

X線天文衛星「すざく」 CCDカメラ XIS による
超新星残骸 Sgr A East の観測と
Spaced-row CI 機能の機上試験・校正

内山 秀樹

京都大学院 理学研究科 物理学第二教室 宇宙線研究室

2007年1月31日

概要

2005年7月に打ち上げられた「すざく」は我が国の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、低バックグラウンドという特徴を持つ。本修士論文ではXISを用いた超新星残骸Sgr A Eastの観測結果とXISのSpaced-row Charge Injection機能の機上試験・較正結果を報告する。

2005年9月、「すざく」は超新星残骸Sgr A Eastを含む銀河中心領域を約100ksec観測した。Sgr A Eastに対して大きなバックグラウンドとなる、銀河中心高温プラズマ、「すざく」の空間分解能より小さな点源は、他の衛星のデータも利用して、表面輝度の空間分布を調べた上で差し引いた。その結果、過去最高精度のX線スペクトルをXISにより取得した。その特徴はS、Ar、Ca、Fe元素の強い輝線の存在であり、特にSとFeに関してはHe-like $K\alpha$ 、 $K\beta$ 、H-like $K\beta$ の輝線をそれぞれはっきりと検出することに成功した。このS、Fe輝線を用いてプラズマ診断を行った。S輝線プラズマ診断から約1keVの衝突電離平衡プラズマ成分の存在を明らかにした。また、Fe輝線プラズマ診断からSgr A Eastが多温度成分の高温プラズマを必要とすることが分かった。Sgr A Eastの2-9 keVのスペクトルを説明するには1.2keVと6keVの衝突電離平衡プラズマ成分に加え、冪0.87のハードテイル成分が必要であった。このハードテイル成分の検出は「すざく」が初めてであり、その起源として、「すざく」の空間分解能では分解できない点源の集合、及び、Sgr A Eastの非熱的構造の可能性を議論する。

XISは2005年8月のファーストライト以来、順調に観測を続けていが、当初から予想されていた通り、軌道上での宇宙線損傷より電荷転送効率が減少し、エネルギー分解能の劣化が進んできている。そこで2006年8月より、エネルギー分解能を回復させるためにSpaced-row Charge Injection (SCI)機能を用いている。SCI機能とは天体観測中にCCD撮像領域最上部に設けられたレジスターから一定間隔転送行毎に電荷を注入する機能である。電荷転送効率の低下の原因は、宇宙線により生じたCCDのシリコン結晶の格子欠陥に転送中の電荷がトラップされるためである。SCIによりあらかじめ十分な電荷を流し「犠牲電荷」を人工的に注入しトラップを埋めてしまうことで、天体からのX線によって生じた電荷を守り、電荷転送効率を回復することができる。

本修士論文ではSCI機能運用前に行った偽イベント、ホットピクセル、ゼロレベルの調査結果について報告する。また、SCI ON時には電荷転送非効率がOFF時とは異なった現れ方を示す。現時点での宇宙線損傷であれば、よほど高統計の観測でない限り、その効果は統計誤差以下のものでしかない。しかし、今後、更に宇宙線損傷が進んだ場合を考え、SCI時の電荷転送非効率の補正法を検討した。その概要とそれを ^{55}Fe 較正線源、及び、ペルセウス銀河団、GC South領域といった広がった天体に適用した結果を報告する。

目次

第1章	序論	1
1.1	我々の銀河中心	1
1.2	銀河中心超新星残骸 Sgr A East	3
1.2.1	電波による観測	3
1.2.2	X線による観測	3
1.2.3	TeVガンマ線による観測	6
第2章	X線天文衛星「すざく」	7
2.1	概観	7
2.2	X線望遠鏡 XRT (X-Ray Telescope)	8
2.3	硬X線検出器 HXD (Hard X-ray Detector)	12
2.3.1	Well 検出器ユニット	12
2.3.2	Anti 検出器ユニット	13
第3章	X線 CCD カメラ XIS (X-ray Imaging Spectrometer)	15
3.1	X線 CCD カメラの原理	15
3.2	概要・性能諸元	16
3.3	観測モード	19
3.3.1	クロックモード	19
3.3.2	エディットモード	21
3.4	データ解析法	22
3.4.1	ダークレベル・光漏れ補正	22
3.4.2	イベント検出:Grade 法	23
3.4.3	CTI 補正	24
第4章	「すざく」による Sgr A East の観測	29
4.1	観測諸元および一次データ処理	29
4.2	バックグラウンド評価	31
4.2.1	Non X-ray バックグラウンド	31
4.2.2	宇宙背景 X 線放射	31
4.2.3	点源成分	31
4.2.4	銀河中心高温プラズマ成分	32
4.2.5	Sgr A*	34
4.3	スペクトル解析	35
4.3.1	現象論的フィッティング	35
4.3.2	プラズマ診断	39
4.3.3	S 輝線プラズマ診断	40
4.3.4	Fe 輝線プラズマ診断	41

4.3.5	モデルフィッティング	41
4.4	議論	43
4.4.1	熱的プラズマ成分の性質	43
4.4.2	ハードテイル成分の起源	43
4.5	まとめ	45
第5章	Spaced-row Charge Injection 機能の機上試験・較正	47
5.1	Spaced-row Charge Injection 機能の概要	47
5.2	キャリブレーション観測天体概要	48
5.2.1	ペルセウス銀河団	49
5.2.2	1E0102-72.2	49
5.2.3	GC South 領域	49
5.3	^{55}Fe 較正線源によるエネルギー分解能調査	49
5.4	偽イベント調査	49
5.4.1	Bad row 調査	49
5.4.2	偽イベントのエネルギースペクトル	52
5.5	ホットピクセル数調査	52
5.6	ゼロレベル調査	54
5.7	SCI時のCTI調査・補正	54
5.7.1	SCI時CTI調査	54
5.7.2	SCI時CTI補正法	61
5.7.3	CTI補正結果	62
5.8	まとめと今後	64

第1章 序論

1.1 我々の銀河中心

我々の銀河系(天の川銀河)は宇宙に無数に存在する銀河の中でその中心部を詳細に観測できる唯一のサンプルである。実際、我々の銀河系の中心(以下、銀河中心)までの距離約8 kpcに対し、最も近傍の渦巻銀河、アンドロメダ銀河(M31)までの距離は約800 kpcにもなる。

しかしながら、銀河面円盤の星間物質による強い吸収により、可視光による銀河中心の観測は非常に困難である。図1.1に星間物質による反応断面積を示した。銀河中心までの水素原子柱密度 $N_H \sim \text{several} \times 10^{22} \text{ cm}^{-2}$ という大きな星間吸収に対しては電波、赤外 ($\lambda > 2 \mu\text{m}$)、またはX線 ($\lambda < 0.5 \text{ nm}$)での観測が有効となる。

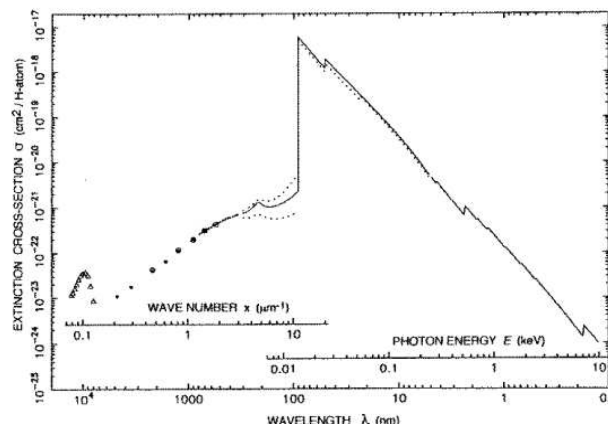


図 1.1: 星間物質による散乱・吸収を合わせた反応断面積。Ryter (1996)

銀河中心の星の固有運動の赤外観測により、太陽質量の約 10^6 倍の超巨大ブラックホール (Sgr A*) の存在が明らかになっている (Ghez et al. 2005)。その周りには、物質が集められ、多くの星や分子雲が集中し、高温・高密度の特異な領域が形成されており、多彩な高エネルギー現象が研究対象となっている。

銀河中心で見られる興味深い現象の一つにX線衛星「ぎんが」が発見した銀河中心300pc以上にわたって広く存在する鉄輝線放射がある (Koyama et al. 1989)。X線衛星「あすか」はX線 CCD SISにより、この鉄輝線を6.4keV、6.7keV、6.9keVの3つの輝線に分解した (Koyama et al. 1996)。6.7keV、6.9keV輝線の起源については、高温プラズマの高電離鉄イオン輝線とする説と裸の鉄宇宙線による電子捕獲説があった。「すざく」は高いエネルギー精度かつ高統計の観測により、6.7keV輝線の輝線中心値を $6680 \pm 1_{\text{統計}}^{+6}_{-3} \text{ eV}$ と決定し、その値が電子捕獲説の $6666 \pm 5 \text{ eV}$ よりも高温プラズマ説での値6680–6685eV(エラーはモデルの不定性)に近いこと、更にこれまで困難だった8～10keVバンドの測定により、水素状鉄のRydberg series limitのフラックスの上限値が6.9keV輝線の輝線幅から

予想される速度の宇宙線の電子捕獲では小さすぎることを明らかにした。これにより高温プラズマ説が有力となった。また、この銀河中心高温プラズマ成分が約200pcにわたって約6.5keVで等温であり、その強度が空間的になめらかに変化していることも明らかにした (Koyama & Hyodo et al. 2006)。Muno et al. (2003) によると銀河中心高温プラズマ成分のうち点源の寄与はせいぜい10%であり、大部分は真に広がった拡散成分である。この銀河中心高温プラズマの熱的エネルギーの総量は $\sim 10^{54}$ ergに達し、更に6.5keVもの高温プラズマは重力的に束縛されず 10^5 年程で散逸してしまう。よって銀河中心には 10^{49} erg/年の熱的エネルギー注入が必要となるが、その起源は未だに明らかになっていない。

銀河中心は最も近傍の活動銀河核のサンプルでもある。図1.2に「すざく」による6.4keV輝線マップを示す。クランプ状の6.4keV放射は分子雲が外部からの強いX線照射を受けて生じるFe I K α 輝線だと考えられる (X線反射星雲)。この照射源がSgr A*だとすると、約300年前に現在の 10^6 倍のX線フラックスを持っていたことになる (Murakami et al. 2001)。また、活動銀河核では電波やX線でのジェットが見られるが、非熱的X線スペクトルを持ち、Sgr A*から伸びるジェット状構造をChandraが発見している (図1.3 Senda et al. 2005)。

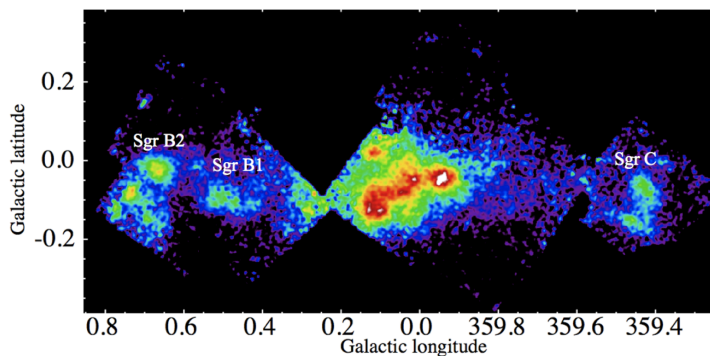


図 1.2: 「すざく」による銀河中心6.4keV (Fe I K α 輝線) マップ。主なX線反射星雲の名称も示した。

更に銀河中心は主要な宇宙線加速現場候補としても研究されている。宇宙線は光子、星間磁場以上の1 eV/ccという大きなエネルギー密度を持つ銀河の基本構成要素である。その最大エネルギーは 10^{20} eVという人類の加速器が未踏の領域に達するにも関わらず、その加速源、加速機構は未だに不明である。「あすか」はSN1006をはじめとする超新星残骸 (Super Nova Remnant, SNR) から100TeV以上の高エネルギー電子が放射する非熱的シンクロトロンX線を発見し、その衝撃波面での高エネルギー宇宙線加速を明らかにした (Koyama et al. 1995)。しかしながら、銀河の宇宙線のエネルギー総量約 10^{55} ergを説明するには銀河面に数十個の非熱的X線放射を持つ超新星残骸が必要となり、現在観測により発見されているものでは数が足りない。どこかに未発見の非熱的X線超新星残骸が多数存在すると考えられ、大きな重力場によって物質が集中する銀河中心はその有力候補である。電波の観測では、図1.4の様に、銀河中心で超新星残骸が多く見ついている。「すざく」は図1.5に示した銀河中心領域の観測により、熱的X線スペクトルを持つ超新星残骸候補を多く発見している (Koyama & Inui et al. 2006, Nakajima 2007)。これら銀河中心の超新星残骸の中から非熱的X線を放射するものが多く見つければ、銀河中心領域が宇宙線加速の主要現場である可能性が高まる。超新星残骸のX線スペクトルから非熱的成分を検出するには熱的プラズマ成分との分離が重要である。高いエネルギー分

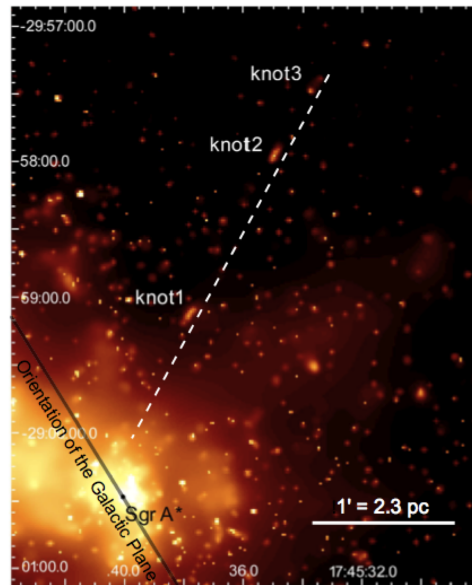


図 1.3: *Chandra* が発見した Sgr A* から伸びるジェット (knot) 状構造。3–8keV X 線イメージ。Senda et al. (2005)

解能、高エネルギーバンドでの高感度、低バックグラウンドを誇る「すざく」XIS はその目的に最適な検出器といえる。今回、我々はこうした銀河中心超新星残骸の中でも特に明るい Sgr A East に着目し、「すざく」での観測・解析を行った。

なお、以下、銀河中心までの距離は 8 kpc とする (Reid et al. 1993)。

1.2 銀河中心超新星残骸 Sgr A East

1.2.1 電波による観測

Sgr A complex は銀河中心で最も明るい電波源として発見された (Jansky 1933, Piddigton & Minnett 1951)。その後、シェル状構造の非熱的電波源 Sgr A East とその内部の熱的電波源 Sgr A West に分解された (図 1.6, Ekers et al. 1983)。Sgr A* は Sgr A West の中心に存在する。Sgr A East はそのシェル状構造と非熱的スペクトルから単一の超新星残骸だと考えられている。しかしながら、多数の超新星起源とする説 (Merger et al. 1989) や Sgr A* の潮汐力で引き裂かれた星だとする説 (Khokhlov & Melia 1996) もある。

1.2.2 X 線による観測

Chandra (Maeda et al. 2002) は、電波シェルの内部を満たす X 線放射を発見した。そのスペクトルは強い S、Ar、Ca、Fe の高電離イオン $K\alpha$ 輝線を特徴とし、 $k_B T \sim 2\text{keV}$ の単温度高温プラズマモデルで説明された。星間吸収は $N_H \sim 10^{23} \text{ cm}^{-2}$ 、Luminosity $\sim 8 \times 10^{34} \text{ erg s}^{-1}$ (2–10keV) であった。*XMM-Newton* は $k_B T \sim 1\text{keV}$ 、4keV の 2 温度成分高温プラズマが必要なことを示し (Sakano et al. 2004)、*Chandra* による追加観測の結果も 2 温度成分を必要とした (Parks et al. 2005、図 1.7)。また、*Chandra*、*XMM-Newton* は、S、Ar、

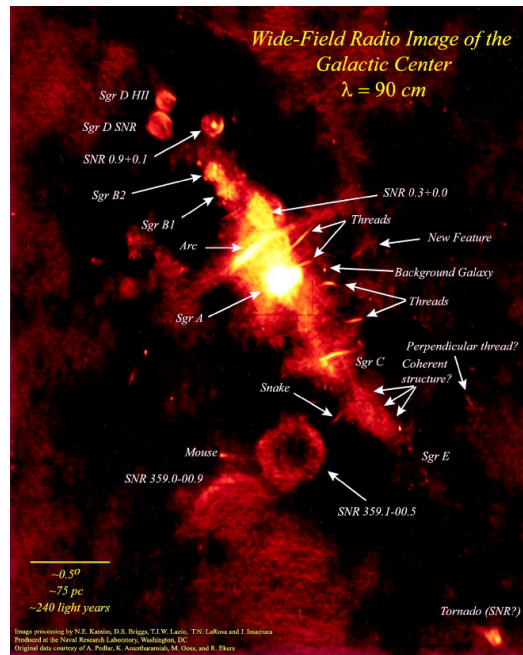


図 1.4: VLA による銀河中心 90cm 電波マップ。LaRosa et al. (2000)

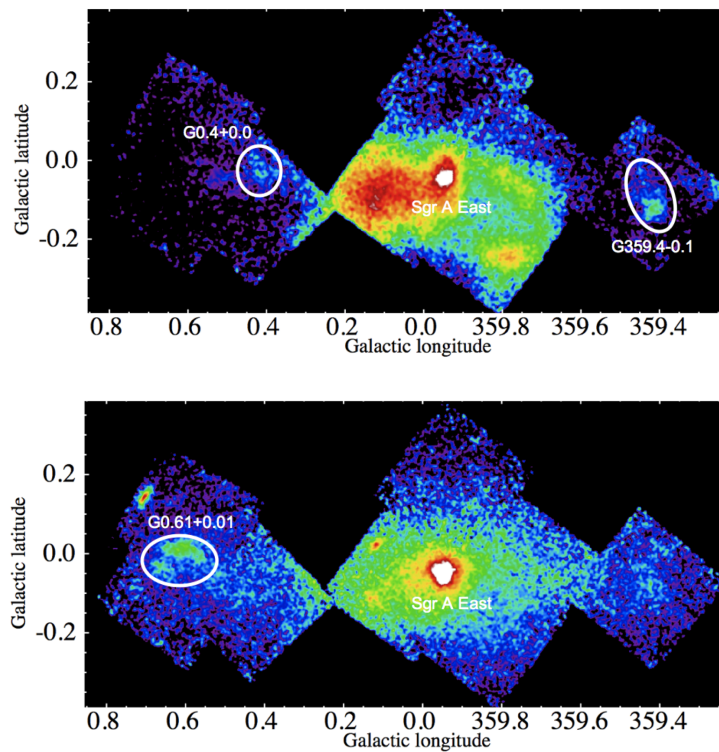


図 1.5: 「すぎく」による 2.45keV (SXV $K\alpha$ 輝線) マップ (上) と 6.7keV (FeXXV $K\alpha$ 輝線) マップ (下)。前者は $k_B T \sim 1\text{keV}$ 、後者は $k_B T \sim 5\text{keV}$ の高温プラズマから強く放射される。「すぎく」が新発見した超新星残骸候補を白円で示した。

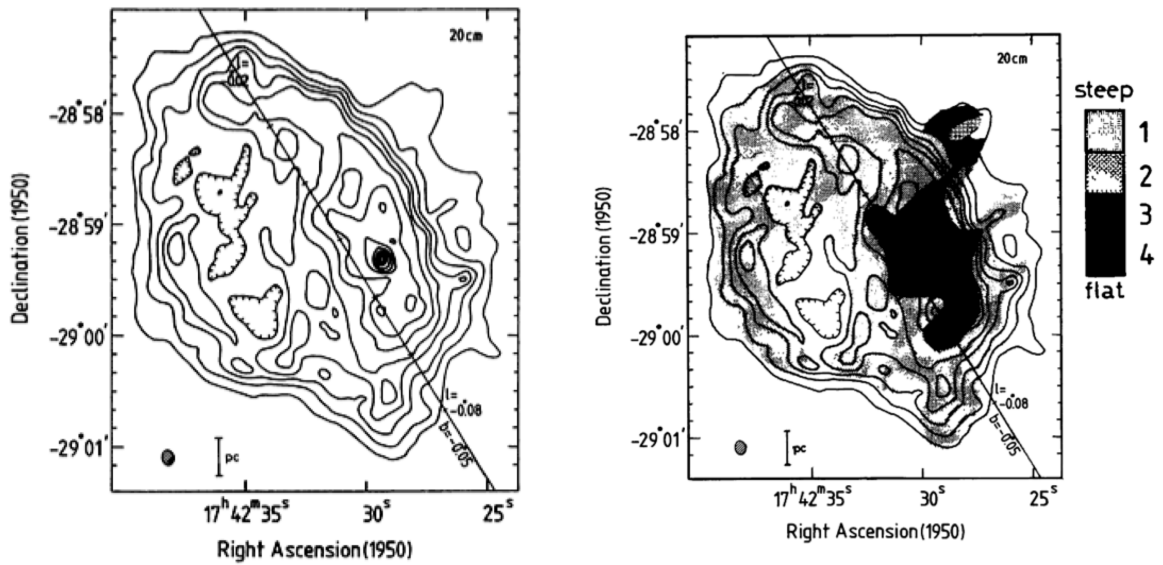


図 1.6: VLA による 20cm 電波観測の Sgr A イメージ。左: 強度マップ 右: Spectral Index マップ。右図凡例の数字の意味は $S \propto \nu^\alpha$ で 1: $\alpha \leq -1$, 2: $-1 < \alpha \leq -0.5$, 3: $-0.5 < \alpha \leq 0.0$, 4: $0.0 \leq \alpha$ 。冪が steep な非熱的電波によるシェル状構造が Sgr A East である。その内部の冪が flat な熱的成分が Sgr A West である。Ekers et al. (1983)

Ca の空間分布が Sgr A East 内でほぼ一様であるにもかかわらず、Fe の空間分布が中心から外側に行くにしたがって減少することも明らかにした。

Sakano et al. (2004) では Fe の総量、および、熱的プラズマのエネルギー総量から、Sgr A East の起源が I 型または II 型の単一の超新星として矛盾しないとしている。Park et al. (2005) では Fe の総量の上限値が $0.15M_\odot$ であることから、Sgr A East の起源として $13\text{--}15M_\odot$ の星の II 型超新星爆発が示唆されるが、より重い星が爆発した可能性も否定できないとしている。Chandra では Sgr A East の II 型超新星爆発により生じた中性子星のパルサー風星雲 (PWN) の候補として点源が報告されている (図 1.8, Park et al. 2005)。

なお、非熱的電波シェルの内部に熱的 X 線が集中しているその構造 (図 1.9) から、波長によって異なる構造を持つ Mixed Morphology SNR に Sgr A East は分類されている。

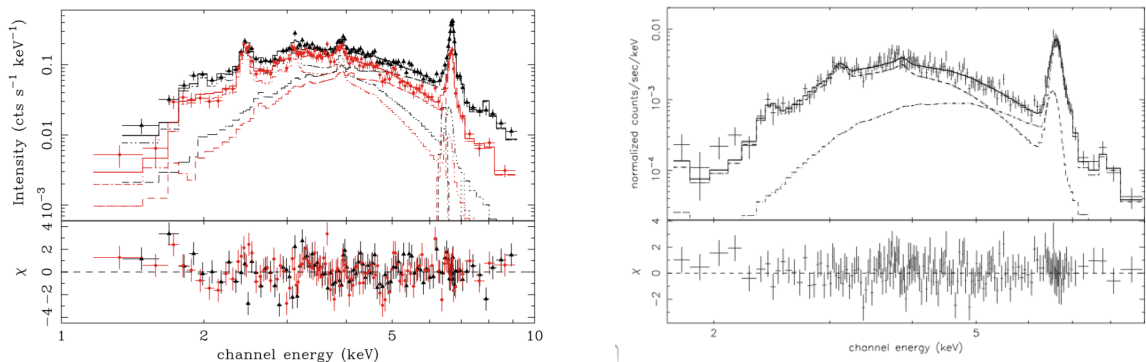


図 1.7: XMM-Newton(左)、Chandra(右) による Sgr A East X 線スペクトル。2 温度成分高温プラズマモデルでフィットされている。XMM-Newton の色の違うデータは検出器 (赤:pn 黒:MOS) が異なる。Sakano et al. (2004), Park et al. (2005)

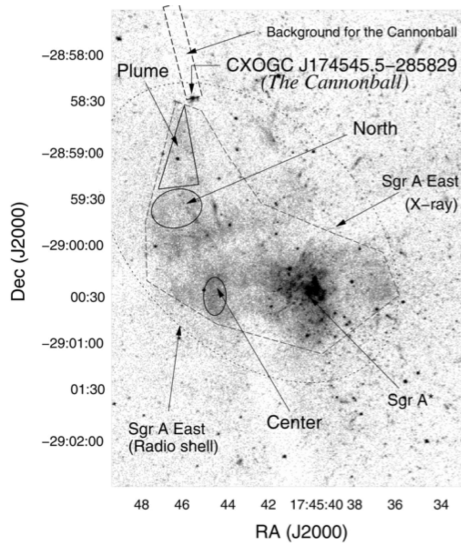


図 1.8: *Chandra* による Sgr A East X 線イメージ。CXOGC J174545.5-285829 が PWN 候補天体。

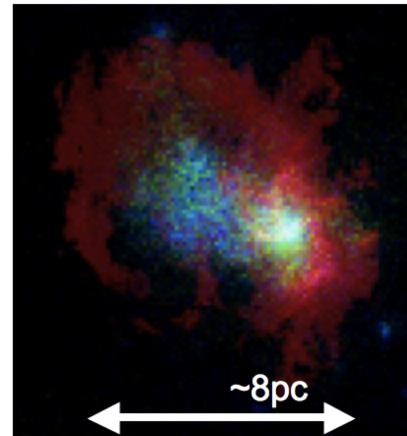


図 1.9: *XMM-Newton* による X 線 (青) と VLA による電波の Sgr A East イメージ (赤) Predehl et al. (2003)

1.2.3 TeV ガンマ線による観測

近年、CANGAROO、H.E.S.S.、MAGIC といったチェレンコフ望遠鏡が Sgr A 方向から TeV ガンマ線を検出した (Tsuchiya et al. 2004、Aharonian et al. 2004、Albert et al. 2006)。TeV ガンマ線は TeV 以上の高エネルギー荷電粒子の直接の存在証拠であり、Sgr A 方向に高エネルギー宇宙線が存在するのは間違いない。Tsuchiya et al. (2004)、Aharonian et al. (2004) では TeV ガンマ線の重心位置のエラーサークル内に Sgr A East、Sgr A* の両方が含まれている (図 1.10)。但し、最近の H.E.S.S. の解析 (Aharonian et al. 2006) によると Sgr A の TeV ガンマ線源の広がり は 1.2 分以下であり、その重心位置は Sgr A East の中心より Sgr A* により近い (重心位置の Sgr A* からのずれは $7 \pm 14_{\text{統計}} \pm 28_{\text{系統}}$ 秒) と報告されている。

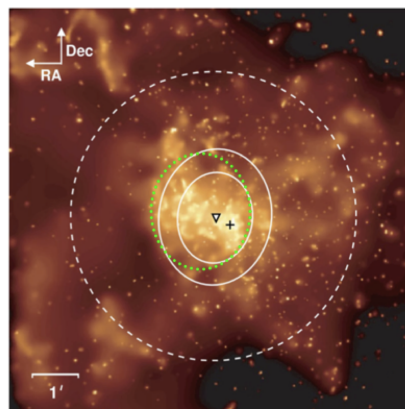


図 1.10: *Chandra* の X 線イメージに重ねた H.E.S.S. の TeV ガンマ線の重心位置のエラーサークル (Aharonian et al. 2004)。三角が重心位置。実線円は重心位置の 68%、95% エラーサークル。破線円は 95% エラー上限での rms サイズ。十字にて Sgr A*、点線緑円にて Sgr A East の位置を示した。

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

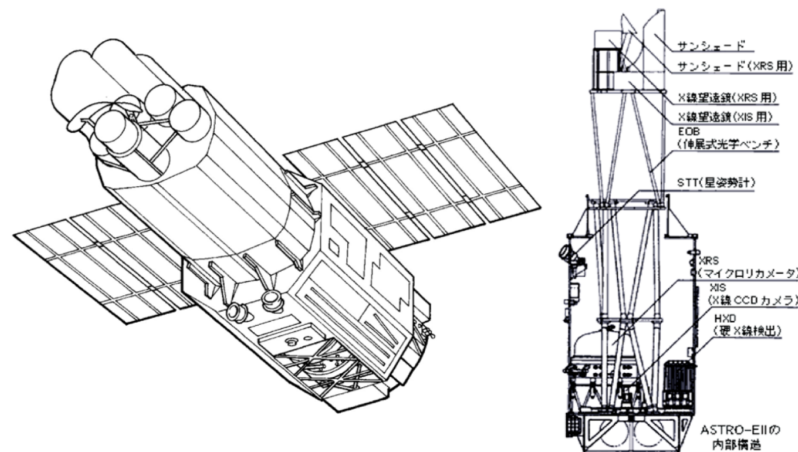


図 2.1: 「すざく」概観図。左：下から見上げた鏡筒展開後の「すざく」。右：側面から見た「すざく」の内部構造と各検出器の位置。

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

「すざく」はX線反射望遠鏡XRTを5台備え、その焦点面検出器として4台のX線CCDカメラXISと1台の高精度X線分光装置XRSが置かれている。また、これらに加え、硬X線検出器HXDが1台搭載されている。「すざく」は一つの天体をこれら6台の検出器で同時に観測し、0.2～数百keVに渡る広帯域X線スペクトルを取得することがで

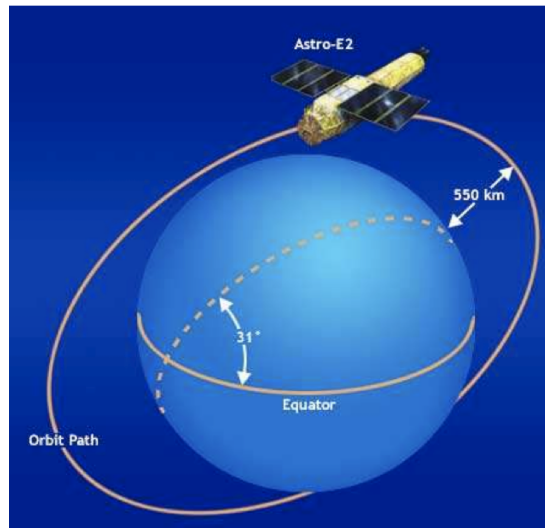


図 2.2: 「すざく」の軌道。高度約 550km、軌道傾斜角 31 度、軌道周期 96 分の略円軌道である。

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、HXD について述べる。XIS については 3 章で詳しく述べる。

2.2 X線望遠鏡 XRT (X-Ray Telescope)

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



図 2.3: XRT 外観

X 線に対する物質の屈折率は、1 よりも小さいために屈折レンズで集光することはできない。そこで X 線望遠鏡は斜入射角が十分小さければ (0.5–1.0 度) X 線が全反射することを利用して集光を行う。XRT はアルミ薄板にレプリカ法で鏡面を形成した極薄のレプリ

カメラを光軸光に対する開口効率を最大にするように多数配置した構造を持つ。光学系としては回転双曲面と回転放物面からなる Wolter I 型を円錐 2 段で近似して用いている (図 2.4)。

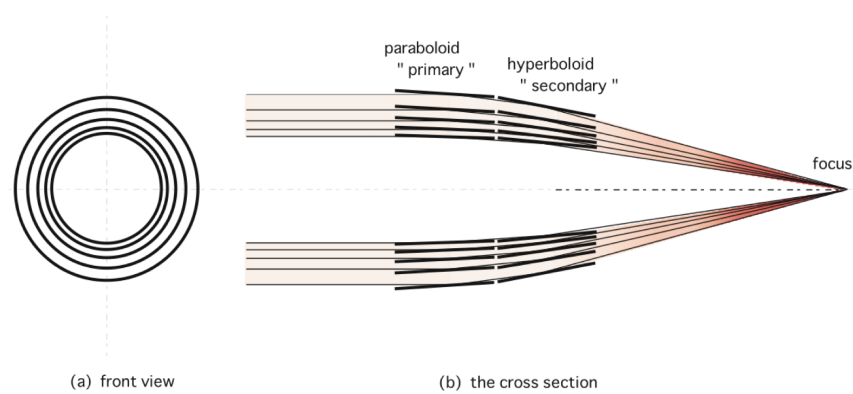


図 2.4: Wolter I 型光学系

薄板多重型 X 線望遠鏡は、*Chandra* の X 線望遠鏡 HRMA のような基板を直接研磨する方式に比べ結像性能では劣るが、小型軽量でかつ開口率が高い、という特徴を持つ。XRT は特に >11 keV の硬 X 線領域で現行の *XMM-Newton* や *Chandra* を凌ぐ有効面積を有する。しかし一方で 4 分円を組み合わせて作られているために、像が 4 分円のつなぎ目で途切れてしまい、点源が蝶々型に広がって見えること、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。

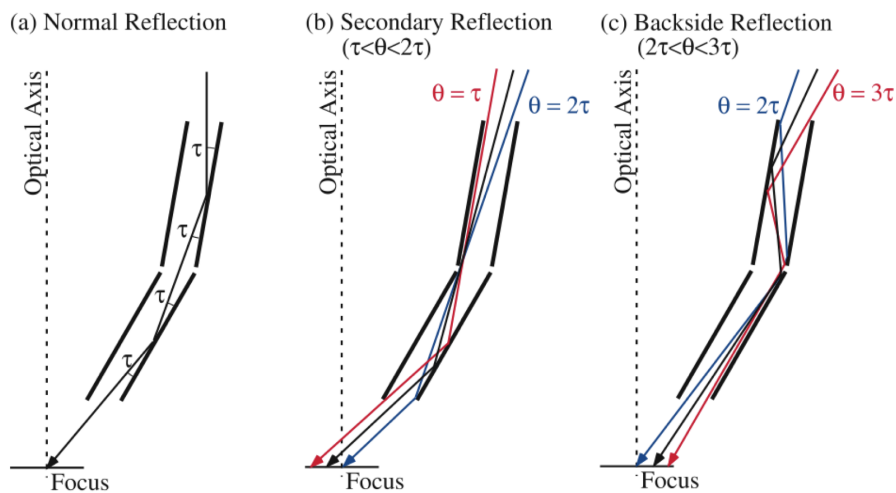


図 2.5: 正規の斜入射光路 (左)。非正規の入射光路 (中、右)。

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% が含まれるような円の直径であり、結像性

能を表す標準的な指標である。XRTの点源に対する輝度分布を中心からの半径の関数で表したもの (Point Spread Function、PSF)、および、PSFを積分し点源を中心とする円の内部に含まれる光量の割合を半径の関数で表したもの (Enclosed Energy Function、EEF) を図2.8に示す。

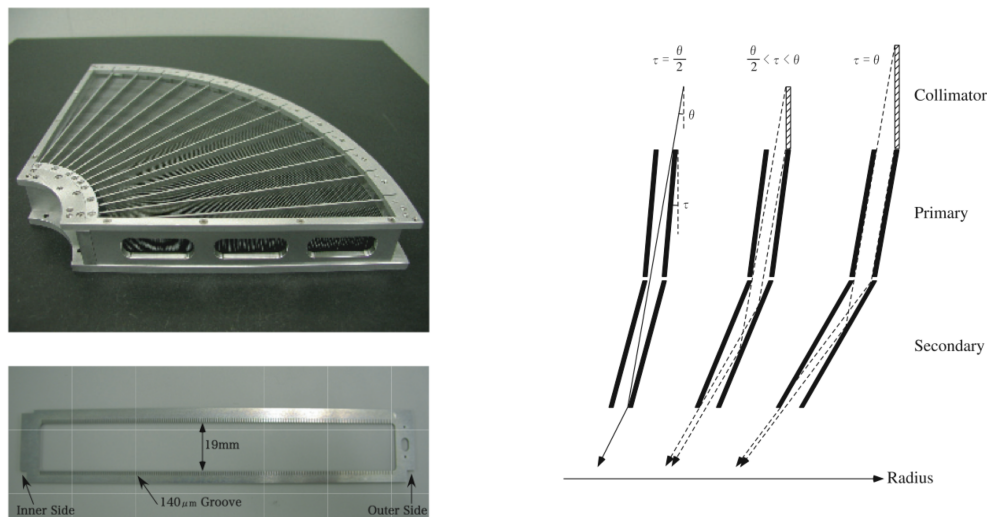


図2.6: プレコリメータ外観(左)。プレコリメータによって非正規の入射を低減できる(右)。

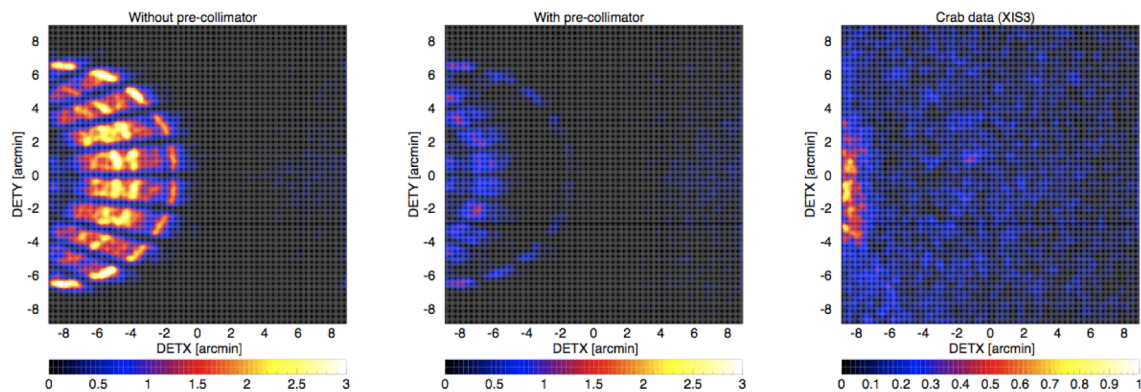


図2.7: シミュレーションによる視野中心から20分離れた点源の迷光イメージ(左:プレコリメータ無し 中:プレコリメータ有)。および視野中心から20分離れたカニ星雲の「すざく」による実測イメージ(右)。

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

XRTの性能を表2.1にまとめた。

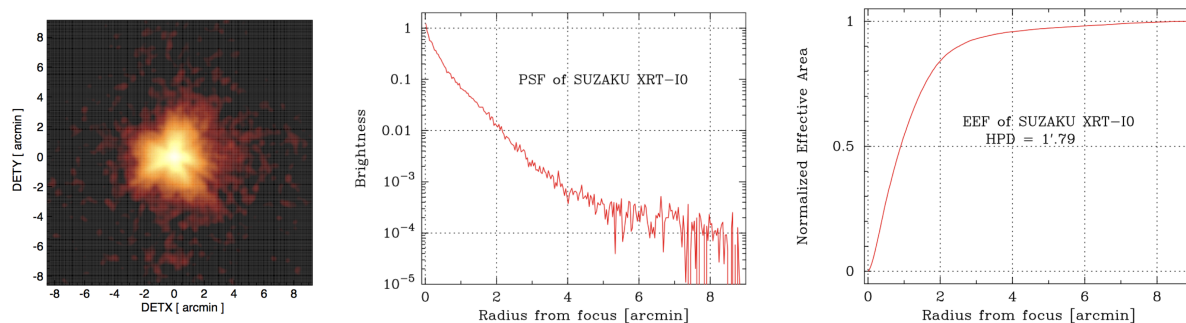


図 2.8: 「すざく」で観測した点源 (SS Cyg) のイメージ(左)。Point spread function(中)。Enclosed energy function(右)。

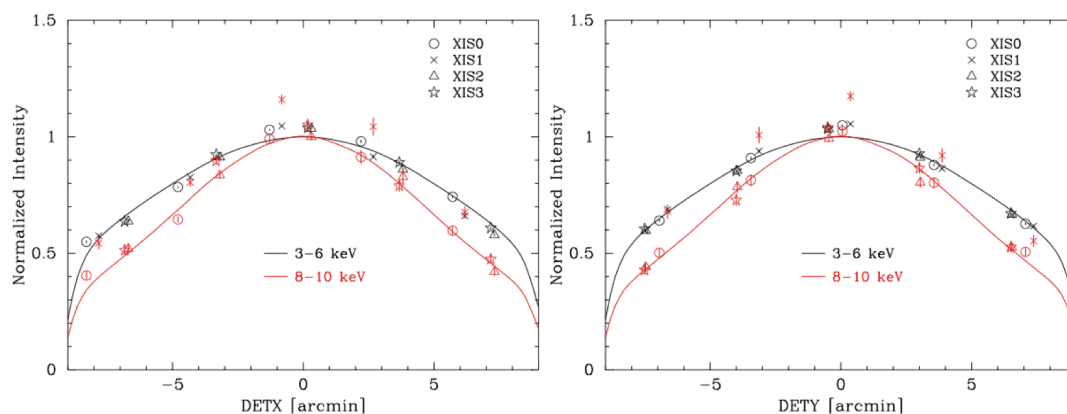


図 2.9: カニ星雲を用いて実測した XRT の vignetting 曲線。検出器の 2 方向 (左、右)、および、3-6keV(黒) と 8-10keV(赤) について示してある。

表 2.1: 「すざく」 XRT の性能

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

†: 1 台当たり

2.3 硬X線検出器 HXD (Hard X-ray Detector)

HXD (Hard X-ray Detector) (図 2.10) は、井戸型複眼フォスウィッチ結晶シンチレータを基本としてさらに Si PIN フォトダイオードを組み合わせることで、X線反射鏡を用いない非イメージング検出器として 10–600keV という広帯域硬X線観測を行う。最大の特徴は、超低バックグラウンドを実現することで過去のいかなる宇宙X線装置より高い検出感度を有している点である。

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

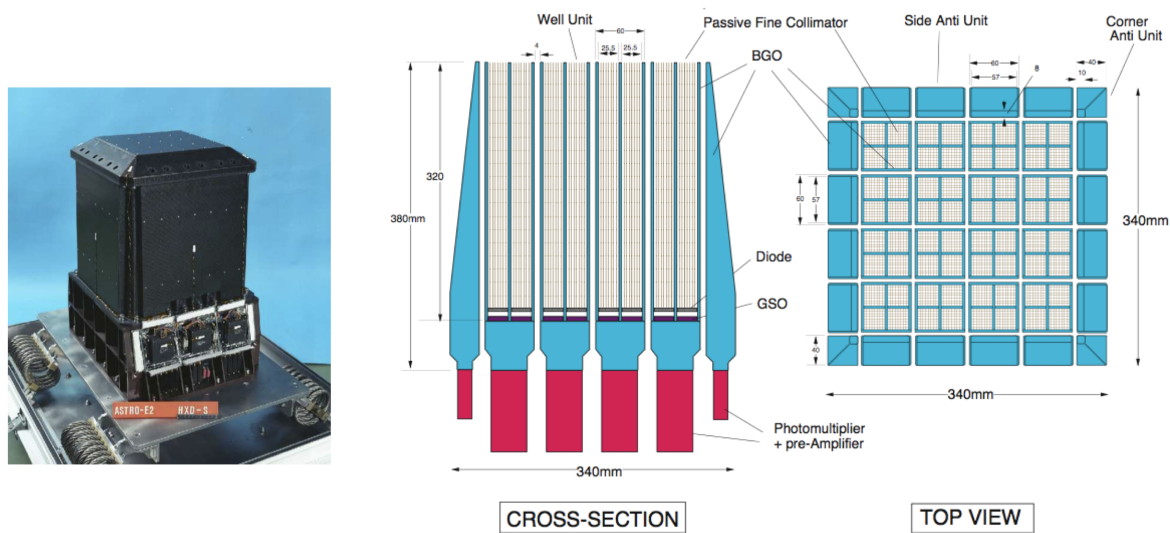


図 2.10: HXD 外観 (左)。HXD の構造 (右)。

2.3.1 Well 検出器ユニット

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

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

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

2.3.2 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 cm² にもなり、1 MeV でも 600 cm² である。このため Anti 検出器は非常に優れたガンマ線バースト検出器 (Wide-band All-sky Monitor、WAM) となり、 $\sim 5^\circ$ の精度でバースト源の 1 次元の位置を決定できる。またトランジェント天体のモニターとしても利用できるが、全方向からの放射線に感度を持つため非常にバックグラウンドが高い。

HXD の性能を表 2.2 にまとめた。

表 2.2: HXD の性能

HXD	
視野	4.5° × 4.5° (>100 keV) 34' × 34' (<100 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} MeV % (FWHM)
有効面積	~ 160 cm ² @20 keV, ~ 260 cm ² @100 keV
時間分解能	61 μ s
HXD-WAM	
視野	2 π (non-pointing)
有感エネルギー帯域	50 keV – 5 MeV
有効面積	800 cm ² @100 keV / 400 cm ² @1MeV
時間分解能	31.25 ms for GRB, 1 s for All-Sky-Monitor

第3章 X線 CCD カメラ XIS (X-ray Imaging Spectrometer)

3.1 X線 CCD カメラの原理

最初に XIS で用いられている MOS ダイオード型 X 線 CCD (Charge Coupled Device) カメラの原理を簡単に述べる。

X 線 CCD カメラは 2 次元にピクセルが並べられた半導体検出器である。各ピクセルは金属 (Metal、ポリシリコン) が絶縁体 (Oxide、 SiO_2) を挟んで P 型シリコン半導体 (Semiconductor) に接続された MOS 構造によって構成されている (図 3.1)。P 型シリコン半導体は不純物としてホウ素等の 3 族の原子が添加されており、正孔が多数キャリアとなる。この金属部に正電圧を印加すると、正孔がシリコン表面から追い出され、電場のかかった空乏層領域ができる。各ピクセルに X 線が入射すると光電効果により光電子が生じ、シリコン原子と衝突を繰り返し、入射光子のエネルギーに比例する数の電子・正孔対ができる。空乏層領域に生じた電子は電場によって電極付近に集められる。集められた電荷は電極に図 3.2 に示すクロック電圧をかけることにより、バケツリレー方式で読み出し方向に転送される。

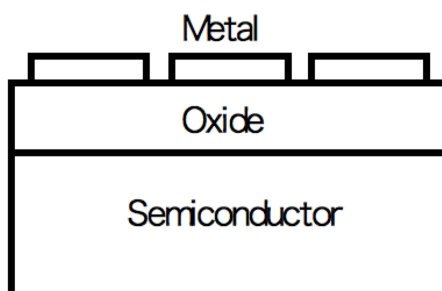


図 3.1: MOS 構造

XIS は電荷転送方式として、CCD チップが撮像領域 (Imaging region) と蓄積領域 (Frame stored region) を持つ、Frame Transfer 方式が用いられている (図 3.3)。Frame Transfer 方式では読み出しは以下の様に行われる。

1. 一定時間撮像領域を露光した後、全ピクセルの電荷を蓄積領域へと短時間で転送する。
2. 次に、蓄積領域全体を 1 ピクセル分縦転送する。これにより蓄積領域の一番下の列の電荷が読み出しのシリアルレジスタに入る。次にシリアルレジスタのみ横ピクセルの数だけ横転送し、順次読み出す。

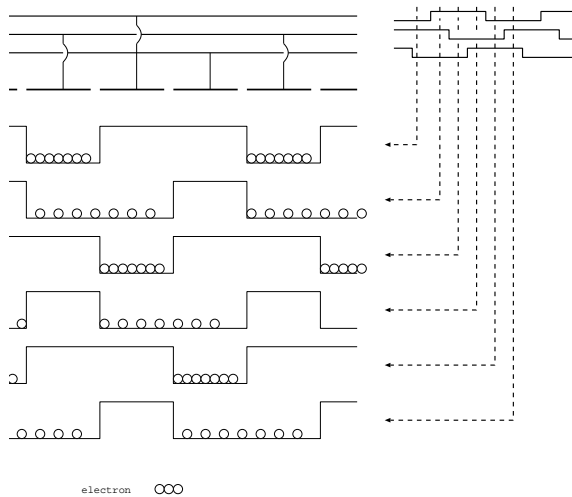


図 3.2: クロック電圧による電荷転送の様子。XIS で用いられている、1つのピクセルを3つの電極で構成するこの電極構造を3相方式という。

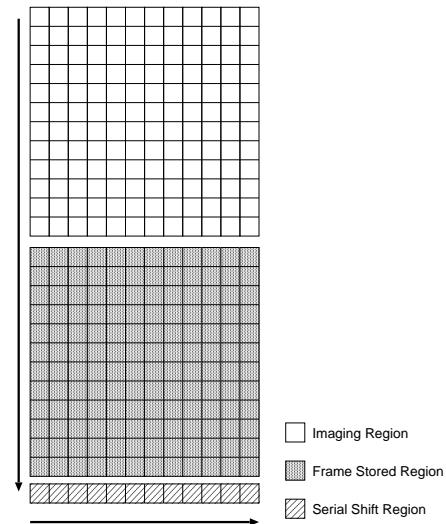


図 3.3: Frame Transfer 方式

- 2、3を縦のピクセル数分繰り返す、蓄積領域中の全ピクセルを読み出す。2、3、4の間、撮像領域では次の露光に入っており、4が終わり次第即、次の frame の読み出しを行う。

蓄積領域はアルミカバーによって可視光や X 線から遮光されている。上記の様にピクセル毎に電荷量を読み出すことで撮像、分光を行う。また、露光時間に応じた到来時間の情報も得ることができる。

3.2 概要・性能諸元

XIS は X 線検出用 CCD である (図 3.4)。0.1–12keV の X 線に対して、撮像、分光、測光が可能である。特に 130 eV@6 keV(地上試験時) と高いエネルギー分解能を誇る。「すざく」は4台の XIS を搭載しており、それぞれを XIS0、1、2、3 と呼ぶ (図 3.5)。

1台の XIS の概観図を図 3.6 に示す。XIS の上半分が撮像領域であり、下半分が蓄積領域である。図 3.6 の下方向が読み出し方向である。図 3.5、3.6 に示した様に、読み出し方向と平行な向きを ACTY、垂直な向きを ACTX と検出器上での座標を定義する。ACTX が同一の縦列を column、ACTY が同一の横行を row と呼ぶ。

各 XIS は 1024×1024 ピクセルからなり、同一の 18 分 × 18 分の視野を持っている。「あすか」や *Chandra*、*XMM-Newton* と異なり、1つのチップで1台のセンサーを構成しているため、視野内にチップ間のギャップが存在しない。チップ全体で 1024 column あるが、読み出し時間を短くするため、256 column ごと4つのセグメントに分けられ、各々が独立な回路で読み出される。それぞれのセグメントは A、B、C、D と呼ばれる。放射線損傷による性能劣化に対応するための較正用として、セグメント A、D の上端に ^{55}Fe 較正線源が取り付けられている。

4台の CCD カメラのうち、3台が表面照射型 (Front-Illuminated、FI) であり、XIS1 だけ裏面照射型 (Back-Illuminated、BI) である。FI では MOS 構造の電極側から X 線を入射

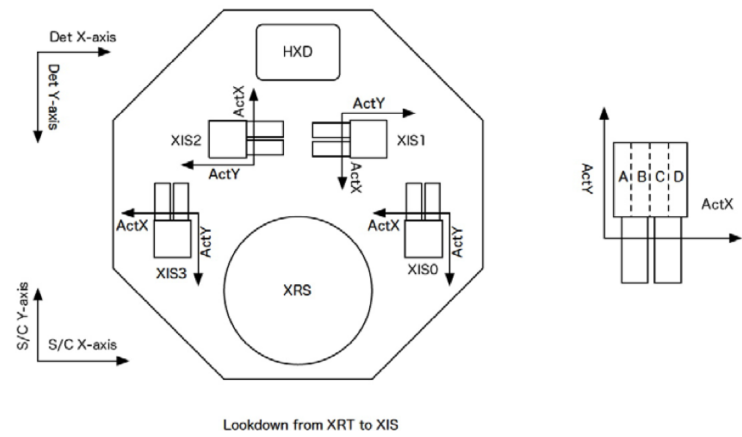
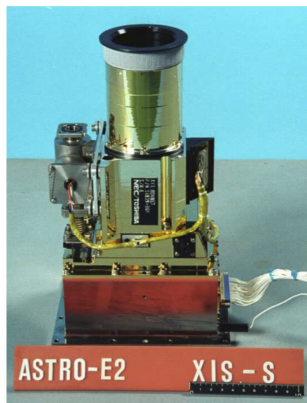


図 3.4: XIS の外観

図 3.5: 「すざく」を上(天体側)から見た時の4台のXISと他の検出器の配置

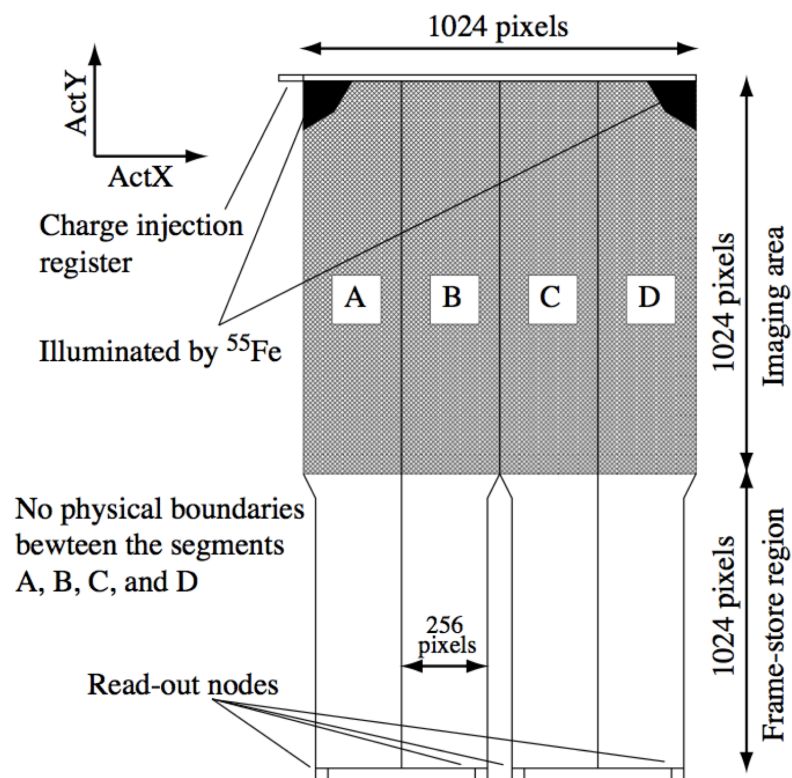


図 3.6: XIS 概略図

させる。X線が電極の近くで吸収されるので、電荷がシリコン結晶中を電極へ向かう際に起こす拡散や再結合の効果が小さく、エネルギー分解能に優れる。しかしながら、低エネルギーのX線の多くは前面の電極層や絶縁層が遮蔽物となり、空乏層まで到達できないため検出効率が悪くなる。BIでは電極の反対側からX線を吸収させる。電極層や絶縁層による遮蔽が無く、更に電極の反対側に残る不感領域の中性層を削って薄くしてあるため、低エネルギーのX線の吸収効率はFIよりも優れる。但し、空乏層領域がFIに比べると薄く、高エネルギー粒子の検出効率は悪い。

XISは「すざく」の低軌道略円軌道、及び、視野の大きさに対するCCDのサイズが小さいことから、視野の単位立体角あたりバックグラウンドの強度が、欧米のX線衛星に比べて、宇宙線バックグラウンドの強くなる高エネルギー側で1桁小さい(図3.7)。また、「あすか」のX線CCDカメラSISに比べると空乏層厚が $30\mu\text{m}$ から $70\mu\text{m}$ に増加し、高エネルギー側($\geq 7\text{keV}$)での検出効率が約2倍向上している。これらの特長からXISは広がった硬X線源の観測に適している。

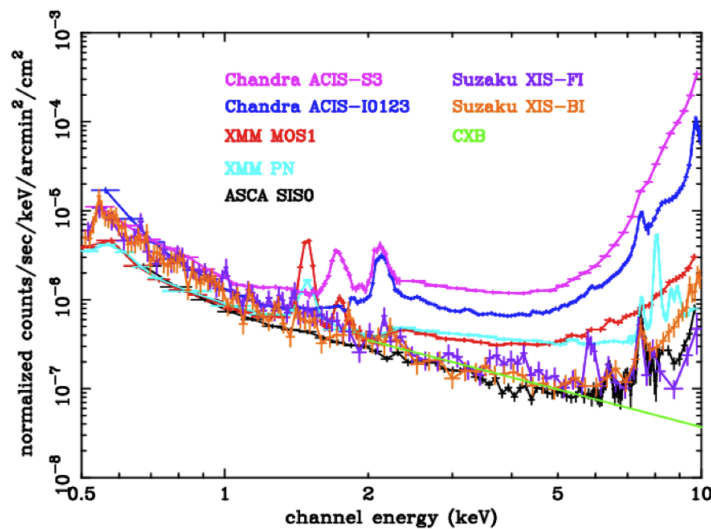


図 3.7: 各 X 線衛星の視野の単位立体角あたりのバックグラウンド比較

欧米の衛星の X 線 CCD カメラに無い、「すざく」XIS 独自の機能に電荷注入 (Charge Injection、CI) 機能がある。これは撮像領域上部に設けられた電荷注入用レジスタを用いることで CCD 上の任意の位置に任意の量の電荷を注入する機能である。この機能の主な目的は次の 2 つがある。一つは電荷転送非効率 (CTI) の正確な測定である。CTI とは電荷転送を行う度に失われる電荷の割合であり、CCD の放射線損傷により増加していく。CTI の測定の必要性は 3.4.3 章で述べる。人工的に注入した電荷を転送し、その損失を測ることで CTI を column ごとに測定できる。この CI の使用法を Cheker Flag CI という。もう一つの目的は人工的に「犠牲電荷」を流し、CTI そのものを改善することである。この使用法を Spaced-row CI と呼び、5 章で詳しく述べる。

表 3.1 に XIS の性能をまとめた。

表 3.1: 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 μ m × 24 μ m
エネルギー分解能 (FWHM)	~ 130 eV @6 keV
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 (Normal mode), 7.8 ms (P-Sum mode)

[†] XRT-I の有効面積に XIS の検出率をかけたもの。

3.3 観測モード

3.3.1 クロックモード

XIS のクロック電圧の駆動方式 (クロックモード) には Normal モード、Parallel-sum (P-sum) モード、Burst モードの 3 種類がある。更に Normal モードと Burst モードは Window オプションをもつ。これらのクロックモードを観測天体の明るさ、必要とされる視野の大きさと時間分解能によって観測毎に使い分ける。

Normal モード

CCD の全てのピクセルを順に読み出すモード。1frame の読みだしには 8sec かかる。

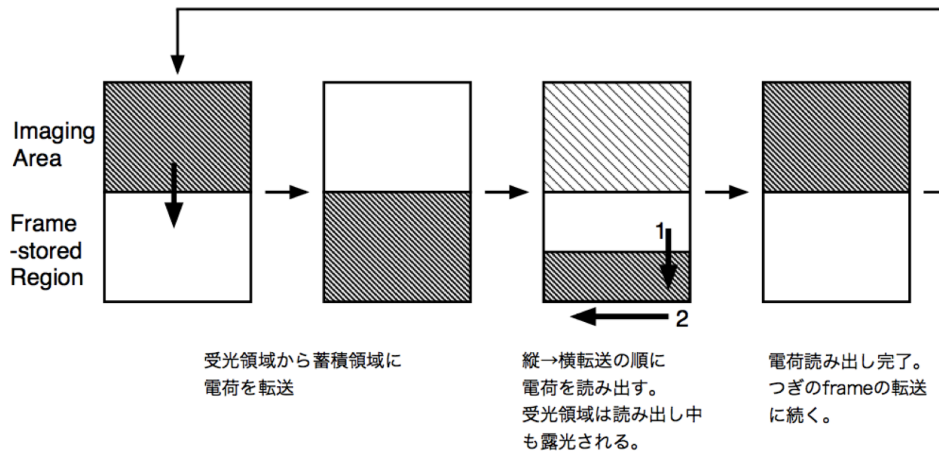


図 3.8: Normal モードの電荷転送パターン

P-sum モード

各ピクセルの電荷量を縦方向に適当な数だけ加算して読み出すモード。加算ライン数は64、128、256 から選ぶことができる。ACTY 方向の空間情報を犠牲にする代りに読みだし時間を 7.8msec と大幅に短縮できる。

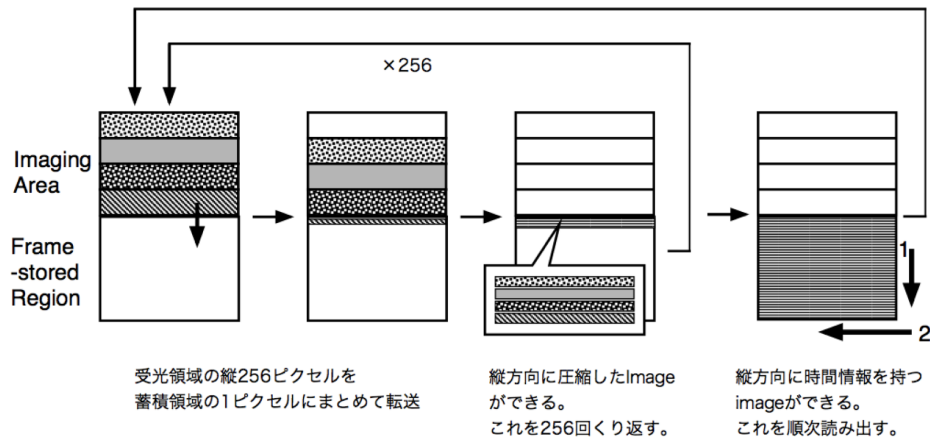


図 3.9: P-sum モードの電荷転送パターン

Burst モード

Normal モードと同じく全ピクセルの情報を読み出すが、露光時間 8 秒のうち前半の何秒かを捨てて露光時間を短くする。Normal モードだとパイルアップが起こるような明るい天体の観測に用いられる。露光時間は 0.1sec から 2sec の間の数種類から選ぶことができる。

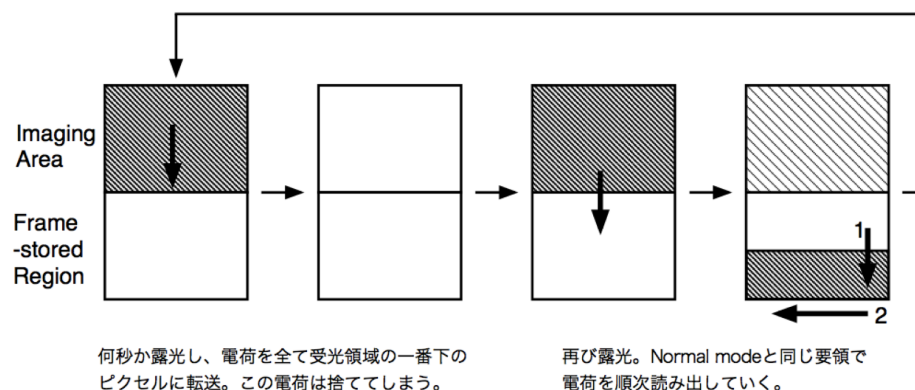


図 3.10: Burst モードの電荷転送パターン

Window オプション

CCD の特定の領域のみを繰り返し読み出すことにより、1frame 当りの露光時間を短くし、明るい天体でもパイルアップしないように観測をすることを目的とする。Window のサイズは縦転送方向のみ変えることができ、CCD 全体の 1/4、1/8、1/16 から選べる。Burst モードのように全観測時間の一部を捨てるようなことはしないので、視野全体のデータが必要でない場合はこちらの方がメリットが大きい。

3.3.2 エディットモード

機上で取得され地上に転送される情報 (テレメトリ) の転送可能な容量には制限があるため、1 イベント当たりの情報量に制限をつけなくてはならない。XIS では以下の様なエディットモードを、天体の明るさ、地上基地局との通信の可否等で使いわけられる。

5×5 モード

イベント中心ピクセルの位置と、周囲 5×5 ピクセルの波高値が送信される。イベントデータとしては最もデータ量が多いので、明るい天体を観測している場合はテレメトリの飽和に気をつけなければならない。

3×3 モード

イベント中心ピクセルの位置と、周囲 3×3 ピクセルの波高値と、その外側の 16 ピクセルのうち、スプリット閾値 (3.4.2 章参照) を越えたピクセルの座標と、越えなかった残りのピクセルの波高値の和が送信される。

2×2 モード

イベント中心ピクセルと 2 番目に波高値の高いピクセルを含む 2×2 ピクセルの Pixel level、3×3 ピクセル中の 2×2 ピクセルの位置、2×2 ピクセルの周囲の 8 ピクセル各々がスプリット閾値を越えているかどうかの情報を送信する。

Timing モード

P-sum モードで使われる。イベントの位置と、P-sum モードの Grade 判定法に応じて周辺ピクセルの波高値を加えた値、判定された Grade、の 3 つの情報が出力される。

Dark Init/Update モード

ダークレベルを更新し、その後 Hot Pixel の座標とそのダークレベルが出力される。

Frame モード

1frame 分の全ピクセルの波高値が送信される。膨大なデータ量になるので、通常の観測では用いられない。Window オプション使用中の場合は、選択した領域のみの波高値が出力される。

Dark Frame モード

全ピクセルのダークレベル値が出力される。

3.4 データ解析法

今回、Sgr A East の観測と Spaced-row CI 機能の試験・校正を行った Normal モードでのデータ解析法を以下に述べる。

3.4.1 ダークレベル・光漏れ補正

XIS の各ピクセルからの波高値 (PH) には、シリコン結晶の熱励起で生じた電荷による暗電流、アナログ回路の読み出しノイズ等によるオフセットが含まれる。X 線で生じた電荷量を正しく求めるためには、このオフセットを適切に差し引く必要がある。ピクセルの波高値 PH からオフセットの成分であるダークレベル D、光漏れ量 L を差し引いた値をピクセルレベルと定義する。

$$(\text{ピクセルレベル}) = (\text{ピクセル波高値 PH}) - (\text{ダークレベル D}) - (\text{光漏れ量 L}) \quad (3.1)$$

以下、ダークレベル D、光漏れ量 L の決定法を述べる。

ダークレベル補正

ダークレベルとは、ピクセルに放射線が何も入射していない時の波高値であり、読みだしノイズと暗電流を足し合わせたものである。「あすか」では放射線損傷によるピクセル毎のダークレベルのばらつきによってエネルギー分解能が悪化して問題となった。XIS ではピクセル毎にダークレベルを求めることで、このような問題を防ぐ。ダークレベルは Dark Init/Update モードのときに更新される。Normal モードでは指定した frame 数のデータ (デフォルトで 32frame) を用いて決定される。n 回目の露光のあるピクセルの波高値を PH(n)、n-1 回目の露光時でのダークレベルを D(n-1) とすると、D(n) の決め方は、以下の通りである。

$$\text{PH}(n) - \text{D}(n-1) > \text{DarkUpper} \text{ の時、} \text{D}(n) = \text{D}(n-1) \quad (3.2)$$

$$\text{PH}(n) - \text{D}(n-1) < \text{DarkLower} \text{ の時、} \text{D}(n) = \text{PH}(n) \quad (3.3)$$

DarkLower < PH(n) - D(n-1) < DarkUpper の時、

$$\text{D}(n) = \text{D}(n-1) + \frac{(\text{PH}(n) - \text{D}(n-1))}{h} \quad (3.4)$$

ここで DarkUpper/Lower はダークレベル閾値の上限・下限であり (通常 ±20)、h はヒストリーパラメタ (通常は 16) である。

更新後のダークレベル D(n) がホットピクセル判定閾値 (BI:1500、BI:600) を超えたピクセルはホットピクセルとして選び出され、その位置がテレメトリされると同時に D(n)

に特別な値が与えられ、次にそのピクセルはダークレベルを更新されるまで用いられない。ホットピクセルとは実際には X 線や宇宙線が入ってきていないにも関わらず、常に大きな波高値を出力する不良ピクセルのことである。

「あすか」などの経験から、South Atlantic Anomaly (SAA、地磁気が弱く宇宙線が非常に多い領域) 通過後に大きくダークレベルが変化することがわかっている。従ってこのときには必ずダークレベルの更新をする必要が生じる。

光洩れ量補正

光洩れは可視光の入射による波高値の変動であり、衛星が日陰から日照、あるいはその逆に移ったときに特に大きく変動する。Normal モードでは光洩れ量は frame 毎に更新される。光洩れ量はセグメントを区分けした区分毎に定義され、区分けは 1×1 から 4×16 まで (通常は 4×16) 選ぶことが出来る。ある区分について、 n 回目の撮像時の光洩れ量 $L(n)$ は、

$$\text{LightLow} < \text{PH}(n) - \text{D}(n) - L(n-1) < \text{LightUpper} \quad (3.5)$$

であるピクセルについてピクセルレベルの平均を取り $L(n-1)$ に加えた値、

$$L(n) = L(n-1) + < \text{PH}(n) - \text{D}(n) - L(n-1) > \quad (3.6)$$

と計算される。ここで LightLow/Upper は光洩れ閾値の上下限值である。また $L(n)$ が maxLight とよばれる値を越えた場合は $L(n) = \text{maxLight}$ として次の撮像時にはこの $L(n)$ を光洩れ量として与える。

3.4.2 イベント検出:Grade 法

イベント抽出と入射 X 線エネルギーの決定は Grade 法という、電荷の広がりパターンの判別によって行う。「あすか」、*Chandra*、*XMM-Newton* の X 線 CCD はいずれもこの方法で解析がなされている (Grade の定義は若干異なる)。以下、「あすか」で用いられていた ASCA Grade 方式、及び、XIS Grade 方式での「あすか」からの変更点を述べる。

ASCA Grade 方式

Normal モードでは、まず、イベント閾値を定め、波高値がそれを越えたピクセルで、なおかつ周囲 3×3 ピクセルよりも波高値が高いものをイベントとして認識する。次に、周囲 3×3 ピクセルのうちでスプリット閾値 (FI は 20。BI については可変式で詳しくは Yamaguchi 2005 et al. 参照) と呼ばれる値を越えたピクセルの分布パターンから、図 5.6 のように Grade が定義される。ここで、 2×2 ピクセルよりも広がったイベントは全て Grade7 と定義する。ダークレベルの揺らぎによって波高値が高くなったものを電荷の洩れ出しと誤認しないために、スプリット閾値は読みだしノイズの揺らぎの大きさよりも十分大きく取る必要がある。

Grade0-7 のうちで X 線によるイベントと見なせるのは、Grade0, 2, 3, 4, 6 である。X 線が入射した点を中心に電荷が円形に広がると仮定したとき、Grade1 や 5 のようなパターンになることは考えにくい。このような広がり方は、中心ピクセルに入射した単一 X 線による電荷の洩れ出しではなく、複数の X 線によるパイルアップと考えるのが妥当で

ある。また、X線イベントのほとんどは 2×2 ピクセル程度にしか広がらない。これに対して Grade7 のように 3×3 ピクセル以上に広がるイベントは、ほとんどが宇宙線などの荷電粒子によるものである。従って、Grade7 のイベントはバックグラウンドと見なして除外する。

XIS Grade 方式

上述の ASCA Grade 方式は、その名の通り「あすか」の SIS で採用されていた Grade 判定法である。ASCA 衛星ではテレメトリ容量の都合上、各イベントに対して中心ピクセルの周囲 3×3 ピクセルのデータしか保存されなかった。これに対して、XIS では、中心ピクセルの周囲 5×5 ピクセルのデータが保存できる。明るい天体を観測する際に用いられる 3×3 モードでも、その外側のピクセルがスプリット閾値を越えたかどうかの情報が含まれる。この性能を利用して真の X線イベントとバックグラウンドやパイルアップとをより厳密に区別できるようにしたものが XIS Grade 方式である。ASCA Grade 方式からの具体的な追加・変更点は、(1) Grade6 の波高値の計算法と、(2) Grade6 の細分化、(3) 3×3 ピクセルの外側のチェックの3点である。以下で変更点について説明する。

1. まず、Grade6 には "L-shape" と "square-shape" の2パターンが含まれるが、前者を Grade6、後者を Grade8 と再定義する。
2. Grade6 はスプリット閾値を越えた2ピクセルに挟まれた角の(スプリット閾値を越えていない)ピクセルの波高値も加算する。
3. Grade8 のうち、中心ピクセルに隣接する2ピクセルよりも、それらに挟まれる角のピクセルの方が波高値が高いものを Grade11 とし、パイルアップによるイベントと見なす。
4. 3×3 ピクセルのうち、スプリット閾値を越えたピクセルの外側で隣接する(5×5 領域内の)各ピクセルがスプリット閾値を越えているかどうかをチェックする。1つでも越えていた場合、Grade10 とし、バックグラウンドイベントと見なす。
5. 逆に、Grade7 のうちで外側のピクセルが1つもスプリット閾値を越えていない、すなわちイベント中心まわり 3×3 ピクセル以内に収まっているものを Grade9 とする。Grade9 は X線イベントと見なす場合もある。

以上のように、Grade0–11 の12通りにパターン分けする方式を、“XIS Grade 12”方式と呼び、Grade8 を Grade6 に、Grade9, 10, 11 を Grade7 に押し込めたものを、“XIS Grade 8”方式と呼ぶ。XIS Grade 8 方式でも、X線イベントと見なすのは、ASCA Grade 方式同様、Grade0, 2, 3, 4, 6 である。

3.4.3 CTI 補正

CCD は1回電荷転送するたびに少しずつ電荷を失う。1回転送を行うたびに失う電荷の割合を CTI(電荷転送非効率: Charge Transfer Inefficiency) と呼ぶ。転送回数が多いほど失われる電荷は多いので読み出し口から遠い (ACTY が大きい) 位置で検出されるほど輝線の中心エネルギーは見かけ上小さくなる (図 3.12、Hyodo 2006)。そこで CTI 補正が必要となる。

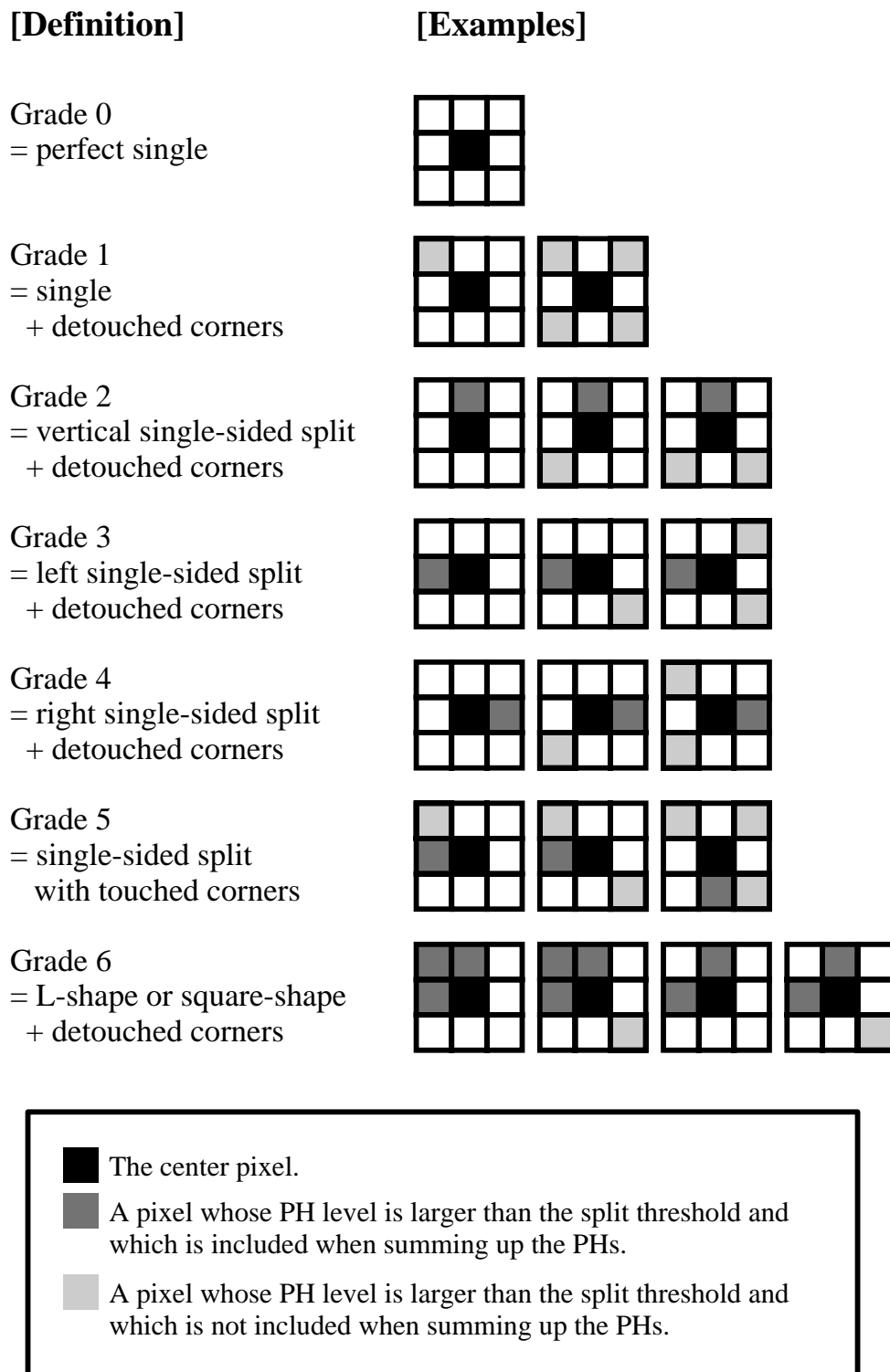


図 3.11: ASCA Grade 方式。なお、この 3×3 の四隅のピクセルをコーナピクセルと呼ぶ。

位置 ACTY のピクセルで X 線により生じた電荷 Q_0 と読み出される電荷 Q' の関係は次のようになる。

$$Q' = (1 - \text{CTI}_{\text{pa}})^{\text{ACTY}} (1 - \text{CTI}_{\text{if}})^{1024} Q_0 \quad (3.7)$$

ここで

- CTI_{pa} : 蓄積領域での縦転送中の電荷転送非効率 ("pa" rallel)。電荷量 Q_0 に依存する。
- CTI_{if} : 露出領域から蓄積領域への縦転送中の電荷転送非効率 ("i" maging to "f" rame-store)。電荷量 Q_0 に依存する。

である。実際に測定される CTI_{pa} 、 $\text{CTI}_{\text{if}} \sim 10^{-5}$ のオーダーなので $\text{CTI}_{\text{pa}}, \text{CTI}_{\text{if}} \ll 1$ とすると

$$Q' \sim (1 - \text{ACTY} \cdot \text{CTI}_{\text{pa}})(1 - 1024 \cdot \text{CTI}_{\text{if}})Q_0 \quad (3.8)$$

$$\sim (1 - \text{ACTY} \cdot \text{CTI}_{\text{pa}} - 1024 \cdot \text{CTI}_{\text{if}})Q_0 \quad (3.9)$$

$$\sim (1 - \text{ACTY} \cdot \text{CTI}_{\text{pa}})Q_0 - \delta Q \quad (3.10)$$

となり、ある Q_0 に対して Q' と ACTY は一次関数の関係 (図 3.13) となる。但し、撮像領域から蓄積領域へ転送中に失う電荷量は ACTY に依らないので $\delta Q = 1024 \cdot \text{CTI}_{\text{if}} \cdot Q_0$ と置いた。 δQ は Q_0 に依存する。

CTI_{pa} 、 $\text{CTI}_{\text{if}} \propto Q^{-\text{ctipow}}$ の関係にあることが実験的に知られている。次式で Q に依存しない $\text{CTInorm}_{\text{pa}}$ 、 $\text{CTInorm}_{\text{if}}$ 、 δQ_{norm} を定義する。

$$\text{CTI}_{\text{pa}} = \text{CTInorm}_{\text{pa}} \cdot Q^{-\text{ctipow}} \quad (3.11)$$

$$\delta Q = 1024 \cdot \text{CTI}_{\text{if}} \cdot Q = 1024 \cdot \text{CTInorm}_{\text{if}} \cdot Q^{-\text{ctipow}} \cdot Q \quad (3.12)$$

$$= \delta Q_{\text{norm}} \cdot Q^{1-\text{ctipow}} \quad (3.13)$$

但し CTI の Q 依存性は Q_0 と Q' の間では殆ど差が無いので $Q \sim Q_0 \sim Q'$ と置いた。

ctipow の値は Checker Flag CI にてセンサー毎に調べられている (表 3.2)。

表 3.2: CTI の Q 依存性。 $\text{CTI} \propto Q^{-\text{ctipow}}$ 。

センサー	ctipow	センサー	ctipow
XIS0	0.34	XIS2	0.34
XIS1	0.25	XIS3	0.16

$\text{CTInorm}_{\text{pa}}$ 、 δQ_{norm} が分かれば、次式で CTI 補正を行い、読み出し電荷量 Q' から真の電荷量 Q を求めることができる。

$$Q \sim (1 + \text{ACTY} \cdot \text{CTI}_{\text{pa}})Q' + \delta Q \quad (3.14)$$

$$\sim (1 + \text{ACTY} \cdot \text{CTInorm}_{\text{pa}} + \delta Q_{\text{norm}})Q'^{1-\text{ctipow}} \quad (3.15)$$

$\text{CTInorm}_{\text{pa}}$ 、 δQ_{norm} の値は ^{55}Fe 較正線源、および、Checker Flag CI を用いて測定されており、その値を収めたキャリブレーションデータベースを元に CTI 補正がなされている。

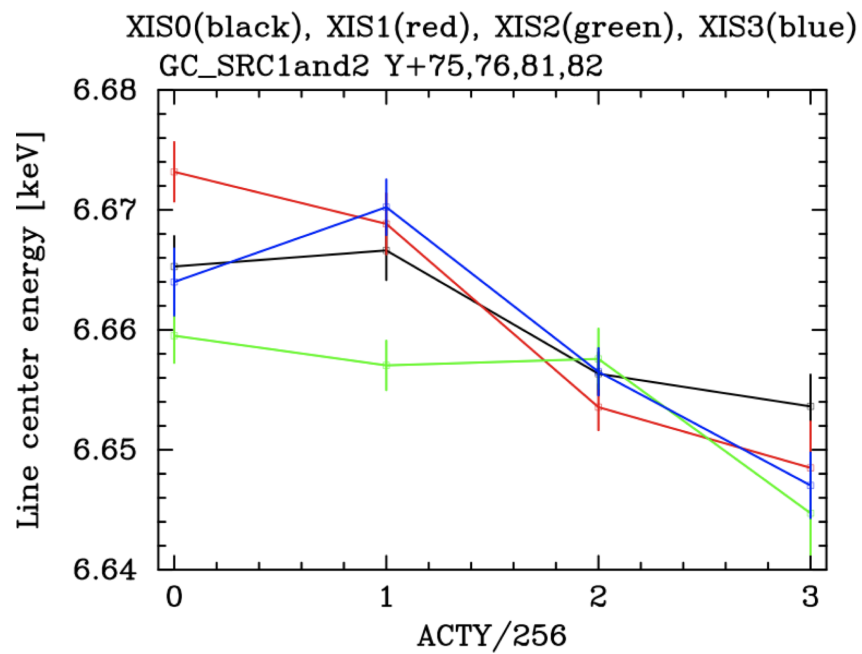


図 3.12: CTI 未補正の「すざく」XIS 銀河中心データでの FeXXV $K\alpha$ 輝線中心値と ACTY の関係。ACTY が大きくなるに従って系統的に輝線中心値が小さくなっている。

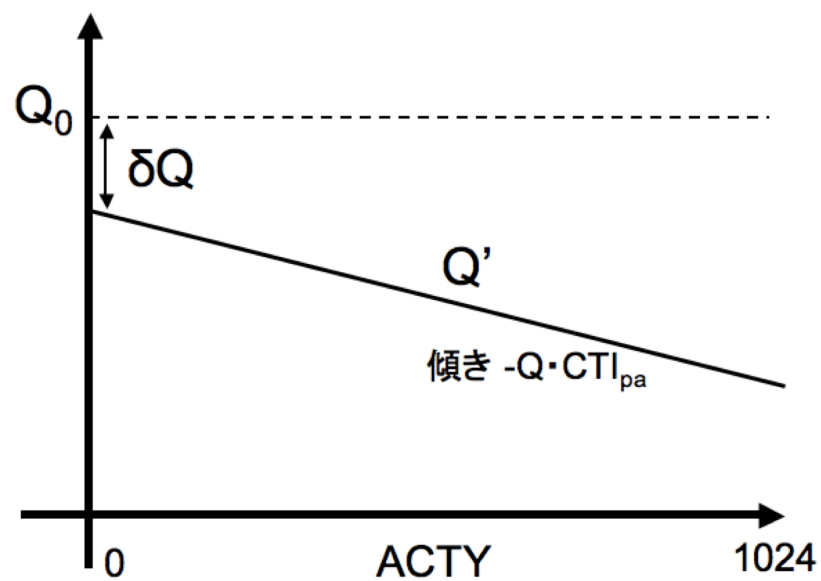


図 3.13: 真の電荷量 Q_0 、読み出し電荷量 Q' 、 δQ 、 CTI_{pa} の関係。ある Q_0 に対して Q' と ACTY は一次関数の関係になる。

第4章 「すざく」による Sgr A East の観測

4.1 観測諸元および一次データ処理

「すざく」は Science Working Group (SWG) フェーズにて Sgr A East を含む Sgr A 領域の約 100ksec の観測を 2005 年 9 月 23 日と 30 日の 2 回に分けて行い、Sgr A East の過去最高精度の X 線スペクトルを取得した。XIS の観測モードは XIS nominal の Normal モードである。SCI は行っていない。2006 年 5 月 22 日版のキャリブレーションデータベースを元に CTI を補正した。宇宙線イベントを避けるために South Atlantic Anomaly (SAA、地磁気が弱く宇宙線が非常に多い領域) 通過後 256 秒間のイベントを除去した。地球からの仰角 (Elevation) $>5^\circ$ 、地球大気からの蛍光 X 線を避けるため地球日照部と視野中心の離角 (Day Earth Elevation) $>20^\circ$ という基準でスクリーニングを行った結果、有効観測時間は 89ksec となった。

以下の解析では HEASoft version 6.1¹を使用した。図 4.1 は 2–8keV での Sgr A East 領域の X 線イメージである。今回は図 4.1 中の $(l, b) = -0.047^\circ, -0.047^\circ$ を中心とする半径 1.6 分の円内を Sgr A East 領域とし、スペクトル・ライトカーブを取得した。また、四角で示した 6 分角の 2 つの領域をバックグラウンド領域とした。

望遠鏡 (XRT) のレスポンスである arf ファイルは 2006 年 4 月 24 日版 xissimarfgn によって Sgr A East の位置に点源を仮定したシミュレーションを行い作成した。arf ファイルには入射エネルギー毎の望遠鏡の有効面積の情報が入っている。今回作成した arf ファイルを図 4.2 に示す。

XIS のレスポンスである rmf ファイルは 2005 年 11 月版を用いた。単色の X 線が入射しても実際には図 4.3 で示した XIS のレスポンスのかかったパルス波高値が出力される。rmf ファイルには入射エネルギー毎のこのレスポンスの情報が入っている。FI と BI でレスポンスが大きく異なるため、FI センサーは 3 台分のスペクトルを足し上げたのに対し、BI は BI のみでスペクトルを作り、FI と BI で異なった rmf ファイルを用いた。その上で FI と BI でフィッティングパラメータを同じにした同時フィットを行った。但し、強度は FI と BI で別々のパラメータにしており、以下強度は FI により得られた値を示す。

この章では特に指定しない限り、エラーは 90% で示す。また、太陽組成比として Anders & Grevessee (1989) の値を用いた。

¹<http://heasarc.gsfc.nasa.gov/docs/software/lheasoft/>

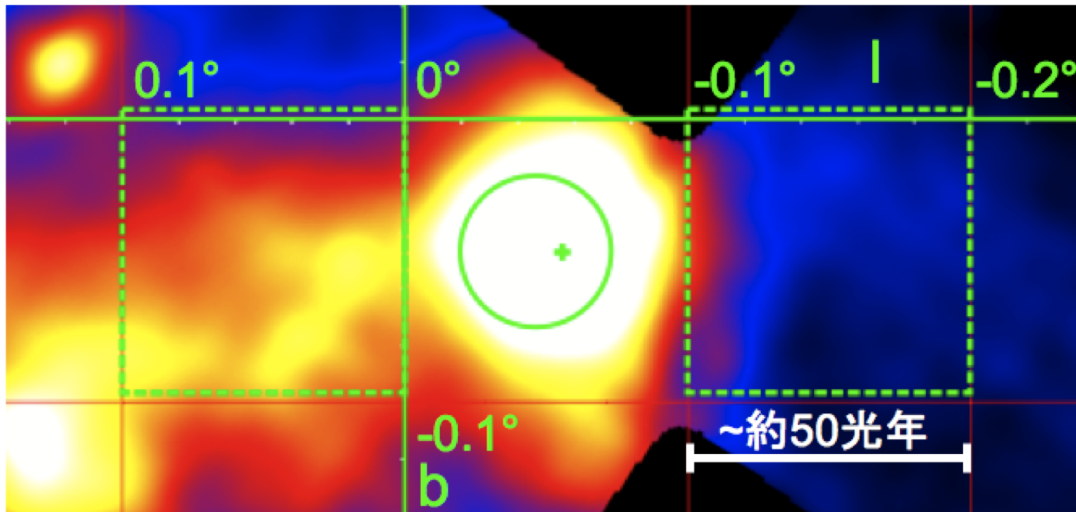


図 4.1: 「すざく」2–8keV バンド X 線イメージ。半径 1.6 分の円内がスペクトル、ライトカーブを取得した Sgr A East 領域。破線四角領域がバックグラウンド領域。十字にて Sgr A* 位置を示した。

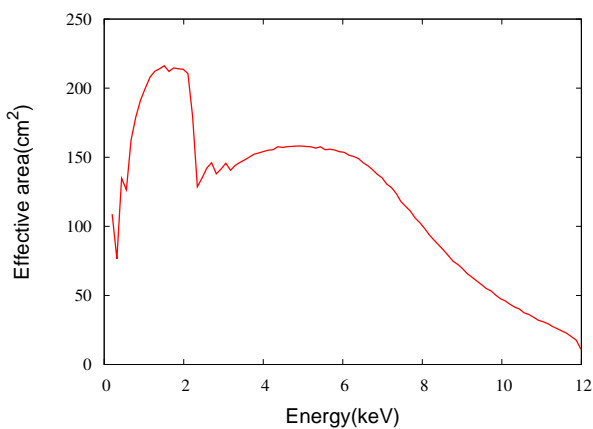


図 4.2: 望遠鏡 (XRT) のレスポンス。2006 年 4 月 24 日版 xissimarfgen によって Sgr A East の位置に点源を仮定したシミュレーションを行い作成した。

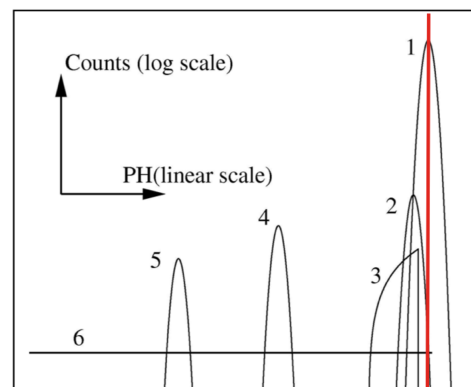


図 4.3: XIS のレスポンス。赤線の単色 X 線に対し、1:メインピーク、2:サブピーク、3:三角成分、4:Si エスケープピーク、5:Si 蛍光輝線、6:連続成分が出力される。これらの情報は rmf ファイルに入っている。Koyama et al. 2006

4.2 バックグラウンド評価

Sgr A East に対するバックグラウンドとして、宇宙線による Non X-ray バックグラウンド、宇宙背景 X 線放射、「すざく」の空間分解能では分解できない点源の集合、銀河中心高温プラズマ、Sgr A* の寄与が考えられる。それぞれの寄与を以下の様に評価して差し引いた。

4.2.1 Non X-ray バックグラウンド

宇宙線による Non X-ray バックグラウンド (NXB) は、連続成分と検出器構成物質の蛍光 X 線輝線成分からなり、X 線観測の際は必ず含まれる。この NXB を差し引くために Elevation $< -5^\circ$ かつ Day Earth Elevation $> 100^\circ$ の夜地球データを集積したデータベース²を用いた。このイベントデータベースから Cutoff rigidity (COR) の平均値が本観測中と一致するように重み付けした上で XIS 検出器面上の同じ位置からスペクトルを取得し、Sgr A East 領域、バックグラウンド領域のスペクトルからそれぞれ差し引いた。COR とは、その場所の地球磁場を通過して大気圏に到達できる宇宙線の最小エネルギーで、軌道による宇宙線の強さを表すパラメータである。COR の平均値は観測毎に異なっている。NXB と COR は相関があるので COR の平均値を Non X-ray バックグラウンドと観測データとで同じにすることで Non X-ray バックグラウンドの再現性が向上する。また、検出器上で同じ場所を引くのは、宇宙線によって励起される Ni K α 等の検出器起源の輝線の強度に依存性があるためである。図 4.9 にスペクトルを示す。

4.2.2 宇宙背景 X 線放射

宇宙背景 X 線放射 (Cosmic X-ray Background) は全天で一様に遠方からやってくる X 線放射である。NXB と同じく CXB も X 線観測の際は必ずバックグラウンドに含まれる。「すざく」の North Ecliptic Pole (Blank Sky) のスペクトルを光子指数 1.49 (「あすか」の観測による値。Ishisaki 1997) で固定したパワーローに星間吸収をかけたモデルでフィットして、CXB の強度を求めた。Sgr A East 領域の面積に強度を規格化し、更に銀河中心までの星間吸収 $6 \times 10^{22} \text{cm}^{-2}$ をかけたスペクトルを図 4.9 に示す。その強度は Sgr A East 領域のフラックスの 0.1% 程度でしかない。また、その表面輝度は全天でほぼ一樣なので Sgr A East 領域からバックグラウンド領域のスペクトルを面積で規格化して差し引けば良い。

4.2.3 点源成分

「すざく」の空間分解能では Sgr A East の拡散成分と区別できない点源は大きなバックグラウンドとなる。「すざく」よりエネルギー分解能、有効面積は劣るものの、空間分解能に優れる (HPD \sim 0.5 秒) *Chandra* 衛星のデータを用いて、その空間分布を調べた。Muno et al. (2003) では *Chandra* の 590ksec 分のデータを元に Sgr A* を中心とする 17 分 \times 17 分の領域の点源の位置とフラックスをカタログにしてある。このカタログで completeness を満たすフラックス $4 \times 10^{-7} \text{photons cm}^{-2} \text{s}^{-1}$ 以上の点源の分布を「すざく」の空間分解能 (HPD=2 分) に対応するガウシアンでなました (図 4.4)。このデータを用いて、図 4.4 の

²<http://www.astro.isas.jaxa.jp/suzaku/analysis/xis/nte/>

$b = -0.047^\circ$ 、 $l = -0.2^\circ \sim -0.1^\circ$ の 1.5 分 \times 6 分のそれぞれの領域での 2–8keV での点源の集合の表面輝度を求めた。その結果を図 4.5 の丸印で示す。これによるとバックグラウンド領域の点源の集合の平均表面輝度は 2–8keV で 0.5×10^{-5} photon arcmin $^{-2}$ cm $^{-2}$ s $^{-1}$ である。一方、半径 1.6 分の Sgr A East 領域内の点源の表面輝度を同様にカタログデータから調べると 3.0×10^{-5} photon arcmin $^{-2}$ cm $^{-2}$ s $^{-1}$ となり、バックグラウンド領域に比べ 2.5×10^{-5} photon arcmin $^{-2}$ cm $^{-2}$ s $^{-1}$ だけ大きい。そこでこの超過分は *Chandra* の Sgr A East 領域内の各点源のスペクルデータ (Muno et al. 2004) を積算したスペクトルを求め、その強度を 2.5×10^{-5} photon arcmin $^{-2}$ cm $^{-2}$ s $^{-1}$ に規格化して差し引いた。Muno et al. (2004) のカタログデータを用いて調べた Sgr A East 点源のスペクトルを図 4.6、フィッティング結果を表 4.1 に示した。また、図 4.9 にもスペクトルを示した。

表 4.1: Sgr A East 領域内点源スペクトルのフィッティング結果

Line Identification	Energy ^a (eV)	Width ^a (eV)	Intensity ^b (photons s $^{-1}$ cm $^{-2}$)
FeI $K\alpha$	6400 (fixed)	30 (fixed)	$5.7 (4.1-6.8) \times 10^{-6}$
FeXXV $K\alpha$	6686 (fixed)	30 (fixed)	$1.2 (1.0-1.3) \times 10^{-5}$
FeXXI $K\alpha$	6965 (fixed)	17 (fixed)	$4.5 (2.9-5.8) \times 10^{-6}$
Power-law	Photon index		Norm ^c
	0.98 (0.77-1.02)		$3.1 (2.5-2.8) \times 10^{-4}$
Absorption	N_{H} ($\times 10^{22}$ cm $^{-2}$)		Z_{Fe} ^d
	7.8 (4.9-8.8)		3.0 (2.2-5.1)
$\chi^2/\text{d.o.f}$	130/123 = 1.1		

() 内 90%エラー

^a 輝線中心値は APEC モデルの値、輝線幅は銀河中心高温プラズマでの値を参考に固定した。

^b 吸収は補正してある。

^c 単位は 1keV での photons cm $^{-2}$ s $^{-1}$ keV $^{-1}$

^d 太陽組成に対する比

4.2.4 銀河中心高温プラズマ成分

1 章で述べた様に銀河中心には広範囲に渡り温度約 6.5keV の拡散高温プラズマが存在し、それが Sgr A East に対する大きなバックグラウンドとなる。その寄与を適切に差し引くため、「すざく」のデータを用いて、その空間分布を調べた。点源と同じく $b = -0.047^\circ$ 、 $l = -0.2^\circ \sim -0.1^\circ$ の領域を図 4.7 に示した 3 分 \times 6 分の領域に分割してスペクトルを取得した。Non X-ray バックグラウンドを除き、2–5keV、および、5–8keV のエネルギーバンドでガウシアンとパワーロー連続成分に星間吸収を掛けたモデルでそれらのスペクトルでフィッティングして 2–8keV での各領域の表面輝度を求めた。但し、この表面輝度は銀河中心高温プラズマ成分の他に、点源成分、宇宙背景 X 線放射成分を含んでいる。 $b = -0.047^\circ$ の銀径方向に沿った表面輝度空間分布を図 4.5 の小三角印で示した。銀河中心高温プラズマ成分は Sgr A East を挟んでその表面輝度が連続的に変化しており、バックグラウンド領域の平均値を差し引くことでその寄与は適切に除かれる。点源については 4.2.3 章で考

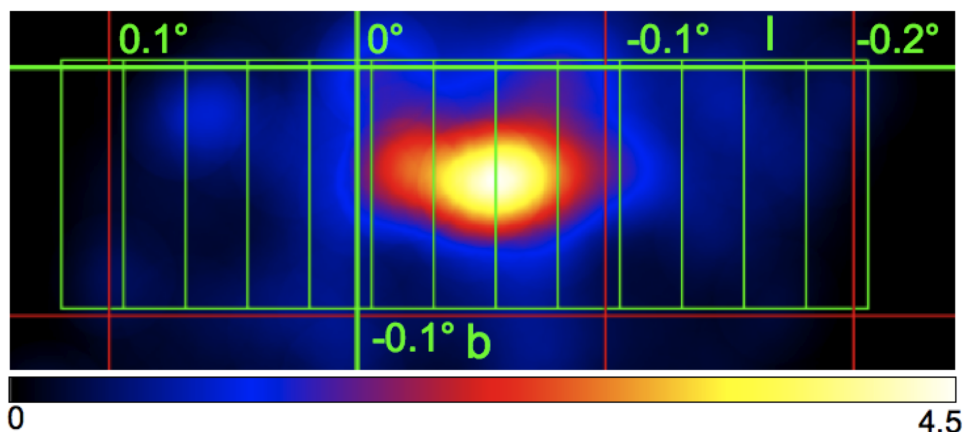


図 4.4: 「すざく」の空間分解能 (HPD \sim 2分) でなました *Chandra* の点源カタログデータ。カラーバーは線形スケールで示した表面輝度で単位 $\times 10^{-5}$ photons arcmin $^{-2}$ cm $^{-2}$ s $^{-1}$ (2–8keV)。緑四角にて図 4.5 で表面輝度を調べた領域を示した。

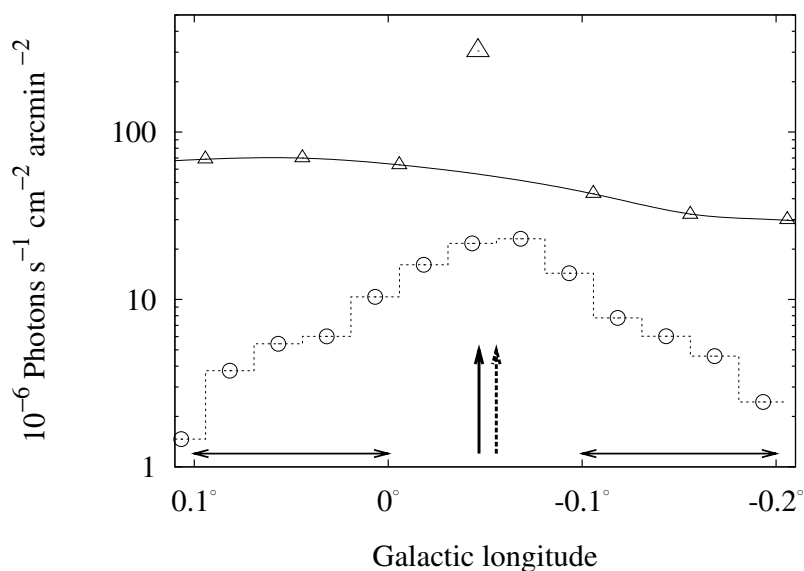


図 4.5: Sgr A East 周辺領域・点源の表面輝度空間分布。円印が *Chandra* のカタログデータによる点源。小三角印が「すざく」のデータによる Sgr A East 周辺領域の表面輝度。いずれも 2–8keV で $b = -0.047^\circ$ での値。大三角印は半径 1.6 分の Sgr A East 領域の表面輝度。2 本の両付矢印でバックグラウンド領域、矢印で Sgr A East 位置、破線矢印にて Sgr A* 位置を示した。

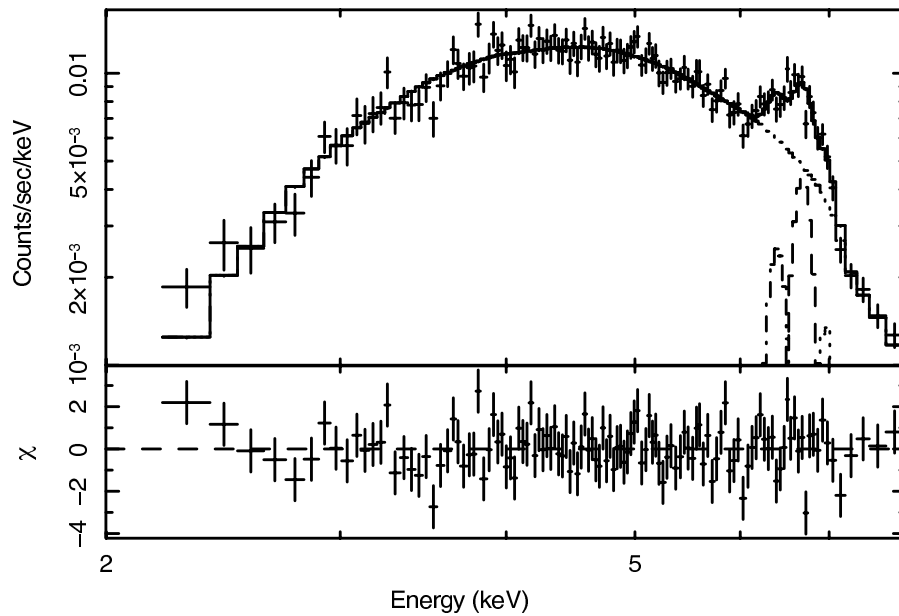


図 4.6: Sgr A East 領域内点源のスペクトル

慮した。図 4.9 にバックグラウンド領域の表面輝度を Sgr A East 領域の面積で規格化したスペクトルを銀河中心高温プラズマ成分として示した。

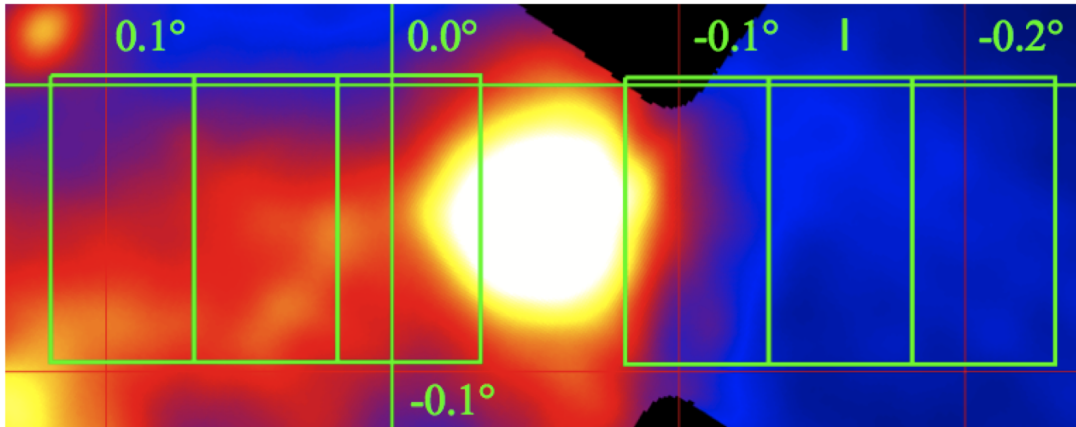


図 4.7: 銀河中心高温プラズマ成分の表面輝度を調べた 3 分 × 6 分領域。但し、Sgr A East 領域を含む領域は除いた。

4.2.5 Sgr A*

Chandra の観測によると静穏時の Sgr A* のフラックスは 2×10^{-5} photon $\text{cm}^{-2} \text{s}^{-1}$ (2–8 keV, Baganoff et al. 2003) で Sgr A East 領域のフラックスの 1% 程度にすぎない。しかし、Sgr A* は約 3 ksec にわたって、フラックスが静穏時の 100 倍近くになるフレアが観測されている (Porquent et al. 2003)。図 4.8 に今観測中の Sgr A East 領域のライトカーブを示した (2–10 keV)。銀河中心高温プラズマの表面輝度として $3 \times 10^{-13} \text{ergs}^{-1} \text{arcmin}^{-2}$ (Koyama et

al. 1996)、Sgr A East のフラックス $1.3 \times 10^{-11} \text{ergs}^{-1} \text{cm}^{-2}$ (Sakano et al. 2004)、そして、Sgr A* のフラックスとして静穏時の $1.3 \times 10^{-13} \text{ergs}^{-1} \text{cm}^{-2}$ を用いて計算すると Sgr A* 静穏時の Sgr A East 領域の XIS での予想カウントレートは $\sim 1.3 \text{ ct s}^{-1}$ になり、図 4.8 に一致する。一方、Sgr A* がフレアしているとして静穏時の 50 倍のフラックスを仮定すると予想カウントレートは 2.0 ct s^{-1} となり、観測値はこれより有意に低い。よって、Sgr A* は今観測中フレアを起こしていないか、起こしていてもその影響はごく僅かである。図 4.9 には静穏時のスペクトルを示した。

以上の様に求めたバックグラウンド成分を図 4.9 にまとめた。Non X-ray バックグラウンドを除いた Sgr A East 領域のスペクトルから、Non X-ray バックグラウンドを除いたバックグラウンド領域の平均スペクトルを面積とヴィグネティングで規格化して差し引き、更に点源成分の超過分を引くことで、各バックグラウンド成分は適切に差し引かれる。

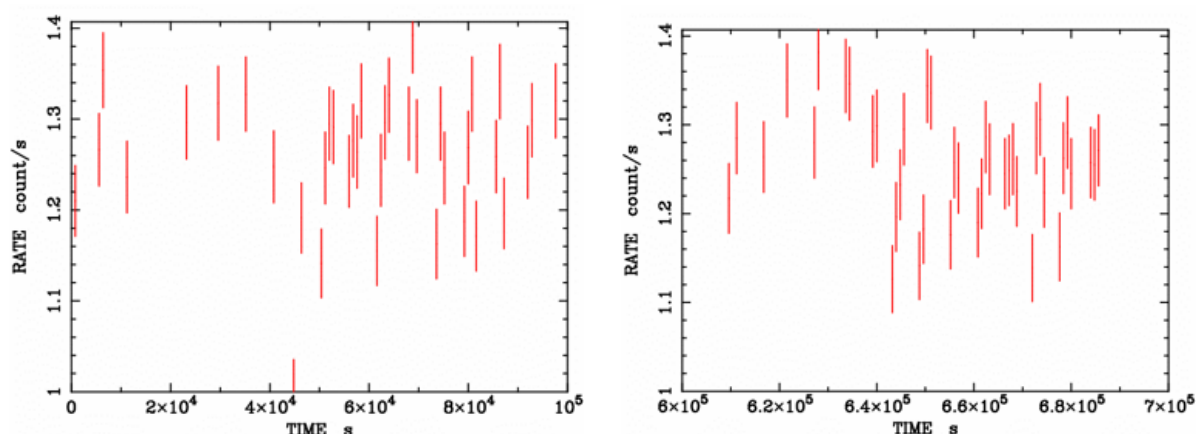


図 4.8: Sgr A East ライトカーブ (2–10keV)。左:1 回目の観測。開始時刻 2005/9/23 07:16:30(TT)。右:2 回目の観測時。開始時刻 2005/9/30 08:29:50(TT)。1 ピン 800sec。

4.3 スペクトル解析

4.3.1 現象論的フィッティング

バックグラウンドを差し引いたスペクトルをガウシアンと熱的制動放射に星間吸収をかけたモデル³で 2–5keV バンド、5–9keV バンドをそれぞれ現象論にフィッティングし、各輝線を同定した。但し、星間吸収については星間物質の組成比をパラメータとして振れるモデル (vphabs) を用いて、2–5keV では水素柱密度 N_{H} 、および、Si、S の組成をフリーパラメータとしてフィッティングした。他の元素は太陽組成で固定した。5–9keV バンドでは vphabs は N_{H} は 2–5keV バンドで得られた値で固定し、Fe の組成をフリーパラメータとした。結果を図 4.10、4.11、および、表 4.2、4.3 に示した。FeXXV $K\beta$ 、 $K\gamma$ は「すずく」が今回初めて検出した。

³(many gaussians+bremss)*vphabs

以下 HEASoft のスペクトル解析ツール XSPEC11 で使用したモデルを欄外に示す。各モデルの詳細については以下を参照。http://heasarc.gsfc.nasa.gov/docs/software/lheasoft/xanadu/xspec/xspec11/manual/node38.html

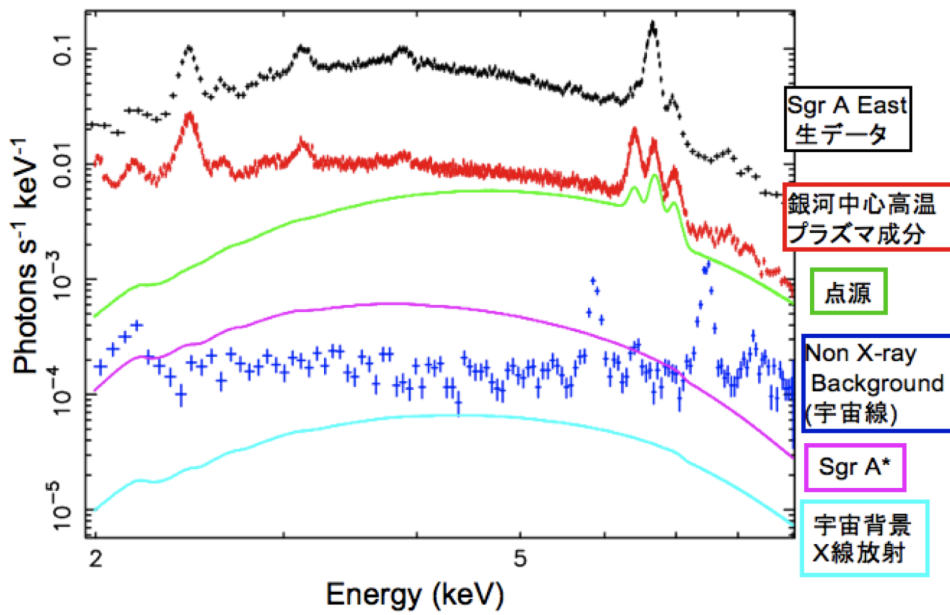


図 4.9: Sgr A East のバックグラウンド

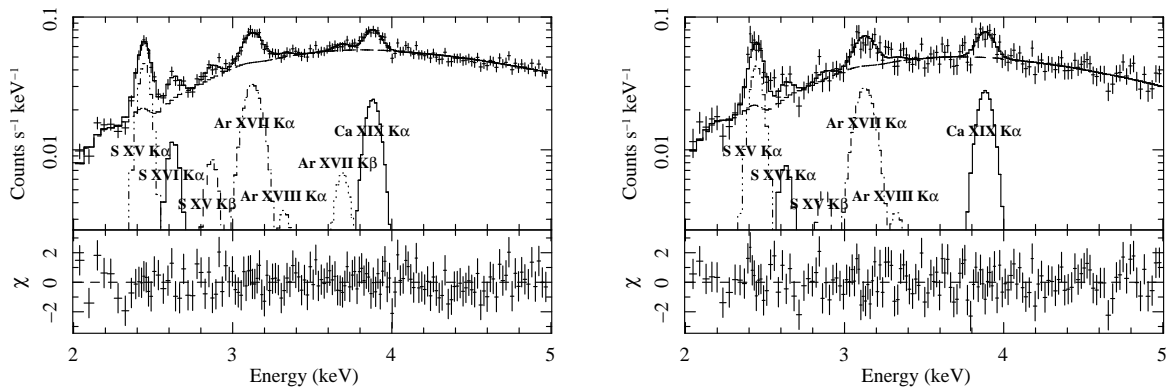


図 4.10: Sgr A East 現象論的フィッティング結果 (2–5keV)。左は FI 3 台を足したもの。右は BI のみ。

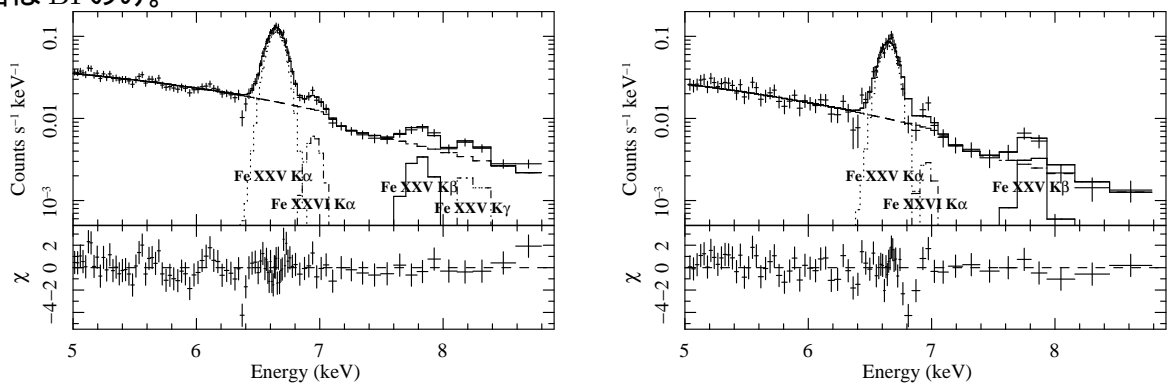


図 4.11: Sgr A East 現象論的フィッティング結果 (5–9keV)。左は FI 3 台を足したもの。右は BI のみ。

表 4.2: Sgr A East 現象論的フィッティング結果 (2–5keV)

Line Identification	Energy (eV)	Width (eV)	Intensity ^f (photons s ⁻¹ cm ⁻²)
SXV K α	2446 (2440–2449)	22 (16–27)	9.53 (8.66–10.1) $\times 10^{-4}$
SXVI K α	2625 (2603–2631)	20 (fixed) ^a	1.86 (1.38–2.23) $\times 10^{-4}$
SXV K β	2869 (2840–2889)	21 (fixed) ^a	7.47 (4.69–9.64) $\times 10^{-5}$
ArXVII K α	3124 (3116–3130)	47 (39–56)	2.27 (2.07–2.51) $\times 10^{-4}$
ArXVIII K α	3324 ^b	23 (fixed) ^a	1.46 (0.08–2.61) $\times 10^{-5}$
ArXVII K β	3692 ^c	24 (fixed) ^a	1.86 (0.93–2.68) $\times 10^{-5}$
CaXIX K α	3882 (3873–3890)	24 (10–39)	5.74 (5.03–6.68) $\times 10^{-5}$
Thermal brems	Temperature(keV)		Norm. ^d
	1.89 (1.86–1.93)		4.34 (4.30–4.39) $\times 10^{-2}$
Absorption	N_{H} ($\times 10^{22}$ cm ⁻²)	Z_{Si} ^e	Z_{S} ^e
	9.0 (8.9–9.1)	3.2 (3.1–3.3)	2.9 (2.7–3.3)
Flux (2.0–5.0 keV) ^f	photons s ⁻¹ cm ⁻²	Luminosity (2.0–5.0 keV) ^f	ergs s ⁻¹
	1.1×10^{-3}		3.9×10^{35}
$\chi^2/\text{d.o.f}$	242/266 = 0.91		

() 内 90%エラー

^a ⁵⁵Fe 較正線源の MnI K α 輝線幅が 30eV なのを参考に $30 \times (E/5895)^{0.5}$ eV で固定した。

^b ArXVII K α 輝線中心値 + 200eV で固定した。

^c CaXIX K α 輝線中心値 - 190eV で固定した。

^d 単位は $3.02 \times 10^{-15}/(4\pi D^2) \int n_e n_I dV$ 。D、 n_e and n_I はそれぞれ、プラズマまでの距離 (cm)、電子密度 (cm⁻³)、イオン密度 (cm⁻³)

^e 太陽組成に対する比

^f Flux は吸収を受けた値だが Intensity、Luminosity は吸収を補正してある。

表 4.3: Sgr A East 現象論的フィッティング結果 (5–9keV)

Line Identification	Energy (eV)	Width (eV)	Intensity ^e (photons s ⁻¹ cm ⁻²)
FeXXV K α	6650 (6648–6653)	44 (41–47)	2.23 (2.16–2.29) $\times 10^{-4}$
FeXXVI K α	6956 (6938–6981)	0 (<34)	1.09 (0.75–1.40) $\times 10^{-5}$
FeXXV K β ^a	7820 (7790–7847)	83 (53–113)	2.12 (1.49–2.53) $\times 10^{-5}$
FeXXV K γ	8238 (8199–8286)	35 (fixed) ^b	1.32 (0.66–1.64) $\times 10^{-5}$
Thermal brems	Temperature(keV)		Norm. ^c
	4.5 (4.3–4.6)		9.9 (9.7–10) $\times 10^{-3}$
Absorption	N_{H} ($\times 10^{22}$ cm ⁻²)		Z_{Fe} ^d
	9.0 (fixed)		2.8 (2.3–3.2)
Flux (5.0–9.0 keV) ^e	photons s ⁻¹ cm ⁻²	Luminosity (5.0–9.0 keV) ^e	ergs s ⁻¹
	7.1×10^{-4}		7.4×10^{34}
$\chi^2/\text{d.o.f}$	194/155 = 1.25		

() 内 90%エラー

^a この輝線は NiXXVII K α (~ 7.88 keV) と FeXXV K β (~ 7.88 keV) 輝線の混合である。

^b ⁵⁵Fe 較正線源の MnI K α 輝線幅が 30eV なのを参考に $30 \times (E/5895)^{0.5}$ eV で固定した。

^c 単位は $3.02 \times 10^{-15}/(4\pi D^2) \int n_e n_I dV$ 。D、 n_e and n_I はそれぞれ、プラズマまでの距離 (cm)、電子密度 (cm⁻³)、イオン密度 (cm⁻³)

^d 太陽組成に対する比

^e Flux は吸収を受けた値だが Intensity、Luminosity は吸収を補正してある。

4.3.2 プラズマ診断

「すざく」の高いエネルギー分解能、低バックグラウンド、大有効面積により、過去最高の精度で Sgr A East の輝線のデータを得ることができた。特に S、Fe の He 輝線のデータを用いてプラズマ診断を行い、以下の3つの方法で Sgr A East プラズマの温度をそれぞれ独立に求めた。

He-like $K\alpha$ 、He-like $K\beta$ 輝線強度比

$K\alpha$ 輝線は L 殻から K 殻への、 $K\beta$ 輝線は M 殻から K 殻への電子遷移の際に放出される輝線である。よって、 $K\alpha$ 輝線、 $K\beta$ 輝線強度比は、主に、K 殻電子が L 殻に励起される割合と M 殻に励起される割合に依る。この割合は原子の電離度に依らずプラズマ中の電子温度で決まるため、 $K\alpha$ 輝線、 $K\beta$ 輝線強度比から電子温度を決定することができる。プラズマのシミュレーションモデルとして APEC モデル (Randall et al. 2001) を用いて計算した S、Fe 輝線の He-like $K\alpha$ 、He-like $K\beta$ 輝線強度比と電子温度の関係を図 4.12 に示した。

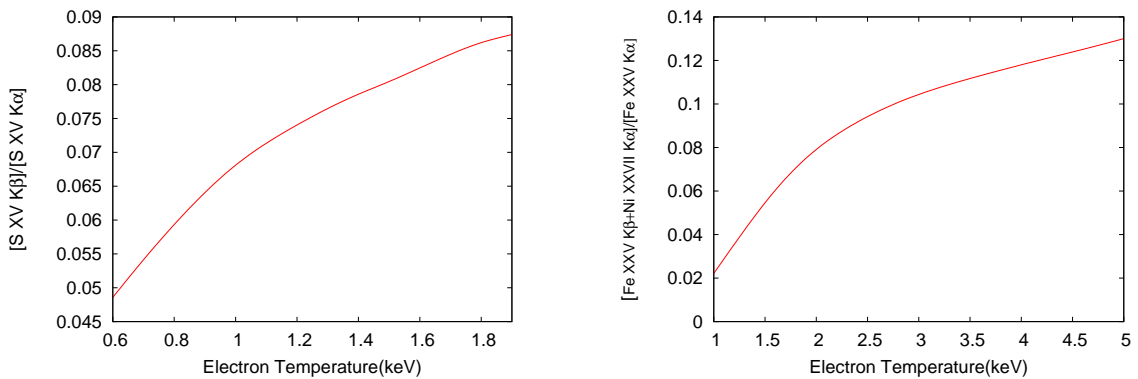


図 4.12: $[\text{He-like } K\beta]/[\text{He-like } K\alpha]$ 輝線強度比-電子温度関係。左: S イオン 右: Fe イオン。

H-like $K\alpha$ 、He-like $K\alpha$ 輝線強度比

プラズマ中の原子の平均電離度はプラズマ温度が高くなるに従って大きくなる。原子の平均電離度から決めた温度を電離温度と呼び、イオン化が進んでおらず、電子温度と電離温度が一致しない状態を電離非平衡と呼ぶ。H-like イオンと He-like イオンの存在比は電離温度から決まるため、H-like $K\alpha$ 、He-like $K\alpha$ 輝線強度比は電離温度の指標となる。電離平衡を仮定し、APEC モデルを用いて計算した S、Fe 輝線の H-like $K\alpha$ 、He-like $K\alpha$ 輝線強度比と電離温度の関係を図 4.13 に示した。

He-like $K\alpha$ 輝線中心値

He-like $K\alpha$ 輝線は図 4.14 に示した微細構造を持ち、共鳴線 ($w: 1s^2 \ ^1S_0 - 1s2p \ ^1P_1$)、異重項間遷移 ($x+y: 1s^2 \ ^1S_0 - 1s2p \ ^3P_{2,1}$)、禁制線 ($z: 1s^2 \ ^1S_0 - 1s2s \ ^3S_1$)、および、衛星線 ($s: \text{Li-like } 1s^2 2p - 1s2p^2$ 等) が XIS のエネルギー分解能では混合して 1 つの輝線となっている。エネルギーは $w > x+y > z$ である。s は w 以下のエネルギーに存在する (Gabriel 1972)。図 4.15

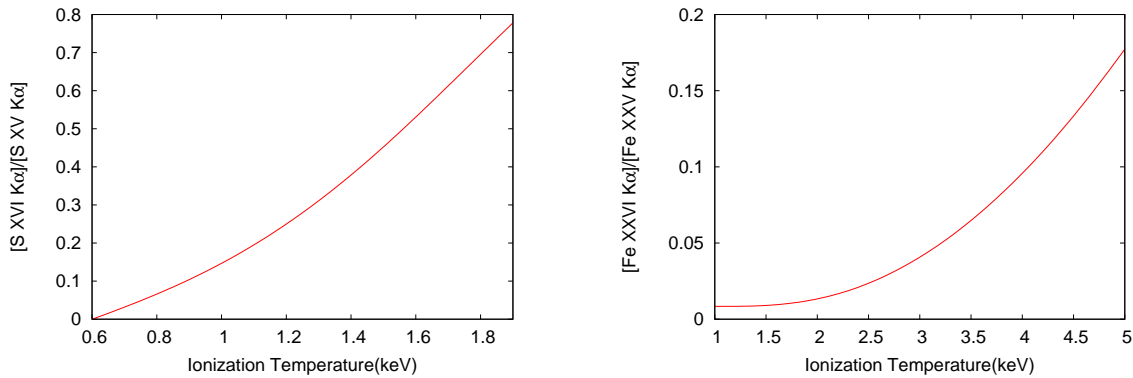


図 4.13: [H-like Kα]/[He-like Kα] 輝線強度比-電離温度関係。左: S イオン 右: Fe イオン。

に電子温度と輝線強度比 $G=(x+y+z)/w$ の関係を示した。電子温度が大きくなるにつれて G は小さくなり、共鳴線 w の寄与が大きくなる。また、衛星線の強度はプラズマ温度が高いほど小さくなる。よって、これらの混合である He-like Kα 輝線のエネルギー中心値は電子温度が高い時ほど高くなり、この関係から電子温度を決定することができる。APEC モデルを用いて計算した S、Fe 輝線の He-like Kα 輝線中心値と電子温度の関係を図 4.16 に示した。

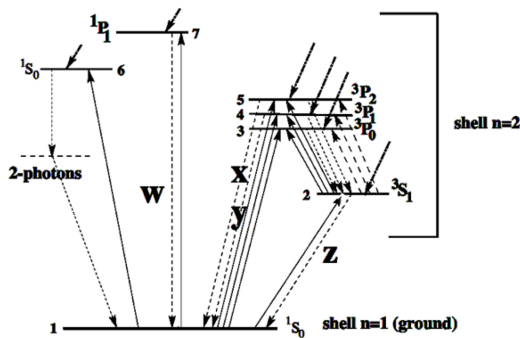


図 4.14: He-like Kα 輝線の微細構造。w:共鳴線 x+y:異重項間遷移 z:禁制線。Porquet et al. 2001

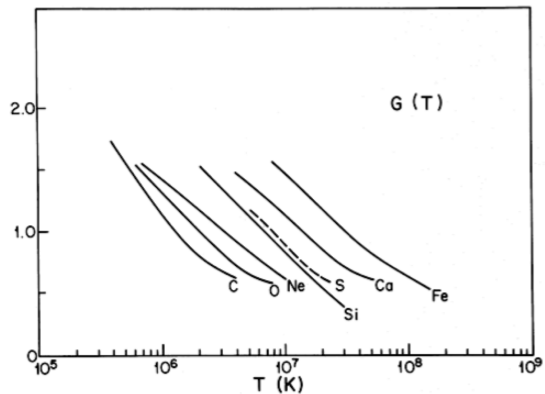


図 4.15: 電子温度 (横軸) と He-like イオンの $G=(x+y+z)/w$ の関係 (縦軸)。Pradhan et al. 1982

4.3.3 S 輝線プラズマ診断

輝線強度比 $SVI(H\text{-like}) K\alpha/SV(He\text{-like}) K\alpha$ は $0.20^{+0.03}_{-0.06}$ であり、電離温度は図 4.13 より $k_B T = 1.1^{+0.1}_{-0.1}$ keV に対応する。輝線強度比 $SV K\beta/SV K\alpha$ は $0.08^{+0.02}_{-0.03}$ であり、電子温度は図 4.12 より $k_B T = 1.4^{+0.7}_{-0.8}$ keV となり、電離温度と一致した。一方、SV Kα の輝線中心値は 2446^{+3}_{-6} eV であり、そこから求まる電子温度は図 4.16 から 0.2–0.6 keV で輝線強度比から求めた温度よりも低い。しかし、現在の XIS のキャリブレーションでは低エネルギー側のゲイン調整には約 ± 5 eV の系統誤差があること (Koyama et al. 2006) を考慮すると電離温度は 0.6–2.0 keV となり、輝線強度比から求めたものと一致する。独立に求めた電離温度、電子温度が一致することから、Sgr A East には約 1 keV の衝突電離平衡プラズマが存在すると結論できる。

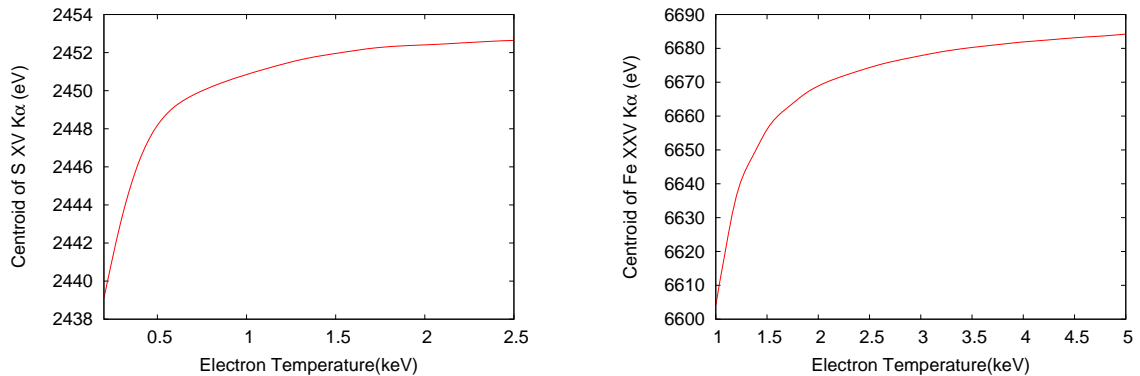


図 4.16: He-like $K\alpha$ 輝線中心値-プラズマ温度関係。左: S イオン 右: Fe イオン。

4.3.4 Fe 輝線プラズマ診断

輝線強度比 $\text{FeXXVI(H-like)} K\alpha / \text{FeXXV(He-like)} K\alpha$ は $0.05^{+0.01}_{-0.02}$ であり、電離温度は図 4.13 より $k_B T = 3.1^{+0.3}_{-0.4}$ keV に対応する。FeXXV $K\beta$ 輝線 7.88 keV は今回の観測の統計では NiXXV $K\alpha$ 輝線 7.78 keV と分解することができなかった。そこで2つの輝線を1つのガウシアンでフィットし、Ni と Fe の組成比が太陽組成と同じだと仮定して FeXXV $K\beta$ 輝線強度を決め、電子温度を求めた。 $(\text{FeXXV } K\beta + \text{NiXXV } K\alpha) / \text{FeXXV } K\alpha$ の輝線強度比 $0.06^{+0.01}_{-0.02}$ は Fe/Ni の存在比を太陽組成と同じとすると図 4.12 より電子温度は $k_B T = 2.5^{+1.0}_{-0.8}$ keV となり、電離温度と一致する。しかし、FeXXV $K\alpha$ の輝線中心値 6650^{+3}_{-2} eV は 3 keV の衝突電離平衡プラズマでの輝線中心値 (APEC モデル 6681 eV、MeKaL モデル 6673 eV Mewe et al. 1985) に比べ、系統誤差を考慮しても有意に低く、図 4.16 より電子温度 $1.4^{+0.1}_{-0.1}$ keV に対応する。以上から Fe 輝線は 1 温度の電離平衡高温プラズマ成分では説明できない。更に FeXXV $K\alpha$ の輝線幅 44 ± 3 eV も 3 keV の衝突電離平衡プラズマの輝線幅 28 eV より大きい。これは FeXXV $K\alpha$ 輝線が 2 つ以上の異なる温度成分の高温プラズマからの輝線の混合であることを示唆する。

4.3.5 モデルフィッティング

プラズマ診断の結果から S 輝線付近は約 1 keV の衝突電離平衡プラズマで説明され、かつ、Fe 輝線は 1 温度の電離平衡プラズマ成分以外で説明されるべきである。最初に 2 温度成分の衝突電離平衡プラズマに星間吸収をかけたモデル⁴で 2–9 keV バンドのモデルフィッティングを行った。プラズマモデルは元素組成をパラメータとして振ることのできる APEC モデル (vapec) を使い、S、Ar、Ca、Fe、Ni の組成を 2 つのプラズマ成分で共通にして振った。Ni と Fe の比は太陽での比と同じと仮定した。星間吸収は vphabs を用いて N_H 、および、Si、S、Fe の組成をフリーパラメータとした。上記以外の元素は太陽組成で固定した。使用した 2005 年 11 月レスポンスは地上キャリブレーションの結果をもとに作成されているため、軌道上での放射線損傷によるエネルギー分解能の劣化は考慮されていない。今観測中の ^{55}Fe 較正線源の MnI $K\alpha$ 輝線を使用したレスポンスでフィットすると本来 0 eV であるべき輝線幅は 30 eV となり、これが軌道上での分解能の劣化に対応する。このエネルギー分解能の劣化を補正するために APEC モデルの輝線幅に余分に 30 eV を 2 乗和にて加えた。フィッティングの結果を図 4.17、表 4.4 に示した。プラズマ成分の

⁴(2vapec)*vphabs

一方は $k_B T \sim 1$ keV と S 輝線プラズマ診断での値と一致した。しかし、もう一方の成分は 50 keV という超新星残骸としては現実的では無く高い温度を示した。また、フィッティング範囲は 2–9 keV であるため、9 keV より高いエネルギーで折れ曲がりがある様なプラズマの温度は本来決定できず、この 50 keV という温度には意味はない。この 2 温度成分の衝突電離平衡プラズマモデルでは、 ~ 7.88 keV の FeXXV $K\beta$ 輝線のあたりに残差が残り、再現性が良くない。 χ^2 は悪くない ($504/470=1.10$) にも関わらず、輝線の再現性が良くないのは、電子の熱的制動放射による連続成分から決まる電子温度と、輝線から決まる温度が一致しないためだと考えられる。この様な状況としては、電子温度と電離温度が一致しない非電離平衡状態にプラズマがあること、または、連続成分に熱的制動放射成分以外の非熱的成分が混入していることが考えられる。

高温成分が非電離平衡状態にある場合を考え、高温成分を非電離平衡プラズマにしてモデルフィッティングを行った⁵。非電離平衡プラズマのモデルとしては NEI モデルを用いた (Borkowski et al. 2001. vnei は元素組成をパラメータとできる)。結果を図 4.17、表 4.4 に示した。 $k_B T$ が約 46 keV の高温成分を必要とし、やはり、FeXXVI $K\alpha$ 輝線 (~ 6.97 keV) や Ni XXVI $K\alpha$ 輝線 (~ 7.78 keV) の辺りに残差が残り、再現性が良くない。電離非平衡モデルでも輝線の再現性が良くないのは $K\alpha$ 、 $K\beta$ 輝線強度比から決まる電子温度と連続成分から決まる電子温度が一致しないことを意味し、連続成分に熱的制動放射成分以外の非熱的成分が混入していることを示す。

そこで、2 温度成分の衝突電離平衡プラズマにパワーロー成分を加え、星間吸収をかけたモデル⁶でフィッティングを行った。結果を図 4.18、表 4.5 に示した。これまで再現性の悪かった FeXXV $K\alpha$ 輝線以上のエネルギーの輝線がうまく表現されるようになった。衝突電離平衡プラズマの温度は $1.21^{+0.09}_{-0.03}$ keV、 $6.0^{+0.4}_{-0.5}$ keV となり、超新星残骸として現実的な値となった。この結果、光子指数 $0.87^{+0.04}_{-0.03}$ のハードテイル成分を Sgr A East から初めて検出した。

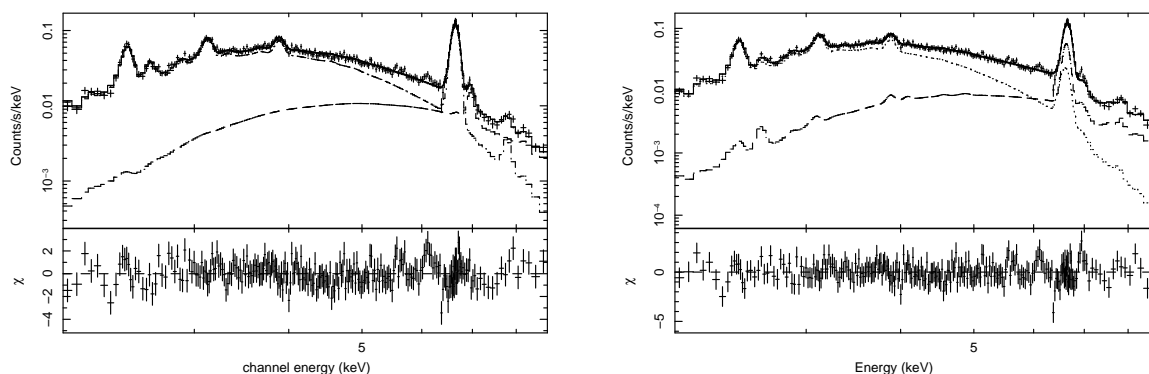


図 4.17: 左: 2VAPEC モデル 右: VAPEC+VNEI モデルフィッティング結果 (2-9 keV)。見やすさの為に FI3 台の結果のみを示した。

⁵(vapec+vnei)*vphabs

⁶(vapec × 2+power-law)*vphabs

表 4.4: 2VAPEC、VAPEC+VNEI モデルフィッティング結果

Model	VAPEC $k_B T(\text{keV})$	VAPEC/VNEI $k_B T(\text{keV})$	nt $\text{cm}^{-3} \cdot \text{sec}$	$\chi^2/\text{d.o.f}$
2VAPEC	1.33(1.29–1.41)	50(43–58)	-	504/470=1.10
VAPEC+VNEI	1.02(0.99–1.07)	46(23–80)	$1.36(1.30–1.42) \times 10^{11}$	510/470=1.12

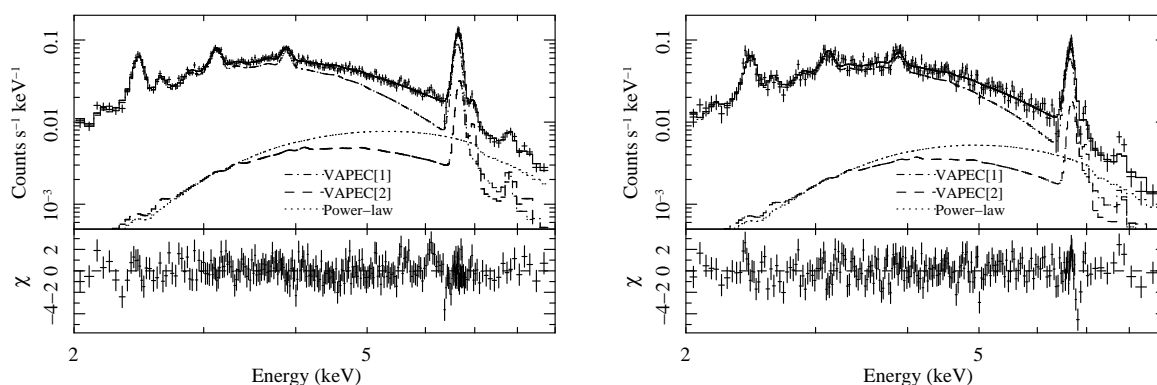


図 4.18: 2VAPEC+Power-law モデルフィッティング結果 (2-9keV)。左はFI 3台を足したもの。右はBIのみ。

4.4 議論

4.4.1 熱的プラズマ成分の性質

Sgr A East までの距離として 8 kpc を仮定すると熱的プラズマ成分の Luminosity(2-9keV) は $4.2 \times 10^{35} \text{erg/s}$ となる。Sgr A East が半径 1.6 分の球状をしていると仮定すると、そのプラズマの密度は 1keV 成分が $5.3f^{-0.5} \text{H/cm}^3$ 、6keV 成分が $1.1f^{-0.5} \text{H/cm}^3$ と見積もられる。但し、 f は filling factor ($0 < f < 1$) である。6keV プラズマの音速 980km/s で Sgr A East のサイズ (半径 1.6 分 ~ 約 12 光年) を割って年齢を求めると約 4000 年となる。また、化学組成は Fe が太陽組成に比べ過剰である。鉄の総質量を見積もると $0.15f^{0.5} M_{\odot}$ となり、この鉄総質量は標準的な I 型超新星モデルで予想される $0.5-0.8 M_{\odot}$ より小さく、元の星が $13-15 M_{\odot}$ の II 型超新星残骸から予想される量と矛盾しない (Park et al. 2005, Nomoto et al. 1997a, Nomoto et al. 1997b)。

4.4.2 ハードテイル成分の起源

今回、検出されたハードテイル成分は *Chandra* (Park et al. 2005)、および、*XMM-Newton* (Sakano et al. 2003) の観測では検出されていない。しかし、ハードテイル成分の卓越する 6keV 以上の高エネルギーバンドでこれらの衛星に比べて極めて低いバックグラウンド、かつ、高感度を持つ「すざく」により初めて検出可能になったものと考えられる。このハードテイルの起源については以下の 2 つが考えられる。

まず、*Chandra* の検出限界以下の暗い点源の集合である。今回検出されたハードテイルの冪 $0.87^{+0.04}_{-0.03}$ は *Chandra* の銀河中心付近の点源スペクトルの冪 ~ 0.9 (Muno et al. 2004)

表 4.5: 2VAPEC+Power-law モデルフィッティング結果 (2-9keV)

Power-law	index	Norm. ^a	
	0.87 (0.84–0.91)	3.5 (3.3–3.7)×10 ⁻⁴	
Thin thermal plasma ^b	VAPEC[1]	VAPEC[2]	
Temperature (keV)	1.21 (1.18–1.30)	6.0 (5.5–6.4)	
Norm. ^c	0.165 (0.161–0.169)	2.7 (2.5–2.9)×10 ⁻³	
Z_S ^d	1.17 (1.07–1.24)		
Z_{Ar} ^d	1.20 (1.07–1.33)		
Z_{Ca} ^d	1.18 (1.03–1.33)		
Z_{Fe} ^d	2.63 (2.54–2.70)		
Z_{Ni} ^d	2.63 ^e		
Absorption	N_H (× 10 ²² cm ⁻²)	Z_{Si} ^d	
	9.66 (9.58–9.74)	3.2 (3.1–3.3)	
	Z_S ^d	Z_{Fe} ^d	
	2.9 (2.7–3.0)	1.33 (1.26–1.40)	
Flux (2.0–9.0 keV) ^f	photons s ⁻¹ cm ⁻²	Luminosity (2.0–9.0 keV) ^f	ergs s ⁻¹
	1.8 × 10 ⁻³		4.5 × 10 ³⁵
Plasma mass ^g	total (M_\odot)	iron (M_\odot)	
	27 $f^{0.5}$	0.15 $f^{0.5}$	
χ^2 /d.o.f	483/453=1.07		

() 内 90%エラー

^a 単位は 1keV での ph/cm²/s/keV

^b ⁵⁵Fe 較正線源の MnI-K α の輝線幅 30eV を分解能の劣化を補正するため APEC モデルの輝線幅に余分に加えた。

^c 単位は 10⁻¹⁴/(4 π D²) $\int n_e n_H dV$ 。D、 n_e and n_H はそれぞれ、プラズマまでの距離 (cm)、電子密度 (cm⁻³)、水素密度 (cm⁻³)

^d 太陽組成に対する比。

^e Fe の元素比に固定。

^f Flux は吸収を受けた値だが Intensity は吸収を補正してある。

^g f は Filling factor (0 < f < 1)。距離は 8kpc を仮定した。(Reid et al. 1993).

に非常に近い。Chandraの点源カタログデータを用いて Sgr A East 領域内点源のフラックス分布を調べると図 4.19 の様になった。この点源カタログの completeness を満たすフラックスの下限は 4×10^{-7} photons cm⁻² s⁻¹ であるが、この下限の5分の1のフラックスまで図 4.19 のフラックス分布が伸びているとすれば、点源でハードテイルは説明される。

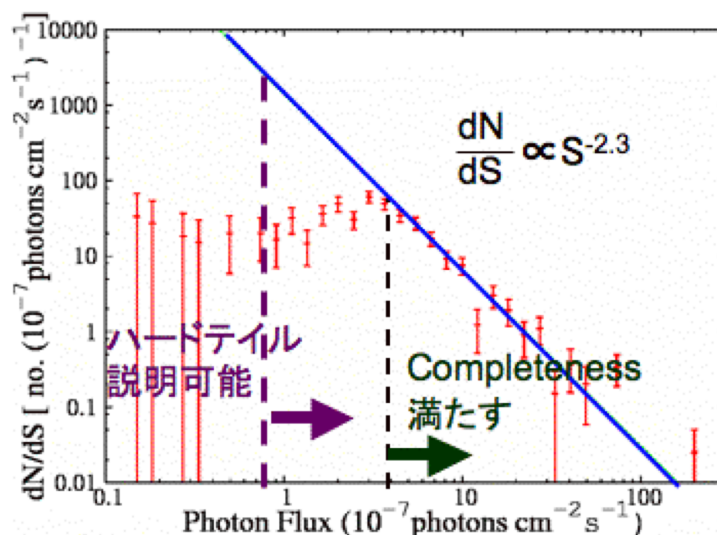


図 4.19: Sgr A East 領域内点源のフラックス分布。Muno et al. (2003) のカタログデータを元に作成した。

もう一つは Sgr A East の非熱的成分である。Chandra の観測により Sgr A East 内部に非熱的 X 線スペクトルを持つフィラメント・クランプ状構造が見つかった (Koyama et al. 2003、Morris et al. 2003)。高いエネルギーまで伸びる非熱的成分は高エネルギー荷電粒子の存在を示唆し、Sgr A East 内部での高エネルギー宇宙線加速と結びついている可能性がある。

4.5 まとめ

- S 輝線の輝線強度比、輝線中心値を用いたプラズマ診断により求めた電離温度、電子温度はいずれも $k_B T \sim 1 \text{ keV}$ で一致し、Sgr A East に約 1 keV の衝突電離平衡プラズマ成分が存在することを示す。
- Fe 輝線のプラズマ診断では $[\text{FeXXVI K}\alpha]/[\text{FeXXV K}\alpha]$ 、および、 $[\text{FeXXV K}\beta]/[\text{FeXXV K}\alpha]$ で決まる電離温度、電子温度は $k_B T \sim 3 \text{ keV}$ となって一致するが、FeXXV K α の輝線中心値から決まる温度は 1.4 keV となり一致しない。これは Sgr A East の Fe 輝線は 1 温度成分の衝突電離平衡プラズマで説明できないことを示す。
- 2 - 9 keV の Sgr A East のスペクトルは 2 温度成分高温プラズマモデルでは XIS では本来測定できないほど異常に高温の成分を必要とし、更に Fe XXV K α 輝線以上のエネルギーの輝線の再現性が悪い。1.2 keV と 6 keV の 2 温度衝突電離平衡プラズマ + パワーローのモデルで良く説明される。ハードテイル成分は「すぎく」が初めて検出した。

- Sgr A East のプラズマ成分は Fe が太陽組成に比べて過剰である。そこから求まる Fe の総量は元の星が $13\text{--}15M_{\odot}$ の II 型超新星残骸であると考えて矛盾しない。
- ハードテイル成分の起源は *Chandra* で検出できなかった暗い点源の集まり、または、Sgr A East の非熱的フィラメント・クランプの可能性が考えられる。点源の場合、N-S 分布が *Chandra* の completeness を満たすフラックスの 5 分の 1 まで伸びていればハードテイルを説明できる。

第5章 Spaced-row Charge Injection 機能の機上試験・較正

5.1 Spaced-row Charge Injection 機能の概要

4章の成果である Sgr A East からのハードテイル成分の初検出は、イオン輝線によるプラズマ診断により熱的プラズマの温度を正確に決定して熱的成分と非熱的成分を分離するという「すざく」XISの高いエネルギー分解能を生かした手法により可能になった。今後も「すざく」で多彩なサイエンスを進めていくためには、「すざく」の大きな特長の一つである、XISによるこの高いエネルギー分解能の維持が必須である。

当初から予想されていたように軌道上での宇宙線損傷により「すざく」XISのエネルギー分解能は劣化してきている。XISに取り付けられた ^{55}Fe 較正線源のMnI $K\alpha$ 輝線の半値幅の時間変化を図5.1に示した。較正線源のMnI $K\alpha$ の輝線幅はほぼ0 eV¹なので、その輝線幅の測定値は検出器のエネルギー分解能に対応する。打ち上げ当初(2005年8月)には約140 eVだったエネルギー分解能が2006年5月には約200 eVにまで劣化している。

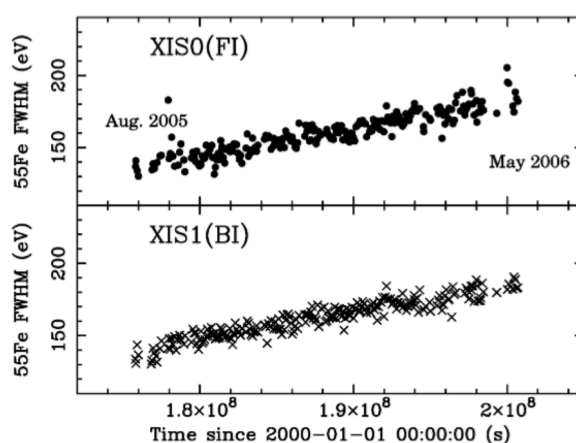


図 5.1: ^{55}Fe 較正線源の MnI $K\alpha$ 輝線の半値幅の時間変化。Koyama et al. 2006

エネルギー分解能の劣化が進むのは放射線損傷により X 線 CCD カメラのシリコン結晶に格子欠陥が生じることが原因である。この格子欠陥による準位に転送中の電荷がトラップされてしまい、電荷転送非効率 (CTI) が増加する。その結果、図 3.12 で示した様と同じエネルギーの X 線が入射しても ACTY によって読み出し電荷量が異なってしまふ。CTI を補正してやることで読み出し電荷量の転送回数 (ACTY) 依存性を無くせば、ある程度エネルギー分解能を改善することはできる。しかし、転送電荷が格子欠陥にトラップされる過程は確率過程なので、CTI が増加するにつれてエネルギー分解能は必ず劣化する。

¹MnI $K\alpha_1$ 輝線 5888 eV と $K\alpha_2$ 5899 eV 輝線の混合なので実際には数 eV の幅がある。

XISは3.2章で述べた様に人工的に電荷を注入するCharge Injection(SCI)機能を備えている。このCI機能は放射線損傷によるエネルギー分解能の劣化を回復するために利用することができ、その方法をSpaced-row CI (SCI)と言う。SCIでは天体観測中にCCD撮像領域最上部に設けられた電荷注入レジスタから一定間隔(54row毎)で人工的に電荷を注入する。概念図を図5.2に示した。人工電荷は「犠牲電荷」として格子欠陥により生じたトラップを埋め、トラップから再放出されるまでの τ_e 間、天体のX線により生じた電荷を守る働きをする。一定間隔で電荷注入(CI)して常にトラップが埋まった状態を作り出すことで、CTIを改善しエネルギー分解能を回復させることができる。

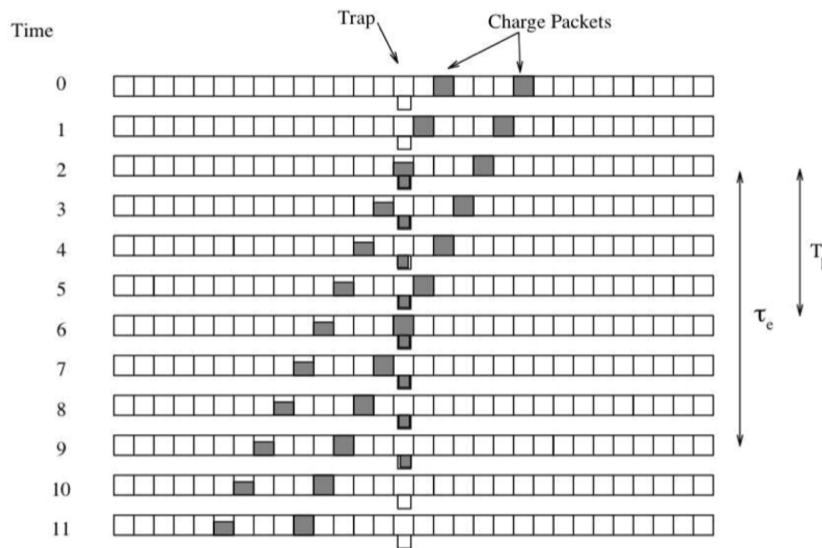


図 5.2: Spaced-row Charge Injection 機能概念図。左側が転送方向(読み出し方向)である。

「すざく」は、2006年8月にSCIの機上試験を行い、9月から一部の観測に対して行っている。以下でSCI機能の本格運用前に行った機上試験の結果、および、現在進行中のSCI機能使用時の機上校正について述べる。試験時・校正時には、PHAで解析を行った。PHAとは1つのX線イベントに対する3.4.2章のピクセルレベルの和である。シングルピクセルイベント(grade0)に対してはイベント中心のピクセルレベルと同じものであり、ピクセル内のX線により生じた電荷量にほぼ比例すると考えて良い。単位はchannel(CH)である。また、異なる読み出しトランジスタ、及び、ADCを使っているためセグメント毎にゲインが異なる。そこでセグメント毎に試験・校正を行った。

今回の試験観測中、および現在運用中のSCIでは54row毎、ACTY=-2、52、106、...、54N-2(N=0~18)にFIで6 keVの入射X線の作る量に相当する電荷が注入されている。BIは2 keV相当の電荷が注入されている。

この章では特に指定しない限りエラーは 1σ である。

5.2 キャリブレーション観測天体概要

SCIの機能試験、および、SCI使用時の性能校正試験に用いた天体の概要を述べる。特に述べない限り、観測データに対しては、SAA通過後436秒間のイベントを除去、Elevation $>5^\circ$ 、Day Earth Elevation $>20^\circ$ という基準でスクリーニングを行った。

5.2.1 ペルセウス銀河団

ペルセウス銀河団は $z=0.0176$ に位置し、我々の近傍の銀河団の中で X 線で最も明るい。強い FeXXV $K\alpha$ 輝線の特徴とする熱的 X 線放射を持ち、その温度は中心から外側に向けて 4keV から 7keV へと変化する (Churazov et al. 2003)。半径約 15 分にわたって広がり、XIS の視野全体を覆うこと、強い FeXXV $K\alpha$ 輝線を持ち、そのエネルギー中心値は温度 4–7keV ではほぼ一定である (赤方偏移した値で $\sim 6.56\text{keV}$) ことから、CTI による PHA の ACTY 依存性を調べるのには適している。「すざく」は 2006 年 8 月 29 日～9 月 1 日にペルセウス銀河団の SCI 試験観測を SCI ON/OFF の両方で行った。スクリーニング後の有効観測時間は SCI ON/OFF 時、いずれも約 50 ksec となった。

5.2.2 1E0102–72.2

1E0102–72.2 は小マゼラン雲の中で最も明るい X 線超新星残骸である。Chandra の観測 (Sasaki et al. 2006) によりリング状構造が見えているものの、その直径は約 30 秒ほどで「すざく」の空間分解能では殆ど点源にしか見えない。OVII ($\sim 0.57\text{keV}$)、OVIII ($\sim 0.65\text{keV}$)、NeIX ($\sim 0.91\text{keV}$)、NeX ($\sim 1.02\text{keV}$)、MgXI ($\sim 1.24\text{keV}$) 輝線が強いため、「すざく」では低エネルギー側の較正のために定期的に観測している。今回は 2006 年 10 月 21 日に行った SCI ON 時の観測データを用いた。スクリーニング後の有効観測時間は約 20 ksec となった。

5.2.3 GC South 領域

GC South 領域は銀河中心 $(l, b) = (-0.015^\circ, -0.2^\circ)$ を中心とする領域である。2006 年 9 月 26 日～29 日「すざく」は SCI ON にて、この領域を観測した。銀河中心には 1 章で述べた様に広がった高温プラズマが存在し、Si、S、Ar、Ca、Fe イオン輝線が見られる。スクリーニング後の有効観測時は約 130 ksec となった。

5.3 ^{55}Fe 較正線源によるエネルギー分解能調査

機上で SCI を実行することによって実際にエネルギー分解能が改善することを確認した。SCI ON/OFF 時のペルセウス銀河団のデータから較正線源の位置のイベントをセグメント毎に抽出しスペクトルを作成した (図 5.3)。輝線幅が SCI ON 時に小さくなっていることが分かる。この MnI $K\alpha$ 輝線をガウシアンでフィッティングし求めた各センサー各セグメントでのエネルギー分解能を表 5.1 にまとめた。約 200 eV (FWHM) まで劣化していたエネルギー分解能が SCI を行うことで「すざく」打ち上げ当初の頃の約 140 eV にまで回復している。

5.4 偽イベント調査

5.4.1 Bad row 調査

SCI 時には 54 行毎に電荷注入を行う。電荷注入した行 (CI 行) そのものは機上の回路に与える命令 (マイクロコード) によって読み出さない。しかし、機能試験の結果、その前後

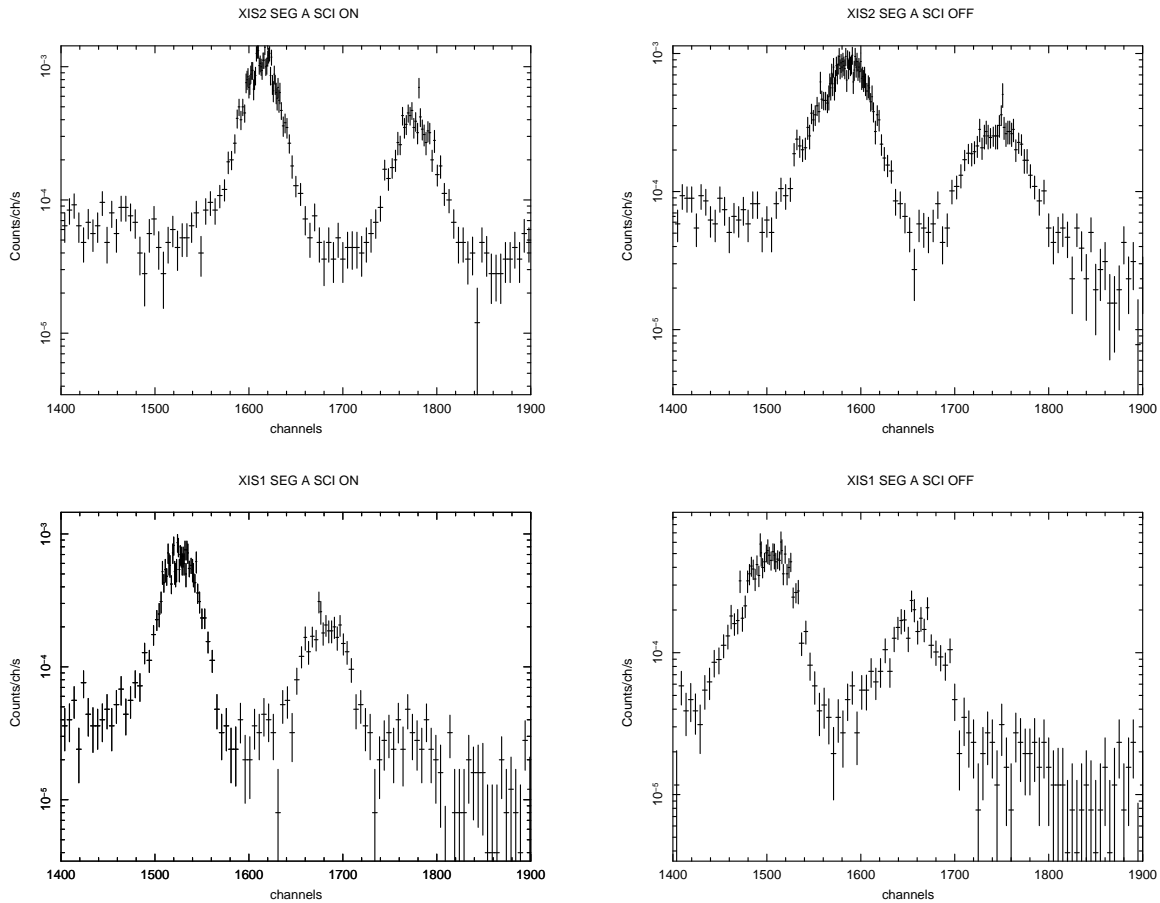


図 5.3: SCI ON/OFF 時の ^{55}Fe 較正線源 $\text{MnI K}\alpha$ 、 $\text{K}\beta$ 輝線のスペクトル。上段: FI(XIS2 SEG A) 下段: BI(XIS1 SEG A) 左:SCI ON 時 右: SCI OFF 時

表 5.1: SCI ON/OFF 時のエネルギー分解能 (FWHM)

センサー	セグメント	SCI ON 時 (eV) ^a	SCI OFF 時 (eV) ^a
XIS0	A	145±4	205±6
	D	148±7	208±7
XIS1	A	150±4	217±5
	D	141±6	188±11
XIS2	A	145±3	216±5
	D	145±2	209±2
XIS3	A	149±5	219±5
	D	135±7	226±10

^aPHA で得られた輝線幅を ($\text{MnI K}\alpha$ のエネルギー:5895eV) $\times \frac{(\text{PHA での輝線幅 (CH)})}{(\text{PHA での輝線中心値 (CH)})}$ でエネルギーでの輝線幅に換算した。

の行にも電荷の漏れ出しが起こり、偽のイベントを作ることが分かった。図 5.4 に SCI 試験観測時の E0102 の BI の 0.1-8keV バンドイメージを示した。ACTX 方向に並んだ点が見えるが、これらが偽イベントである。電荷が漏れ出してしまふ原因は現在調査中である。

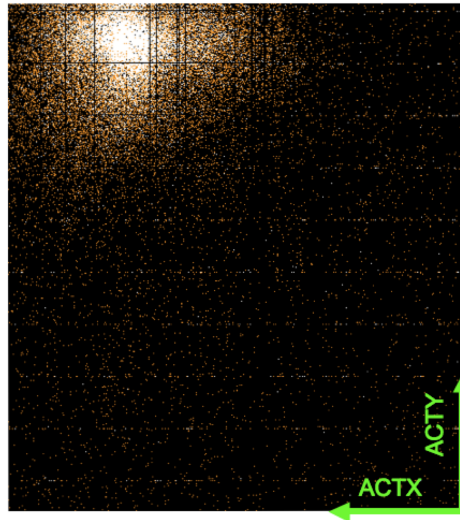


図 5.4: SCI 時 BI の 1E0102-72.2 イメージ (0.1-8keV)。視野の一部を拡大した。ACTX 方向に並んだ偽イベントが見える。左上に見えるのが 1E0102-72.2 である。

偽のイベントが生じる様な行は Bad row として解析の際に取り除かなくてはならない。GC South 領域の SCI 観測時のデータで CI 行の前後 20 行のカウンタ数を BI、FI で調べた結果を図 5.5 に示した。偽イベントが生じて、CI 行の前後 1 行のカウンタ数が高くなっている。よって、SCI 時には CI 行の前後 1 行ずつは取り除くべきである。CI 行から 2 行以上離れた行はよほど慎重に偽イベントを除く必要がある場合以外は解析に使用して良い。

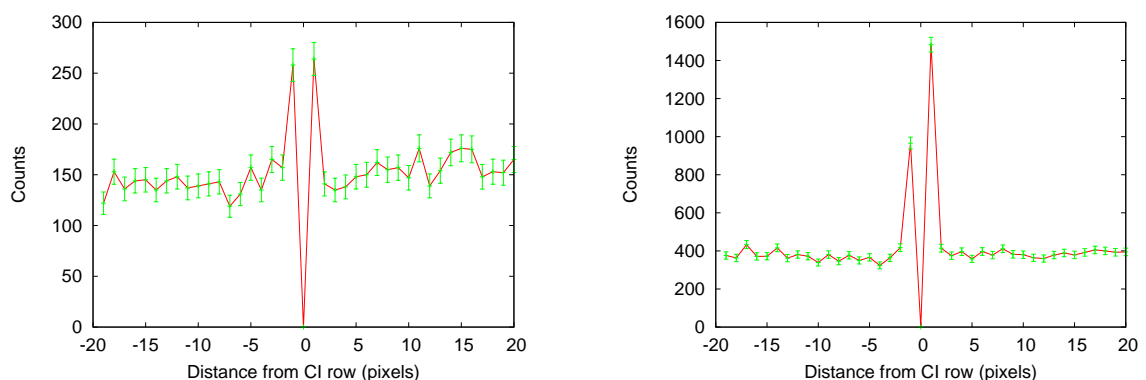


図 5.5: CI 行 (ACTY=160) の前後 20 行のカウンタ数分布。横軸は数値の小さい方が読み出しに近い側 (転送方向) である。CI 行そのものは読み出していないのでカウンタ数は 0 である。左:FI(XIS0) 右:BI(XIS1)

5.4.2 偽イベントのエネルギースペクトル

SCI ON/OFF 時両方の 1E0102-72.2 のデータを用いて CI 行の前後 1 行ずつからイベントを集め、エネルギースペクトルを取得した。但し、1E0102-72.2 の影響を除いて偽イベントのみのスペクトルを得るため、1E0102-72.2 を含む ACTY=384~640 の行は除いた。スペクトルは図 5.6 の様になった。PHA からエネルギーへの変換は SCI OFF 時のゲインを用いた。SCI ON 時のスペクトルから OFF 時のスペクトルを差し引いたものを青で示したが、これが偽イベントのエネルギースペクトルとなる。正確には CI する際に時間がかかるために増えた out-of-time イベント (電荷転送中に X 線が入ることで生じるイベント) も含んでおり、 ^{55}Fe 校正線源の MnI $K\alpha$ 輝線 (5.895keV) が引き残るのはそのためだと思われる。特に BI の低エネルギー側で偽イベントのスペクトルは強く、暗い軟 X 線天体を解析する際は偽イベントに特に注意する必要がある。また、高エネルギー側でも偽イベントスペクトルは成分を持ち、このバンドの解析の際も CI 行の前後 1 行ずつは除いた方が良い。

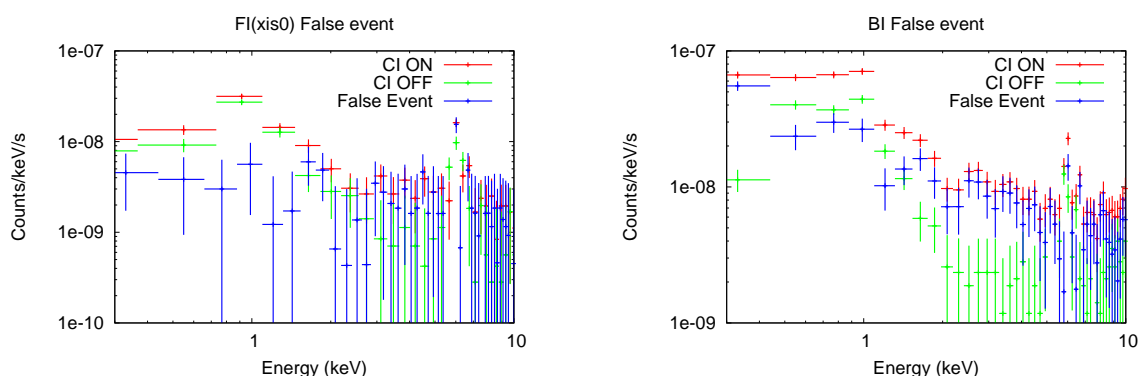


図 5.6: 偽イベントのエネルギースペクトル 左:FI(XIS0) 右:BI(XIS1)

5.5 ホットピクセル数調査

ホットピクセルとは実際には X 線や宇宙線が入ってきていないにもかかわらず、常にホットピクセル判定閾値以上のピクセルレベルを出力する不良ピクセルのことである。ホットピクセルは 3.4.1 章で述べた様に Dark Init/Update モード時に検出され、そのダークレベルがホットピクセル閾値以上になったピクセルの位置の情報が地上に転送される。

SCI ON 時のホットピクセル数を調べるため、ペルセウス銀河団観測時の Dark Init/Update モードを調査した。SCI 時のホットピクセル数を SCI ON/OFF 時のホットピクセルの位置を図 5.7 に示し、その個数を表 5.2 に示した。但し、SCI ON 時の ACTY=1022 に注入した電荷は読み出されるマイクロコードとなっており、注入電荷量 (FI で 6 keV 相当、BI で 2 keV 相当) に対してホットピクセル判定閾値 (FI で 5.5 keV 相当、BI で 2 keV 相当) の方が小さいので ACTY=1022 のピクセルは全てホットピクセルとなっている。表 5.2 に示した SCI ON 時のホットピクセル数は ACTY=1022 のものは除いている。SCI 時にはホットピクセルがかなり増えるが問題になるレベルではないことが分かった。また、SCI ON 時には図 5.7 に示した様に column に沿ってホットピクセルが生じる現象がいくつか見られた。これらは周期的に生じており、その間隔は CI 行と同じ 54 行周期となっている。

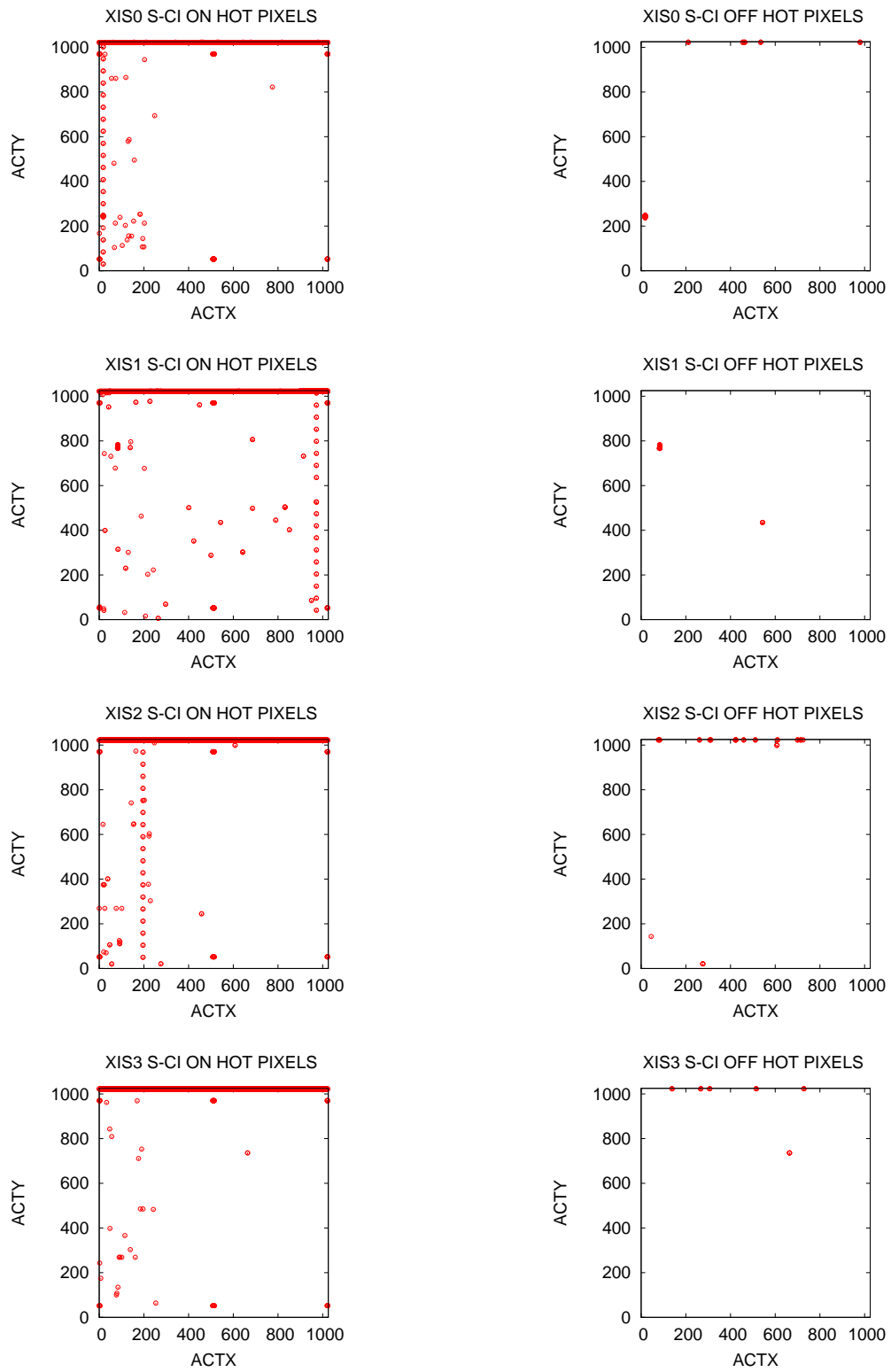


図 5.7: SCI ON/OFF 時のホットピクセルの位置

表 5.2: SCI ON/OFF 時のホットピクセル

センサー	SCI ON 時ホットピクセル数 ^a	SCI OFF 時ホットピクセル数
XIS0	89	14
XIS1	221	19
XIS2	92	16
XIS3	58	6

^aSCI ON 時は ACTY=1022 のピクセルの数は含んでいない。

5.6 ゼロレベル調査

ゼロレベルとは X 線や宇宙線が入ってきていない時のピクセルレベルの値であり、本来 0 であるべきだが、実際にはダークレベルの揺らぎにより 0 を中心とする分布を持っている。もし、SCI を ON にすることでこの分布が広がるならば、低エネルギー側のエネルギー分解能が悪化する可能性がある。ペルセウス銀河団観測のイベントデータから grade0 のイベントのみを集めて、そのコーナーのピクセル (コーナーピクセル、図を参照) のピクセルレベル分布を調べた。grade0 のイベントではコーナーピクセルには X 線や宇宙線により生じた電荷が入ってきていないとみなしてよい。結果を図 5.8 に示した。SCI ON にすることでゼロレベルの分布が大きく広がるということはなく、BI ではむしろ改善していることが分かった。但し、本来差異が生じない 5×5 モードと 3×3 モードで分布が SCI ON/OFF に関わらず異なっており、この原因は現在調査中である。

5.7 SCI 時の CTI 調査・補正

5.7.1 SCI 時 CTI 調査

ペルセウス銀河団のデータを用いて SCI ON/OFF 時で CTI がどの程度改善されるのかを調べた。特に明るく統計が高いセグメント B、C の grade0 (シングルピクセルイベント) のデータを ACTY で 162 行毎に区切ってスペクトルを作り、その FeXXV K α 輝線をガウシアンでフィットし、その輝線中心値と ACTY の関係を調べた。CTI は 1 ピクセル中の電荷が 1 回転送を受ける度に失われる割合で定義する。シングルピクセルイベントのみ集めたのは、CTI には電荷量依存性があるので、FeXXV K α X 線により生じた電荷が 1 つのピクセルに集まっているデータのみを集めるためである。結果を図 5.9 に示した。また、それぞれの ACTY-PHA 関係を一次関数でフィットし、その傾き、切片を表 5.3 に示した。この傾きは式 3.10 の $-Q_0 \cdot CTI_{pa}$ に相当し、切片の値は $Q_0 - \delta Q$ に相当する。ON/OFF 時の傾きの比から、SCI により CTI_{pa} が 1/2~1/3 に改善されていることが分かる。また、ON 時の方が OFF 時より約 10ch 切片の値が大きくなっており、 CTI_{if} も改善されている。

Tomida et al. (1997) の人工的な陽子損傷により CTI を劣化させた CCD で SCI を行った地上実験では、ACTY-PHA の関係は式 3.10 の一次関数ではなく、図 5.10 に示した様に CI 行から離れるに従って PHA が減少し、CI 行で再び PHA が回復するというノコギリ状の関係となり、更にこのノコギリの傾きが転送回数が増えるにつれて大きくなることが分かっている。これは CI 行の近くほど犠牲電荷による CTI 改善の恩恵を大きく受けるためと考えられる。宇宙線損傷がひどく進んだ XIS の SCI 時には、このノコギリ状の ACTY-PHA 関係をフラットにするような CTI 補正法が必要となる。

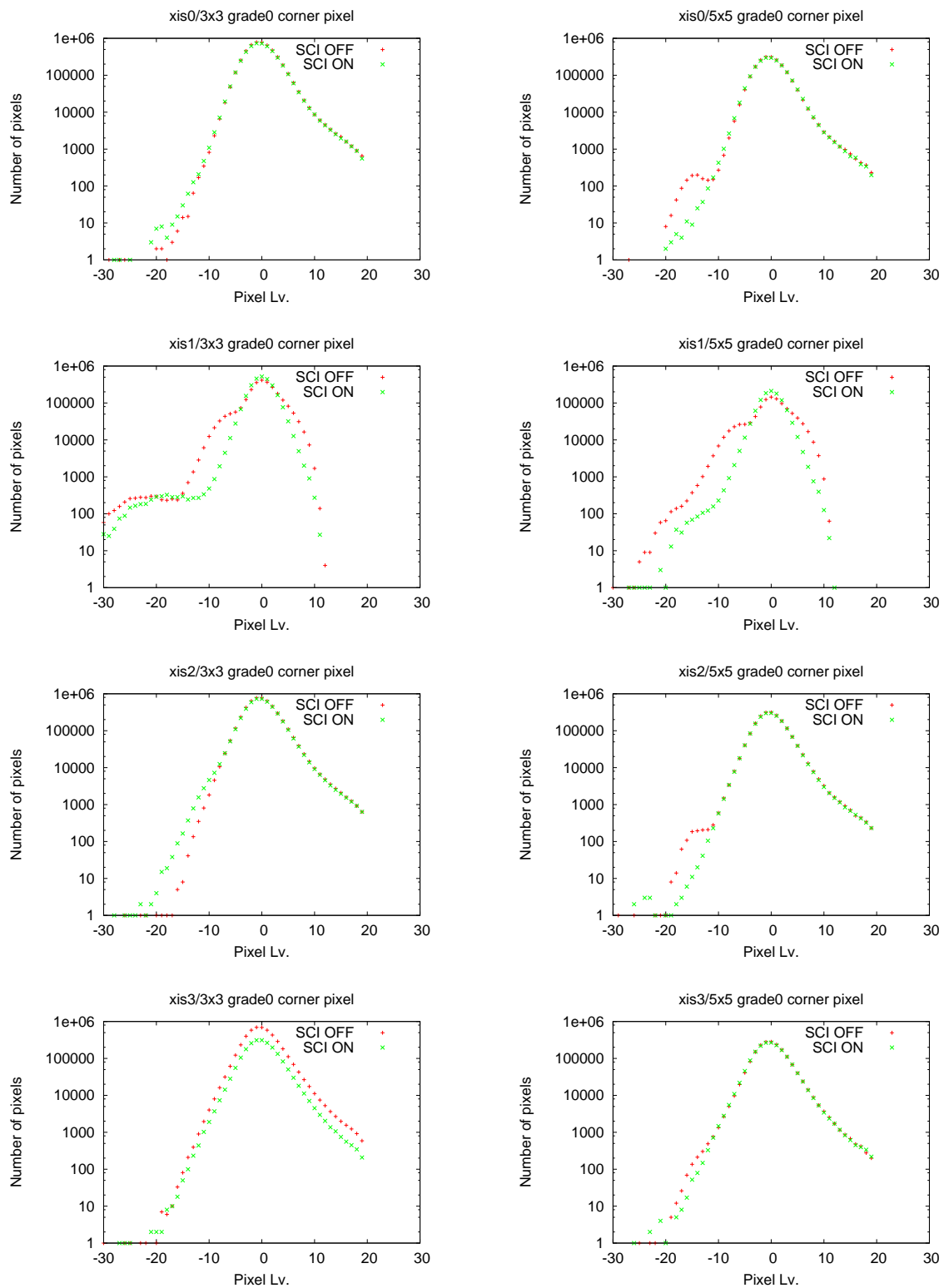


図 5.8: SCI ON/OFF 時のコーナーピクセルのピクセルレベル分布。左:3×3 モード
右:5×5 モード

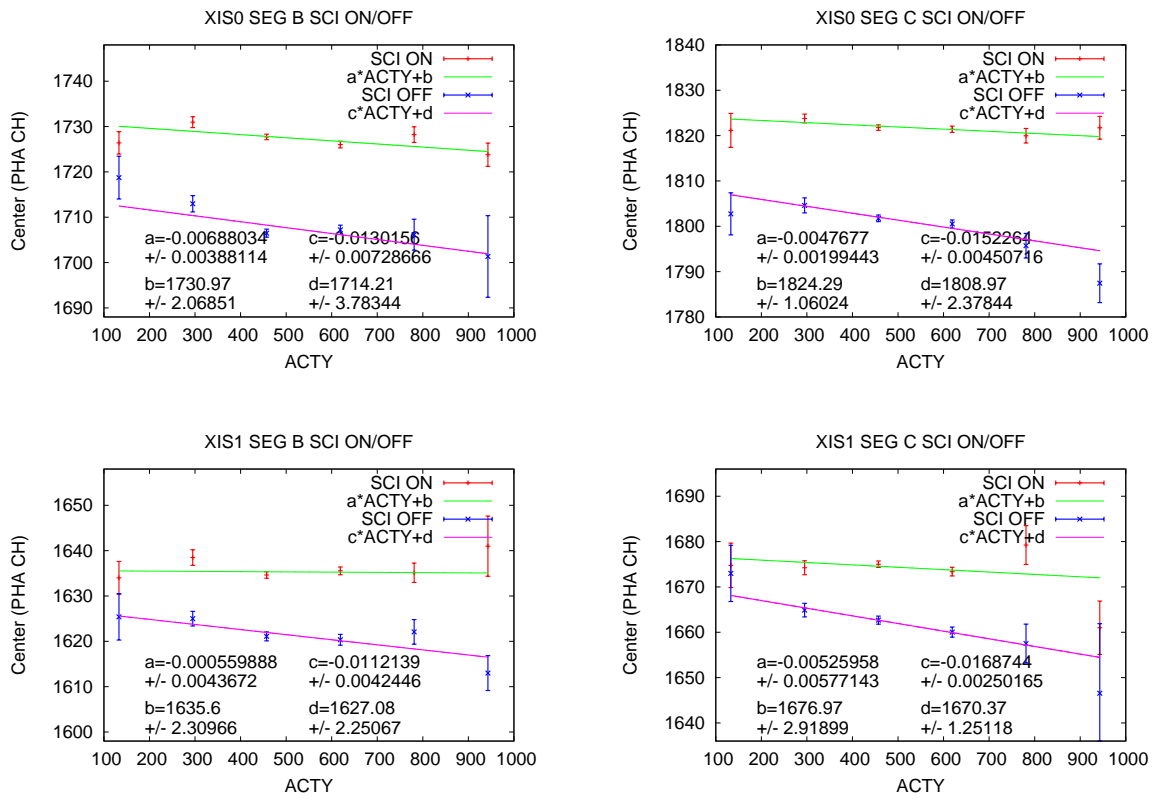


図 5.9: SCI ON/OFF 時の CTI 比較。ペルセウス銀河団の FeXXV $K\alpha$ 輝線の ACTY-PHA 関係を 162 行毎にプロットした。 上段: FI(XIS0) 下段: BI(XIS1)

表 5.3: SCI ON/OFF 時の CTI 比較

センサー	セグメント	傾き a (10^{-3} CH/ACTY)			切片 b (CH)	
		ON	OFF	ON/OFF の比	ON	OFF
XIS0	B	-6.9 ± 3.9	-13.0 ± 7.3	0.53	1731 ± 2	1714 ± 4
	C	-4.8 ± 2.0	-15.3 ± 4.5	0.32	1824 ± 1	1809 ± 2
XIS1	B	-0.56 ± 4.4	-11.2 ± 4.2	0.05	1636 ± 2	1527 ± 2
	C	-5.3 ± 5.8	-16.9 ± 2.5	0.31	1677 ± 3	1670 ± 1
XIS2	B	-3.0 ± 2.9	-7.1 ± 3.6	0.42	1727 ± 2	1711 ± 2
	C	-8.4 ± 4.7	-14.9 ± 5.0	0.56	1778 ± 2	1764 ± 4
XIS3	B	-9.1 ± 4.0	-10.9 ± 5.5	0.83	1768 ± 2	1750 ± 3
	C	-3.4 ± 2.4	-15.9 ± 2.6	0.21	1677 ± 1	1664 ± 1

図 5.9 の ACTY-PHA を一次関数にてフィッティングした結果。

a - $Q \cdot CTI_{pa}$ に対応する。

b - $Q \cdot \delta Q$ に対応する。

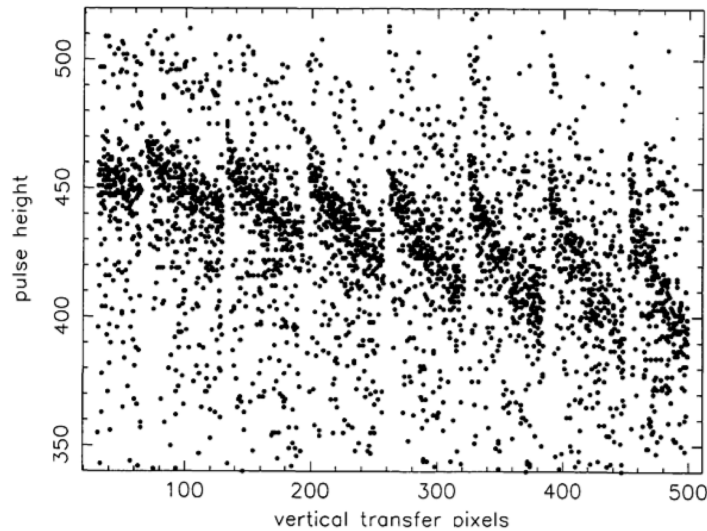


図 5.10: 陽子による損傷を与えた CCD による SCI 地上実験の ^{55}Fe 較正線源照射時の転送回数 (横軸)-PHA (縦軸) 関係。Tomida et al. (1997)

このノコギリ状の ACTY-PHA 関係が XIS の SCI 時に見られるかどうかを機上で調査した。

ペルセウス銀河団の grade0 のみのイベントデータを使用し、CI 行の前後 1 行のイベントは除いた。CI-CI 行間 54 行を CI 行に近い 27 行と遠い 27 行に分けて PHA スペクトルを作成、ペルセウス銀河団の FeXXV $K\alpha$ 輝線をガウシアンでフィットし、その輝線中心値と ACTY の関係を調べた。但し、セグメント A、D は統計が少ないので、輝線中心値がうまく決まらない ACTY < 376、700 < ACTY の領域はプロットしていない。結果を図 5.11~5.14 に示した (フィッティング関数については後述)。もし、図 5.10 と同様なノコギリ状構造があるならば CI 行に近い側 (赤色) の方が遠い側 (緑色) より PHA が大きくなる。しかし、ペルセウス銀河団 50ksec という高い統計のデータであってもその傾向は現在の宇宙線損傷程度の XIS では、特に明るく統計の高い中心部を除き、まだ有意には見えていない。つまり、現時点では、ペルセウス銀河団 50ksec 観測を凌ぐほど明るい天体の長時間観測した高統計データでない限り、このノコギリ状構造による系統誤差より統計誤差の方が大きい。

次に ^{55}Fe 較正線源を調べた。使用したデータは GC South 領域、銀河中心 Sgr B 領域、および、それらのバックグラウンド観測のデータである。CTI は時間によって増加するので観測時期がほぼ同一のデータ (2006 年 9 月 21 日 ~ 2006 年 9 月 29 日) を集めた。統計を上げるために Elevation によるイベントカットは行わず、夜地球、昼地球の時間帯も集めた結果、450ksec 分の較正線源のデータが得られた。較正線源の領域をペルセウス銀河団と同じく CI-CI 行間 54 行を CI 行に近い 27 行と遠い 27 行に分けて grade0 のみのイベントから PHA スペクトルを作成、 ^{55}Fe 較正線源の MnI $K\alpha$ 輝線をガウシアンでフィットし、その輝線中心値と ACTY の関係を調べると結果は図 5.15 となった。CI 行に近い側 (赤色) の方が遠い側 (緑色) より PHA が大きいノコギリ状の構造が見えている。

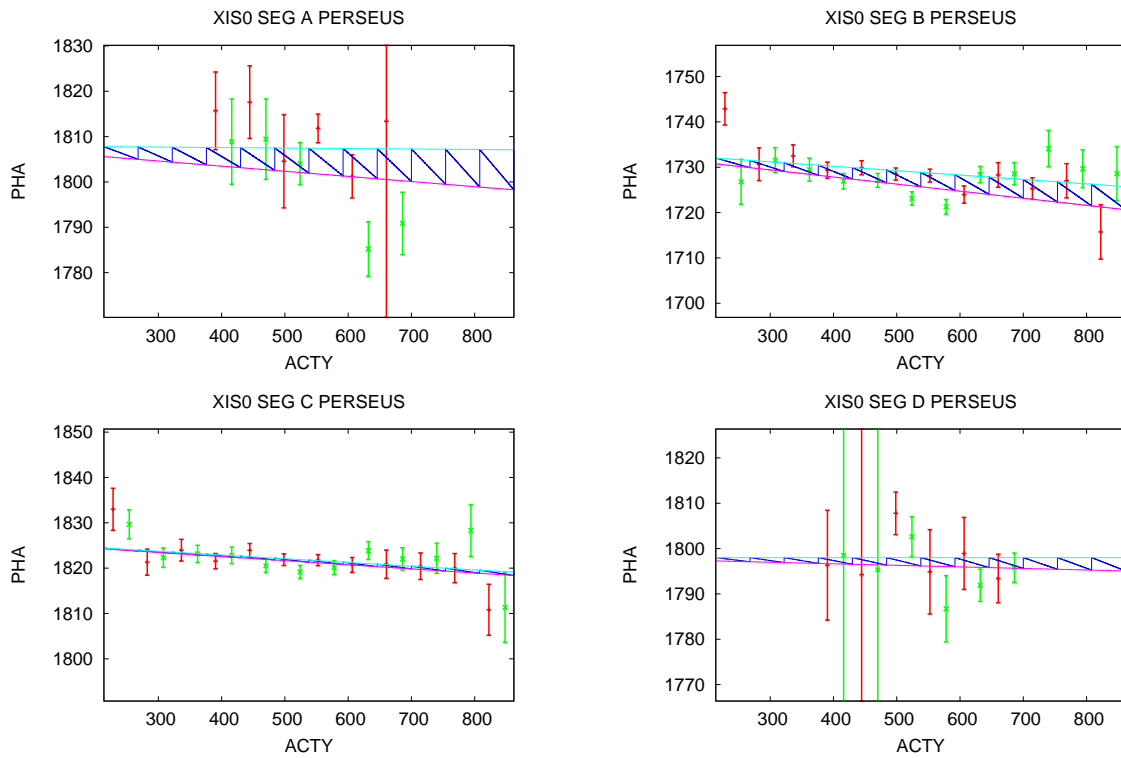


図 5.11: SCI ON 時の ACTY-PHA 関係 (ペルセウス銀河団、XIS0)。赤:CI 行に近い 27 行の FeXXV K α 輝線中心値。緑:CI 行に近い 27 行の FeXXV K α 輝線中心値。青:式 5.10 によるフィッティング結果。水色: $\Delta\text{ACTY}=0$ の ACTY-PHA 関係に対応する直線。マゼンダ: $\Delta\text{ACTY}=54$ の ACTY-PHA 関係に対応する直線。

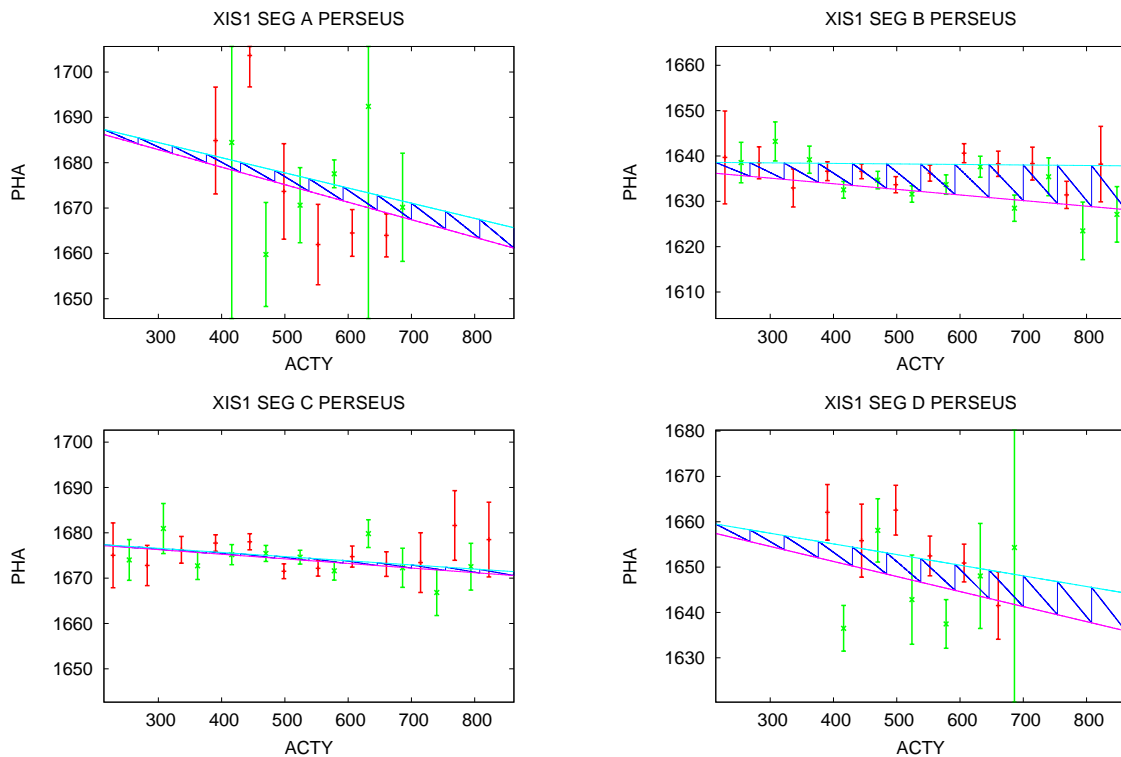


図 5.12: SCI ON 時の ACTY-PHA 関係 (ペルセウス銀河団、XIS1)。

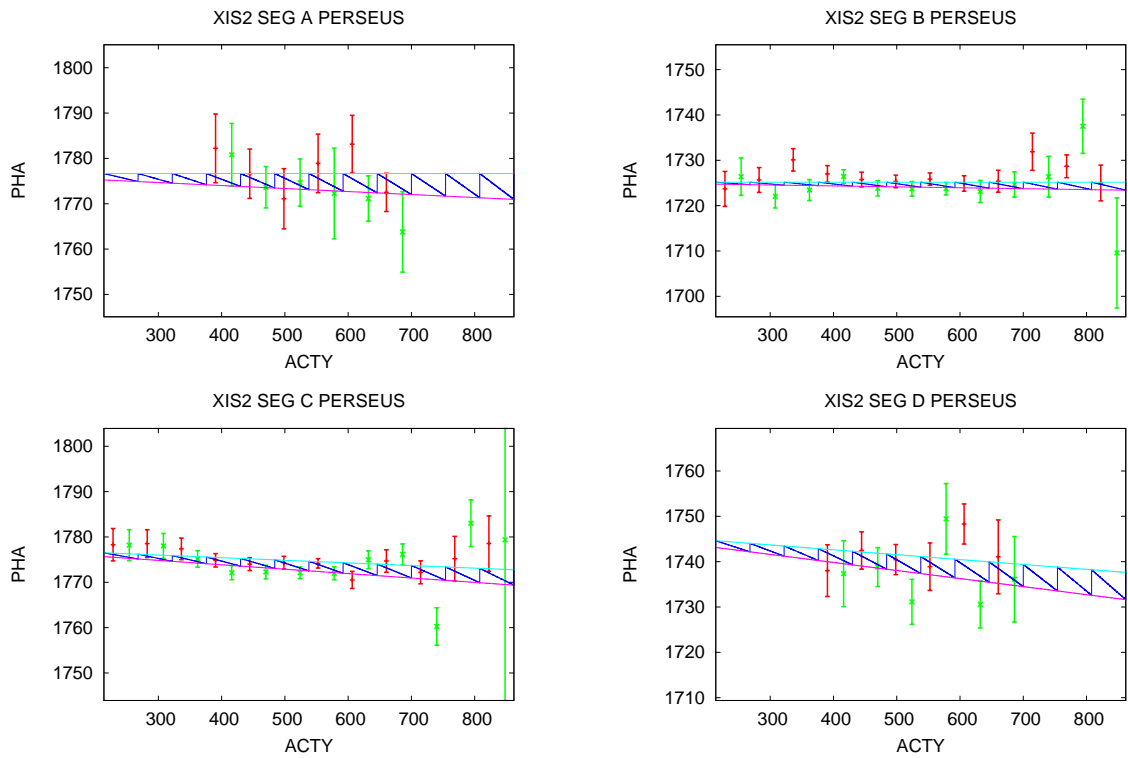


図 5.13: SCI ON 時の ACTY-PHA 関係 (ペルセウス銀河団、XIS2)。

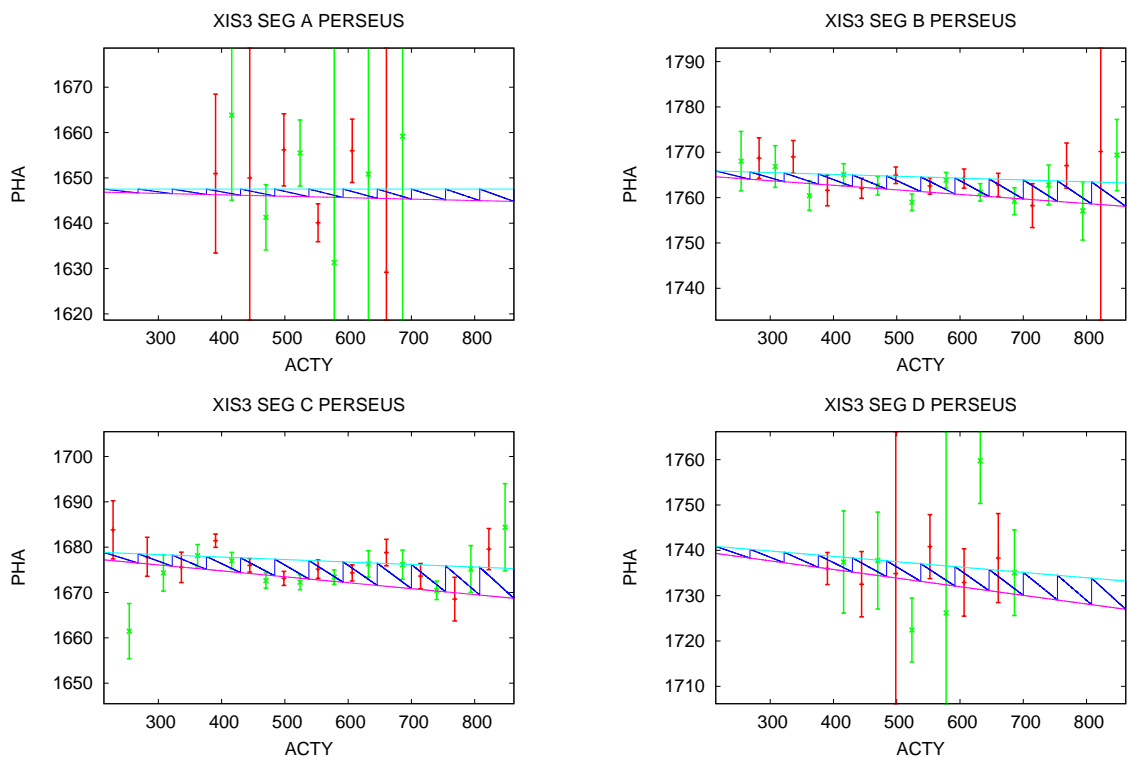


図 5.14: SCI ON 時の ACTY-PHA 関係 (ペルセウス銀河団、XIS3)。

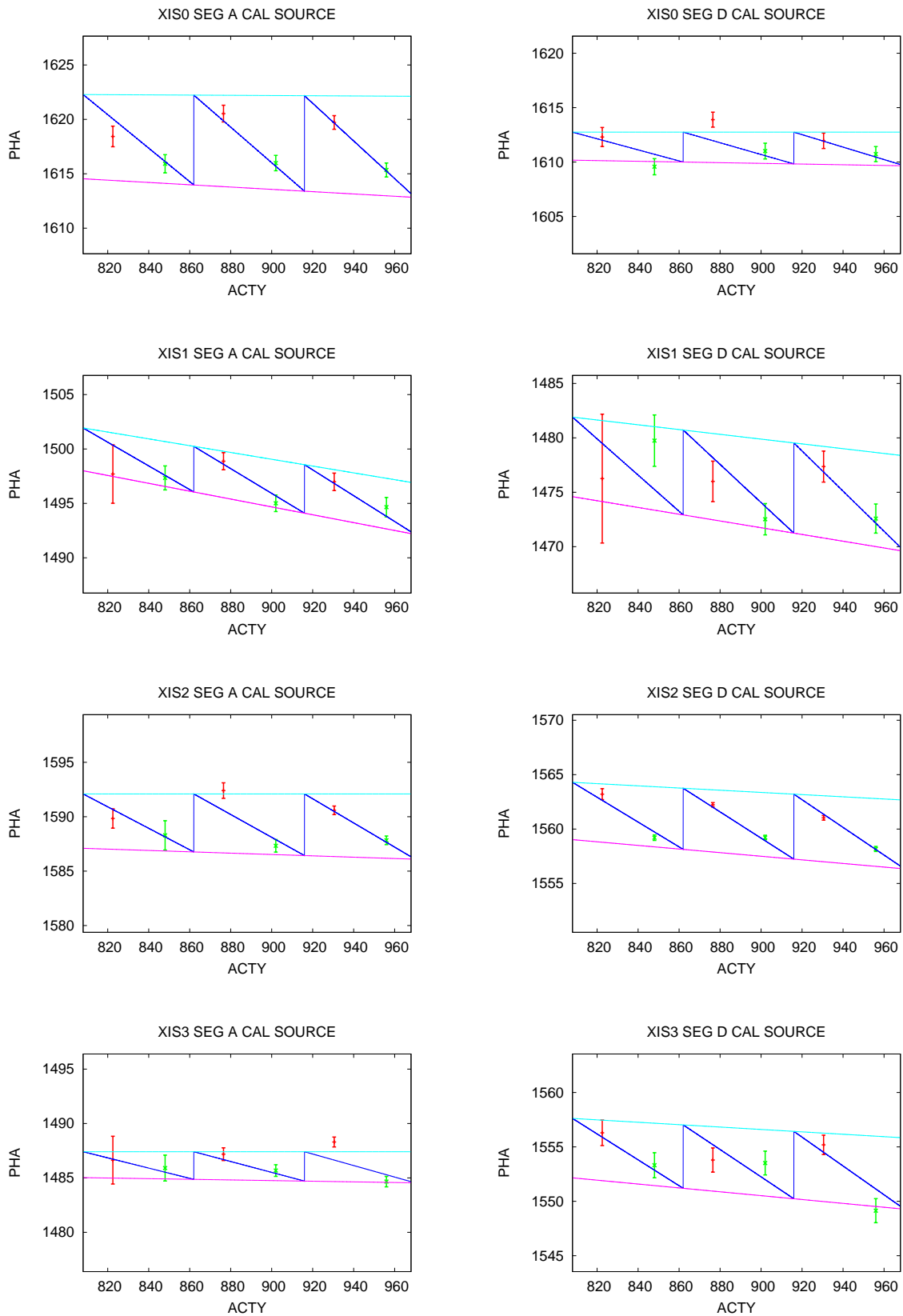


図 5.15: SCI ON 時の ACTY-PHA 関係 (較正線源)。赤:CI 行に近い 27 行の MnI $K\alpha$ 輝線中心値。緑:CI 行に近い 27 行の MnI $K\alpha$ 輝線中心値。青:式 5.10 によるフィッティング結果。水色: $\Delta\text{ACTY}=0$ の ACTY-PHA 関係に対応する直線。マゼンダ: $\Delta\text{ACTY}=54$ の ACTY-PHA 関係に対応する直線。

5.7.2 SCI時CTI補正法

5.7.1章より現在の機上のXISは通常の観測ではノコギリ状のACTY-PHA関係はまだ見えず、今のところは特に補正する必要は無いと言える。しかし、今後、更に宇宙線損傷が進んだ場合に備えて、このノコギリ状構造を無くするためのCTI補正法を検討する。

最初に言葉を定義する。3.4.3章と同じく、X線によりピクセルに生じたCTIの影響を受けていない転送前の電荷量を Q_0 とする。 Q_0 が転送によりCTIの影響を受けて実際に読み出される電荷量を Q' とする。これまで5.7.1章で示したACTY-PHA関係は、この定義ではACTY- Q' 関係に相当する(PHAと電荷量はほぼ比例している)。真の Q_0 が同じであっても、CTIの影響によってACTYに依存してしまう Q をACTYに依存しない Q_{cor} ("cor"rected)に補正する方法を考える。

CTIを受けたACTY- Q の関係式は $CTI \ll 1$ の時、式3.10より一般に式5.1の形をしている。 Q は3.4.3章と同じく $Q \sim Q' \sim Q_0$ である。 $CTI_{\text{pa}}(Q)$ 、 $\delta Q(Q)$ は CTI_{pa} 、 δQ が Q の関数であることを意味する。

$$Q' \sim [1 - \text{ACTY} \cdot \text{CTI}_{\text{pa}}(Q)]Q_0 - \delta Q(Q) \quad (5.1)$$

図5.10から分かる様にACTY- Q' 関係はSCI ON時には一次関数にはならない。式5.1ではCTIはACTYに依らず、一定だと考えている。SCI時にはCTIのACTY依存性を導入しなくてはならない。直前のCI行からの影響が最も大きいと考え、直前のCI行からの距離 ΔACTY の関数となっていると仮定する。

$$Q' \sim [1 - \text{ACTY} \cdot \text{CTI}_{\text{pa}}(\Delta\text{ACTY}, Q)]Q_0 - \delta Q(\Delta\text{ACTY}, Q) \quad (5.2)$$

SCI ON時のCTIの Q 依存性はまだ調べられていない。そこでSCI ON時のCTIの Q 依存性はSCI OFF時と同じ式3.11、3.13であると仮定する。表3.2に示したSCI OFF時の ctipow を用いて

$$\text{CTI}_{\text{pa}}(\Delta\text{ACTY}, Q) = \text{CTInorm}(\Delta\text{ACTY}) \cdot Q^{-\text{ctipow}} \quad (5.3)$$

$$\delta Q(\Delta\text{ACTY}, Q) = \delta Q_{\text{norm}}(\Delta\text{ACTY}) \cdot Q^{1-\text{ctipow}} \quad (5.4)$$

となると仮定する。

以上の仮定に基づいて図5.10に見られるACTY- Q' 関係を図5.16に示したノコギリ状関数でモデル化した。ACTY=0での値が真の電荷量 Q である。この関数はCI行から最も近い行($\Delta\text{ACTY}=0$)のACTY- Q' 関係に相当する直線

$$Q' = [1 - \text{ACTY} \cdot \text{CTInorm}_0 \cdot Q^{-\text{ctipow}}]Q_0 \quad (5.5)$$

を決める CTInorm_0 、 Q 、および、CI行から最も遠い行($\Delta\text{ACTY}=54$)のACTY- Q' 関係に相当する直線

$$Q' = [1 - \text{ACTY} \cdot \text{CTInorm}_{54} \cdot Q^{-\text{ctipow}}]Q_0 - \delta Q_{\text{norm}_{54}} \cdot Q^{1-\text{ctipow}} \quad (5.6)$$

を決める CTInorm_{54} 、 $\delta Q_{\text{norm}_{54}}$ の4つのパラメータが求めれば、一意に決まる。ここで CTInorm_{54} 、 CTInorm_0 、 $\delta Q_{\text{norm}_{54}}$ は式5.3、5.4の $\text{CTInorm}_{\text{pa}}(54)$ 、 $\text{CTInorm}_{\text{pa}}(0)$ 、 $\delta Q_{\text{norm}}(54)$ に等しい。

式5.2、5.3の $\text{CTInorm}(\Delta\text{ACTY})$ 、 $\delta Q_{\text{norm}}(\Delta\text{ACTY})$ は CTInorm_{54} 、 CTInorm_0 、 $\delta Q_{\text{norm}_{54}}$ を用いて

$$\text{CTInorm}(\Delta\text{ACTY}) = \frac{\text{CTInorm}_0(54 - \Delta\text{ACTY}) + \text{CTInorm}_{54} \cdot \Delta\text{ACTY}}{54} \quad (5.7)$$

$$\delta Q_{\text{norm}}(\Delta\text{ACTY}) = (\text{CTInorm}_{54} - \text{CTInorm}_0) \frac{(54 - \Delta\text{ACTY})\Delta\text{ACTY}}{54} + \frac{\delta Q_{\text{norm}_{54}}}{54} \Delta\text{ACTY} \quad (5.8)$$

と書ける。 ΔACTY は SCI 時には $\text{ACTY} = -2, 52, 106, \dots (54N-2, N=0\sim 18)$ に電荷が注入されており、

$$\Delta\text{ACTY} = \text{ACTY} - (54N - 2) \quad (5.9)$$

である。

式 5.2 から具体的な $\text{ACTY}-Q'$ 関係の関数式は以下の通りである。

$$Q' = \left[1 - \text{ACTY} \cdot \frac{\text{CTInorm}_0 \cdot (54 - \Delta\text{ACTY}) + \text{CTInorm}_{54} \cdot \Delta\text{ACTY}}{54} Q^{-\text{ctipow}} \right] Q - \left[(\text{CTInorm}_{54} - \text{CTInorm}_0) \frac{(54 - \Delta\text{ACTY})\Delta\text{ACTY}}{54} + \frac{\delta Q_{\text{norm}_{54}}}{54} \Delta\text{ACTY} \right] Q^{1-\text{ctipow}} \quad (5.10)$$

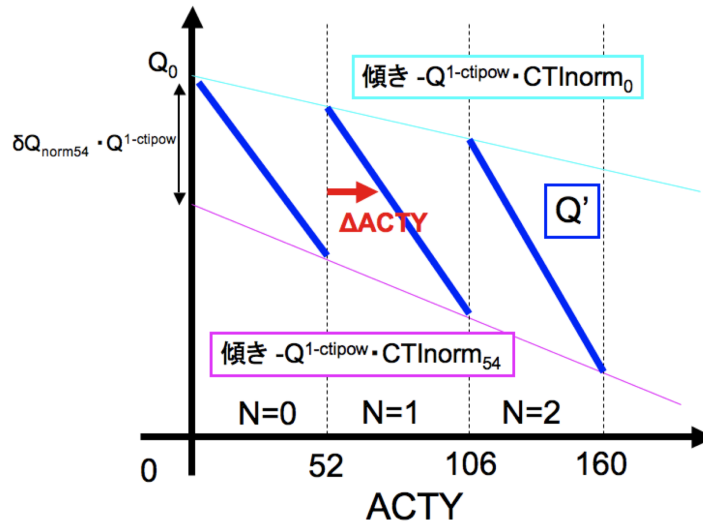


図 5.16: ノコギリ状関数 $F_{\text{saw}}(\text{ACTY})$ 。パラメータ Q_0 、 CTInorm_0 、 CTInorm_{54} 、 $\delta Q_{\text{norm}_{54}}$ が決まると一意に定まる関数である。

この関数を用いて、次の様に CTI 補正を行う。CTI の Q 依存性 ctipow は SCI OFF 時の表 3.2 の値を用いて、この関数で SCI 時の $\text{ACTY}-Q'$ 関係 ($\text{ACTY}-\text{PHA}'$ 関係) をフィッティングしてパラメータ Q_0 、 CTInorm_0 、 CTInorm_{54} 、 $\delta Q_{\text{norm}_{54}}$ を決める。 CTInorm_0 、 CTInorm_{54} 、 $\delta Q_{\text{norm}_{54}}$ が決まれば、式 5.3、5.4、5.7、5.8 から $\text{CTI}_{\text{pa}}(\Delta\text{ACTY}, Q)$ 、 $\delta Q(\Delta\text{ACTY}, Q)$ が決まり、これらを用いて、次式にてある ACTY から読み出された Q_i に対して、SCI ON 時の CTI 補正を行う。

$$Q_{\text{cor}} = [1 + \text{ACTY} \cdot \text{CTI}_{\text{pa}}(\Delta\text{ACTY}, Q')] Q' + \delta Q(\Delta\text{ACTY}, Q') \quad (5.11)$$

以下、これまでの式で Q を PHA と見なして議論する。 Q_0 、 Q' 、 Q_{cor} に対応する PHA を PHA_0 、 PHA' 、 PHA_{cor} と置く。

5.7.3 CTI 補正結果

5.7.1 章のペルセウス銀河団、および、 ^{55}Fe 較正線源の $\text{ACTY}-\text{PHA}_{\text{obs}}$ 関係からパラメータ PHA_0 、 CTInorm_0 、 CTInorm_{54} 、 $\delta Q_{\text{norm}_{54}}$ を求め、そこから、実際に式 5.7.3 にて補

正を行った。しかし、先にも述べた様に現時点ではノコギリ状構造は殆ど見えておらず、 PHA_0 、 $CTInorm_0$ 、 $CTInorm_{54}$ 、 $\delta Qnorm_{54}$ を精度良く決定することは困難である。そこで以下の束縛条件を入れた。CI行から離れるにつれてCTIは大きくなり、また、転送より電荷が増えることはないので、 $CTInorm_{54} > CTInorm_0 > 0$ 、 $\delta Qnorm_{54} > 0$ とした。この条件下でペルセウス銀河団で得られた図 5.11~5.14 の ACTY-PHA 関係を式 5.10 でフィッティングしたところ、統計エラーの範囲内で $\delta Qnorm_{54} = 0$ となった。そこでパラメータを減らすために $\delta Qnorm_{54} = 0$ とした。

セグメント A、D はペルセウス銀河団のデータと ^{55}Fe 較正線源のデータで $CTInorm_0$ 、 $CTInorm_{54}$ を共通にし、 PHA_0 を別々にして同時フィッティングを行った。 ^{55}Fe 較正線源での PHA_0 を PHA_{0cal} と置いた。

以上の条件で、図 5.11~5.14 のペルセウス銀河団 FeXXV $K\alpha$ 輝線の ACTY-PHA 関係、および、図 5.15 の ^{55}Fe 較正線源の MnI $K\alpha$ 輝線の ACTY-PHA 関係を式 5.10 でフィッティングし、 $CTInorm_0$ 、 $CTInorm_{54}$ 、 PHA_0 、 PHA_{0cal} を求めた。フィッティング結果を図 5.11~5.14、5.15 中に示した。フィッティングにより求めたパラメータ、 $CTInorm_0$ 、 $CTInorm_{54}$ 、 PHA_0 、 PHA_{0cal} を表 5.4 にまとめた。

表 5.4: フィッティングで求めた補正パラメータ

		$CTInorm_0$	$CTInorm_{54}$	PHA_0	PHA_{0cal}^a	$ctipow^b$
XIS0	A	$4.3 \times 10^{-6} \pm 7.5 \times 10^{-5}$	$7.2 \times 10^{-5} \pm 7.2 \times 10^{-5}$	1808 ± 6	1623 ± 9	0.34
	B	$7.1 \times 10^{-5} \pm 4.5 \times 10^{-5}$	$1.1 \times 10^{-4} \pm 4.3 \times 10^{-5}$	1734 ± 2		0.34
	C	$5.8 \times 10^{-5} \pm 2.8 \times 10^{-5}$	$6.4 \times 10^{-5} \pm 2.8 \times 10^{-5}$	1826 ± 2		0.34
	D	$1.7 \times 10^{-11} \pm 6.2 \times 10^{-5}$	$2.0 \times 10^{-5} \pm 5.9 \times 10^{-5}$	1798 ± 6	1613 ± 8	0.34
XIS1	A	$1.2 \times 10^{-4} \pm 5.4 \times 10^{-5}$	$1.4 \times 10^{-4} \pm 5.3 \times 10^{-5}$	1693 ± 9	1527 ± 12	0.25
	B	$4.5 \times 10^{-6} \pm 2.1 \times 10^{-5}$	$4.8 \times 10^{-5} \pm 2.1 \times 10^{-5}$	1639 ± 3		0.25
	C	$3.5 \times 10^{-5} \pm 2.4 \times 10^{-5}$	$3.9 \times 10^{-5} \pm 2.3 \times 10^{-5}$	1679 ± 3		0.25
	D	$8.7 \times 10^{-5} \pm 8.0 \times 10^{-5}$	$1.2 \times 10^{-4} \pm 7.8 \times 10^{-5}$	1664 ± 11	1500 ± 19	0.25
XIS2	0	$3.1 \times 10^{-9} \pm 4.6 \times 10^{-5}$	$4.3 \times 10^{-5} \pm 4.3 \times 10^{-5}$	1776 ± 4	1592 ± 6	0.34
	1	$8.9 \times 10^{-11} \pm 2.8 \times 10^{-5}$	$1.5 \times 10^{-5} \pm 3.1 \times 10^{-5}$	1725 ± 2		0.34
	2	$4.1 \times 10^{-5} \pm 3.3 \times 10^{-5}$	$7.0 \times 10^{-5} \pm 3.3 \times 10^{-5}$	1778 ± 2		0.34
	3	$7.3 \times 10^{-5} \pm 2.3 \times 10^{-5}$	$1.2 \times 10^{-5} \pm 2.3 \times 10^{-5}$	1746 ± 2	1572 ± 3	0.34
XIS3	0	$4.7 \times 10^{-11} \pm 2.1 \times 10^{-5}$	$5.8 \times 10^{-6} \pm 2.0 \times 10^{-5}$	1647 ± 7	1487 ± 9	0.16
	1	$7.6 \times 10^{-6} \pm 9.2 \times 10^{-6}$	$1.9 \times 10^{-5} \pm 8.6 \times 10^{-6}$	1767 ± 2		0.16
	2	$1.1 \times 10^{-5} \pm 1.1 \times 10^{-5}$	$2.6 \times 10^{-5} \pm 1.0 \times 10^{-5}$	1680 ± 3		0.16
	3	$2.2 \times 10^{-5} \pm 2.1 \times 10^{-5}$	$3.5 \times 10^{-5} \pm 2.0 \times 10^{-5}$	1743 ± 6	1567 ± 10	0.16

^a ^{55}Fe 較正線源がついているのはセグメント A、D のみである。

^b $ctipow$ は SCI OFF 時の値を仮定した。

この実測されたパラメータ $CTInorm_0$ 、 $CTInorm_{54}$ を元に式 (5.11) にてペルセウス銀河団、 ^{55}Fe 較正線源の grade0 のイベントデータの CTI 補正を行った。補正済みのイベントデータから再びスペクトルを作り、輝線中心の ACTY- PHA_{cor} 関係を調べた。結果をペルセウス銀河団 FeXXV $K\alpha$ 輝線について図 5.17~5.20、 ^{55}Fe 較正線源の MnI $K\alpha$ 輝線について図 5.21 に示した。補正前の図 5.11~5.14、5.21 と縦軸の幅は同じにしてある。補正前と比べると PHA の ACTY 依存性が解消されてフラットになっている。特に CI 行に近い

側(赤色)の方が遠い側(緑色)より PHA が大きいノコギリ状構造も補正されている。SCI 時の grade0 の Fe K 輝線付近のエネルギーのイベントは式によって補正できることを確認した。

次にペルセウス銀河団の FeXXV $K\alpha$ 輝線 ($\sim 6.56\text{keV}$) で決めた補正パラメータで GC South 領域の SXV $K\alpha$ 輝線 ($\sim 2.45\text{keV}$) の ACTY-PHA 依存性も補正できるかを調べた。これは式 5.3、5.4 の CTI の Q 依存性が SCI ON/OFF 時で同じという仮定の検証である。SCI 時の GC South 領域の grade0 イベントデータを、図 5.17~5.20 で FeXXV $K\alpha$ 輝線で決めた補正パラメータにより式により補正した。GC South 領域はあまり明るくなく統計が少ないので、ACTY 方向に 256 行毎に区切ってセグメント B、C からスペクトルを作成し、ガウシアンフィッティングを行って SXV $K\alpha$ 輝線の ACTY-PHA_{cor} 関係を調べた。一方、補正を行っていないイベントデータからも同様にスペクトルを作り、ACTY-PHA_{obs} 関係を調べた。結果を図 5.22 に示した。赤が補正後の ACTY-PHA_{cor} 関係、緑が補正前の ACTY-PHA_{obs} 関係である。もともと統計が少なかったことと、CTI 補正する前に既に輝線中心値が ACTY に依らず $\pm 2\text{CH}$ ($\sim 5\text{eV}$) に揃っていたことから、統計エラーの範囲で補正の前後の結果が一致している。この GC South 領域の SXV $K\alpha$ 輝線のデータでは Q 依存性が SCI ON/OFF 時で同じという仮定は矛盾はしなかった。しかし、より高い精度でこの仮定を今後確かめる必要がある。

5.8 まとめと今後

今回の結果を以下にまとめた。

- 機上で Spaced-row CI を行うことにより XIS のエネルギー分解能 (FWHM) が約 200 eV から打ち上げ当初の約 140 eV まで改善されることを確認した。
- SCI 時には CI 行の前後 1 行ずつに偽イベントが発生するので、これらの行は解析の際、取り除く必要がある。偽イベントの影響は低エネルギー側で顕著だが高エネルギー側 ($> 5\text{keV}$) でも注意する必要がある。
- SCI 時のホットピクセル数、ゼロレベルを調査した。どちらも SCI の運用に際して問題にならないことを確認した。
- SCI 時には CTI_{pa} は約 $1/3 \sim 1/2$ に改善され、CTI_{if} も改善される。
- 陽子損傷を与えた CCD の SCI 時に見られたノコギリ状の ACTY-PHA 関係は、現時点の XIS ではペルセウス銀河団の 50 ksec 観測であっても統計誤差に対して殆ど有意ではなかった。450 ksec 分の ^{55}Fe 較正線源のデータでは有意にノコギリ状構造が見えた。
- SCI 時の CTI 補正法を考案した。grade0 のイベントに対して、この CTI 補正法を適用したところ、特に ^{55}Fe 較正線源の MnI $K\alpha$ 輝線で見られていたノコギリ状の ACTY-PHA 関係をフラットにすることに成功した。
- SCI ON 時の CTI の Q 依存性が SCI OFF 時と同じだと仮定して、ペルセウス銀河団の FeXXV $K\alpha$ 輝線 ($\sim 6.56\text{keV}$) で決めたパラメータで GC South 領域の SXV $K\alpha$ 輝線を補正した。統計が少ないが SCI ON 時の CTI の Q 依存性が SCI OFF 時と同じだと仮定して矛盾は無かった。

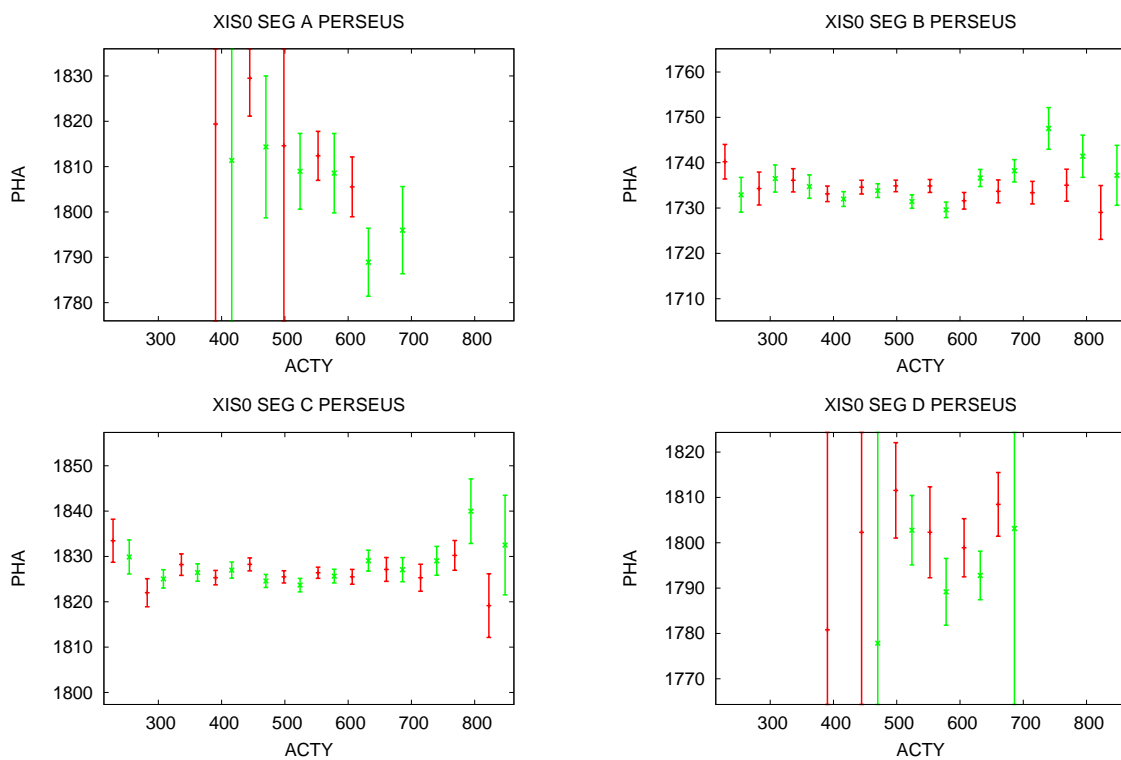


図 5.17: CTI 補正後の ACTY- PHA_{cor} 関係 (ペルセウス銀河団、XIS0)。赤:CI 行に近い 27 行の $FeXXV K\alpha$ 輝線中心値。緑:CI 行に近い 27 行の $FeXXV K\alpha$ 輝線中心値。

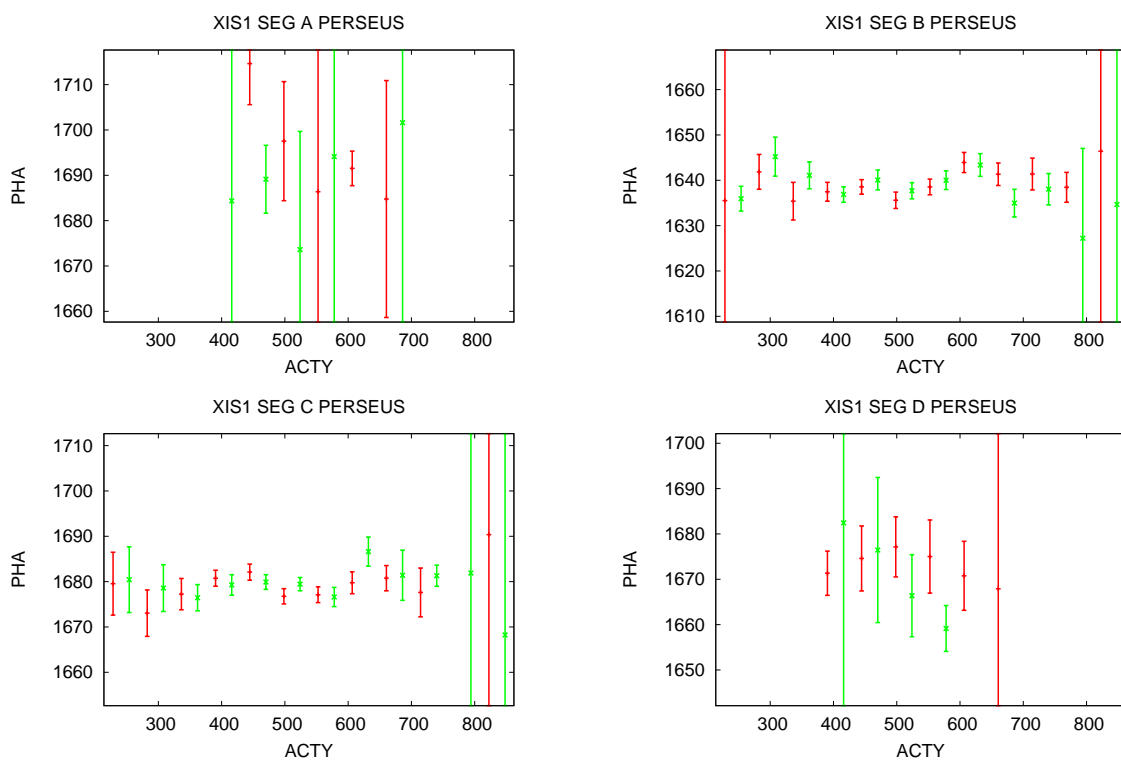


図 5.18: CTI 補正後の ACTY- PHA_{cor} 関係 (ペルセウス銀河団、XIS1)。

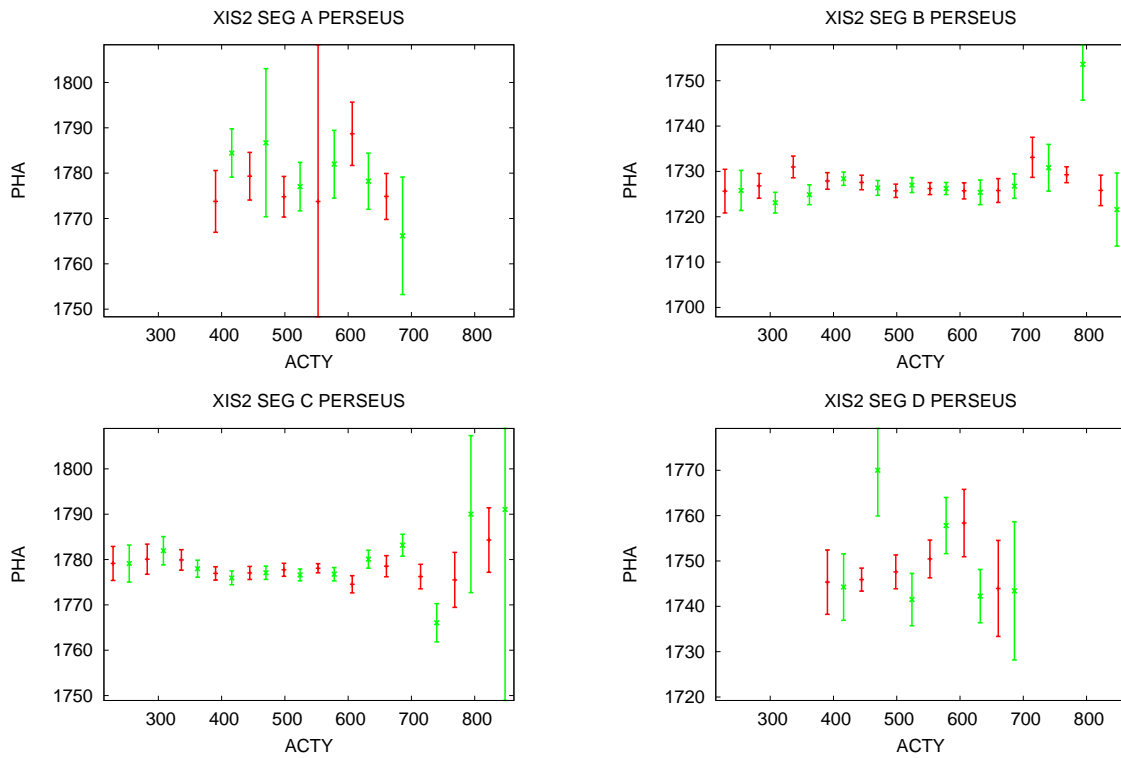


図 5.19: CTI 補正後の ACTY- PHA_{cor} 関係 (ペルセウス銀河団、XIS2)。

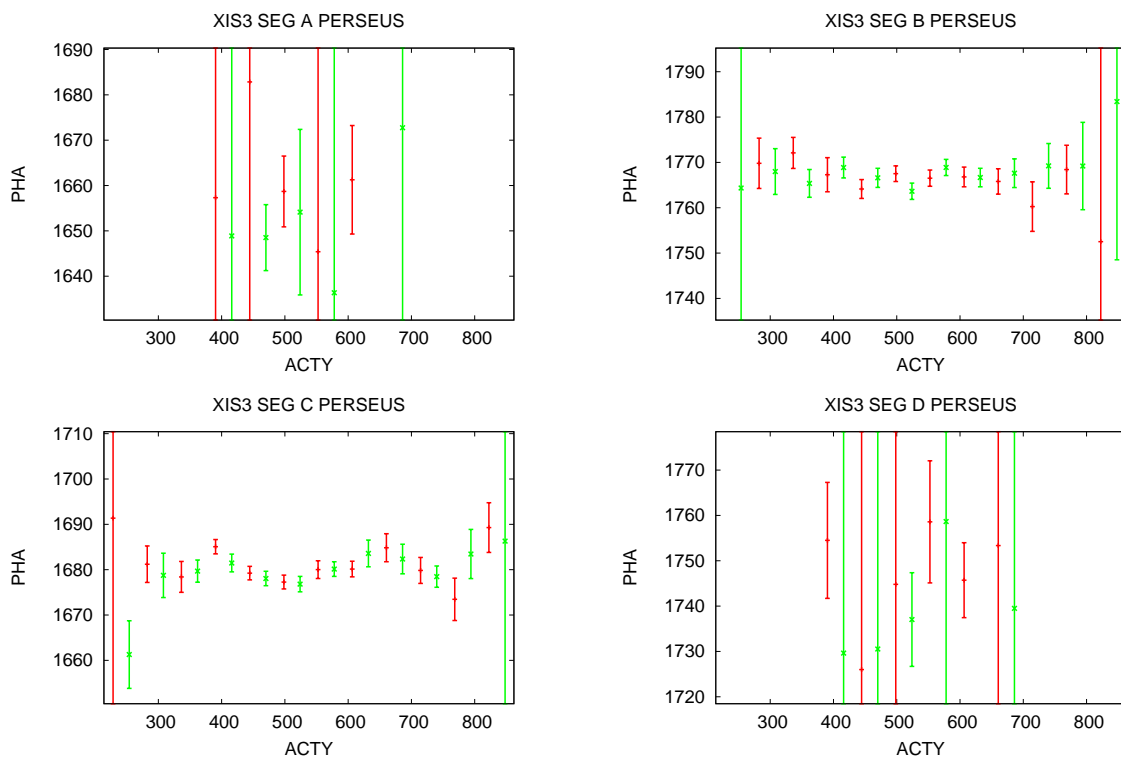


図 5.20: CTI 補正後の ACTY- PHA_{cor} 関係 (ペルセウス銀河団、XIS3)。

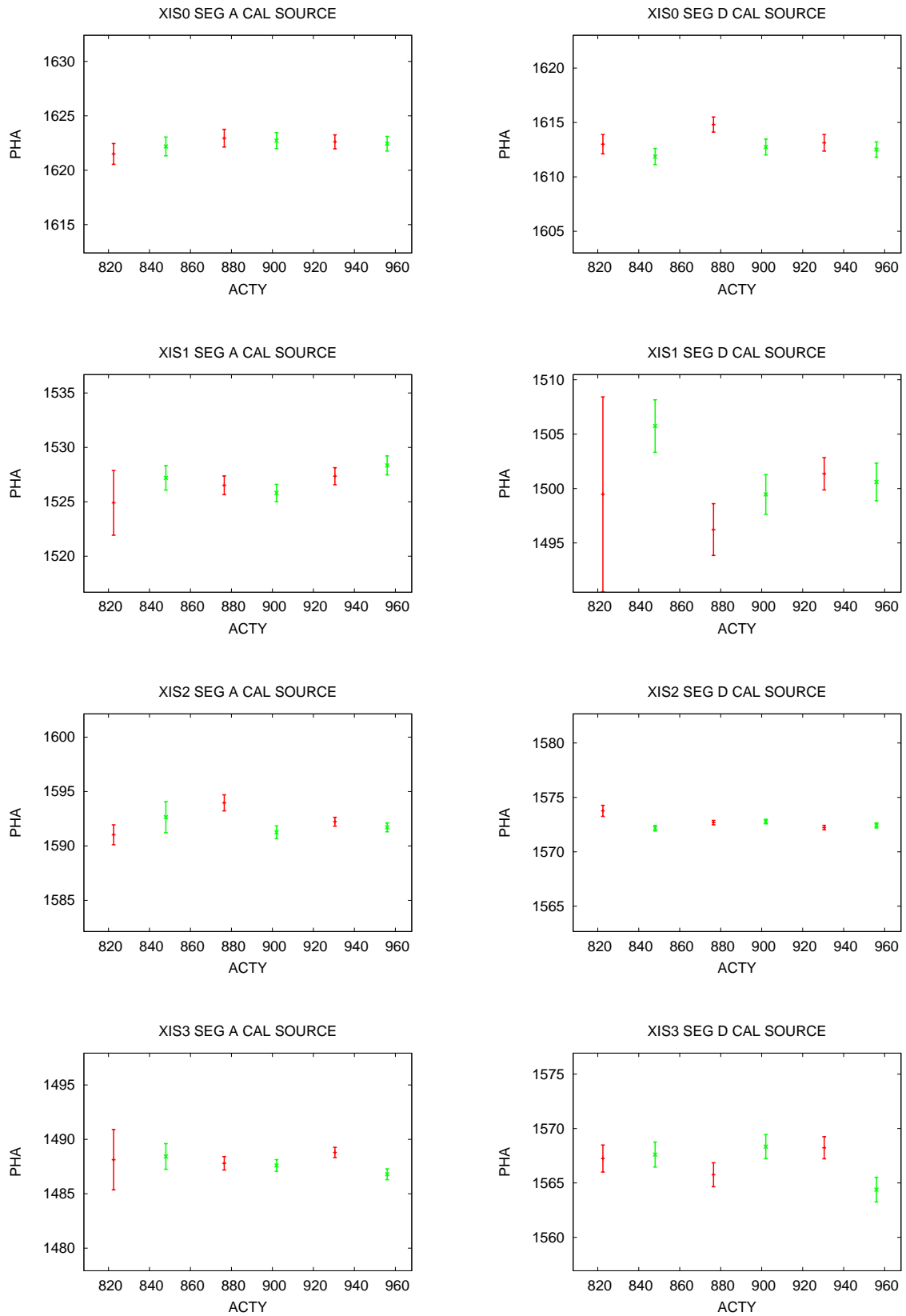


図 5.21: CTI 補正後の ACTY-PHA_{cor} 関係 (較正線源)。赤:CI 行に近い 27 行の MnI K α 輝線中心値。緑:CI 行に近い 27 行の MnI K α 輝線中心値。

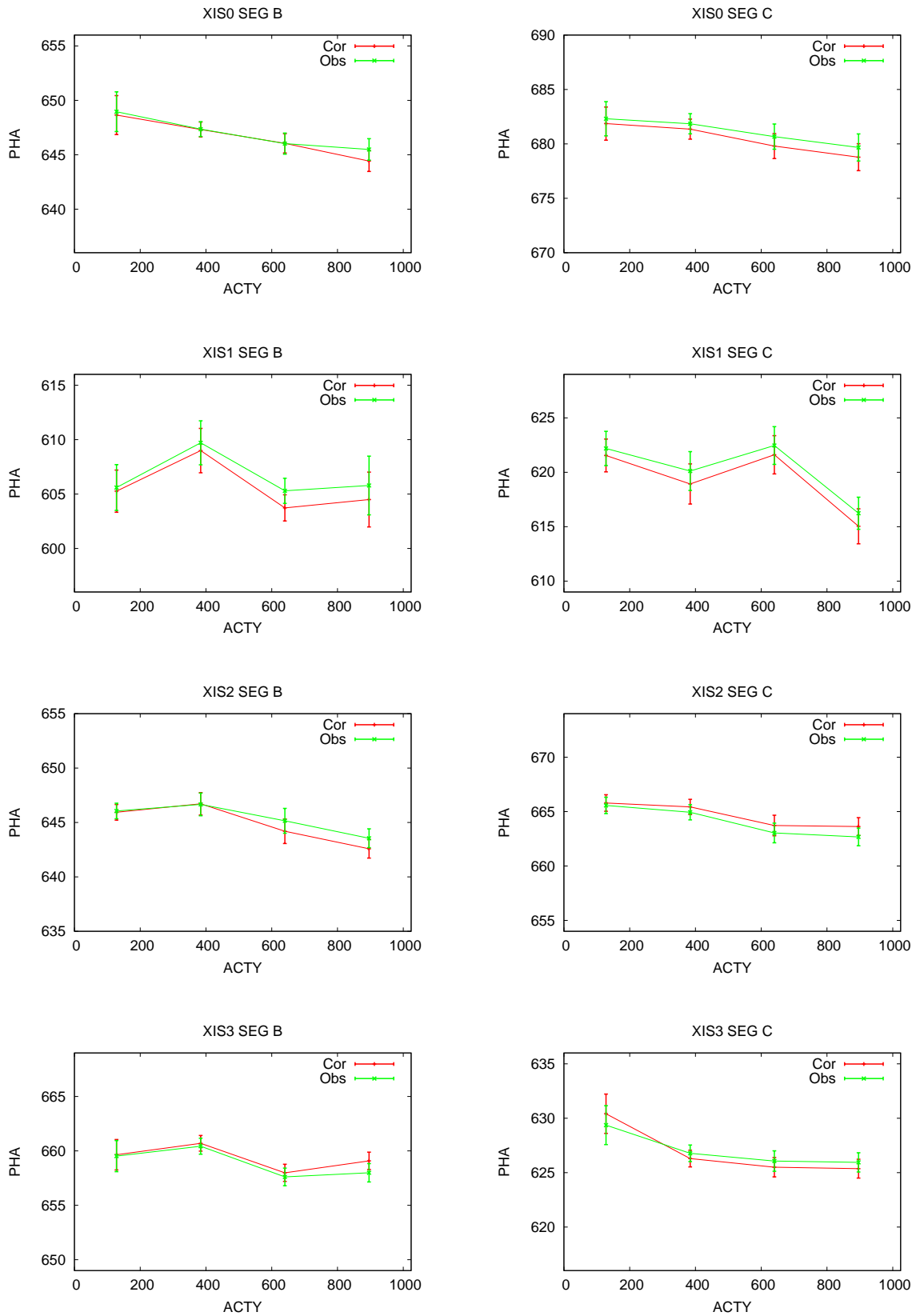


図 5.22: GC South 領域の SXV K α 輝線の ACTY-PHA 関係。赤が補正後。緑が補正前。

今後の課題を述べる。今回はっきりしなかった SCI 時の CTI の Q 依存性を明らかにする必要がある。また、それに関係するが、grade0(シングルピクセルイベント) のデータ以外の grade2346(マルチピクセルイベント) に対しても今回の SCI 時 CTI 補正法を適用しチェックする必要がある。マルチピクセルイベントは一つのピクセルに入る電荷量が少なくなるので、必然的に CTI の Q 依存性を適切に入れなければ、正しく CTI 補正をできない。今回は GC South 領域の grade0 イベントで CTI の Q 依存性を確認した上で、マルチピクセルイベントに補正法を適用する予定だった。統計不足で今回十分な確認ができなかったので、今後、より統計の高い較正線源等のマルチピクセルイベントに実際に補正を行うことを通じて、Q 依存性を確認していく。

また、今回の補正法により、各セグメントでの SCI ON 時の ACTY-PHA 依存性を無くすことはできるが、更にセグメント毎の相対ゲインを合わせ、全体の絶対ゲインを較正する作業が残っている。今回の補正法を確立した後、それらの作業も早急に行う必要がある。

謝辞

本修士論文の作成に際し、多くの方々から多大なるご支援をいただきましたことを心から感謝いたします。

小山勝二教授にはX線天文学のみならず、文章の書き方、論理的思考の仕方、効果的なプレゼンの方法、そして、研究者、科学者、更には社会人としての心構えに至るまで様々な助言、ご指導をいただきました。特に本修士論文での Sgr A East の解析ではミスの多い私の解析に時間をかけて非常に丁寧にご指導いただきました。心から感謝いたします。鶴剛助教授には本論文の添削、ご指導をしていただきました。また、本修士論文には書きませんでしたでしたが、修士1回で行った偏光X線検出実験の際には、実験・研究の基礎を教えてくださいました。松本浩典助手は、本修士論文のSCI時のCTI補正法について、迷走していた私と議論して、研究の方向性を明確にしてくださいました。PDの森英之さん、D3の中嶋大さん、D2の山口弘悦さんには、XISと「すざく」について、本当に多くのことを教えていただき、また、お忙しい中、本修士論文作成のための議論にも付き合ってくださいました。D2の乾達也さんには解析を始めた当初、解析ソフトの使い方やX線天文の基礎を教えてくださいました。本修士論文の序論にある美しい「すざく」の銀河中心イメージはD1の兵藤義明さんが作られたものです。M1の瀧川庸二郎君には修論作成のための雑用を山ほどお願いしてしまいました。

本論文のための解析が可能になったのは「すざく」チームの皆様のおかげです。

同期の上野君、小澤さん、水上君にも感謝。みんなも一緒にテンパっている様子を精神的支えに(?)なんとか修論完成に漕ぎ着けることができました。223号室の皆さんにも。修論提出直前、M2連中が壊れ気味でご迷惑おかけしました。

皆様本当にありがとうございました。

関連図書

- Aharonian, F., et al., 2004, *A&A*, 425, L17
 Aharonian, F., et al. 2006, *PRL*, 97
 Anders, E. & Greeves, N. 1989, *Geochimica et Cosmochimica Acta* 53,197
 Albert, J. 2006, *ApJ*, 638, L101
 Baganoff, F. K., et al. 2003, *ApJ*, 591, 891
 Borkowski, K. J., 2001, *ApJ*, 548, 820
 Churazov, E. et al., 2003, *Apj*, 590, 225
 Ekers, R. D., et al. 1983, *A&A*, 122, 143
 Gabriel, A. H. 1972, *MNRAS* 160, 99
 Ghez, A., M., 2005, *ApJ*, 620, 744
 Hyodo, Y, 2006, 修士論文, 京都大学
 ISAS/JAXA, 2006, Suzaku Technical Description
 Ishisaki, Y. 1997, 博士論文, 東京大学
 Jansky, K. G., 1933, *New York Times*
 Knhokholv, A., & Melia, F., 1996, *ApJ*, 457, L61
 Koyama, K., et al., 1989, *Nature*, 339, 603
 Koyama, K. 1992 「X線で探る宇宙」 培風館
 Koyama, K., et al.,1995, *Nature*, 378, 255
 Koyama, K., et al. , 1996, *PASJ*, 48, 249K
 Koyama, K., et al., 2003, *Chinese J. Astron. Astrophys.*, 3S, 297
 Koyama, K., et al., 2006, *PASJ*, 58
 Koyama, K. & Hyodo, Y. et al. 2006, *PASJ*, 58
 Koyama, K., & Inui, T. et al., *PASJ*, 58
 LaRosa, T. N. et al. 2000, *AJ*, 119, 207
 Maeda, Y., et al. 2002, *Apj*, 570, 671
 Mewe, R., et al. 1985, *A&AS*, 62,197
 Mezger, P., G., et al. 1989, *A&A*, 209, 337
 Mori, H., et al., 2005, *PASJ*, 57, 245
 Morris, M., et al., 2003, Proc. 'Galactic Center Workshop 2003'
 Munro, M. P., et al., 2003, *ApJ*, 589, 225
 Munro, M. P., et al. 2004, *ApJ*, 613, 1197
 Murakami, H., et al., 2001, *ApJ* 558, 687
 Nakajima, H., 2004, 修士論文, 京都大学
 Nakajima, H., 2007, 博士論文, 京都大学
 Nomoto, K., et al., 1997a, *Nucl. Phys. A*, 616, 79
 Nomoto, K., et al., 1997b, *Nucl. Phys. A*, 621, 467
 Park, S., et al. 2005, *ApJ*, 631, 964

- Pidington, J. H., & Minnet, H. C., 1951, *Aust. J. Sci. Res. A*, 4, 459
Porquet, D. et al., 2003, *A&A*, 407, L17
Porquet, D., 2001, *A&A*, 376, 1122
Pradhan, A. K., 1982, *ApJ*, 263, 477
Predehl, P., et al. 2003, *AN*, 324, 73P
Randall, K. S., et al., *ApJ*, 556, L91
Reid, M. J. 1993, *ARAA*, 31, 345
Ryter, Ch. E., 1996, *Astrophysics and Space Science*, 236, 285
Sakaki, M., et al., 2006, *Apj*, 642, 260
Sakano, M., et al., 2004, *MNRAS*, 350, 129
Senda, A., et al., 2005, *Proc. 'X-Ray and Radio Connections'*
Suzaku Help Desk, 2006, 「すざく」ファーストステップガイド
Tomida, H., et al., 1997, *PASJ*, 49, 405
Tsuchiya, K., et al. 2004, *ApJ*, 606, L115
Yamaguchi, H. 2005, 修士論文, 京都大学
Yamaguchi, H., et al. 2005, *Proc. 'The X-ray Universe 2005'*