) によると近赤外線観測で星団は報告されていないので、G1.20–0.21 が星団である可能性も考えられない。

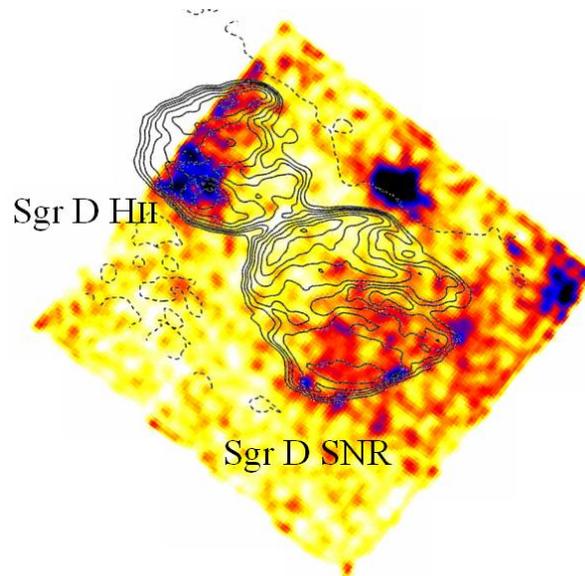


図 5.6: Sgr D SNR 領域の 2.5–5.5 keV イメージと電波 90 cm 波 (コントア, LaRosa et al. 2000)。

第6章 マイクロクエーサー 1E 1740.7–2942 とその周辺の X 線放射

1E 1740.7–2942 は 511 keV 電子–陽電子対消滅線や数秒角に伸びる電波ジェットなど非常に興味深い物理現象が観測されているマイクロクエーサー (ブラックホール) である。しかしながら、銀河中心方向の強い減光により可視光では同定できず、赤外線観測からも伴星の質量の上限値を求めるにとどまっている。これまでの X 線観測結果も、非常に強い吸収 ($N_{\text{H}} \sim 10^{23} \text{ cm}^{-2}$) を受けたハードなベキ型 ($\Gamma \sim 1.6$) スペクトルと 12.7 日の周期変動が発見されている (Smith et al. 2002) だけで、low/hard 状態のブラックホールであることを示唆するにとどまっている。

しかし、「すざく」による観測から 1E 1740.7–2942 の周囲から興味深い放射が見られた。それは 6.4 keV バンドイメージで浮かび上がったジェット (フィラメント) 状放射と広がった 2.45 keV 輝線放射である。以下でその解析結果について述べる。

なお、解析には GC5(sequence No. 501050010) のデータを用いた。ただしスペクトル解析には XIS0, 2, 3(FI) のみを使用している。

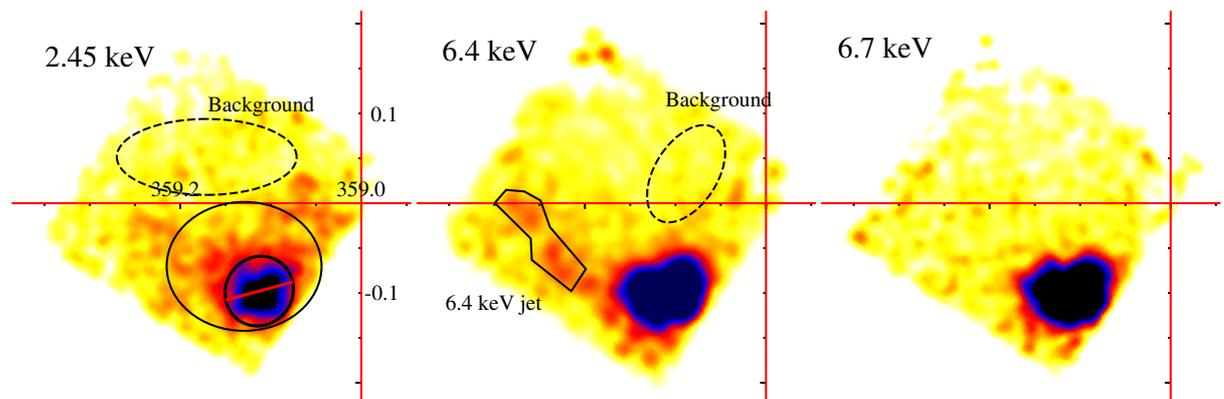


図 6.1: 1E 1740.7–2942 とその周辺の輝線バンドイメージ。NXB と vignetting の影響を取り除いている。左から 2.35–2.55, 6.30–6.50, 6.55–6.80 keV バンドのもの。2.45 keV: 1E 1740.7–2942 を除いた周囲の領域 (実線) をソース、破線領域をバックグラウンドとした (6.2 節)。6.4 keV: 実線領域に excess が見られる。これは 6.7 keV イメージには見られない。1E 1740.7–2942 からの洩れ込みをキャンセルするようにバックグラウンドは破線領域を選んだ。

6.1 6.4 keV ジェット

図6の6.4 keV イメージに、1E 1740.7-2942 から東側に伸びるようなジェット (フィラメント) 状構造が見て取れる。一方で6.7 keV イメージにはそのような構造が見られない。この構造を以下では6.4 keV ジェットと呼ぶことにする。

スペクトルを図6中の実線 (ソース) と破線 (バックグラウンド) 領域から取得した。1E 1740.7-2942 からの強い洩れ込みが考えられるので、ソースとバックグラウンドは1E 1740.7-2942 からほぼ等距離の位置を選んだ。スペクトルを図6.1に示す。6.4 keV に強い鉄輝線が見られる。吸収をかけた連続成分 (パワーロー) と2つの輝線 (FeI $K\alpha$, $K\beta$) のモデルでフィットしたところ6.4 keV 輝線の等価幅は0.4-1.6 keVであった。吸収量は $N_H = 1.4 - 4.1 \times 10^{23} \text{ cm}^{-2}$ と大きい。輝線中心エネルギーは6.37-6.43 keVであり、中性か低電離 (Ne 状まで) の鉄が起源であることがわかる (Mendoza et al. 2004)。

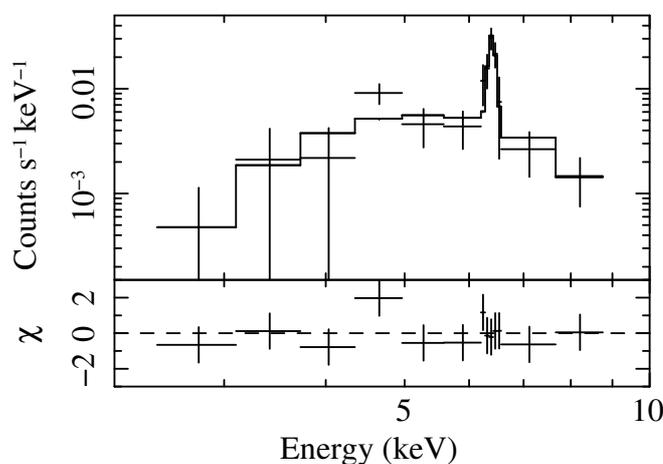


図 6.2: 6.4 keV ジェットのスペクトル。バックグラウンドは差し引いている。フィットモデルは吸収を加えたパワーローと中性鉄輝線。

議論

輝線中心値6.37-6.43 keVからはNe 状まで (16 階) 電離した鉄からの放射であることが許されるが、おそらく冷たい星間ガスや分子雲中に含まれる中性状態の鉄原子からの放射であろう。また、銀河中心までの典型的な値 $N_H = 6 \times 10^{22} \text{ cm}^{-2}$ よりも有意に大きい吸収量 $N_H = 1.4 - 4.1 \times 10^{23} \text{ cm}^{-2}$ は局所的に密度の高い領域に位置することを示唆している。実際、電波観測の結果と比較すると分子密度の高い部分と一致していることがわかる。わかる (図6.4, Oka et al. 1999)。

中性状態の鉄原子はX線を出すほどエネルギーが高くないので、外部からのX線 (7.1 keV 以上) や荷電粒子 (電子、陽電子) によってエネルギーを付与されなければならない。前章と同様にX線、および電子による違いはスペクトルに現れる。X線起源であれば等価幅が ~ 1 keVであり、電子起源であれば ~ 0.3 keVとなる。しかしながら、観測から求められた等価幅は0.4-1.6 keVと統計誤差が大きく、この値から起源を決定することはできない。また、吸収量が大きければ光子起源の可能性が高いと考えられるが、スペクトルから得られた値 $N = 1.4 - 4.1 \times 10^{23} \text{ cm}^{-2}$ は1E 1740.7-2942のもの ($1.5 \times 10^{23} \text{ cm}^{-2}$) とコン

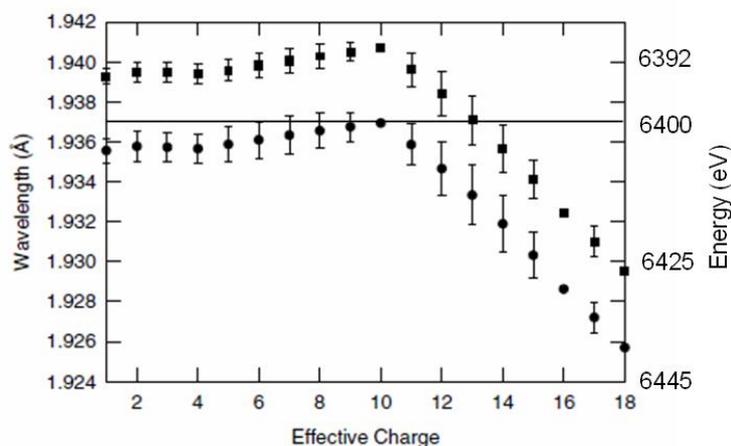


図 6.3: 2–18 階電離の鉄イオンの $K\alpha_1$ (四角), $K\alpha_2$ (丸) 輝線中心エネルギー (Mendoza et al. 2004)。 $K\alpha$ 輝線は両者の混合であり、その中間のエネルギー値をとる。6.43 keV は 16 階電離 (Ne 状に 10 個の電子が残った状態) イオンに対応する。

表 6.1: 6.4 keV ジェットのスペクトルフィッティングの結果。モデルは吸収を受けたパワーローに 2 つのガウシアンを加えたもの。

Model component	Value
Absorption (N_H) (10^{23} cm^{-2})	$2.6^{+1.5}_{-1.2}$
Continuum (power-law):	
Photon index (Γ)	2(fixed)
Gaussian1 (FeI $K\alpha$):	
Line center energy (keV)	$6.39^{+0.04}_{-0.02}$
Intensity ($10^{-5} \text{ photons cm}^{-2} \text{ s}^{-1}$)	$1.1^{+0.5}_{-0.4}$
Equivalent Width (keV)	$0.9^{+0.5}_{-0.5}$
Gaussian2 (FeI $K\beta$):	
Line center energy* (eV)	7.05
Intensity [†] ($10^{-5} \text{ photons cm}^{-2} \text{ s}^{-1}$)	0.11
Observed Flux [‡] ($10^{-13} \text{ ergs cm}^{-2} \text{ s}^{-1}$)	$4.9^{+0.7}_{-0.8}$
Luminosity [§] ($10^{33} \text{ ergs s}^{-1}$)	$9.4^{+1.3}_{-1.5}$
χ^2/dof	7/9

* $E = 1.103 \times E$ (FeI $K\alpha$) に固定。

† $I = 0.1 \times I$ (FeI $K\alpha$) に固定。

‡ 3–10 keV バンドでの値。

§ 吸収を補正した 3–10 keV バンドでの値。

システントであり、局所的にこの天体が吸収を強く受けているかどうかは分からない。したがって、吸収量からも電子-X線起源を決めることはできない。

そこで、電子および X 線それぞれについて考察することにする。

まず、10–100 keV の電子 (陽電子) が中性鉄原子を衝突電離させる場合を考える。電子起源による 6.4 keV 輝線の等価幅は ~ 0.3 keV なので、太陽組成に対しての鉄の元素組成比は $Z_{\text{Fe}} \sim 1 - 5$ であることがわかる。Yusef-Zadeh et al. (2007) によると、電子のエネルギー密度 U_e (eV cm^{-3}) は吸収量 $N_{\text{H}} = 10^{23} \text{ cm}^{-2}$ とすると、

$$\begin{aligned} U_e &= 10^2 Z_{\text{Fe}}^{-1} \left(\frac{C_{6.4\text{keV}}}{10^{-5}} \right) \\ &= 20 - 100 \text{ (eV cm}^{-3}\text{)} \end{aligned}$$

と求められる。

では、この高エネルギー電子はどこに由来するものであろうか。電波観測から発見されている 1E 1740.7-2942 から伸びるジェットが候補に挙げられるだろう。電波と 6.4 keV ジェットは同一直線上にはなく、大きさも電波が数 pc であるのに対して、6.4 keV ジェットは 20 pc と大きさは 10 倍程度異なる (図 6.5)。しかし、ジェットの方向が歳差運動していると考えれば矛盾はない。

次に X 線起源の可能性を考察する。1E 1740.7-2942 の等方放射によって照らされている考えると、その距離 $D \sim 10' \sim 25$ pc と分子雲の大きさ ~ 5 pc より必要光度は $L_{\text{req}} \sim 3 \times 10^{37} \text{ erg s}^{-1}$ となる。一方で現在の光度は $L_{\text{obs}} \sim 10^{36} \text{ erg s}^{-1}$ (表 6.2) であり、1E 1740.7-2942 からの等方放射では説明で難しい。しかしながら、分子雲の方向にコリメートされた硬 X 線放射が存在するのであれば説明は可能である。この時、 10° の角度にコリメートされているとすれば、その光度は $3 \times 10^{35} \text{ erg s}^{-1}$ となる。

また、Sgr B2 や M0.51-0.10 などのような Sgr A* に照らされた X 線反射星雲である場合を考える。Sgr A* との距離は視線方向に $\sim 50' = 120$ pc であり、必要光度は $L_{\text{req}} \sim 10^{39} \text{ erg s}^{-1}$ と計算できる。もし、この 6.4 keV で輝く構造が Sgr A* によるものであるとするならば、400 年前にも 10^6 倍明るかった証拠になる。

6.2 熱的成分–2.45 keV 輝線–

2.45 keV イメージ (図 6 左) に示したように、1E 1740.7-2942 の周囲 (中心を除いた実線領域) からスペクトルを取得した。バックグラウンドは破線領域を選んだ。スペクトルを図 6.2(右) に示す。

2.45 keV は He 状硫黄の K 輝線 (SXV $K\alpha$) に対応する。スペクトルを見ると高エネルギー側に 1E 1740.7-2942 からの洩れ込みが強く混入している。そこで 1E 1740.7-2942 のスペクトルをフィットすることで、洩れ込んだスペクトルの形状を評価することにした。1E 1740.7-2942 のスペクトルは図 6(左) の斜線領域から取得し、バックグラウンドは同じ破線領域のものをを用いた。1E 1740.7-2942 のスペクトルは吸収 $N_{\text{H}} \sim 1.5 \times 10^{23} \text{ cm}^{-2}$ 、 $\Gamma \sim 1.7$ のパワーローで表すことができた。なお、星間物質による散乱によって周囲のスペクトルがソフトになることがありうるが、Chandra による観測からその範囲は $40''$ であると報告されている。本解析ではそれよりも大きな領域 (半径 $2'.3$ 円) を選んでいるのでその影響を考える必要はない。

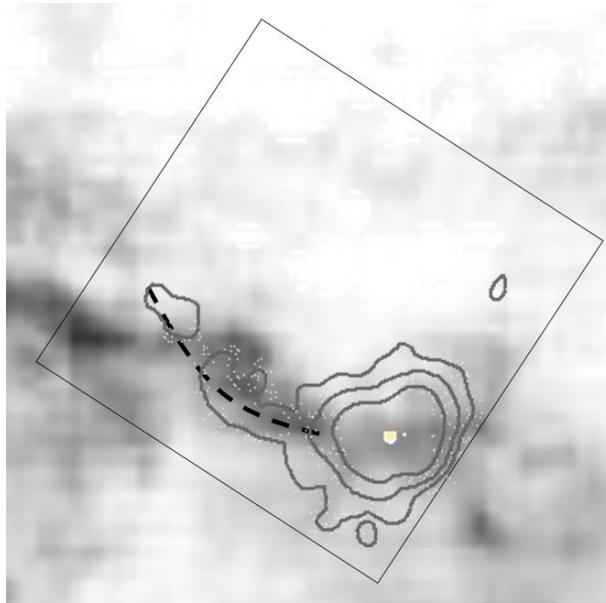


図 6.4: $V_{\text{LSR}} = -130 \sim -120 \text{ km s}^{-1}$ での $^{12}\text{CO}(J=1-0)$ 分子輝線マップ (Oka et al. 1999) と 6.4 keV コントア。実線正方形領域は観測視野を表す。

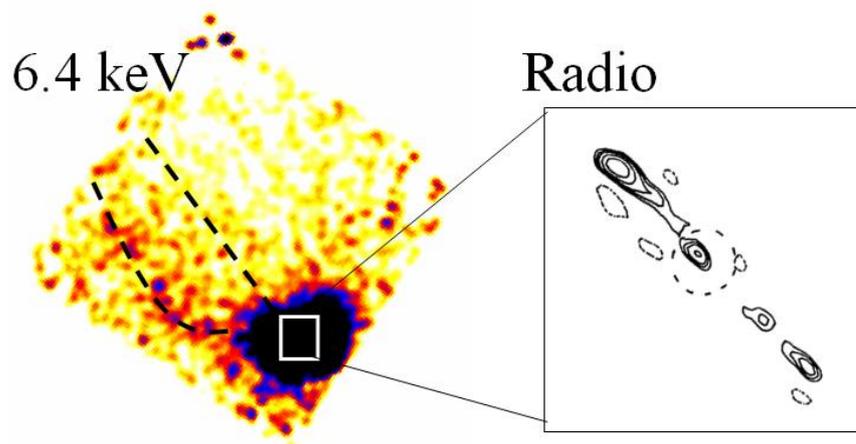


図 6.5: 1E 1740.7-2942 周辺の 6.4 keV イメージと電波ジェット (Mirabel 1994)。電波イメージは 10 倍に拡大している。

図 6.2 右のスペクトルにおいて、2.45 keV 輝線を表す熱的プラズマ (APEC) に 1E 1740.7-2942 の洩れ込みを表すモデルを追加してフィッティングを行った。その結果を表 6.2 に表す。吸収量は $N_{\text{H}} \sim 1.2 \times 10^{23} \text{ cm}^{-2}$ 、プラズマ温度は $\sim 0.8 \text{ keV}$ と求めることができた。

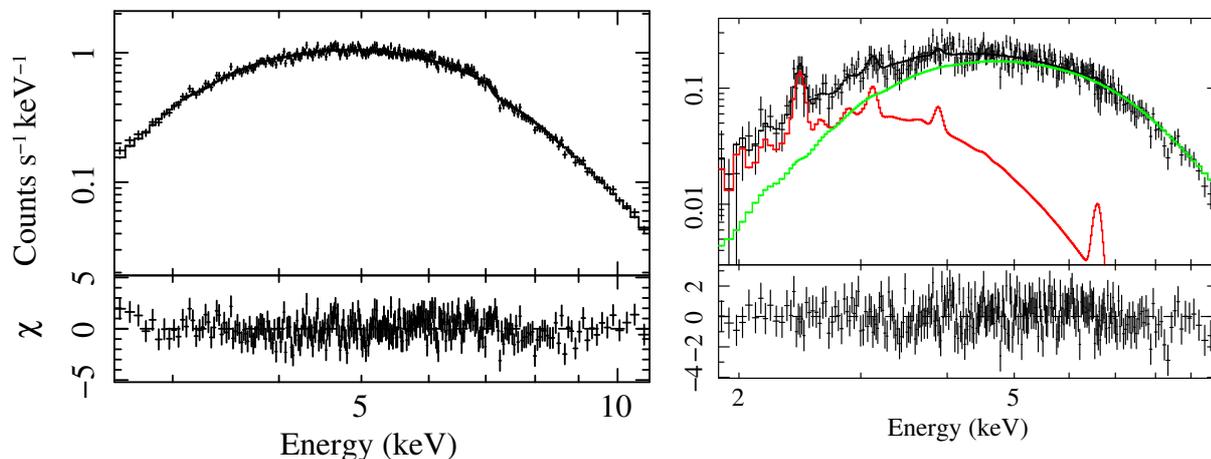


図 6.6: 左: 1E 1740.7-2942 のスペクトル。吸収をかけたパワーローで表すことができる。右: 周囲のスペクトル。1E 1740.7-2942 とは異なり、2.45 keV 輝線が見られる。吸収をかけた $kT \sim 0.8 \text{ keV}$ のプラズマモデル (赤) でフィッティングすることができた。パワーロー (緑) は 1E 1740.7-2942 からの洩れ込みを表す。

表 6.2: 1E 1740.7-2942 とその周囲のスペクトルフィット結果。

Component	1E 1740.7-2942	2.45 keV diffuse
absorption1 ($N_{\text{H}} 10^{23} \text{ cm}^{-2}$)	—	$1.17^{+1.7}_{-1.1}$
plasma temperature (keV)	—	$0.84^{+0.11}_{-0.15}$
absorption2 ($N_{\text{H}} 10^{23} \text{ cm}^{-2}$)	$1.52^{+0.03}_{-0.03}$	1.52 (fixed)
photon index (Γ)	$1.73^{+0.04}_{-0.04}$	1.73 (fixed)
flux ($10^{-12} \text{ ergs cm}^{-2} \text{ s}^{-1}$)	$76.2^{+0.4}_{-0.4} *$	$1.62^{+0.12}_{-0.12} \dagger$
Luminosity \ddagger ($10^{35} \text{ ergs s}^{-1}$)	$11.1^{+0.1}_{-0.1}$	$1.1^{+0.1}_{-0.1}$

* 3-10 keV バンドでの値。

† プラズマ成分のみ、2-10 keV バンドでの値。

‡ 吸収を補正した値。天体までの距離は 8.5 kpc を仮定した。

議論

図 6 の 2.45 keV イメージからは、1E 1740.7-2942 の周囲に特徴のある構造が見られない。1E 1740.7-2942 自身のスペクトルには 2.45 keV 輝線がないので、周囲から得られた熱的成分は広がっていると考えられる。星間ダストによる散乱はスペクトルをソフトにすることはあるが、輝線を放射するなど大きく形状を変えることはない。1E 1740.7-2942 と比べるとスペクトルが全く異なるのでダスト散乱によるものではないだろう。吸収量

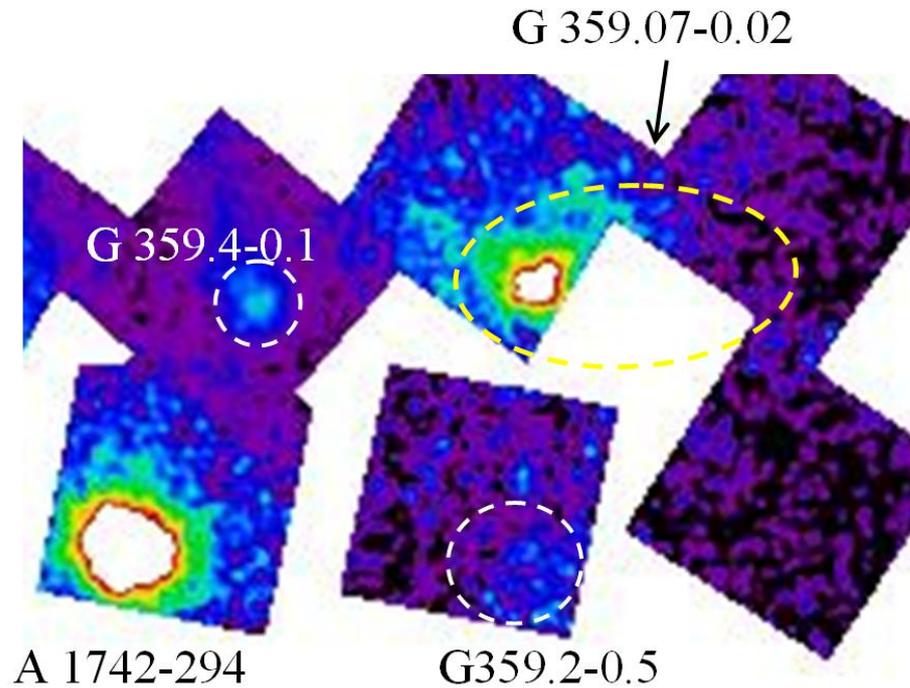


図 6.7: 1E 1740.7-2942 の周囲 (2.45 keV バンド) と電波 SNR G359.07-0.02。

$N_{\text{H}} = 1.2 \times 10^{23} \text{ cm}^{-2}$ は 1E 1740.7-2942 のもの ($N_{\text{H}} = 1.5 \times 10^{23} \text{ cm}^{-2}$) とほとんど同じなので、この熱的放射も銀河中心に位置すると考えてよいだろう。

体積をスペクトルを取得した領域の面積 $= 53 \text{ arcmin}^2$ から $V \sim 53^{3/2} \text{ arcmin}^3 = 1.1 \times 10^{58} \text{ cm}^3$ と仮定する。この熱的放射の物理パラメータを求めると、Emission measure (EM) は $8 \times 10^{58} \text{ cm}^{-3}$ 、電子密度 $n_e \sim 2.8 \text{ cm}^{-3}$ 、質量 $M \sim 25 M_{\odot}$ 、熱的エネルギー $E \sim 1.2 \times 10^{50} \text{ erg}$ 。

また、本観測領域から西側にかけて G359.07-0.02 が存在している (LaRosa et al. 2000)。この天体はシェル型ではなく $22' \times 10'$ の楕円 clump 状に広がった構造をしている超新星残骸候補である。この天体の正体として超新星残骸が考えられる。1E 1740.7-2942 からの洩れ込みが強いことと電波超新星残骸の領域を全てカバーしてはいないのでどれ程広がっているのか分からないが、西隣の領域 (GC6) では有意な放射が見られないことから、最大でも 20 pc 程度の広がりであろう。また質量 $\sim 25 M_{\odot}$ 、熱的エネルギー $E \sim 10^{50} \text{ erg}$ は単一の超新星残骸であると考えて矛盾はない。

この観測の有効観測時間は 20 ks であり、6.4 keV ジェットと 0.8 keV 熱的放射の解析・議論に関して十分な統計量が得られなかった。また、G359.07-0.02 をカバーする領域を観測していないこともあり、「すざく」による追観測 (AO3) を提案している。その観測結果と合わせることでこれらの diffuse 放射の起源・正体がはっきりすることだろう。

第7章 まとめ

本修士論文では「すざく」を用いた銀河中心の diffuse 放射観測の結果について報告した。「すざく」は観測開始直後の 2005 年 9 月から 2007 年 10 月まで 36 視野、合計有効露光時間 1800 キロ秒の銀河中心観測を行ってきた。銀河中心の 1–10 keV バンドの X 線スペクトルには多数の輝線が含まれる。特に SXV, FeI, FeXXV, FeXXVI の K 輝線は特徴的であり、それらの狭輝線バンドイメージを作成した。

広がった放射に対して過去最高感度を持つ「すざく」によって 6.4, 6.7, 6.9 keV 鉄輝線強度分布を明らかにした。

- 6.4 keV(中性鉄) 輝線は Radio Arc, Sgr B2, Sgr C などの巨大分子雲をトレースしており、過去の研究結果とコンシステントであった。また、これまで観測が不十分であった Sgr D, Sgr E 領域から、初めて周囲に比べて放射の超過を確認した。さらに、局所的に強い領域を除いた分布のピークは銀河中心よりも東側に 0.2 度シフトしていた。この放射の起源を宇宙線中に含まれる電子であるとするとそのエネルギー密度は $10\text{--}100\text{ eV cm}^{-3}$ になる。過去に明るかった ($L_X \sim 10^{39}\text{ erg s}^{-1}$) Sgr A* が周囲の分子ガス照らしたことによるものだとすると、銀河中心 $2^\circ \times 1^\circ$ の楕円領域には $2 \times 10^8 M_\odot$ の低温の物質が存在する。
- 6.7(He 状鉄), 6.9(H 状鉄) keV 輝線の強度分布は非常に良く似ており、その強度比は場所によらず、銀河中心 $600\text{ pc} \times 300\text{ pc}$ に $kT \sim 6.6\text{ keV} = 7000$ 万度の高温プラズマが存在していることを示唆した。6.7 keV と X 線点源の強度分布は異なっており、プラズマの全てが点源の重ね合わせで説明することは難しく、真に広がった成分であると思われる。6.7 keV 輝線強度分布からプラズマの(電子)密度は銀河中心から離れるに従い低下することが分かった。プラズマは電離平衡状態であると考えられたが、このプラズマは銀河中心の重力で束縛できず、1–10 万年で散逸してしまい電離平衡状態を実現できない。しかし、 $l \sim 1^\circ$ では密度が小さくなり、プラズマの圧力が小さくなるので、銀河中心の星間磁場の強度 $20\text{--}40\mu\text{G}$ によって閉じ込めることができ、電離平衡に達することが可能であると考えられる。

Sgr B1、Sgr D 領域で diffuse 天体を発見した。

- Sgr B1 領域から広がった熱的放射 G0.42–0.04 を発見した。G0.42–0.04 のスペクトルは 0.7 keV の光学的に薄いプラズマモデルで表現することができた。吸収量 $N_H \sim 8 \times 10^{22}\text{ cm}^{-3}$ からこの天体が銀河中心領域に位置すると考えて矛盾はない。大きさと質量は典型的な超新星残骸と比べて小さいが、銀河中心までの星間吸収によってより低温の成分が隠されてしまっているのだとすれば説明ができる。一方で、近赤外観測によると同じ位置に星団が存在していないので星団である可能性も低いだろう。G0.42–0.04 は超新星残骸であると考えられる。
- M0.51–0.10 は Sgr B1 HII 領域の銀緯方向 $+0^\circ.05$ に位置している 6.4 keV clump である。M0.51–0.10 のスペクトルは大きな等価幅 ($\sim 1.4\text{ keV}$) を持つ 6.4 keV 輝線と

強い吸収 ($N_{\text{H}} \sim 1.5 \times 10^{23} \text{ cm}^{-2}$) を受けた連続成分で表現できた。この結果はこの天体が外部からの X 線を中性鉄原子が吸収・再放射すると考えて矛盾しない。一方で、宇宙線中の電子による衝突電離では等価幅の大きさと吸収の強さの説明が難しい。また、周囲に明るい照射源が見つからなかった。しかし、もし 300 年前に Sgr A* が現在の 10^6 倍明るかったとすれば説明ができる。

- Sgr D 領域から広がった熱的放射 G1.20–0.21 を発見した。そのスペクトルは吸収の異なる 2 成分で表現することができた。小さい吸収を受けた成分は前景の点源と考えると矛盾しない。一方でもう 1 つの成分は銀河中心までの吸収量を受けた $kT \sim 1.6 \text{ keV}$ の光学的に薄いプラズマと考えられる。その大きさや全熱的エネルギー、質量から G0.42–0.04 と同様に超新星残骸と考えると矛盾しない。G1.20–0.21 は電波超新星残骸 Sgr D と重なった位置にあり、同じ起源である可能性が高い。また、近赤外観測から星団は発見されていないので、星団の可能性も低いだろう。

マイクロクエーサー 1E 1740.7–2942 の周囲から興味深い天体を発見した。

- 1E 1740.7–2942 から東側に伸びる 6.4 keV ジェット状放射を発見した。これは他のバンドでは確認できず、中性鉄輝線バンドのみで明るい。スペクトルは 6.4 keV 輝線と強い吸収を受けた連続成分で表現できた。電波観測による分子輝線マップとも関連していることから局所的な分子雲であると考えられる。しかしながら、統計が少なく、1E 1740.7–2942 からの強い洩れ込みのために 6.4 keV 輝線の起源が電子であるか X 線であるかは決定できなかった。もし電子起源であるとするれば、宇宙線エネルギー密度は通常の星間空間の 1000–10000 倍に相当する。その起源はマイクロクエーサーからのジェットであるかもしれない。また、X 線起源であるとするると現在の 1E 1740.7–2942 自身の明るさでは説明できない。Sgr A* が光源だとすると 400 年前に 10^6 倍明るかったと考えられる。
- 自身を除いた 1E 1740.7–2942 の周囲 $\sim 2'$ のスペクトルは 2.45 keV に強い輝線を持っていた。1E 1740.7–2942 自身のスペクトルには輝線はなく、それとは異なる広がった熱的成分であると考えられる。温度 $kT \sim 0.8 \text{ keV}$, 質量 $\sim 25M_{\odot}$, 熱的エネルギー $\sim 10^{50} \text{ erg}$ は超新星残骸のものとコンシステントである。電波観測から発見されている超新星残骸の一部と位置が重なっており関連していることが考えられる。

謝辞

本修士論文は多くの方々からのご指導・助言をいただいたことで何とか完成させることができました。ここに深い感謝の意を表したいと思います。

小山勝二教授にはデータ解析や結果の考察の方法、英文法、研究者としてのあり方など、様々なご指導をいただきました。ありがとうございます。鶴剛准教授には解析結果における議論を幾度となくしていただいただけでなく、論文内容の校正までしていただきました。ありがとうございます。松本浩典助教には計算機の使い方や解析方法について分からないことを何度も教えていただきました。ありがとうございます。

森英之さんには Linux の使い方や宇宙物理に関する知識をいつも優しく教えていただきました。ありがとうございます。中嶋大さんには XIS や天文学など色々と教えていただきました。感謝に絶えません。山口弘悦さんは僕が質問すると自分で調べてまで非常に丁寧に教えていただき、ありがとうございました。乾達也さんには研究室に入った当初、右も左もわからない時からお世話になりました。兵藤義明さんにはシェルスクリプトの使い方から天体解析の考察にいたるまで、色々教えていただきました。内山秀樹さんには色んな議論をしていただいただけでなく、色んな話をしました。楽しかったです。小澤碧さんのバイタリティあふれる行動力と親しみやすさには癒されました。澤田真理君はいつも余しゃくしゃくでなんだかわからない勇気をもらいました。ありがとうございました。

ガンマ線グループの方々には別の知識や違ったものの考え方などを教えていただきました。とても参考になりました。これからの研究にも是非生していきたいと思います。ありがとうございました。

さて、同期の中野晋太郎君、瀧川庸二郎君、黒澤俊介君とは色々ありすぎました。集まるべくして集まったメンバーだったのかもしれませんが。

中野君とは学部時代からの付き合いで、これまで色々の良い刺激を受けてきました。中野君がいなければこれ程に有意義な研究生活にはならなかったでしょう。非常にいい友人をもって良かったと思っています。瀧川君とは同じ X 線グループで苦しいときになぐさめ合いをしてきました。サンディエゴの国際会議に行ったのは、食事はともかくとして、非常に良い思い出になりました。黒澤君には何度も苦しい場面を乗り越える助けになってもらいました。

中野君と瀧川君とは修士で別の道になってしまいましたが、これからも 4 人が最高の仲間であることは変わりません。

最後にこれまで僕を支えてくれた全ての人に感謝したいと思います。

2008 年 1 月 31 日
信川 正順

参考文献

- 木舟 正 著, 2004, 「宇宙高エネルギー粒子の物理」, 倍風館
 小山 勝二 著, 1992, 「X線で探る宇宙」, 倍風館
 Aharonian, F., et al. 2006, *Nature*, 439, 695
 Baganoff, F. K., et al. 2001, *Nature*, 413, 45
 Baganoff, F. K., et al. 2003, *ApJ*, 591, 891
 Balick, B., & Brown, R. L. 1974, *ApJ*, 194, 265
 Brinkmann, W., Kawai, N., Matsuoka, M., & Fink, H. H. 1991, *A&A*, 241, 112
 Chez, A., M., et al. 2003, *ApJ*, 586, 127L
 Chez, A., M., Salim, S., Hornstein, S. D., Tanner, A., Lu, J. R., Morris, M., Becklin, E. E., & Duchene, G. 2005, *ApJ*, 620, 744
 Cooke, B. A., Griffith, R. E., & Pounds, K. A. 1969, *Nature*, 224, 134
 Cremonesi, D. I., Mereghetti, S., Sidoli, L., & Israel, G. L. 1999, *A&A*, 345, 826
 Del Santo, M., Sidoli, L., Bazzano, A., Cocchi, M., De Cesare, G., Paizis, A., & Ubertini, P. 2006, *A&A*, 456, 1105
 Dutra, C.M., & Bica, E. 2000, *A&A*, 359, L9
 Henke, B. L., Lee, P., Tanaka, T. J., Shimabukuro, R. L., & Fujikawa, B. K. 1982, *At. Data Nucl. Data Tables*, 27, 1
 Hyodo, Y. 2005, 修士論文, 京都大学
 Hyodo, Y., Tsujimoto, M., & Koyama, K. 2008, *PASJ*, 60, in press
 Inui, T. 2007, 博士論文, 京都大学
 Inui, T., Koyama, K., Matsumoto, H., & Tsuru, T. 2008, in prepared
 Ishisaki, Y., et al. 2007, *PASJ*, 59, S113
 Kelley, L. R., et al. 2007, *PASJ*, 59, S77
 Klypin, A., Zhao, H. S., & Somerville, S. R. 2002, *ApJ*, 573, 597
 Kokubun, M., et al. 2007, *PASJ*, 59, S53
 Kotani, T., Kawai, N., Matsuoka, M., & Brinkmann, W. 1996, *PASJ*, 48, 619
 Koyama, K., Ikeuchi, S., & Tomisaka, K. 1986, *PASJ*, 38, 503
 Koyama, K., Makishima, K., Tanaka, Y., & Tsunemi, H. 1986, *PASJ*, 38, 121
 Koyama, K., Awaki, H., Kunieda, H., Takano, S., Tawara, Y., Yamauchi, S., Hatsukade, I., & Nagase, F. 1989, *Nature*, 339, 603
 Koyama, K., Maeda, Y., Sonobe, T., Takeshima, T., Tanaka, Y., & Yamauchi, S. 1996, *PASJ*, 48, 249
 Koyama, K., Hyodo, Y., & Inui, T. 2006, *Journal of Physics Conference Series*, 54, 95
 Koyama, K., et al. 2007a, *PASJ*, 59, S23
 Koyama, K., et al. 2007b, *PASJ*, 59, S221
 Koyama, K., Uchiyama, H., Hyodo, Y., Matsumoto, H., Tsuru, G. Y., Ozaki, M., Maeda, Y., & Murakami, H. 2007d, *PASJ*, 59, S237
 Koyama, K., et al. 2007c, *PASJ*, 59, S245

- LaRosa, T. N., Kassim, N. E., Lazio, T. J. W., & Hyman, S. D. 2000, *A&A*, 119, 207
- Law, C., & Yusef-Zadeh, F. 2004, *ApJ*, 611, 858
- Maeda, Y. 1995, 博士論文, 京都大学
- Maeda, Y., et al. 2002, *ApJ*, 570, 671
- Mehringer, D. M., Palmer, P., & Goss, W. M. 1993, *ApJ*, 402L, 69M
- Mendoza, C., Kallman, T. R., Bautista, M. A., & Palmeri, P. 2004, *A&A*, 414, 377
- Mirabel, I. F. 1994, *ApJS*, 92, 369
- Mitsuda, K., et al. 2007, *PASJ*, 59, S1
- Mori, H., Tsuru, T. G., Hyodo, Y., Senda, A., & Koyama, K. 2008, *PASJ*, 60, in press
- Muno, M. P., et al. 2003, *ApJ*, 589, 225
- Muno, M. P., et al. 2004, *ApJ*, 613, 326
- Muno, M. P., Bauer, F. E., Bandyopadhyay, R. M., & Wang, Q. D. 2006, *ApJS*, 165, 173
- Murakami, H., Koyama, K., Sakano, M., Tsujimoto, M., & Maeda, Y. 2000, *ApJ*, 534, 283
- Murakami, H., Koyama, K., & Maeda, Y. 2001a, *ApJ*, 558, 687
- Murakami, H., Koyama, M., Tsujimoto, M., Maeda, Y., & Sakano, M. 2001b, *ApJ*, 550, 297
- Nobukawa, M., et al. 2008, *PASJ*, 60, in press
- Oka, T., Hasegawa, T., Sato, F., Tsuboi, M., & Miyazaki, A. 1999 *ApJS*, 118, 455
- Porquet, D., Rodrigues, J., Corbel, S., Goldoni, P., Warwick, R. S., Goldwurm, A., & Decourchelle, A. 2003, *A&A*, 406, 299
- Revnivtsev, M., Vikhlinin, A., & Sazonov, S. 2006, astro-ph/0611952
- Sakano, M., Imanishi, K., Tsujimoto, M., Koyama, K., & Maeda, Y. 1999, *ApJ*, 520, 316
- Serlemitsos, P. J., et al. 2007, *PASJ*, 59, S9
- Sidoli, L., Mereghetti, S., Favata, F., Oosterbroek, T., & Parmar, A. N. 2006, *ApJ*, 456, 287
- Smith, D. M., Heindl, W. A., & Swank, J. H. 2002, *ApJ*, 578, 89
- Sofue, Y. 1990, *PASJ*, 42, 827
- Sofue, Y. 1995, *PASJ*, 47, 527
- Sunyaev, R. A., Markevitch, M., Pavlinsky, M. 1993, *ApJ*, 407, 606 & Takahashi, T., et al. 2007, *PASJ*, 59, S35
- Tanaka, Y., Koyama, K., Maeda, Y., Sonobe, T. 2000, *PASJ*, 52, L25
- Tatischeff, V. 2003, in *Final Stage of Stellar Evolution*, ed. C. Motch & Hameury (EAS publication Series vol.7), 79 (astro-ph/0208397v1)
- Tsuboi, M., Handa, T., & Ukita, N. 1999, *ApJS*, 120, 1
- Tsujimoto, M., Hyodo, Y., & Koyama, K. 2007, *PASJ*, 59, S229
- Uchiyama, H. 2007, 修士論文, 京都大学
- Worrall, D. M., Marshall, F. E., Boldt, E. A., & Swank, J. H. 1982. *ApJ*, 255, 111
- Yamauchi, S., Kawada, M., Koyama, K., Kunieda, H., Tawara, Y., & Hatsukade, I. 1990, *ApJ*, 365, 532
- Yusef-Zadeh, F., Muno, M., Wardle, M. 2007, & Lis, D. C. 2007, *ApJ*, 656, 847

*著者数が10名以上の論文は共著者の名前を省略している。

付 録 A 鉄輝線強度と等価幅

第 5 章で行ったスペクトルフィット結果を以下の表にまとめる。

表 A.1: 輝線強度と等価幅 (1/4)

position		absorption		photon index		line intensity (photons cm ⁻² s ⁻¹ arcmin ⁻²)					
<i>l</i>	<i>b</i>	N_{H}	error	Γ	error	6.4 keV	error	6.7 keV	error	6.9 keV	error
0.05	0.05	24.5	5.3	2.670	0.466	2.38e-6	2.22e-7	2.29e-6	2.04e-7	7.06e-7	1.56e-7
0.05	-0.05	20.1	1.8	2.554	0.162	5.22e-6	1.87e-7	3.12e-6	1.40e-7	1.17e-6	1.13e-7
0.05	-0.15	13.2	2.5	2.252	0.200	2.43e-6	1.24e-7	2.13e-6	1.15e-7	7.79e-7	9.23e-8
0.15	-0.05	18.4	3.1	2.830	0.354	3.41e-6	1.68e-7	2.21e-6	1.47e-7	8.14e-7	1.23e-7
0.15	-0.15	17.6	3.0	2.604	0.271	4.51e-6	2.47e-7	2.32e-6	1.71e-7	7.58e-7	1.44e-7
-0.05	-0.15	8.3	4.5	2.383	0.383	7.77e-7	1.11e-7	3.11e-6	1.91e-7	8.95e-7	1.20e-7
-0.15	-0.05	13.5	2.0	2.066	0.027	1.03e-6	7.98e-8	2.07e-6	9.80e-8	8.71e-7	7.41e-8
-0.25	-0.15	9.3	3.7	2.661	0.318	4.67e-7	6.69e-8	1.55e-6	9.26e-8	6.55e-7	7.16e-8
-0.25	-0.05	14.3	2.2	2.364	0.185	5.52e-7	4.80e-8	1.58e-6	6.53e-8	6.75e-7	4.95e-8
-0.25	0.05	14.7	3.3	2.303	0.353	4.33e-7	5.46e-8	1.32e-6	7.42e-8	6.04e-7	5.87e-8
-0.35	-0.05	23.4	3.6	2.652	0.340	5.45e-7	7.24e-8	1.45e-6	9.16e-8	6.40e-7	7.34e-8
-0.25	-0.15	20.2	3.0	2.503	0.262	4.14e-7	4.86e-8	1.29e-6	6.88e-8	4.72e-7	4.97e-8
-0.25	-0.25	16.5	3.6	2.700	0.360	2.29e-7	3.69e-8	8.37e-7	5.23e-8	2.56e-7	3.86e-8
-0.15	-0.15	26.6	2.2	2.837	0.175	4.18e-7	4.54e-8	1.70e-6	6.92e-8	6.02e-7	4.74e-8
-0.15	-0.25	15.0	2.1	2.533	0.253	1.65e-7	2.91e-8	9.83e-7	4.81e-8	3.12e-7	3.31e-8
-0.05	-0.15	14.9	2.5	2.595	0.236	4.87e-7	5.39e-8	2.14e-6	9.21e-8	6.12e-7	5.75e-8
-0.05	-0.25	23.0	4.3	2.571	0.391	2.24e-7	5.38e-8	1.08e-6	7.96e-8	3.60e-7	5.68e-8
-0.15	0.15	22.5	4.3	2.315	0.367	2.42e-7	5.51e-8	1.03e-6	8.01e-8	3.85e-7	6.00e-8
-0.15	0.25	38.1	6.3	2.648	0.559	1.18e-7	6.64e-8	6.75e-7	8.52e-8	3.29e-7	7.25e-8
-0.05	0.15	28.4	4.3	2.892	0.228	2.74e-7	5.74e-8	9.76e-7	7.83e-8	3.26e-7	5.62e-8
-0.05	0.25	24.3	6.7	2.891	0.602	1.74e-7	4.84e-8	5.72e-7	6.46e-8	2.30e-7	4.88e-8
0.35	-0.05	8.3	2.9	2.494	0.261	1.13e-6	7.99e-8	1.33e-6	8.30e-8	4.76e-7	6.78e-8
0.35	-0.15	17.2	3.0	2.420	0.246	9.09e-7	6.75e-8	1.06e-6	6.83e-8	4.24e-7	5.85e-8
0.45	-0.05	17.5	2.7	2.264	0.254	1.05e-6	6.42e-8	1.02e-6	6.02e-8	4.60e-7	5.12e-8
0.45	-0.15	19.2	2.9	2.389	0.270	1.04e-6	6.17e-8	9.85e-7	5.73e-8	4.29e-7	4.73e-8
0.55	-0.05	27.2	4.2	2.760	0.363	1.33e-6	9.53e-8	1.40e-6	9.13e-8	3.87e-7	6.33e-8
0.55	-0.15	10.3	3.1	2.039	0.039	7.30e-7	6.57e-8	8.11e-7	6.51e-8	3.51e-7	5.28e-8
0.65	-0.05	50.0	3.2	3.020	0.283	3.51e-6	1.83e-7	1.73e-6	1.05e-7	5.51e-7	7.92e-8
0.65	-0.15	25.0	4.1	2.412	0.374	8.29e-7	6.00e-8	7.40e-7	5.52e-8	3.41e-7	4.97e-8
0.75	-0.05	21.8	5.1	1.907	0.481	8.16e-7	8.93e-8	8.16e-7	8.85e-8	4.16e-7	8.58e-8
0.75	-0.15	12.0	5.7	1.731	0.481	1.74e-6	2.28e-7	5.65e-7	7.56e-8	3.11e-7	7.27e-8
-0.45	-0.05	27.7	4.3	2.666	0.357	7.03e-7	7.54e-8	9.35e-7	8.04e-8	4.29e-7	6.65e-8
-0.55	-0.05	18.0	2.2	2.332	0.208	1.34e-6	6.31e-8	1.15e-6	5.57e-8	4.99e-7	4.61e-8
-0.55	-0.15	22.8	2.8	2.091	0.021	1.72e-6	8.24e-8	9.57e-7	5.61e-8	3.87e-7	4.67e-8
-0.65	-0.05	26.6	3.2	2.490	0.299	7.68e-7	5.77e-8	8.50e-7	5.77e-8	3.41e-7	4.68e-8
-0.65	-0.15	13.3	3.7	1.910	0.304	6.41e-7	5.08e-8	7.57e-7	5.29e-8	3.09e-7	4.36e-8
0.65	-0.15	36.6	5.6	2.786	0.491	1.90e-6	1.67e-7	7.63e-7	9.01e-8	2.31e-7	7.46e-8
0.75	-0.05	46.4	4.7	2.931	0.454	2.44e-6	1.94e-7	9.25e-7	1.06e-7	2.99e-7	8.75e-8
0.75	-0.15	17.1	2.7	2.114	0.025	2.11e-6	1.23e-7	6.87e-7	6.05e-8	3.02e-7	5.14e-8
0.75	-0.25	34.4	5.3	2.828	0.468	1.36e-6	9.37e-8	4.24e-7	6.36e-8	1.21e-7	5.34e-8
0.85	-0.05	51.3	6.6	3.184	0.484	1.01e-6	1.30e-7	7.48e-7	1.09e-7	2.35e-7	8.94e-8
0.85	-0.15	27.0	4.1	2.687	0.364	7.65e-7	6.45e-8	5.40e-7	5.15e-8	1.71e-7	4.17e-8
0.85	-0.25	17.5	6.4	2.465	0.785	5.62e-7	9.52e-8	3.52e-7	5.01e-8	1.29e-7	4.38e-8
0.55	-0.05	15.2	4.7	2.078	0.411	9.61e-7	8.29e-8	1.20e-6	8.53e-8	2.63e-7	5.83e-8
0.55	0.05	26.8	3.2	2.457	0.271	5.81e-7	4.65e-8	1.13e-6	6.10e-8	2.88e-7	3.90e-8
0.55	0.15	22.0	5.0	2.056	0.044	2.56e-7	3.69e-8	5.71e-7	4.68e-8	2.22e-7	3.60e-8
0.65	0.05	30.6	3.9	2.968	0.379	6.64e-7	5.11e-8	1.30e-6	7.26e-8	2.53e-7	3.90e-8
0.65	0.15	31.6	4.8	2.949	0.435	3.37e-7	4.86e-8	8.20e-7	6.44e-8	2.70e-7	4.55e-8

表 A.2: 輝線強度と等価幅 (1/2)

position		absorption		photon index		line intensity (photons cm ⁻² s ⁻¹ arcmin ⁻²)					
<i>l</i>	<i>b</i>	N_{H}	error	Γ	error	6.4 keV	error	6.7 keV	error	6.9 keV	error
1.05	0.05	42.6	13.4	3.94	1.66	2.19e-7	8.68e-8	5.26e-7	1.03e-7	1.27e-7	8.18e-8
1.15	0.05	20.5	8.3	2.91	0.66	2.43e-7	4.43e-8	3.03e-7	4.57e-8	7.67e-8	3.69e-8
1.15	-0.05	34.6	7.4	3.70	0.62	4.07e-7	6.33e-8	5.50e-7	6.85e-8	9.87e-8	4.70e-8
1.25	0.05	9.8	9.8	2.79	1.14	1.54e-7	3.50e-8	2.08e-7	3.87e-8	9.76e-8	3.34e-8
1.25	-0.05	49.9	10.9	3.73	0.87	5.68e-7	1.05e-7	3.79e-7	8.28e-8	7.99e-8	6.95e-8
1.25	-0.15	17.8	11.9	2.87	1.12	1.00e-7	3.50e-8	1.67e-7	3.84e-8	2.37e-8	2.37e-8
1.25	-0.25	11.3	9.5	2.70	1.19	1.44e-7	3.46e-8	2.41e-7	5.61e-8	9.45e-8	3.48e-8
1.35	-0.15	13.5	13.5	3.14	1.48	8.01e-8	2.66e-8	1.68e-7	3.24e-8	8.69e-8	2.89e-8
1.35	-0.25	1.9	1.9	3.72	1.79	6.91e-8	2.45e-8	1.64e-7	2.90e-8	4.74e-8	2.48e-8
1.45	0.05	25.3	11.4	3.25	1.24	1.33e-7	4.37e-8	2.55e-7	4.77e-8	1.17e-7	4.14e-8
1.45	-0.05	62.2	12.3	4.00	1.23	1.73e-7	7.55e-8	3.87e-7	7.98e-8	9.82e-8	6.29e-8
1.55	0.05	24.4	4.4	2.67	0.35	1.95e-7	5.36e-8	1.85e-7	5.16e-8	4.45e-8	4.45e-8
1.55	-0.05	7.3	7.3	2.39	0.81	8.53e-8	2.68e-8	1.29e-7	2.95e-8	7.31e-8	2.89e-8
0.95	-0.15	26.0	5.7	2.69	0.50	2.55e-7	4.33e-8	4.16e-7	4.72e-8	1.46e-7	3.92e-8
0.95	-0.25	33.3	7.6	3.42	0.74	3.41e-7	5.32e-8	4.13e-7	5.31e-8	1.97e-7	4.47e-8
1.05	-0.05	40.6	6.9	2.60	0.56	3.13e-7	6.67e-8	4.91e-7	6.98e-8	1.77e-7	5.87e-8
1.05	-0.15	33.9	4.9	3.12	0.47	2.38e-7	3.37e-8	3.97e-7	3.75e-8	1.04e-7	2.87e-8
1.05	-0.25	33.5	6.3	2.83	0.52	2.69e-7	5.25e-8	3.73e-7	4.02e-8	1.11e-7	3.12e-8
1.15	-0.15	34.0	6.8	2.76	0.61	3.91e-7	5.27e-8	3.64e-7	4.72e-8	1.09e-7	3.93e-8
1.15	-0.25	31.6	9.4	2.84	0.92	2.30e-7	5.05e-8	3.49e-7	5.40e-8	6.57e-8	4.21e-8
0.15	-0.25	15.9	3.1	2.33	0.26	4.78e-7	4.22e-8	7.09e-7	4.68e-8	2.39e-7	3.71e-8
0.15	-0.35	41.0	5.6	3.34	0.51	1.63e-7	5.08e-8	6.20e-7	6.24e-8	1.82e-7	4.71e-8
0.25	-0.15	9.7	3.2	2.05	0.04	1.09e-6	1.04e-7	1.31e-6	1.09e-7	3.73e-7	8.20e-8
0.25	-0.25	30.5	3.2	2.74	0.26	4.27e-7	4.51e-8	7.87e-7	5.20e-8	3.11e-7	4.12e-8
0.25	-0.35	28.2	4.9	3.03	0.45	1.27e-7	3.43e-8	5.18e-7	4.46e-8	1.63e-7	3.41e-8
0.35	-0.25	27.2	5.2	2.37	0.45	3.20e-7	5.88e-8	6.76e-7	6.84e-8	2.14e-7	5.68e-8
Mapping GC1-12, 14-23											
-0.16	0.33	-	-	-	-	8.75e-8	2.21e-8	3.49e-7	3.02e-8	1.17e-7	2.41e-8
-0.50	0.33	-	-	-	-	5.82e-8	2.00e-8	2.59e-7	2.69e-8	8.19e-8	2.17e-8
-0.83	0.33	-	-	-	-	5.94e-8	1.81e-8	2.19e-7	2.38e-8	1.00e-7	2.07e-8
-1.17	0.33	-	-	-	-	5.10e-8	1.69e-8	1.89e-7	2.18e-8	3.99e-8	1.71e-8
-1.18	0.00	-	-	-	-	1.81e-7	2.75e-8	2.88e-7	3.42e-8	1.13e-7	3.06e-8
-1.51	0.00	-	-	-	-	6.86e-8	1.92e-8	1.92e-7	2.34e-8	6.59e-8	2.01e-8
-1.84	0.00	-	-	-	-	6.17e-8	1.65e-8	1.98e-7	2.11e-8	3.78e-8	1.61e-8
-0.17	-0.33	-	-	-	-	1.53e-7	3.41e-8	4.79e-7	4.47e-8	1.59e-7	3.56e-8
-0.83	-0.33	-	-	-	-	9.59e-8	2.46e-8	2.73e-7	3.00e-8	1.12e-7	2.62e-8
-1.18	-0.33	-	-	-	-	7.57e-8	1.89e-8	1.74e-7	2.25e-8	6.31e-8	1.89e-8
0.16	-0.67	-	-	-	-	2.78e-8	1.85e-8	16.3e-8	2.34e-8	3.73e-8	1.92e-8
-0.17	-0.67	-	-	-	-	3.87e-8	1.99e-8	13.3e-8	2.34e-8	3.31e-8	2.09e-8
0.16	-1.00	-	-	-	-	1.67e-8	1.67e-8	9.35e-8	2.13e-8	3.24e-8	1.94e-8
-0.16	-1.00	-	-	-	-	1.38e-8	1.38e-8	7.24e-8	2.07e-8	3.59e-8	2.05e-8
0.15	0.33	-	-	-	-	6.65e-8	2.19e-8	30.2e-8	2.98e-8	13.0e-8	2.53e-8
0.16	0.67	-	-	-	-	2.24e-8	1.67e-8	12.7e-8	2.15e-8	3.46e-8	1.91e-8
-0.17	0.67	-	-	-	-	2.19e-8	1.83e-8	12.2e-8	2.25e-8	4.92e-8	2.04e-8
1.83	0.00	-	-	-	-	4.75e-8	2.30e-8	15.2e-8	2.59e-8	3.67e-8	2.32e-8
0.50	0.33	-	-	-	-	4.96e-8	2.13e-8	25.0e-8	2.83e-8	7.11e-8	2.31e-8
0.82	0.33	-	-	-	-	5.57e-8	2.01e-8	18.5e-8	2.49e-8	5.97e-8	2.18e-8
Galactic Ridge											
-28.0	-0.15	-	-	-	-	2.5e-8	1.3e-8	5.55e-8	1.75e-8	<1.8e-8	-
-27.6	-0.15	-	-	-	-	2.2e-8	1.1e-8	5.95e-8	1.65e-8	1.18e-8	0.77e-8
-27.3	-0.15	-	-	-	-	<2.2e-8	-	4.9e-8	1.6e-8	<2.3e-8	-
-14.2	-0.54	-	-	-	-	<1.3e-8	-	2.4e-8	0.9e-8	<1.4e-8	-
-12.4	0.71	-	-	-	-	<1.4e-8	-	2.45e-8	0.95e-8	<0.93e-8	-
8.04	-0.05	-	-	-	-	1.8e-8	1.0e-8	9.1e-8	1.2e-8	<1.95e-8	1.05e-8
8.44	-0.05	-	-	-	-	2.4e-8	1.2e-8	8.7e-8	1.5e-8	3.1e-8	1.2e-8
28.46	-0.20	-	-	-	-	1.65e-8	0.65e-8	6.7e-8	0.8e-8	1.2e-8	0.7e-8

表 A.3: 輝線強度と等価幅 (2/4)

position		Equivalent Width (eV)					
l	b	6.4 keV	error	6.7 keV	error	6.9 keV	error
0.05	0.05	412	70	441	82	148	65
0.05	-0.05	527	37	346	33	142	31
0.05	-0.15	407	40	388	44	155	41
0.15	-0.05	484	50	356	42	140	43
0.15	-0.15	531	56	304	49	113	44
-0.05	-0.15	158	51	722	77	222	65
-0.15	-0.05	228	4	504	36	231	37
-0.25	-0.15	132	36	484	54	230	48
-0.25	-0.05	160	26	504	40	237	38
-0.25	0.05	151	46	503	50	255	44
-0.35	-0.05	144	38	424	52	204	54
-0.25	-0.15	140	34	467	51	190	38
-0.25	-0.25	110	32	460	62	150	44
-0.15	-0.15	108	23	494	38	192	26
-0.15	-0.25	81	27	530	48	186	36
-0.05	-0.15	123	29	582	38	181	36
-0.05	-0.25	89	48	464	75	188	61
-0.15	0.15	94	44	450	68	186	58
-0.15	0.25	56	56	292	84	166	62
-0.05	0.15	102	42	406	62	152	48
-0.05	0.25	105	62	396	82	173	80
0.35	-0.05	286	38	378	44	149	42
0.35	-0.15	266	42	348	38	154	42
0.45	-0.05	363	39	390	50	194	40
0.45	-0.15	394	44	418	50	199	39
0.55	-0.05	446	58	529	65	158	64
0.55	-0.15	362	60	456	86	220	63
0.65	-0.05	693	60	390	48	133	47
0.65	-0.15	634	63	399	51	180	60
0.75	-0.05	824	100	310	74	167	74
0.75	-0.15	824	114	296	78	170	81
-0.45	-0.05	231	55	330	51	171	52
-0.55	-0.05	446	38	422	42	206	40
-0.55	-0.15	602	57	385	44	167	42
-0.65	-0.05	278	44	336	48	150	42
-0.65	-0.15	332	58	422	68	190	56

表 A.4: 輝線強度と等価幅 (4/4)

position		Equivalent Width (eV)					
l	b	6.4 keV	error	6.7 keV	error	6.9 keV	error
0.65	-0.15	624	80	286	74	88	48
0.75	-0.05	610	77	264	66	92	62
0.75	-0.15	776	61	280	47	136	47
0.75	-0.25	596	77	206	64	62	56
0.85	-0.05	294	76	256	66	88	68
0.85	-0.15	386	64	310	66	107	54
0.85	-0.25	411	96	299	92	115	83
0.55	-0.05	424	64	564	86	141	71
0.55	0.05	246	42	524	52	152	32
0.55	0.15	170	48	408	66	166	62
0.65	0.05	283	40	636	54	138	45
0.65	0.15	154	36	415	61	161	53
1.05	0.05	143	124	434	136	144	144
1.15	0.05	262	96	339	116	94	94
1.15	-0.05	273	89	441	98	102	76
1.25	0.05	262	134	386	124	194	130
1.25	-0.05	294	116	253	107	80	80
1.25	-0.15	142	116	278	134	70	70
1.25	-0.25	246	128	421	163	213	159
1.35	-0.15	162	127	417	147	271	179
1.35	-0.25	176	141	444	169	138	134
1.45	0.05	159	118	378	132	192	120
1.45	-0.05	121	107	288	110	111	103
1.55	0.05	80	41	80	50	32	32
1.55	-0.05	167	115	274	124	160	121
0.95	-0.15	176	62	322	84	135	77
0.95	-0.25	264	78	393	94	205	101
1.05	-0.05	140	60	241	71	96	60
1.05	-0.15	184	52	344	75	100	54
1.05	-0.25	227	71	335	79	110	62
1.15	-0.15	288	74	308	86	92	73
1.15	-0.25	210	95	382	120	94	94
0.15	-0.25	214	38	354	46	136	37
0.15	-0.35	70	43	320	60	105	51
0.25	-0.15	242	44	324	56	99	42
0.25	-0.25	161	35	334	40	150	40
0.25	-0.35	77	49	380	59	137	51
0.35	-0.25	131	52	318	62	109	61